

CORSO DI ASTRONOMIA

Nicolas Cretton



Programma di quarta FAM

Liceo Lugano 2, 2011-2012

Figura di copertina: Per celebrare il ventunesimo anniversario del telescopio spaziale Hubble, astronomi del Space Telescope Science Institute a Baltimore hanno scattato questa foto di un gruppo di galassie in interazione, chiamato Arp 273. Arp 273 si trova nella costellazione di Andromeda a una distanza di circa 300 milioni anni-luce dalla Terra. L'immagine mostra un debole ponte di materiale tra le due galassie separate da decine di migliaia di anni-luce. Questo ponte è il risultato dell'interazione gravitazionale tra le due galassie. La più grande delle galassie spirali, conosciuta come UGC 1810, ha il suo disco distorto dall'attrazione gravitazionale del compagno sotto, conosciuto come UGC 1813. Questo genere di interazioni può portare alla fusione totale delle due galassie ("merger") e sono un importante ingrediente nella formazione e nell'evoluzione delle galassie.

Credito: sovrapposizione di immagini prese nell'ultravioletto, il blu, e il rosso con la macchina fotografica WFC3 di Hubble; NASA, ESA, Hubble Heritage Team (STScI/AURA).

Indice

1	Introduzione	1
1.1	L'astronomia in quarta FAM	1
1.2	Perché l'astronomia?	1
1.3	Come trarre il massimo vantaggio da questo corso	3
1.4	Fonti	3
2	Galassie	5
2.1	Quando le galassie furono scoperte, non era chiaro dove si trovavano . .	7
2.2	Hubble dimostrò che le nebulose a spirale giacciono molto oltre la Via Lattea	8
2.3	Le galassie sono classificate secondo il loro aspetto	10
2.3.1	Galassie a spirale: luogo di nascita stellare	10
2.3.2	Galassie spirali con barre	11
2.3.3	Galassie ellittiche: da giganti a nane	13
2.3.4	Galassie irregolari: deformate e dinamiche	16
2.4	Come calcolare la distanza di remote galassie?	17
2.4.1	Candele standard: stelle variabili e supernovae del tipo Ia	18
2.4.2	La scala di distanze	19
2.5	La legge di Hubble	20
2.5.1	Redshift, distanza e la legge di Hubble	21
2.5.2	Definire con precisione la costante di Hubble	23
2.6	I quasar	24
2.6.1	La scoperta dei quasar	24
2.6.2	Indizi dai spettri	26
2.6.3	Quasar: grandi redshift, estreme distanze	28
2.6.4	I quasar sono i centri ultraluminosi di remote galassie	30
2.6.5	Galassie attive e buchi neri	31
2.6.6	Il limite di Eddington e la dimensione del buco nero	31
2.6.7	Misurare le masse di buchi neri nelle galassie	33
2.7	Le galassie si raggruppano in ammassi e super-ammassi	34
2.7.1	Ammassi di galassie: ricchi e poveri, regolari e irregolari	34
2.7.2	Super-ammassi: ammassi di ammassi di galassie	37
2.7.3	Vuoti cosmici e filamenti: la distribuzione degli super-ammassi .	38

2.8	Collisione di galassie	40
2.8.1	Collisione di galassie ad alta velocità	40
2.8.2	Forze di maree e fusione di galassie	41
2.8.3	Interazione di galassie e braccia spirali	42
2.9	La maggior parte della massa dell'universo è scura	43
2.9.1	La materia scura e le curve di rotazione	43
2.9.2	"Vedere" la materia scura con le lenti gravitazionali	44
2.9.3	La natura della materia scura	46
2.10	Le galassie si formano dalla fusione di oggetti più piccoli	46
2.10.1	Costruire galassie dal "basso verso l'alto"	47
2.10.2	Formare galassie spirali, lenticolari e ellittiche	48
2.11	Domande ed esercizi	50
2.12	Appendice: Cefeidi e supernova come indicatori di distanze	51
2.13	Appendice: Magnitudine apparente e assoluta	52
2.14	Appendice: Collisione di galassie	54
3	Cosmologia: L'origine e l'evoluzione dell'universo	55
3.1	L'oscurità del cielo notturno ci informa sulla natura dell'universo	56
3.1.1	Il paradosso di Olbers e l'universo statico di Newton	56
3.1.2	La rivoluzione di Einstein e il suo più grande "errore"	58
3.2	Il principio di equivalenza e la deflessione della luce	60
3.2.1	Il principio di equivalenza	60
3.2.2	Luce e ascensore: vista dall'interno	62
3.2.3	Luce e ascensore: vista dall'esterno	62
3.2.4	La visione globale	63
3.2.5	Conclusione	63
3.3	L'universo si espande	64
3.3.1	La legge di Hubble e l'espansione dell'universo	64
3.3.2	Il redshift di galassie distanti non è dovuto all'effetto Doppler	67
3.3.3	Redshift cosmologico e lookback time	68
3.3.4	Il principio cosmologico	69
3.4	L'universo in espansione emerge da un cataclisma chiamato Big Bang	70
3.4.1	Stimare l'età dell'universo	70
3.4.2	Il nostro universo osservabile e il cielo buio di notte	71
3.5	La radiazione micro-onda come prova di un Big Bang caldo	73
3.5.1	Un Big Bang caldo e il fondo cosmico a microonde	74
3.5.2	Uno sguardo dettagliato alla radiazione cosmica di fondo	76
3.6	L'universo era un plasma caldo e opaco per 380'000 anni	78
3.6.1	Radiazione e materia nell'universo	78
3.6.2	Quando la radiazione dominava la materia	80
3.6.3	Quando si formarono i primi atomi	82
3.6.4	Irregolarità nell'universo primordiale e formazione delle galassie	83
3.7	La forma dell'universo indica il suo contenuto in materia e in energia	85
3.7.1	La curvatura dell'universo	85

3.7.2	Misurare la curvatura cosmica	88
3.7.3	Energia oscura	90
3.8	Le osservazioni di supernovae distanti rivelano che l'universo è accelerato	91
3.8.1	Modellare la storia dell'espansione dell'universo	91
3.8.2	Misurare l'espansione antica con le supernovae di tipo Ia	92
3.8.3	Espansione cosmica: da un rallentamento ad un'accelerazione	96
3.9	Onde sonore primordiali aiutano a scoprire il carattere dell'universo	97
3.9.1	Onde sonore nell'universo primitivo	97
3.10	Domande ed esercizi	100
3.10.1	Appendice: variazione di tempo e di lunghezze nella relatività ristretta	103
3.10.2	Appendice: Leggende metropolitane sull'espansione dell'universo	105
4	Esplorare l'universo primordiale	107
4.1	L'universo appena nato ha subito un breve periodo di vigorosa espansione	108
4.1.1	Il problema dell'isotropia: perché il fondo a micro-onde è così uniforme?	109
4.1.2	Il problema della piattezza: perché $\Omega_0 = 1$?	110
4.1.3	Risolvere i problemi: il modello con inflazione	111
4.2	L'inflazione è uno dei diversi cambiamenti profondi dell'universo iniziale	113
4.2.1	Le forze fondamentali della natura	113
4.2.2	Teorie unificate delle forze fondamentali	115
4.2.3	Le forze fondamentali nell'universo primitivo	117
4.2.4	Disaccordo miscidiali tra Lambda e la densità del vuoto	118
4.3	Durante l'inflazione tutta la massa e l'energia nell'universo scattò dal vuoto	118
4.3.1	Meccanica quantistica e il principio di incertezza di Heisenberg	118
4.3.2	Creazione spontanea di materia e antimateria	120
4.3.3	Coppie virtuali	121
4.4	Mentre l'universo primordiale si espande e si raffredda	123
4.4.1	Dal confinamento dei quark, all'annichilamento particelle-anti-particelle.	124
4.5	Elio e neutrini: relitti della palla di fuoco primordiale	125
4.5.1	Creazione dei primi nuclei	126
4.5.2	Il sottofondo di neutrini e antineutrini	127
4.6	Fluttuazioni di densità dell'universo primordiali	128
4.6.1	Fluttuazioni di densità e la lunghezza di Jeans	128
4.6.2	Stelle di popolazione III: la generazione "zero"	130
4.6.3	Formare la struttura a grande scala	132
4.6.4	Che cosa rivelano le strutture a grande scala	135
4.6.5	Appendice: Derivazione della lunghezza di Jeans	137
4.7	Domande ed esercizi	143
5	Epilogo	147

INDICE

1

6 Referenze

149

Capitolo 1

Introduzione

1.1 L'astronomia in quarta FAM

Con questo corso rivolto all'ultimo anno dell'opzione scientifica (FAM) del liceo, vorrei introdurre alcuni temi di astronomia sfruttando concetti matematici più avanzati.

L'idea di scrivere un tale corso di fisica mi è venuta facendo tre riflessioni. La prima: la maggior parte (se non la totalità) dei temi di fisica del liceo sono inclusi nello studio dell'astronomia. La seconda: l'astronomia è un ramo della fisica molto affascinante che di solito richiama l'interesse della gente e degli studenti in particolare. L'astronomia cerca di rispondere a molte domande fondamentali sul nostro universo (vedi il prossimo paragrafo). Allora perché non sfruttare quest'interesse naturale per avvicinare gli studenti ai concetti (a volte difficili) della fisica? La terza: l'astronomia è uno dei possibili temi del programma FAM, come stabilito nel piano cantonale degli studi liceali.

1.2 Perché l'astronomia?

Questo paragrafo è tradotto dall'inglese. Il testo originale è stato scritto da Sandra Faber, professoressa di astronomia all'università di California, Santa Cruz e astronoma all'osservatorio Lick.

Cominciando a studiare l'astronomia, ci si potrebbe chiedere "Perché studiare questo tema? A cosa serve alla gente in generale e a me in particolare?" È vero che l'astronomia non offre gli stessi benefici pratici delle altre scienze, allora perché è importante per la mia vita?

Al livello più fondamentale, penso all'astronomia come alla scienza che fornisce il background ultimo della storia umana. La storia registrata risale a 3000 anni. Per la conoscenza di tempi anteriori, consultiamo archeologi e antropologi. Per l'inizio della storia umana, ci aiutano i paleontologi, i biologi e i geologi che si occupano dell'evoluzione della vita e del nostro pianeta. Complessivamente risaliamo così a circa 5 miliardi di anni. L'astronomia ci insegna dei tempi antecedenti, dei circa 10 miliardi di anni durante i quali il Sole, il sistema solare, la Via Lattea si sono formati. L'astronomia quindi fa parte della visione storica di una persona con una buona cultura.

L'astronomia mette alla prova le nostre credenze e ci costringe a mettere ordine nel nostro pensiero filosofico. Per esempio la Bibbia ci racconta che il mondo e tutto ciò che esso contiene è stato creato in sei giorni da Dio. Gli antichi egizi credevano che la Terra fosse sorta spontaneamente dalle acque infinite dell'universo eterno, chiamato Nun.

Le leggende dell'Alaska tramandano che il mondo è stato creato dall'immaginazione cosciente di un dio chiamato Padre Raven.

L'astronomia moderna, appoggiata dalla fisica e dalle osservazioni ci offre una spiegazione diversa. Gli astronomi pensano che il Sole si sia formato circa 5 miliardi di anni fa con il collasso gravitazionale di una densa nube di gas interstellare e di polvere. Contemporaneamente e lungo un arco di tempo di parecchie centinaia di migliaia di anni, i pianeti si sono condensati all'interno della nebulosa solare in movimento circolare. Gli astronomi hanno veramente visto giovani stelle formarsi in questo modo.

La vera questione a questo punto è quella di porsi la domanda di come possiamo ricavare informazioni sulla natura del mondo fisico – se con la rivelazione e l'intuizione o con la logica e l'osservazione. Dove la scienza si ferma e la fede comincia è una domanda spinosa per chiunque, particolarmente per astronomi – e gli studenti di astronomia.

L'astronomia coltiva il nostro senso del tempo e dell'evoluzione cosmica. Data l'arco di tempo breve della vita umana, è molto facile dimenticarsi che l'universo è un luogo dinamico. Quest'idea implica fragilità – se qualcosa può cambiare, potrebbe anche scomparire del tutto un giorno. Infatti, in circa cinque miliardi di anni, il Sole si gonfierà e la sua luminosità aumenterà fino a 1000 volte il suo valore attuale, incenerendo la Terra nel processo. Questo evento è abbastanza lontano nel futuro per far sì che né tu né io dobbiamo sentire una qualsiasi responsabilità personale per prepararsi a questa sfida. Altre catastrofi cosmiche accadranno inevitabilmente prima di allora. La Terra sarà colpita da un pezzo piuttosto grande di detrito spaziale – i crateri mostrano che questo succede ogni milione di anni più o meno. Enormi eruzioni vulcaniche sono accadute nel passato ed accadranno certamente di nuovo. Un'altra Era Glaciale è praticamente sicuro che inizi entro i prossimi 20'000 anni, a meno che prima ci pensi l'uomo, riscaldando la Terra con la combustione di troppi carburanti fossili.

Nozioni comuni come l'ineluttabilità del progresso umano, il desiderio di crescita economica illimitata e la capacità della Terra a sostenere la sua popolazione umana sono tutti basati su un'esperienza limitata e non saranno probabilmente più valide sul lungo termine. Di conseguenza, dobbiamo ripensare a chi siamo come specie e a ciò che deve essere la nostra giusta attività sulla Terra. Questi problemi nel lungo termine coinvolgono l'intera razza umana e sono vitali alla nostra sopravvivenza e al nostro benessere. L'astronomia è essenziale nello sviluppare una prospettiva sull'esistenza umana e sulla sua relazione al cosmo.

Molti astronomi credono che il concetto ultimo di "casa" per la razza umana sia il nostro universo. Sembra sempre più probabile che molti altri universi esistano, con la stragrande maggioranza incapace di accogliere la vita intelligente come la conosciamo. Il parallelo con la Terra colpisce. Fra i pianeti del sistema solare, solo la Terra può sostenere la vita umana. Fra il gran numero di pianeti della nostra galassia, solo una piccola frazione potrebbe essere chiamata "casa". La frazione di universi ospitali è probabilmente ancora più piccola. Sembra dunque che il nostro universo sia l'ultimo "a casa", un santuario in un vasto mare di universi inospitali.

Ho iniziato questo saggio parlando della storia e ho finito con questioni che sconfnano con l'etico e il religioso. L'astronomia è così: una versione moderna della Genesi

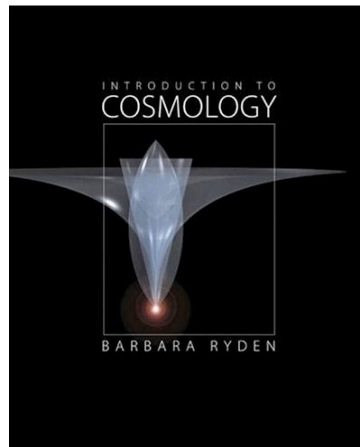
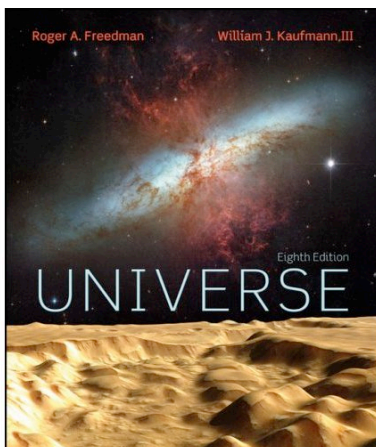
– e anche dell’Apocalisse. Spero che durante questo corso potrai prendere il tempo di contemplare le implicazioni più larghe di ciò che tu stai studiando. È una delle rare opportunità nella vita per pensare a chi siamo e dove tu e la razza umana state andando. Non mancarla.

1.3 Come trarre il massimo vantaggio da questo corso

- **Leggere prima delle lezioni.** Trarrete maggior profitto da questo corso se leggerete ogni capitolo *prima* di ascoltare le lezioni sui soggetti trattati nel capitolo. In questo modo tanti concetti saranno chiari nella vostra mente e capirete le lezioni meglio. Potrete poi passare più tempo sulle idee più complesse presentate nel corso.
- **Fare gli esercizi.** Alla fine di ogni capitolo troverete una lista di esercizi, alcuni di questi non risolti in classe. Provando questi nuovi esercizi a casa, potrete testare la vostra comprensione della materia.
- **Lavorare a gruppi con i vostri compagni.** Tanti studenti trovano utile lavorare insieme ad altri compagni e formare gruppi di studio. Ma attenzione a non trascurare il lavoro individuale sugli esercizi. Il docente è a vostra disposizione per chiarire alcuni concetti durante la prossima lezione.
- **Internet.** Ci sono tanti programmi e risorse su internet per l’astronomia. Alla fine del corso troverete una lista di siti interessanti.
- **Biblioteca.** La nostra biblioteca include vari libri di astronomia.

1.4 Fonti

La maggior parte di questo corso è tratto da “Universe”, Freedman & Kaufmann. Alcuni paragrafi provengono da “Introduction to cosmology”, Barbara Ryden e da “Capire l’universo: L’affascinante avventura della cosmologia”, Corrado Lamberti. Il primo e il terzo libro si trovano nella nostra biblioteca.



Capitolo 2

Galassie

Studiando questo capitolo, imparerete

1. Come gli astronomi hanno osservato altre galassie per la prima volta.
2. Come gli astronomi hanno stabilito la distanza di altre galassie.
3. I tipi principali di galassie.
4. Quali tecniche usano gli astronomi per misurare le distanze di remote galassie.
5. Come gli spettri di distanti galassie ci insegna che l'universo è in espansione.
6. Come le galassie sono raggruppate in ammassi e strutture più grandi.
7. Che cosa succede quando le galassie entrano in collisione.
8. Quali osservazioni indicano la presenza di materia oscura nelle galassie.
9. Come le galassie si formano e evolvono.

UN secolo fa la maggior parte degli astronomi pensavano che l'intero universo era solo di alcuni migliaia di anni-luce in diametro e che niente si trovava oltre la nostra galassia, la Via Lattea. Una delle più importanti scoperte del ventesimo secolo era che questa visione era completamente sbagliata. Adesso sappiamo che la Via Lattea è solo una delle miliardi di galassie sparsi miliardi di anni-luce. La figura 2.1 mostra due galassie, chiamata con il loro banale numero di catalogo (NGC 1531 e NGC 1532) che non da nessun indicazione della loro bellezza.

Alcune galassie sono a spirale come NGC 1532 o la Via Lattea, con braccia spirali a forma di arco che sono siti attivi di formazione stellare. (Le strisce brillanti e rose in NGC 1532 sono regioni HII, nuvole di idrogeno ionizzato dalla radiazione ultravioletta proveniente dalle giovani stelle massicce appena nate.) Altre galassie, come NGC 1531 sono ellittici agglomerati di stelle senza particolarità, virtualmente senza gas interstellare e polvere. Alcune galassie sono un centesimo della dimensione e diecimila volta meno la massa della Via Lattea. Altre sono giganti con 5 volta la dimensione e 50 volta la massa della Via Lattea. Circa solo 10% della massa di una galassia tipica emette della

radiazione di ogni genere; il resto della massa è composto da una misteriosa materia scura.

Come la maggior parte delle stelle si trovano in galassie, la maggior parte delle galassie si trovano in gruppi e ammassi. Questi ammassi si striano attraverso l'universo, formando enormi "motivi di pizzo". Notevolmente, gli distanti ammassi di galassie si allontanano da noi; maggior è la distanza, maggiore è la velocità con la quale si allontanano. Questa relazione tra distanza e velocità di distanziamento, chiamata "legge di Hubble", svela che il nostro immenso universo si espande. Nei capitoli 3 e 4 impareremo che cosa questo implica a proposito del passato remoto e il distante futuro delle galassie.

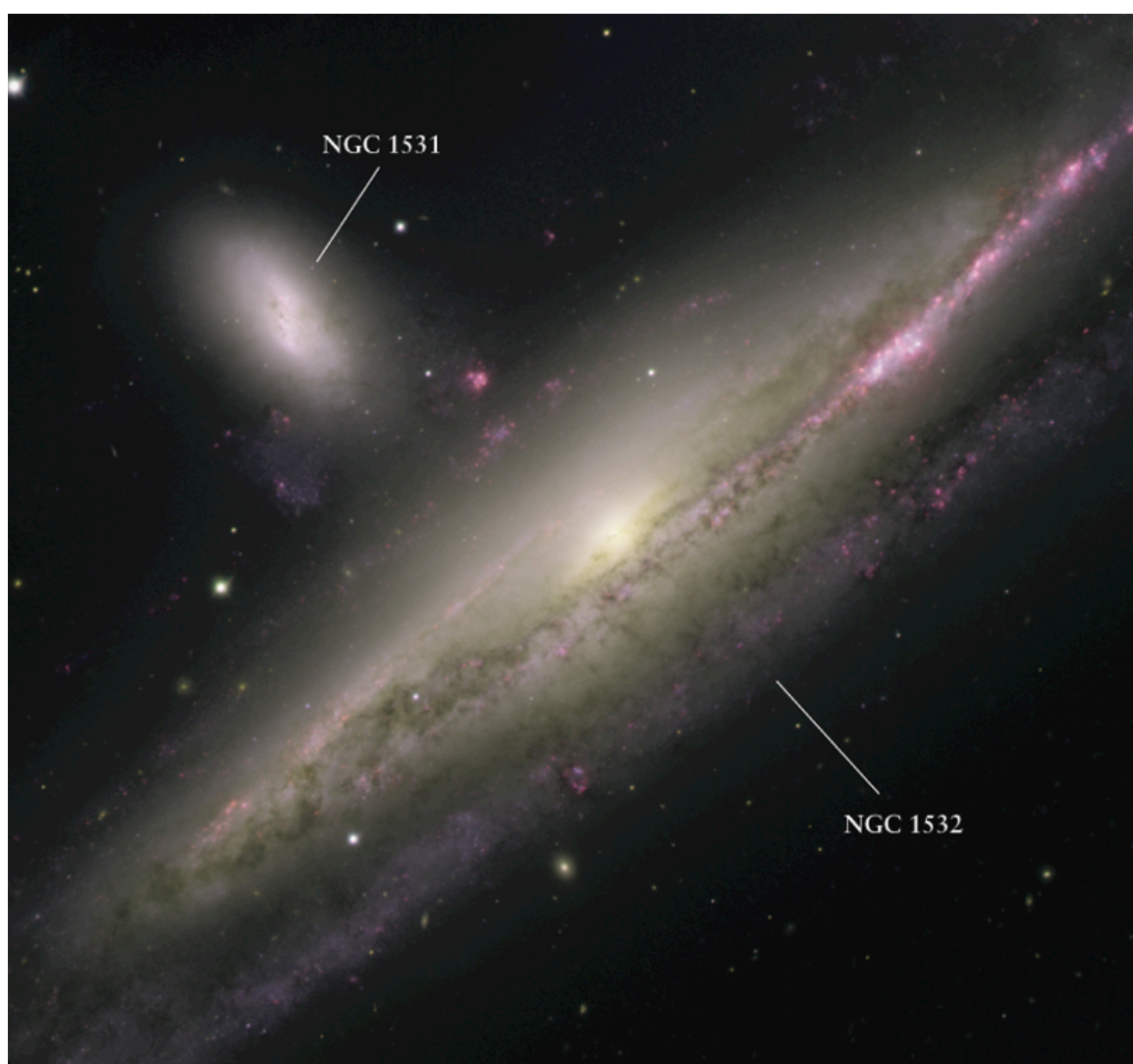


FIGURA 2.1— Le due galassie NGC 1531 e NGC 1532 sono così vicine che esercitano intense forze gravitazionali una sull'altra. Entrambi galassie sono alla distanza di 17 milioni di pc (55 milioni di anni-luce) da noi nella costellazione Eridanus. (Credito: Gemini Observatory/ Travis Rector, University of Alaska, Anchorage)

2.1 Quando le galassie furono scoperte, non era chiaro dove si trovavano

Già nel 1755 il filosofo tedesco Immanuel Kant suggerì che vasti collezioni di stelle stavano oltre i confini della Via Lattea. Meno di un secolo dopo un astronomo irlandese osservò la struttura di alcune di questi isole-universi che Kant proponeva.

William Parsons, il terzo conte di Rosse, era un ricco astronomo amatore che usò la sua fortuna per costruire immensi telescopi. Il suo pezzo forte, compiuto nel febbraio 1845, aveva uno specchio di 1.8 metri di diametro (figura 2.2). Lo specchio era montato alla fine di un tubo lungo di 18 metri controllato da cavi, cinghie, carrucole e gru. (figura 2.2a). Per molti anni, questo trionfo della tecnologia del novecento era il più grande telescopio del mondo.

Con questo nuovo telescopio, Rosse esaminò molto delle nebulose che erano state scoperte da William Herschel. Egli osservò che alcune di queste nebulose hanno una distinta struttura a spirale. Uno dei migliori esempi è M51, anche chiamata NGC 5194. (Le designazioni di galassie o nebulose con "M" vengono da un catalogo compilato dall'astronomo francese Charles Messier tra il 1758 e il 1782. Le designazioni con "NGC" vengono dal più completo catalogo "New General Catalog" di galassie e nebulose pubblicato nel 1888 da J. L. E. Dreyer, un astronomo danese che visse e lavorò in Irlanda.)



FIGURA 2.2— (a) Il "leviatano" di Parson (b) M51 vista con il "leviatano"

Senza macchina fotografica Lord Rosse doveva fare disegni di quello che vedeva. La figura 2.2b mostra un disegno di M51, che assomiglia abbastanza alle fotografie moderne (figura 2.3). Tali visioni ispirarono Lord Rosse a fare eco alla proposta di Kant che queste nebulose siano veramente "isole-universi".

Molti astronomi del 900 non erano d'accordo con questa visione di "isole-universi". Un considerevole numero di nebulose sono infatti sparso la Via Lattea. Sembrava quindi ragionevole che le "nebulose a spirale", anche se diversi in forma da altre nebulose, potevano essere anche componenti della nostra Galassia. L'astronomia aveva disperatamente bisogno di una misura definitiva della distanza di queste nebulose a spirale. Tali misure diventarono il primo grande successo di un giovane uomo che studiava astronomia al Yerkes Observatory, vicino a Chicago. Il suo nome era Edwin Hubble.



FIGURA 2.3— Una visione moderna della galassia M51 (NGC 5194) con il suo compagno NGC 5195 (Credito: NASA/ESA, HST)

2.2 Hubble dimostrò che le nebulose a spirale giacciono molto oltre la Via Lattea

Dopo aver finito i suoi studi Edwin Hubble iniziò a lavorare all'osservatorio del Monte Wilson in Pasadena, California. Il 6 ottobre 1923 prese una fotografia storica della nebulosa "Andromeda", una delle nebulose a spirale che faceva parte della controversia sulle distanze (figure 2.4 e 2.5).

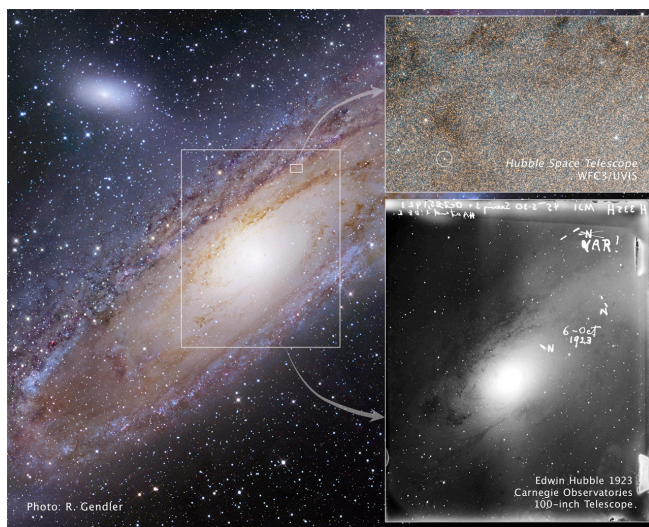


FIGURA 2.4— La galassia Andromeda M31 (NGC 224) e i suoi piccoli compagni M32 (NGC 221) al centro a destra e M110 (NGC 205) in alto a sinistra. (Credito: B. Schoening, V. Harvey)

FIGURA 2.5— Vista della famosa stella pulsante pre- (NGC 224) con 90 anni di differenza e un ritratto di M31 (Credito: NASA, ESA, and the Hubble Heritage Team, STScI/AURA)

Hubble esaminò con attenzione la sua fotografia e scoprì una stella che pensasse all'inizio fosse una nova. Riferendosi a fotografie precedenti di questa regione di M31, egli si rese conto presto che si trattava invece di una stella variabile, del tipo Cefeide. Hubble scoprì in seguito altre cefeidi in M31. Le cefeidi aiutano gli astronomi a

misurare le distanze: si comincia per misurare la variazione di luminosità apparente della stella, che permette di misurare il periodo e la luminosità media. Per le cefeidi, esiste una relazione tra il periodo di pulsazione e la luminosità intrinseca della stella. Gli astronomi possono solo misurare la luminosità *apparente* di una stella, che diminuisce con la sua distanza, mentre è molto difficile misurare la luminosità *vera* di una stella. Invece misurare il periodo di pulsazione è relativamente facile. La relazione periodo–luminosità (figura 2.6) permette di dedurre la vera luminosità della cefeide. Gli astronomi devono anche misurare lo spettro della stella per determinare se la cefeide è di ricca in metalli (tipo I) o povera in metalli (tipo II) perché questi due tipi hanno due relazione periodo–luminosità diversi.

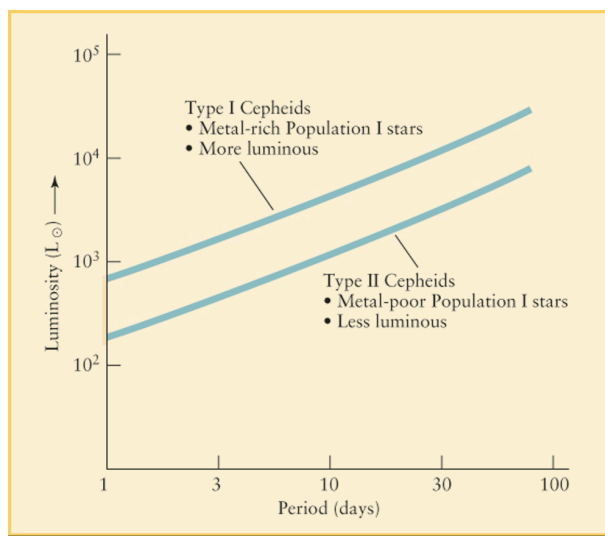


FIGURA 2.6— Relazione periodo–luminosità per le cefeidi. Maggiore è la luminosità media della variabile cefeide, più lungo sarà il suo periodo di oscillazione. Notate che ci sono infatti due distinte relazioni periodo–luminosità, una per il tipo I di cefeidi e una per le cefeidi di tipo II meno luminose.

Conoscendo entrambi la luminosità apparente e intrinseca, si può calcolare la distanza della stella (vedi Box 24-1 nell'appendice). Le stelle cefeidi sono intrinsecamente molto luminose, con luminosità medie che possono superare $10^4 L_{\odot}$. Hubble si rese conto che per fare apparire debole sulle sue fotografie della nebulosa Andromeda, queste stelle molto luminose dovevano essere estremamente lontane. I calcoli usando dati moderni svelano che Andromeda si trova a 750 kpc (2.5 milioni di anni-luce) dalla Terra. Basato sulla sua dimensione angolare, M31 ha un diametro di 70 kpc, più grande del diametro della nostra galassia Via Lattea !

Questi risultati dimostrano che la nebulosa Andromeda è infatti un enorme sistema stellare, ben oltre i confini della Via Lattea. Oggi questo sistema giustamente chiamato la galassia Andromeda. (In buone condizioni di osservazioni, potete vedere le parti centrali e brillanti di questa galassia a occhio nudo. Se potreste vedere l'intera galassia Andromeda, coprirebbe un'area del cielo circa 5 volte più grande della Luna piena.) Le galassie sono così lontane che la loro distanza da noi è abitualmente data in milioni di parsec, o megaparsec (Mpc): $1 \text{ Mpc} = 10^6 \text{ pc}$. Per esempio la distanza della galassia all'inizio di questo capitolo è di 17 Mpc. Edwin Hubble ha risolto la controversia sulle

distanze. L'universo fu riconosciuto come molto più grande e popolato di oggi molto più grandi che nessun aveva mai seriamente immaginato. Hubble aveva scoperta il regno delle galassie.

2.3 Le galassie sono classificate secondo il loro aspetto

Milioni di galassie sono visibili su ogni parte non oscurata del cielo. Malgrado che tutte le galassie siano composte di grandi numeri di stelle, mostrano una varietà di forme e dimensioni.

Hubble classificò le galassie in quattro larghe categorie basate sul loro aspetto. Queste categorie formano la base della **classificazione di Hubble**, uno schema che è ancora usato oggi. Le quattro classi sono le spirali (S), le spirali con barra (SB), le ellittiche (E) e le irregolari (Irr). La tavola sotto riassume alcune proprietà chiave di ogni classe. Questi diversi tipi di galassie sono diversi non solo in forma, ma anche per i processi che avvengono nel loro interno.

Table 24-1 Some Properties of Galaxies

	Spiral (S) and barred spiral (SB) galaxies	Elliptical galaxies (E)	Irregular galaxies (Irr)
Mass ($M_{\odot}$)	10^9 to 4×10^{11}	10^5 to 10^{13}	10^8 to 3×10^{10}
Luminosity ($L_{\odot}$)	10^8 to 2×10^{10}	3×10^5 to 10^{11}	10^7 to 10^9
Diameter (kpc)	5 to 250	1 to 200	1 to 10
Stellar populations	Spiral arms: young Population I Nucleus and throughout disk: Population II and old Population I	Population II and old Population I	mostly Population I
Percentage of observed galaxies	77%	20% ^a	3%

^aThis percentage does not include dwarf elliptical galaxies that are as yet too dim and distant to detect. Hence, the actual percentage of galaxies that are ellipticals may be higher than shown here.

2.3.1 Galassie a spirale: luogo di nascita stellare

M51 e M31 sono esempi di **galassie a spirale**. La figura 2.7 mostra che le galassie a spirale sono caratterizzate da strisce ad arco di stelle, come nella nostra Via Lattea. Le braccia spirali contengono giovane stelle blu e caldissime e regioni HII che indicano una formazione stellare in corso. In più Hubble ha classificato le galassie spirali secondo la struttura dei loro braccia spirali e della dimensione relativa del "bulge" centrale.

Spirali con lisci e larghi braccia spirali e un grosso bulge centrale sono chiamati galassie Sa (figura 2.7a); quelle con braccia spirali moderatamente ben definiti e un bulge moderato, come M31 e M51, sono galassie Sb (figura 2.7b); e le galassie con stretti e ben definiti braccia spirali e un piccolo bulge centrale sono chiamate Sc (figura 2.7c).

La differenza tra le galassie Sa, Sb e Sc può legato alle quantità relative di gas e polvere che contengono. Le osservazioni con telescopi infrarossi (che misurano le emissioni di polvere interstellare) e i telescopi radio (che misurano le radiazioni dal gas interstellare come l'idrogeno e il monossido di Carbonio) mostrano che 4% della massa di una galassia Sa è sotto forma di gas e polvere. Questa percentuale è 8% per le galassie Sb e 25% per le galassie Sc.

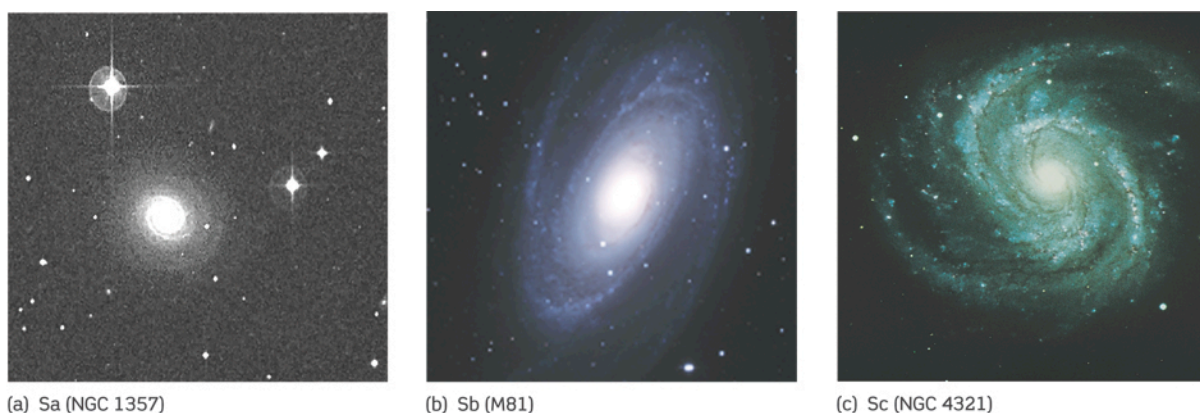


FIGURA 2.7— Galassie spirali. Edwin Hubble classificò le galassie spirali secondo la struttura dei loro braccia spirali e la dimensione relativa del loro bulge centrali. (Credito: (a) STScI Digital Sky Survey, (b) N.A. Sharp/AURA/NOAO/NSF, (c) Anglo–Australian Observatory)

Gas interstellare e polvere sono il materiale a partire dal quale nuove stelle si formano, quindi una galassia Sc ha una maggiore frazione della sua massa coinvolta nella formazione stellare che una galassia Sb o una Sa. Pertanto una galassia Sc possiede un grande disco (dove accade la formazione stellare) e un piccolo bulge (dove c'è poco o niente formazione stellare). Una galassia Sa, che ha relativamente poco gas e polvere, possiede un grande bulge centrale e solo un piccolo disco che forma nuove stelle.

2.3.2 Galassie spirali con barre

Nelle **galassie spirali con barre**, come quelle mostrate nella figura 2.9, le braccia spirali originano dalle estremità di una regione a forma di barra che attraversa il nucleo della galassia, invece dal nucleo stesso. Come per le spirali ordinarie Hubble divide le spirali barrate secondo la dimensione relative del loro bulge centrale e le caratteristiche delle loro braccia spirali. Una SBa ha un grande bulge e sottili braccia strettamente arrotolati (figura 2.9a). Nello stesso modo, una galassia SBb è una spirale barrata con un bulge centrale moderato e moderatamente arrotolati braccia spirali (figura 2.9b), mentre una galassia SBc possiede braccia spirali "grumosi" e poco arrotolati con un piccolo bulge centrale (figura 2.9c). Come per le galassie spirali ordinarie le differenze tra le galassie SBa, SBb e SBc possono essere legate alla quantità di gas e polvere nella galassia.

Le barre sembrano formarsi naturalmente in tante galassie spirali. Questa conclusione deriva dalle simulazioni al computer di galassie, che calcolano le forze gravitazionali e le traiettorie di milioni di "stelle" simulate. Durante l'orbita di queste "stelle" una struttura a forma di barra si forma nella maggior parte dei casi. Infatti il numero di galassie barrate supera il numero di galassie senza barra da un fattore due. Abbiamo le prove che anche la nostra Via Lattea sia una galassia con barra (figura 2.8).

Perché non tutte le spirali possiedano una barra? Secondi i calcoli di J. Ostriker e P.J.E. Peebles dell'università di Princeton, una barra non si sviluppa se la galassia è circondata da un alone sufficientemente massiccio di *matteria scura*. Vedremo nel paragrafo ?? perché gli astronomi pensano che esiste questa misteriosa *matteria scura* nelle

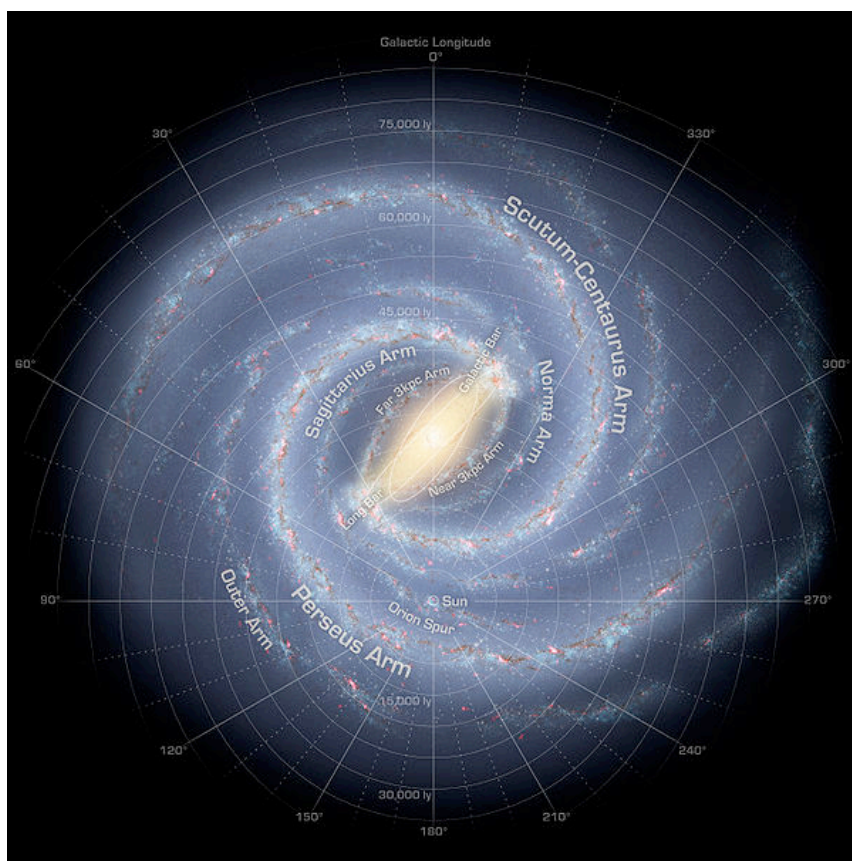


FIGURA 2.8— Una rappresentazione artistica di come probabilmente appaia la nostra galassia Via Lattea per un osservatore esterno. La posizione del Sole (e del sistema solare) è indicata. La barra centrale è quasi alienata con la nostra linea di vista.

galassie spirali e nell'universo in generale. La differenza tra galassie con o senza barre potrebbe quindi essere dovuto alla quantità di materia scura che possiede la galassia.

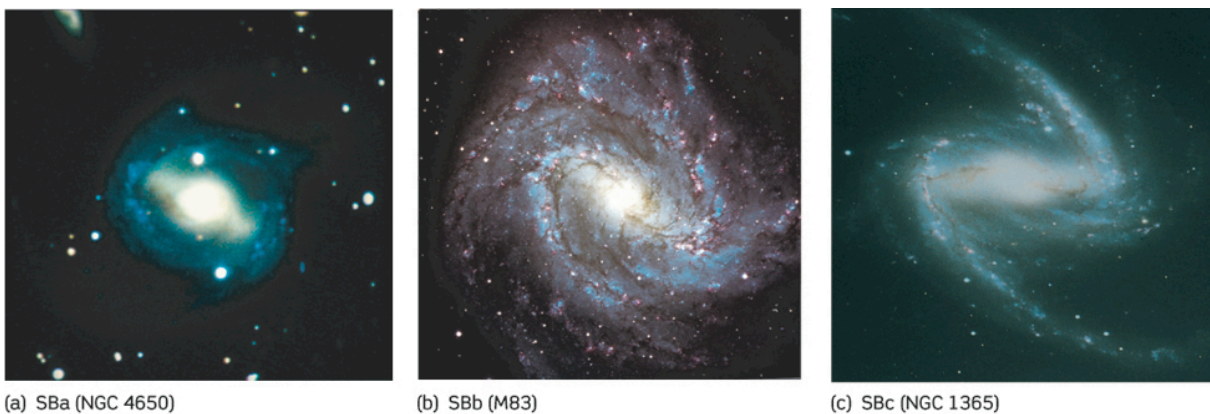


FIGURA 2.9— Galassie spirali barrate. Come per le galassie spirali, Hubble usò criteri morfologici per la sua classificazione. (Credito: (a) AURA/NOAO/NSF, (b,c) AngloAustralian Observatory)

2.3.3 Galassie ellittiche: da giganti a nane

Le **galassie ellittiche**, chiamate così per causa della loro forma distintamente ellittica, non hanno braccia spirali. Hubble divise queste galassie secondo il loro aspetto, più rotondo o più ellittico. Le galassie di aspetto più circolari sono chiamate E0 e le più appiattite E7. Le galassie ellittiche con schiacciamento intermedio sono classificate tra questi due estremi (figura 2.10).

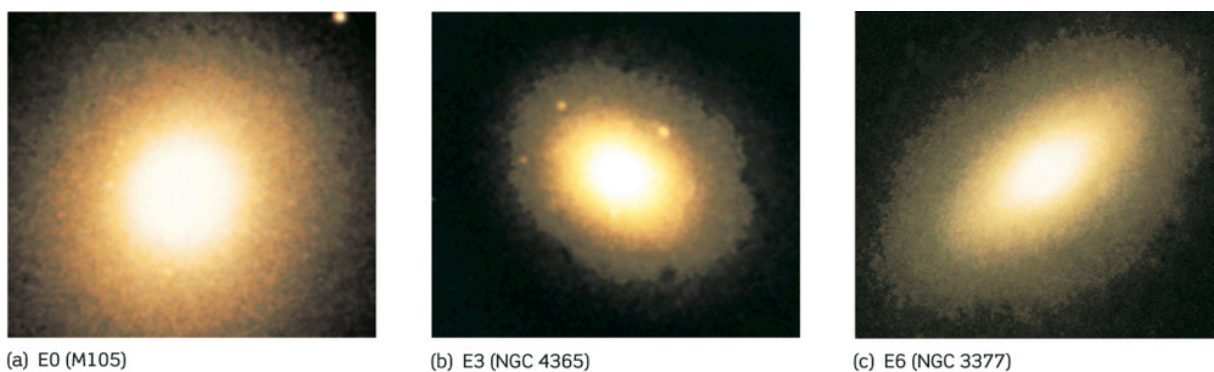


FIGURA 2.10— Galassie ellittiche. (Credito: J.D. Wray, McDonald Observatory)

ATTENZIONE Al contrario dei nomi per le spirali e le spirali barrate, la classificazione E0 fino a E7 potrebbe non riflettere la vera forma della galassia ellittica. Una galassia E1 o E2 potrebbe in realtà un disco stellare molto appiattito che vediamo solo di faccia e una galassia E7 forma di sigaro potrebbe apparire circolare se la vediamo da una delle estremità. Lo schema di Hubble classifica le galassie interamente sulla base del loro aspetto visto dalla Terra.



FIGURA 2.11— Galassie ellittiche giganti. L'ammasso Virgo è una ricca collezione di più di 2000 galassie circa 17 Mpc (56 milioni di anni-luce) dalla Terra. Solo il centro dell'ammasso appaia nella fotografia. I due più grossi membri di quest'ammasso sono le galassie ellittiche giganti M84 e M86. (Credito: Royal Observatory, Edinburgh)

Le galassie ellittiche sembrano molto meno drammatiche che il loro cugini spirali e spirali barrate. Il motivo è che, come mostrato dalle osservazioni radio e infrarosse, le ellittiche sono vuote di gas interstellare e polvere. Di conseguenza, c'è ben poco materiale a disposizione a partire dal quale le stelle potrebbero formarsi recentemente e infatti ci sono poche indicazioni della presenza di giovane stelle nella maggior parte delle galassie ellittiche. Pertanto, queste galassie sono composte di vecchie stelle rosse (Popolazione II) con piccole quantità di metalli.

Esiste un largo intervallo di massa e di dimensione per le galassie ellittiche. Entrambi le più grandi e le più piccole galassie che si trovano nell'universo sono ellittiche. La figura 2.11 mostra due **galassie ellittiche giganti** che sono circa 20 volta più grandi che una galassia media. Queste ellittiche giganti si trovano vicino al centro di grandi ammassi di galassie nella costellazione della Vergine (Virgo). Discuteremo di quest'ammasso e di altre nel paragrafo 2.7.

Le ellittiche giganti sono piuttosto rari, ma le **galassie ellittiche nane** sono molto comuni. Le nane ellittiche sono solo una frazione della dimensione del loro corrispondente e contengono così poche stelle—solo un paio di milioni, rispetto alla nostra galassia Via Lattea che contiene 100 miliardi (10^{11}) di stelle—che queste galassie sono completamente trasparenti. Uno può in realtà vedere attraverso il centro di una galassia ellittica nana, come mostrato nella figura 2.12.



FIGURA 2.12— Una galassia ellittica nana. Questa diffusa nuvola di stelle è una galassia ellittica E4 nana vicina chiamata Leo I. Orbita attorno alla nostra galassia a una distanza di circa 180 kpc (600'000 anni-luce). Leo I ha un diametro di circa 1 kpc (3000 anni-luce) ma contiene così poco stelle che uno può vedere attraverso il centro della galassia. (Credito: Anglo-Australian Observatory)

La luce visibile di una galassia è emessa dalle sue stelle, quindi lo spettro di luce visibile di una galassia mostra delle righe di assorbimento (come le stelle). Ma perché le stelle di una galassia sono in movimento, alcune avvicinandosi a noi, altre allontanandosi da noi, l'effetto Doppler allarga le righe di assorbimento. Il moto medio delle stelle in una galassia può essere dedotto dagli dettagli di quest'allargamento.

Per le galassie ellittiche, studi di questo tipo mostrano che i moti stellari sono assai aleatori. In una galassia ellittica sferica (E0), questa casualità è **isotropa**, il che significa "uguale in tutte le direzioni". Perché le stelle sfrecciano ugualmente in tutte le direzioni, la galassia è genuinamente sferica. In una galassia ellittica appiattita (E7) la casualità dei moti stellari è **anisotropa**, il che significa che l'intervallo di velocità delle stelle è diverso in diverse direzioni.

Hubble anche identificò galassie che erano a metà strada in apparenza tra le ellittiche e i due tipi di spirali. Queste sono chiamate **galassie lenticolari** e si scrivono S0 e SB0. Malgrado che sembrano un po' ellittiche, le galassie lenticolari ("a forma di lente") hanno entrambi un bulge centrale e un disco come le spirali, ma niente braccia spirali percettibili. A volta si chiamano "spirali senza braccia". La figura 2.13 mostra un esempio di galassia lenticolare.



FIGURA 2.13— La galassia "fuso" NGC 5886, una galassia lenticolare, nella costellazione Draco. Quest'immagine mostra che le galassie lenticolari hanno una considerevole quantità di polvere nel loro disco. C'è poco o niente gas in questa galassia. (Credito: HST, NASA/ESA)

Edwin Hubble riassunse il suo schema di classificazione per le spirali, le spirali barrate, le lenticolari e le ellittiche in un diagramma, oggi chiamato "diagramma diapason" per la sua forma (figura 2.14).

ATTENZIONE Quando Hubble fece il suo diagramma diapason, ebbe l'idea che rappresentava una sequenza evolutiva. Pensò che le galassie evolvono nel tempo da sinistra a destra del diagramma, iniziando ellittiche e alla fine diventando spirali o spirali barrate. Oggi capiamo che non è il caso del tutto! Un esempio: le ellittiche hanno poca o niente rotazione, mentre le spirali e le spirali barrate hanno un sostanziale quantità

di rotazione complessiva. Non è possibile che un'ellittica possa di colpo cominciare a ruotare, il che significa che non può evolvere in una galassia spirale.

Un'interpretazione più moderna del diagramma di Hubble è che esso è un'organizzazione delle galassie secondo la loro rotazione globale. Una collezione di massa ruotando rapidamente nello spazio tende a formare un disco, mentre un collezione lenta di stelle non lo fa. Quindi le galassie ellittiche all'estrema sinistra del diagramma hanno poca rotazione e quindi niente disco. Galassie Sa e SBa hanno abbastanza rotazione globale per formare un disco, malgrado che il loro bulge centrale è sempre dominante. Le galassie con la maggior quantità di rotazione sono le Sc e SBc nelle quali i bulge centrali sono piccoli e la maggior parte delle stelle, gas e polvere sono nel disco.

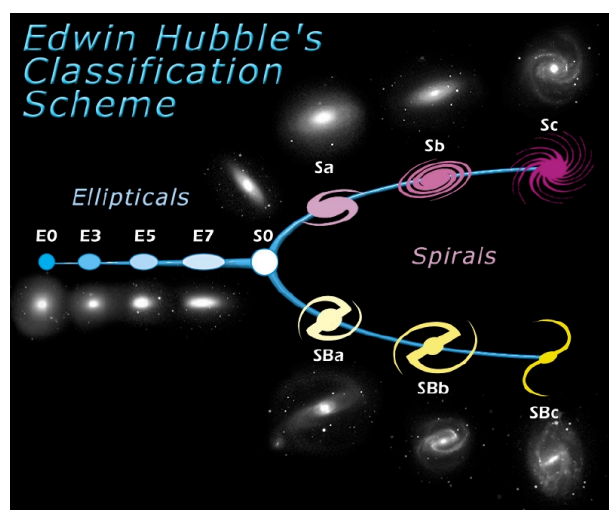


FIGURA 2.14— Il diagramma diapason della classificazione di Hubble

2.3.4 Galassie irregolari: deformate e dinamiche

Le galassie che non fanno parte dello schema delle spirali, spirali barrate e ellittiche sono usualmente chiamate **galassie irregolari**. Sono molto ricche di gas interstellare e polvere e hanno entrambi vecchie e giovane stelle. Hubble definì due tipi di irregolari. Le galassie Irr I hanno solo un indizio di struttura organizzata e hanno molte associazioni OB¹ e regioni di idrogeno ionizzato. I esempi più conosciuti di galassie Irr I sono la grande e la piccola nube di Magellano (figura 2.15). Entrambi sono compagni della nostra Via Lattea e possono essere visti a occhio nudo da latitudine australi. Tutte e due galassie contengono una sostanziale quantità di gas interstellare. Le forze di maree esercitate su queste due galassie da parte della Via Lattea aiutano a comprimere il gas, che spiega perché queste due galassie sono attivi siti di formazione stellare.

L'altro tipo di irregolari, Irr II, hanno forme asimmetriche e distorte, che sembrano essere state causate da collisioni con altre galassie o da una violenta attività nel nucleo (figura 2.16 e 2.17).

¹le associazioni OB sono gruppi di stelle calde e giovani della sequenza principale di tipo O e B

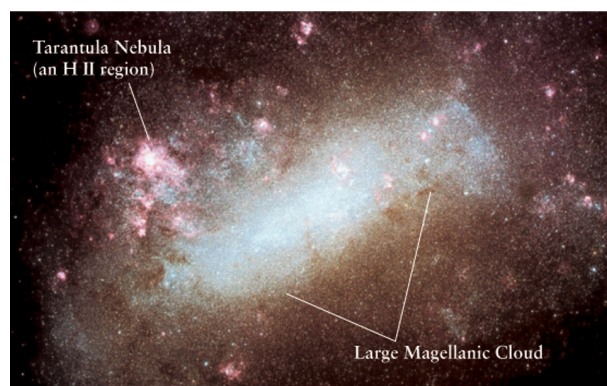


FIGURA 2.15— La grande nube di Magellano. A una distanza di solo 55 kpc (179'000 anni-luce), questa galassia Irr I è il terzo compagno più vicino della nostra Via Lattea. Con un diametro di circa 19 kpc (62'000 anni-luce), questa galassia occupa 22° sul cielo, o 50 volta la dimensione della Luna piena. Un segno che la formazione stellare sia attiva nella galassia è la nebulosa della Tarantula, con un diametro di 250 pc (800 anni-luce) e una massa di $5 \times 10^6 M_{\odot}$, una delle più grande regione HII conosciute. (Credito: Anglo-Australian Observatory)

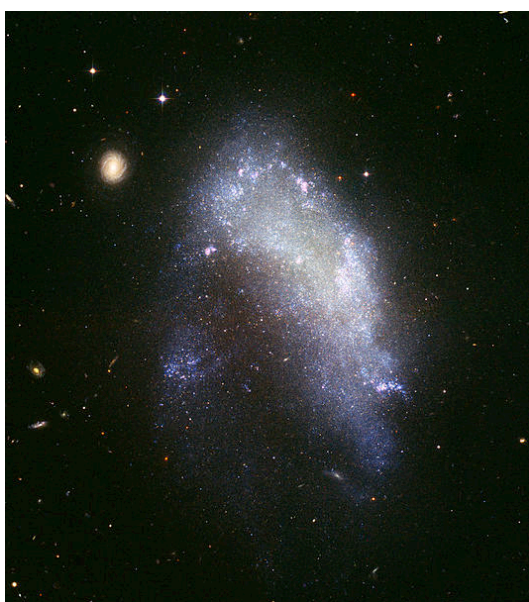


FIGURA 2.16— La galassia irregolare NGC 1427A sta attraversando l'ammasso di Fornax alla velocità di 600 km/s. Il gas di NGC 1427A entra in collisione con il gas di Fornax, si comprime e forma molte nuove stelle. (Credito: NASA, ESA, e The Hubble Heritage Team)



FIGURA 2.17— Le parti centrali delle galassie delle antenne NGC 4038/4039 dove succede un'intensa formazione stellare, provocata dall'interazione tra le due galassie. (Credito: Brad Whitmore (STScI) e NASA/ESA)

2.4 Come calcolare la distanza di remote galassie?

Una domanda chiave che gli astronomi chiedono sulle galassie è "Quanto lontano si trovano?" Sfortunatamente molte delle tecniche che si usano per misurare le distanze all'interno della nostra Galassia Via Lattea non possono essere usate per le distanze molto maggiore delle altre galassie. Il metodo molto preciso della *parallasse* può esse-

re usato solo per le stelle ad una distanza inferiore a 500 pc. Oltre questa distanza gli angoli della parallasse diventano troppo piccoli per essere misurati. La parallasse spettroscopica, nella quale la distanza di una stella o un ammasso di stelle si trova grazie all'aiuto del diagramma HR, è precisa solo fino a 10 kpc dalla Terra; stelle o ammassi più distanti sono troppo deboli per dare risultati affidabili.

2.4.1 Candele standard: stelle variabili e supernovae del tipo Ia

Per determinare la distanza di una remota galassia, gli astronomi cercano invece una **candela standard**—un oggetto, come una stella, che si trova in questa galassia e per il quale conosciamo la sua vera luminosità (o equivalentemente la sua magnitudine assoluta). Misurando la luminosità apparente della candela standard, gli astronomi possono calcolare la sua distanza e quindi la distanza della galassia in cui si trova (vedi appendice). La difficoltà è di trovare candele standard che soddisfano almeno queste quattro proprietà:

1. Devono essere molto luminosi per essere viste alle tremende distanze delle galassie.
2. Dobbiamo essere abbastanza sicuri della loro luminosità intrinseca.
3. Devono essere facilmente identificabili—per esempio dalla forma della variazione di luminosità di una stella variabile.
4. Devono essere assai comuni, così gli astronomi possono usarle per calcolare la distanza di molte galassie.

Per le galassie vicine, le stelle variabili cefeidi sono affidabili candele standard. Queste stelle variabili possono essere osservate fino a circa 30 Mpc (100 milioni di anni-luce) usando il telescopio spaziale Hubble e la loro luminosità può essere determinata dal loro periodo di oscillazioni grazie alla relazione periodo–luminosità (figura 2.6). Vedi l'appendice per un esempio di come usare le cefeidi per calcolare le distanze. Le stelle RR Lyrae sono stelle variabili spesso trovate nei ammassi globulari e possono essere usate come candele standard in un modo simile. Perché sono meno luminose delle cefeidi, le variabili RR Lyrae possono essere viste solo fino a 100 kpc (300'000 anni-luce).

Oltre circa 30 Mpc anche le più brillanti cefeidi, che hanno luminosità di $2 \times 10^4 L_{\odot}$ scompaiono dalla vista. Gli astronomi hanno tentato di usare stelle più luminose come le supergiganti blu come candele standard. Tuttavia quest'idea è basata sulla supposizione che esiste un limite fisso di luminosità di queste stelle, che potrebbe non essere il caso. Pertanto queste candele standard forse non sono così "standard" e le distanze misurate in questo modo sono incerte.

Un tipo di candele standard che gli astronomi hanno usato oltre 30 Mpc sono le supernovae di tipo Ia. Quest'evento accade quando una nana bianca che fa parte di un sistema binario stretto acquisisce abbastanza materiale dal suo compagno per esplodere in un'esplosione termonucleare. Una supernova di tipo Ia può raggiungere un massimo di luminosità di circa $3 \times 10^9 L_{\odot}$ (figura 2.4.1a,b).

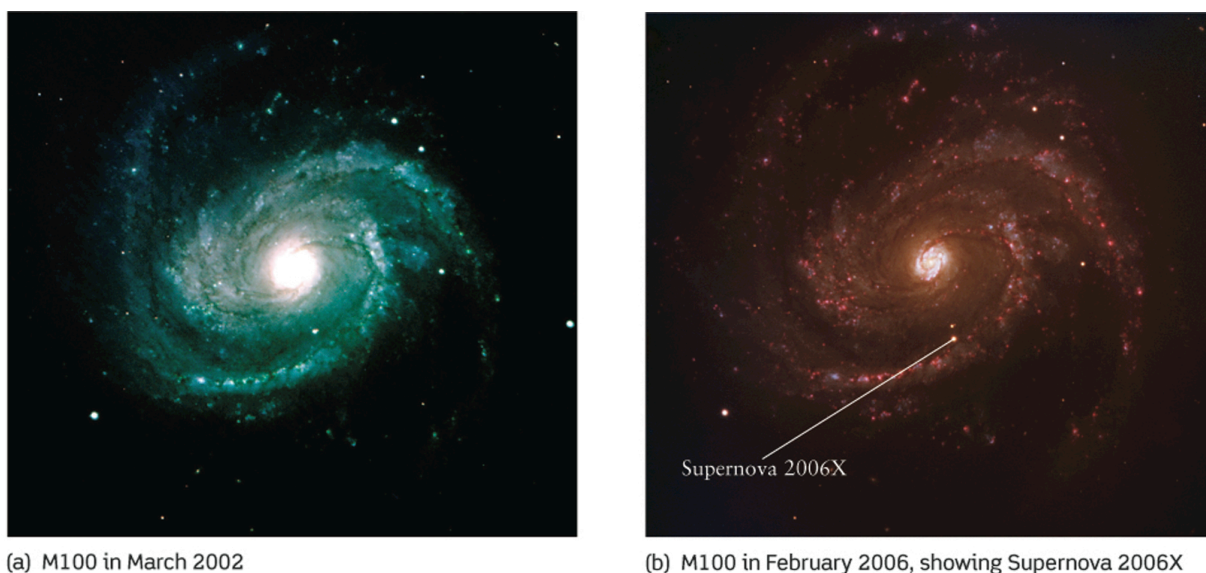


FIGURA 2.18— Queste immagini del Very Large Telescope (ESO) mostrano la galassia spirale M100 (a) prima e (b) dopo che una supernova di tipo Ia esplodesse dentro questa galassia nel 2006. Le due immagini sono state prese in diversi filtri di colori, che spiega l'apparenza diversa. Queste supernovae luminosi possono essere viste a enormi distanze: sono pertanto importanti candele standard usate per determinare la distanza di remote galassie. La distanza di M100 è anche conosciuta dalle osservazioni di cefeidi, quindi questa particolare supernova aiuta a calibrare le supernovae di tipo Ia come indicatore di distanza.

Una complicazione è che non tutte le supernovae di tipo Ia sono della stessa luminosità. Fortunatamente esiste una semplice relazione tra la luminosità di picco della supernova e il tasso di diminuzione della luminosità dopo il picco: più è lenta la diminuzione della luminosità, più è luminosa la supernova. Usando questa relazione gli astronomi hanno misurato distanze di supernovae a più di 1000 Mpc (3 miliardi di anni-luce) dalla Terra.

Sfortunatamente questa tecnica può solo essere usata nelle galassie nelle quali accade una supernova di tipo Ia. Osservazioni a grande scala oggi identificano molte dozzine di supernovae ogni anno, quindi il numero di galassie di cui possiamo calcolare la distanza cresce continuamente.

2.4.2 La scala di distanze

La figura 2.20 mostra gli intervalli di applicabilità di alcuni importanti mezzi per determinare le distanze astronomiche. Dato che questi intervalli si sovrappongono, una tecnica può essere usata per calibrare un'altra. Per esempio gli astronomi hanno studiato le cefeidi nelle galassie vicine che sono state ospiti di supernovae di tipo Ia. Le cefeidi forniscono le distanze di queste galassie vicine, rendendo possibile di calcolare il picco di luminosità (vera) delle supernovae che accadono in queste galassie. Una volta che la luminosità intrinseca del picco è conosciuta, può essere usata per determinare la distanza di altre supernovae di tipo Ia in altre galassie più distanti. Visto che

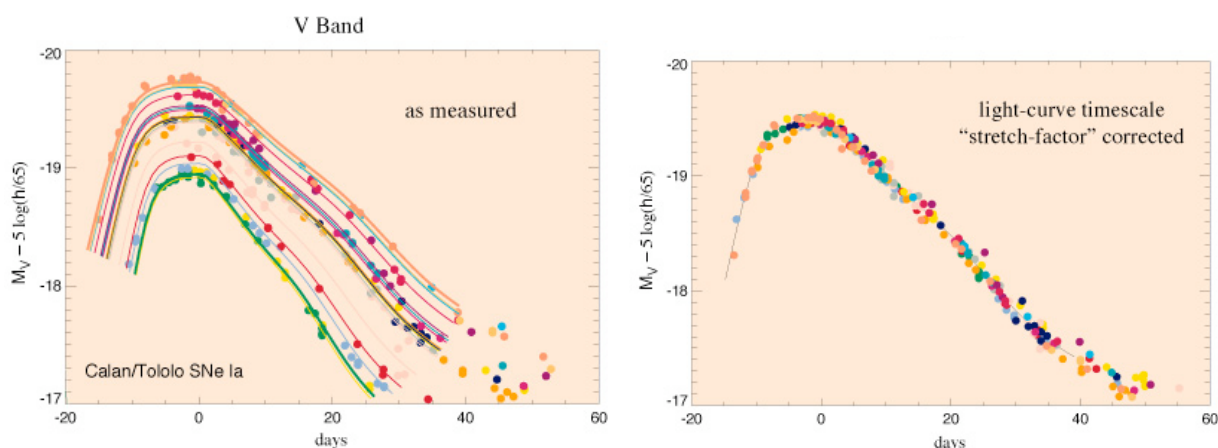


FIGURA 2.19— Supernovae di tipo Ia osservate nell’universo vicino mostrano una correlazione tra la luminosità di picco e la scala di tempo della diminuzione di luce: più brillante è la supernova, più lenta è la diminuzione di luce. Dopo aver applicato questa correzione (stretch factor), queste supernovae mostrano una notevole uniformità e possono essere considerate buone candele standard.

una tecnica porta all’altra, come i pioli di una scala, uno si riferisce alle tecniche della figura 2.20 come alla **scala delle distanze**.

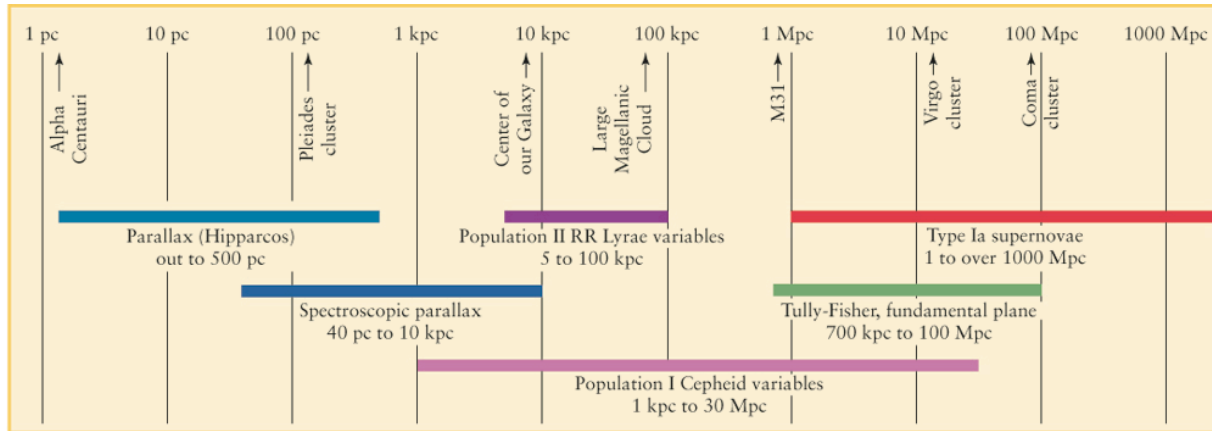


FIGURA 2.20— La scala delle distanze. Le frecce indicano le distanze di alcuni oggetti importanti. Notate che le divisioni in distanza aumentano di un fattore 10 per ogni nuova divisione.

ANALOGIA Se scuotete leggermente la base di una lunga scala, la cima oscillerà in modo pericoloso. Un cambiamento nelle tecniche di misurazione per le galassie vicine può anche avere effetti sostanziosi sulle distanze di galassie remote.

2.5 La legge di Hubble

Grazie ad uno strumento chiamato spettrografo, gli astronomi possono registrare i spettri delle stelle e delle galassie. Già nel 1914 Vesto M. Slipher, lavorando al Lowell Ob-

servatory in Arizona, iniziò a registrare spettri di "nebulose a spirale". È stato sorpreso di scoprire che sulle 15 delle nebulose a spirale che studiava, le righe spettrali di 11 erano spostate verso l'estremità rossa dello spettro, indicando che queste nebulosa si allontanano dalla Terra.

Questo dominio di **redshift** (spostamento verso il rosso) è stato presentato come prova che queste nebulose non potevano essere ordinarie nebulose della nostra Via Lattea. È solo dopo che gli astronomi si resero conto i redshift delle nebulose spirali—cioè, galassie—rivelano una legge fondamentale del nostro universo in espansione.

2.5.1 Redshift, distanza e la legge di Hubble

Nei anni 1920 Edwin Hubble e Milton Humason fotografavano i spettri di molte galassie con il telescopi di 100 pollici (2.5 metri) su Mount Wilson in California. Osservando la luminosità apparente e il periodo di pulsazione delle cefeidi in queste galassie, sono stati capaci di misurare la distanza di queste galassie (vedi paragrafo 2.2). Hubble e Humason trovarono che la maggior parte delle galassie mostrano un redshift nel loro spettro. Essi trovarono anche una correlazione diretta tra la distanza di una galassia e il suo redshift.

Più la galassia è distante, maggiore è il suo redshift e più velocemente si allontana da noi.

In altre parole, le galassie vicine si stano allontanando lentamente da noi, mentre le galassie più distante scappano da noi più molto rapidamente. La figura 2.21 mostra questa relazione per 5 rappresentative galassie ellittiche. Questo movimento universale di distanziamento si chiama il **flusso di Hubble**.

Hubble stimò le distanze di un numero di galassie e i redshift di queste galassie. Il redshift, scritto con la lettera z , si trova prendendo la lunghezza d'onda (λ) osservata per una data riga spettrale, sottraendo da questa la lunghezza d'onda ordinaria, non redshiftata, di questa riga (λ_0) per ottenere la differenza ($\Delta\lambda$), e poi dividendo questa differenza per λ_0 :

Redshift di un oggetto che si allontana

$$z = \frac{\lambda - \lambda_0}{\lambda_0} = \frac{\Delta\lambda}{\lambda_0}$$

z = il redshift dell'oggetto

λ_0 = lunghezza d'onda ordinaria, non redshiftata della riga spettrale

λ = lunghezza d'onda della riga spettrale che è di fatto osservata nell'oggetto

A partire dai redshift Hubble usò la formula dell'effetto Doppler per calcolare la velocità di allontanamento di queste galassie. Nell'appendice (Box 24-1) trovate una descrizione di questo calcolo. Costruendo un grafico "distanza in funzione della velocità", Hubble scoprì che i punti si dispongono vicino ad una linea stretta (figura 2.22).

Questa relazione tra le distanze delle galassie e il loro redshift fu una delle più grandi scoperte astronomiche del ventesimo secolo. Come vedremo nel capitolo successivo, questa relazione ci dice che siamo vivendo in un universo in espansione. Nel 1929

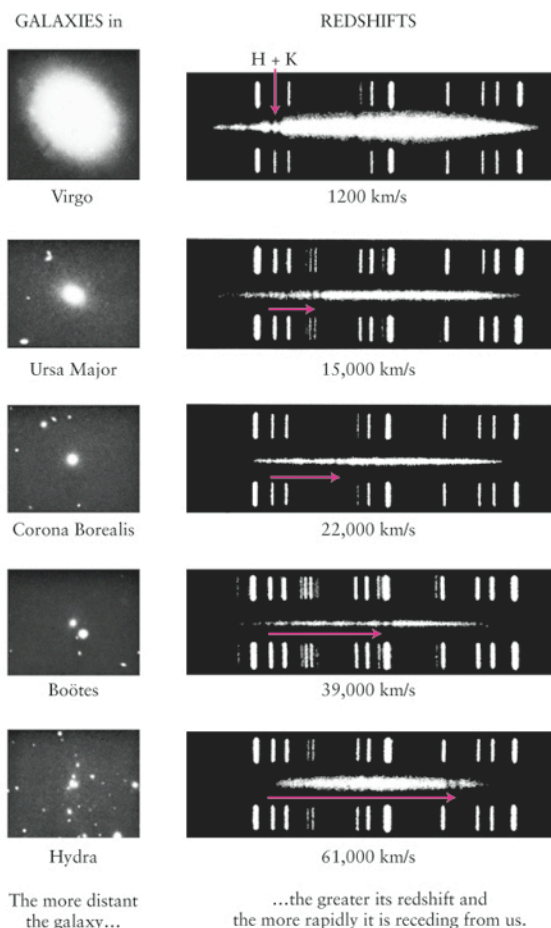


FIGURA 2.21— Queste cinque galassie sono ordinate (dall’alto verso il basso) in ordine crescente di distanza da noi. Tutte sono mostrare con lo stesso zoom. Ogni spettro di galassia è una brillante striscia con le scure righe d’assorbimento. Le righe verticali sopra e sotto sono spettri di paragone di una sorgente luminosa nell’osservatorio sulla Terra. La freccia rossa orizzontale indicano di quanto le righe H e K del Calcio (ionizzato una volta) sono redshiftate in ogni spettro di galassie. Sono indicati anche la velocità di allontanamento sotto ogni spettro, calcolata sulla base del redshift. Più la galassia è distante, maggior è il redshift. (Credito: Carnegie Observatories)

Hubble pubblicò questa scoperta che è conosciuta come la **legge di Hubble**. La legge di Hubble può essere espressa semplicemente con la formula:

Legge di Hubble

$$v = H_0 d$$

v = la velocità di allontanamento della galassia

H_0 = la costante di Hubble

d = la distanza della galassia

Questa formula è l’equazione di una linea stretta mostrata nella figura 2.22 e la **costante di Hubble** H_0 è la pendenza di questa linea stretta. A partire di dati di questo

genere, troviamo che $H_0 = 73 \text{ km/s/Mpc}$. In altre parole, per ogni milione di parsec verso una galassia, la velocità di allontanamento della galassia da noi aumenta di 73 km/s. Per esempio, una galassia lontana 100 milioni di parsec dalla Terra dovrebbe allontanarsi da noi con una velocità di 7300 km/s.

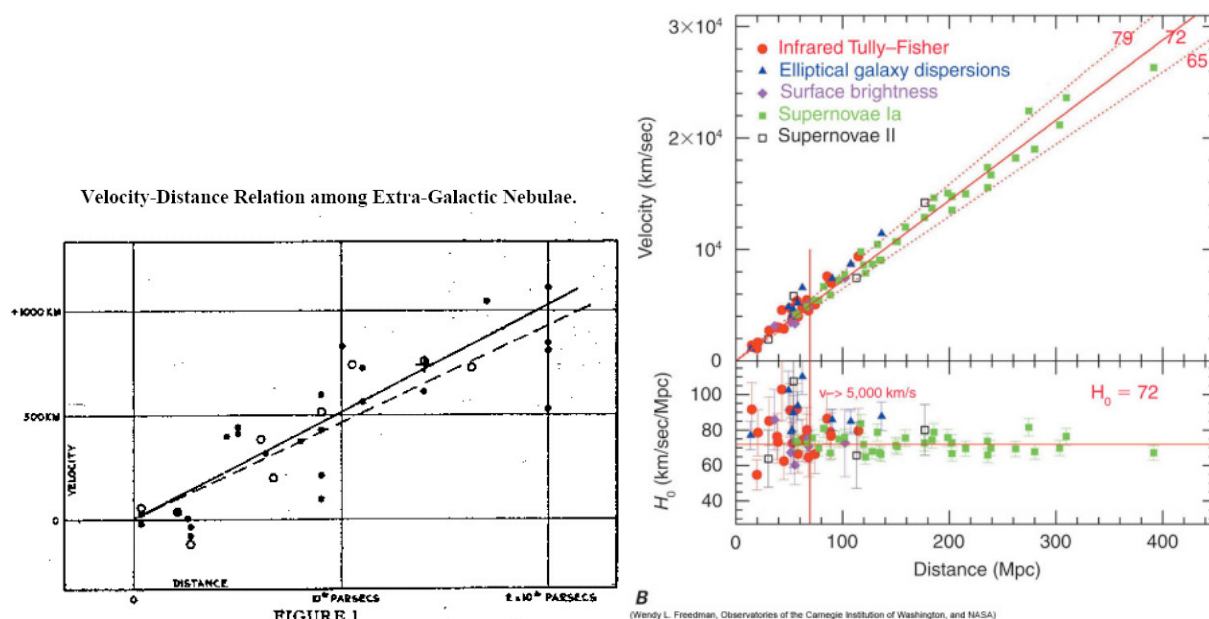


FIGURA 2.22— Diagramma di Hubble in versione originale (a sinistra) e moderna (a destra). La nebulosa più remota usata nel grafico originale ha una distanza di 2 Mpc mentre i dati moderni si estendono fino a 400 Mpc.

ATTENZIONE Un pregiudizio diffuso a proposito della legge di Hubble è che *tutte* le galassie si allontanano della Via Lattea. La realtà è che le galassie hanno un moto proprio una relativa all'altra, grazie alla loro attrazione mutuale. Per galassie vicine la velocità del flusso di Hubble è piccola rispetto alle queste velocità intrinseche. Quindi alcune delle galassie più vicine, incluso M31, si stanno avvicinando a noi e hanno blueshift invece di redshift. Per distanti galassie però, la velocità di Hubble $v = H_0 d$ è molto maggiore che qualsiasi moto intrinseco che le galassie potessero avere. Anche se la velocità intrinseca di una tale galassia è diretta verso di noi, il flusso di Hubble ad alta velocità spazza questa galassia via da noi.

2.5.2 Definire con precisione la costante di Hubble

Il valore esatto della costante di Hubble è stato oggetto di un intenso dibattito tra astronomi per alcuni decenni. Il problema è che mentre i redshift sono relativamente facili da misurare in un modo affidabile, le distanze delle galassie (particolarmente remote galassie) non lo sono. Quindi gli astronomi che usano differenti metodi per determinare le distanze galattiche hanno ottenuto differenti valori per H_0 . Se riscriviamo la legge di Hubble come $H_0 = v/d$, vediamo che se le galassie di una data velocità di allontanamento (v) sono lontane (cioè d è grande), la costante di Hubble deve essere relativamente

piccola. Se invece queste galassie sono relativamente vicine (cioè d è piccolo), allora la costante di Hubble deve avere un grande valore.

Nel passato gli astronomi che usavano le supernovae di tipo Ia per determinare le distanze delle galassie trovarono galassie più distanti che i loro colleghi che usarono la relazione Tully–Fisher. Pertanto gli aderenti delle supernovae trovarono valori di H_0 nell'intervallo 40 – 65 km/s/Mpc, mentre i valori ottenuti dalla relazione Tully–Fisher erano nell'intervallo 80–100 km/s/Mpc.

Nei anni recenti il telescopio spaziale Hubble è stato usato per osservare le variabili cefeidi con una precisione mai raggiunta in galassie fino a 30 Mpc (100 milioni di anni-luce). Queste osservazioni suggeriscono un valore per la costante di Hubble attorno 73 km/s/Mpc, con un incertezza di non più di 10%. Allo stesso un'analisi ulteriore dei risultati delle supernovae e di Tully–Fisher hanno riportato i valori di H_0 più vicino al valore misurato dal telescopio spaziale con le cefeidi. Adotteremo il valore di $H_0 = 73$ km/s/Mpc in questo corso.

Determinare il valore di H_0 è stato un compito importante per gli astronomi per un semplice motivo: La costante di Hubble è uno dei numeri più importanti in astronomia. Essa esprime il tasso di crescita dell'espansione dell'universo, e come vedremo nel capitolo 3, ci aiuta a stimare la sua età. Perlopiù la legge di Hubble può essere usata per determinare la distanza di galassie estremamente remote: conoscendo il redshift, si calcola la distanza (come mostrato nella Box 24-2 dell'appendice).

Perché il valore di H_0 rimane ancora un po' incerto, gli astronomi spesso esprimono la distanza di una remota galassie semplicemente in termine del suo redshift z (che può essere misurato molto accuratamente). Dato il redshift, la distanza può essere calcolata dalla legge di Hubble, ma il valore ottenuto dipenderà del particolare valore adottato per H_0 . Invece di fare questo calcolo, gli astronomi dicono semplicemente che una certa galassia si trova "a $z = 0.128$ ". Dalla legge di Hubble che lega distanze e redshift, è chiaro che questa galassia è più distante che una a $z = 0.120$ ma non così tanto di una a $z = 0.130$.

2.6 I quasar

Molte scoperte rivoluzionarie in astronomia sono il risultato di progressi tecnologici. Era già il caso nel 1610 quando Galileo usò un nuovo apparecchio chiamato cannocchiale per osservare il cielo. Facendo questo, egli scoprì prove che scossero i antichi modelli geocentrici dell'universo. Fu così nella metà del ventesimo secolo quando nuove tecniche di radio-astronomia svelarono l'esistenza di oggetti remoti e estremamente luminosi chiamati *quasi-stellar radio sources*, o quasar.

2.6.1 La scoperta dei quasar

Grote Reber, un ingegnere radio costruì il primo radiotelescopio nel 1936 nel suo giardino in Illinois. Nel 1944 aveva già scoperto forti radio emissioni provenienti da sorgenti nella costellazione di Cassiopea, Sagittario e il Cigno.

Due di queste sorgenti, chiamati Cassiopea A e Sagittario A si trovano nella nostra galassia; sono rispettivamente il resto di una supernova e il centro della Via Lattea.

La natura della terza sorgente, Cygnus A (figura 2.23, si rivelò più elusivo. Il mistero diventò più profondo nel 1951, quando Walter Baade e Rudolph Minkowski usarono il telescopio di 5 metri di Palomar e scoprono una strana e debole galassia alla posizione di Cygnus A.

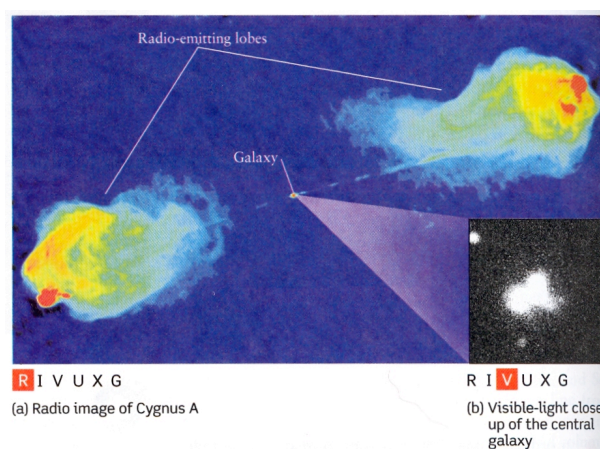


FIGURA 2.23— Cygnus A (3C 405) (a) Questa immagine radio in false colori dal Very Large Array mostra che la maggior parte dell'emissione di Cygnus A proviene da luminosi radio lobi che si trovano da entrambi parte di una galassia peculiare. (Rosso indica la più forte emissione radio, mentre blu indica la più debole). Ogni logo si estende circa 70 kpc (230'000 anni-luce) dalla galassia. (b) La galassia al centro di Cygnus A ha un significativo redshift, quindi deve essere estremamente distante dalla Terra (circa 230 Mpc o 740 milioni di anni-luce). Per essere così distante e nonostante una delle più luminose radio sorgente nel ciel, Cygnus A deve avere un enorme produzione di energia. (Credito: (a) R. A. Perley, J.E. Dreher, J. J. Cowan, NRAO/AUI; (b) Palomar Observatory)

Quando Baade e Minkowski fotografarono lo spettro di Cygnus A furono sorpresi di trovare un numero di brillanti righe di *emissione*. Al contrario, una galassia normale ha righe di *assorbimento* nel suo spettro. Quest'assorbimento trova la sua origine nelle atmosfere delle stelle che compongono la galassia. Per farsi che Cygnus A abbia righe di emissione, qualche cosa doveva eccitare ed ionizzare i suoi atomi. Perlopiù la lunghezza d'onda delle righe d'emissione di Cygnus A sono spostate di 5.6% verso la parte rossa dello spettro, quindi il suo redshift è $z = 0.056$, corrispondente ad una velocità di allontanamento di 16'000 km/s.

Se Cygnus A partecipa al flusso di Hubble descritto nel paragrafo 2.5, allora questa velocità di allontanamento corrisponde a una tremenda distanza dalla Terra—circa 230 Mpc (740 milioni di anni-luce) con $H_0 = 73$ km/s. Tuttavia malgrado la sua enorme distanza dalla Terra, le onde radio di Cynus A possono essere misurate da un radio amatore con strumenti modesti. Questo significa che Cygnus A è una delle sorgenti radio più luminose del cielo. Infatti la sua luminosità radio è 10^7 volte maggiore di una galassia ordinaria come la Via Lattea. L'oggetto che crea l'emissione radio di Cygnus A deve essere qualche cosa di straordinario.

Cygnus A non fu l'unica curiosa sorgente radio ad attrarre l'attenzione degli astronomi. Nel 1960 Allan Sandage usò il telescopio di Palomar per scoprire una "stella" alla

posizione della sorgente radio chiamata² 3C 48 (figura 2.24). Stelle ordinarie non sono forti sorgenti di emissione radio, quindi 3C 48 deve essere qualche cosa di speciale. Come Cygnus A il suo spettro mostrava una serie di righe di emissione, ma gli astronomi non erano capaci di identificare gli elementi chimici in grado di produrre queste righe.

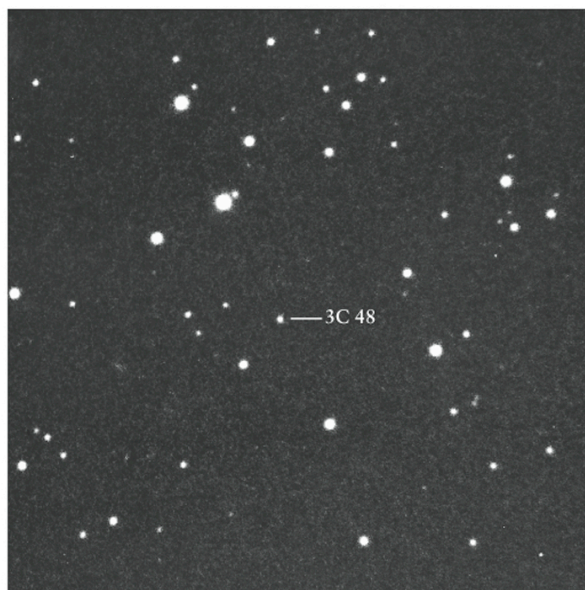


FIGURA 2.24— Il quasar 3C 48. Si pensava all'inizio che quest'oggetto nella costellazione del Triangolo era una stella vicina che emette onde radio. Infatti il redshift è talmente grande ($z = 0.367$) che, secondo la legge di Hubble, deve essere lontano circa 1400 Mpc (4.6 miliardi anni-luce). Credito: A. G. Smith, University of Florida.

Due anni dopo gli astronomi scoprirono un corrispondente ottico simile ad una stella per la sorgente radio 3C 273. Questa "stella" è ancora più insolita, con un jet luminoso sporgente da un lato (figura 2.25). Come 3C 48 il suo spettro visibile contiene una serie di righe di emissione che nessuno poteva spiegare.

2.6.2 Indizi dai spettri

Malgrado che 3C 48 e 3C 273 erano chiaramente bizzarri, molti astronomi pensavano che erano solo strane stelle nella nostra galassia Via Lattea. La svolta successe nel 1963 quando Maarten Schmidt a Caltech riesaminò i spettri di 3C 273. Egli si rese conto che quattro delle righe di emissione più forti erano posizionate relativamente una all'altra esattamente come le quattro righe Balmer dell'idrogeno. Tuttavia queste righe di emissione erano spostate a lunghezze d'onda molto più lunghe che le solite lunghezze d'onda delle righe Balmer. Schmidt calcolò che 3C 273 ha un redshift di $z = 0.158$, corrispondente a una velocità di allontanamento di 44'000 km/s (15% della velocità della luce). Nessuna stella poteva muoversi così velocemente e rimanere all'interno della nostra Galassia. Pertanto Schmidt concluse che 3C 273 non poteva essere una stella vicina, ma doveva trovarsi all'esterno della Via Lattea.

²Il "3C" si riferisce al *Third Cambridge Catalogue*, un catalogo di sorgenti radio

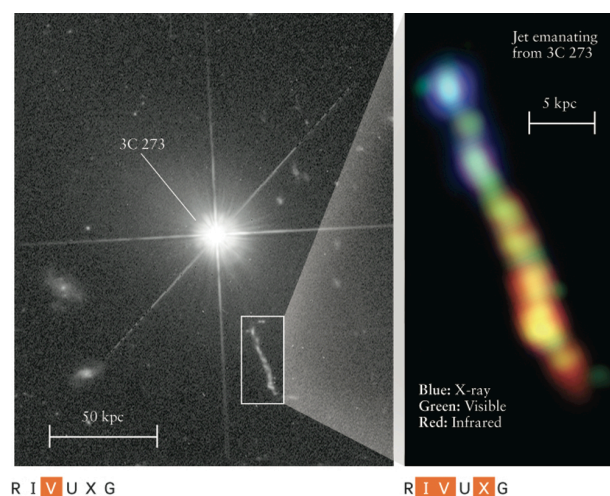


FIGURA 2.25— Un potentissimo jet lungo decine di migliaia di parsec fuoriesce dal quasar 3C 273 (Credito: NASA, J. Bahcall, IAS (sinistra), NASA/JPL-Caltech/Yale University (destra))

Secondo la legge di Hubble, la velocità di allontanamento di 3C 273 implica che la sua distanza attuale da noi è 630 Mpc (2 miliardi di anni-luce). Per essere visto a tali distanze, 3C 273 deve essere una straordinariamente potente sorgente di radiazione radio e visibile.

La figura 2.26 mostra lo spettro visibile e infrarosso di 3C 273. Ricordiamo che lo spettro è il grafico dell'intensità della luce in funzione della lunghezza d'onda dove le righe di emissione appaiono come dei picchi e le righe di assorbimento come delle valli. Le righe di emissione sono causate da atomi eccitati che emettono radiazioni a specifiche lunghezze d'onda.

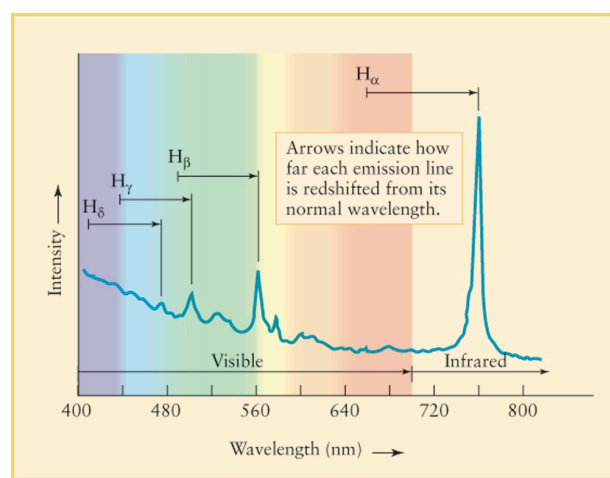


FIGURA 2.26— Lo spettro di 3C 273. Lo spettro visibile e infrarosso di questo quasar è dominata da quattro righe di emissione dell'idrogeno. Il redshift è $z = 0.158$, così la lunghezza d'onda di ogni riga è 15.8% più grande che un campione d'idrogeno sulla Terra. Per esempio, la lunghezza d'onda di H_β è spostata da 486 nm (una lunghezza d'onda nel blu-verde) fino a $1.158 \times 486 = 563$ nm (una lunghezza d'onda nel giallo).

Dopo aver sentito del lavoro di Schmidt, due altri astronomi di Caltech, J. Greenstein e T. Matthews trovarono che potevano identificare le righe spettrali di 3C 48, con un redshift di $z = 0.367$, corrispondente a velocità di tre decimi la velocità della luce, il che significa che 3C 48 è attualmente due volte più lontano di 3C 273, o circa 1400 Mpc (4.6 miliardi di anni-luce) dalla Terra.

2.6.3 Quasar: grandi redshift, estreme distanze

Dovuto alla loro forte emissione radio e il loro aspetto stellare, 3C 48 e 3C 273 furono chiamati *quasi-stellar radio sources*, un termine spesso abbreviato **quasar**. Dopo la scoperta dei primi quasar, molti simili oggetti ad alto redshift e di aspetto stellare sono stati trovati che però emettono poca o niente radiazione radio. Questi quasar "radio-silenziosi" furono chiamati all'inizio *quasi-stellar objects*, o QSO, per distinguerli dai emettitori radio. Oggi tuttavia il termine "quasar" è spesso usato per includere entrambi tipi. Solo circa 10% dei quasar sono forti emettitori in radio, come 3C 48 e 3C 273.

Grazie ai survey del cielo più di 100'000 quasar sono oggi conosciuti. Tutti sembrano stelle di aspetto e tutti hanno grandi redshift (da 0.06 al meno fino a 5.8) (figura 2.27). La maggior parte dei quasar hanno un redshift di 0.3 o di più, il che implica che sono più di 1000 Mpc (3 miliardi di anni-luce) dalla Terra. Per esempio il quasar PC 1247+3406 ha un redshift $z = 4.897$, che corrisponde a una velocità di allontanamento di più di 94% della velocità della luce e una distanza di 7950 Mpc (25.9 miliardi di anni-luce) dalla Terra.

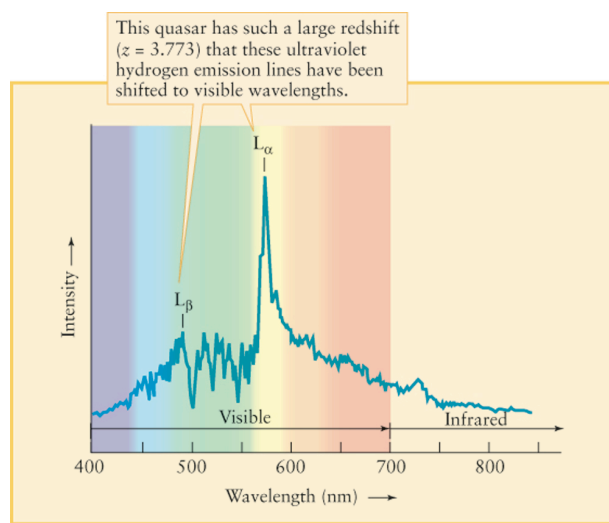


FIGURA 2.27— Lo spettro di un quasar di alto redshift. Questo quasar, conosciuto come PKS 2000–030, ha un redshift $z = 3.773$. Questo è così grande che le righe spettrali Lyman L_α e L_β dell'idrogeno, che sono normalmente a lunghezze d'onde ultraviolette, sono state spostate nella parte visibile dello spettro.

ATTENZIONE Un valore di z maggiore di 1 *non* significa che un quasar si allontana da noi più rapidamente della velocità della luce. Ad alte velocità la relazione tra redshift e velocità di allontanamento deve essere modificata dalla teoria della relatività

ristretta (Box 24–2). Quando la velocità di allontanamento della sorgente si avvicina alla velocità della luce, il suo redshift può diventare molto maggiore di 1. Un redshift infinito corrisponde ad una velocità di allontanamento uguale alla velocità della luce.

La luce impiega un certo tempo per viaggiare attraverso lo spazio, quindi quando osserviamo un oggetto molto lontano, lo vediamo come era nel (distante) passato. Questo significa che per oggetti molto distanti, la relazione tra redshift e distanza dalla Terra dipende come l'universo si è evoluto nel tempo. Come vedremo nel capitolo 3 la legge di Hubble significa che l'universo si sta espandendo. In altre parole se poteste osservare i moti di ammassi di galassie molto staccati tra loro e sull'arco di milioni di anni, vedreste loro gradualmente muoversi via una dall'altra. In più, nel capitolo 3 vedremo le prove che l'universo si è espanso a ritmi diversi a diverse epoche nel passato. La tavola 25–1 mette in relazione la velocità di allontanamento e la distanza in un modello d'universo consistente con la nostra comprensione attuale dell'espansione dell'universo.

 **Table 25-1 Redshift and Distance**

Redshift z	Recessional velocity v/c	Distance at which we see the object		Present distance to the object (comoving radial distance)	
		(Mpc)	(10^9 ly)	(Mpc)	(10^9 ly)
0	0	0	0	0	0
0.1	0.095	384	1.25	403	1.32
0.2	0.180	721	2.35	790	2.58
0.3	0.257	1020	3.32	1160	3.79
0.4	0.324	1280	4.17	1510	4.94
0.5	0.385	1510	4.93	1850	6.04
0.75	0.508	2070	6.48	2620	8.54
1	0.600	2350	7.65	3290	10.7
1.5	0.724	2840	9.26	4390	14.3
2	0.800	3160	10.3	5250	17.1
3	0.882	3520	11.5	6500	21.2
4	0.923	3710	12.1	7370	24.0
5	0.946	3830	12.5	8010	26.1
10	0.984	4060	13.2	9790	31.9
Infinite	1	4210	13.7	14500	47.4

This table assumes a Hubble constant $H_0 = 73$ km/s/Mpc, a matter density parameter $\Omega_m = 0.24$, and a dark energy density parameter $\Omega_\Lambda = 0.76$ (see Chapter 26). The distance at which we see the object (in light-years) is equal to the light travel time in years. The present distance to the object is the distance d to be used in the Hubble law, $v = H_0 d$.

ATTENZIONE Fato che l'universo si espande, c'è più di un modo per definire la distanza tra noi e un distante oggetto (un quasar per esempio). La luce del quasar PC 1247+3406 ha impiegato 12.5 miliardi di anni per raggiungerci, quindi vediamo questo quasar come era 12.5 miliardi di anni fa. Il tempo passato si chiama *light travel time*. L'universo ha continuato a espandersi durante questo tempo. Perciò PC 1247+3406 si trova adesso molto più lontano che 12.5 miliardi di anni-luce: circa 25.9 miliardi di anni-luce o 7950 Mpc. Questa distanza si chiama *comoving radial distance* (*distanza comovente*) ed è la distanza d corretta da usare nella legge di Hubble $v = H_0 d$. Le distanze

citare precedentemente per Cygnus A, 3C 273, 3C 48 e PKS 1247+3406 sono tutte distanze comovente. Da questo punto in poi, quando una distanza viene data per una remota galassia o quasar, si intende il "light travel time" moltiplicato per la velocità della luce, cioè la distanza che la luce ha percorso per raggiungerci da questa galassia o quasar. Allora la distanza di un remoto oggetto espressa in anni-luce ci dice quanti anni indietro nel passato uno vede quando osserva quest'oggetto. La tavola 25-1 fa l'elenco di entrambi la distanza calcolata in questo modo e la distanza comovente radiale. Per evitare problematiche su come definire la distanza, molti astronomi preferiscono semplicemente dare il redshift z di un distante oggetto; usano la semplice regola che maggior è il redshift, più distante è l'oggetto. Questa relazione non è proporzionale però; un redshift di circa 0.5 corrisponde a un lookback time di circa la metà dell'età dell'universo, ma un oggetto di redshift di 1 non è due volte più distante di quello a $z = 0.5$ (vedi tavola 25-1).

Perché non ci sono quasar con piccoli redshift, ne segue che *non ci sono quasar vicini*. Il più vicini è ad una distanza di 250 Mpc (800 milioni di anni-luce) dalla Terra. Quindi l'assenza di quasar vicini significa che non ci sono stati quasar nei ultimi 800 milioni di anni. Infatti il numero di quasar cominciò a declinare rapidamente circa 10 miliardi di anni fa (figura 2.28). I quasar erano una cosa comune nell'universo in un distante passato, ma non ci sono più adesso.

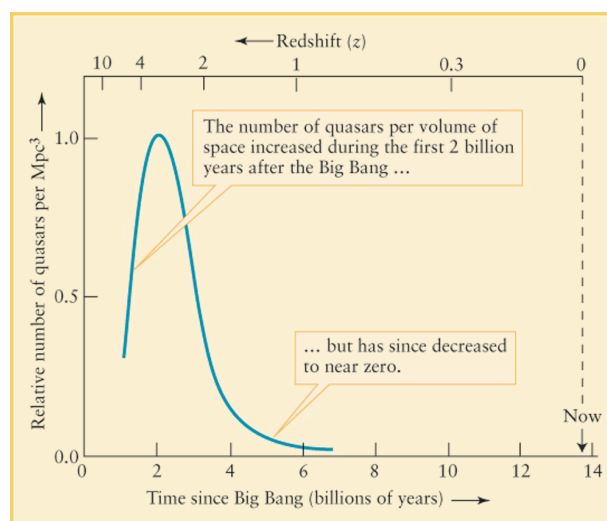


FIGURA 2.28— I quasar sono estinti. Osservando il numero di quasar trovati a vari redshift, gli astronomi possono calcolare come la densità dei quasar è cambiata nel corso della storia dell'universo. La storia dei quasar ricorda la storia dei dinosauri, che una volta popolavano la Terra intera ma che oggi sono (per la maggior parte) estinti. (Credito: Peter Shaver, ESO)

2.6.4 I quasar sono i centri ultraluminosi di remote galassie

Se i quasar sono così distanti come lo mostra i loro redshift, devono essere straordinariamente luminosi per essere visibili dalla Terra. Che sono allora questi strani oggetti? I quasar non possono essere semplicemente grandi e grosse galassie perché i loro spettri

sono totalmente diversi: Lo spettro visibile e infrarossa delle galassie normali è dominato dalle righe di assorbimento delle stelle, mentre lo spettro dei quasar è dominato dalle righe di emissione. I quasar emettono anche molto più luce a lunghezze d'onda ultraviolette che lo fanno le stelle o le galassie. Quindi, qualsiasi l'origine della radiazione dei quasar, non è la luce stellare. Mentre quasar non sono galassie, vedremo che questi due sono strettamente legati: i quasar si rivelano essere oggetti ultraluminosi al centro di distanti galassie (figura 2.29).

2.6.5 Galassie attive e buchi neri

I quasar, insieme ad altri tipi di galassie particolari (Blazar, Seyfert e galassie radio), fanno parte della classe di galassie dette "attive". L'attività di una tale galassia proviene da una sorgente energetica nel suo centro, quindi gli astronomi dicono che queste galassie possiedono un **nucleo galattico attivo** (AGN, *Active Galactic Nuclei*).

Già nel 1968 l'astronomo inglese Donald Lynden-Bell faceva notare che un buco nero al centro di una galassia poteva essere il "motore centrale" che è la sorgente dell'energia di un AGN. Lynden-Bell ipotizzava che quando del gas cade nel buco nero, la sua energia gravitazionale poteva essere convertita in radiazione. Per produrre la stessa quantità di radiazione che quella vista nei AGN, il buco nero deve essere molto massiccio. Anche un buco nero gigante occuperebbe un spazio relativamente ristretto (più piccolo del nostro sistema solare), il che potrebbe spiegare la rapida variabilità di luminosità osservata dei AGN.

2.6.6 Il limite di Eddington e la dimensione del buco nero

Quanto dovrebbe essere grande un buco nero per alimentare un AGN? Uno potrebbe pensare che quello che conta veramente non è la dimensione del buco nero, ma la quantità di gas che cade dentro e rilascia energia. Tuttavia c'è un limite naturale alla luminosità che può emanare tramite l'accrescimento su un oggetto compatto come un buco nero. Si chiama il **limite di Eddington**, in onore dell'astrofisico inglese Sir Arthur Eddington.

Se la luminosità supera il limite di Eddington, c'è così tanta *pressione di radiazione* – la pressione prodotta dai fotoni che fluiscono fuori dovuto alla materia cadente – che il gas è spinto verso l'esterno, invece di cadere all'interno verso il buco nero. In assenza di un rifornimento di gas per fornire energia, la luminosità diminuisce naturalmente sotto il limite di Eddington, a questo punto il gas può cadere nel buco di nuovo. Questo limite permette di calcolare la massa minima di un AGN.

Numericamente il limite di Eddington è:

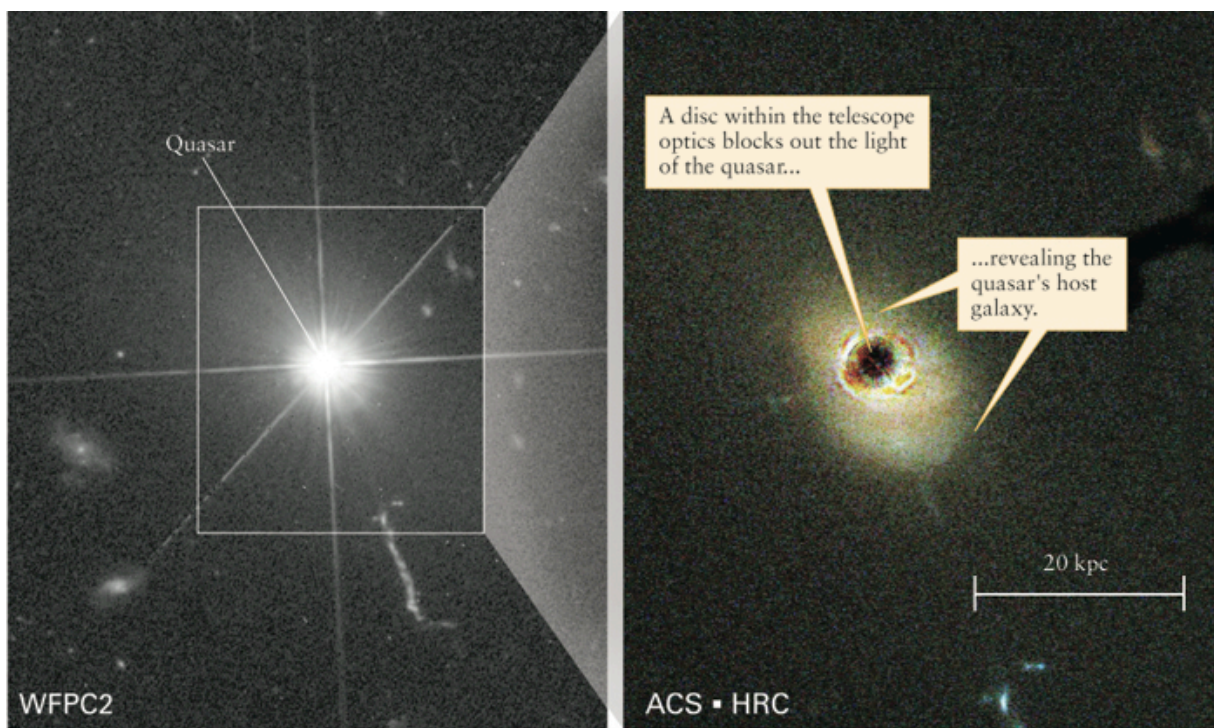
Il limite di Eddington

$$L_{\text{Edd}} = 30'000 \left(\frac{M}{M_{\odot}} \right) L_{\odot}$$

L_{Edd} = massima luminosità che può emanare per accrescimento su un oggetto compatto

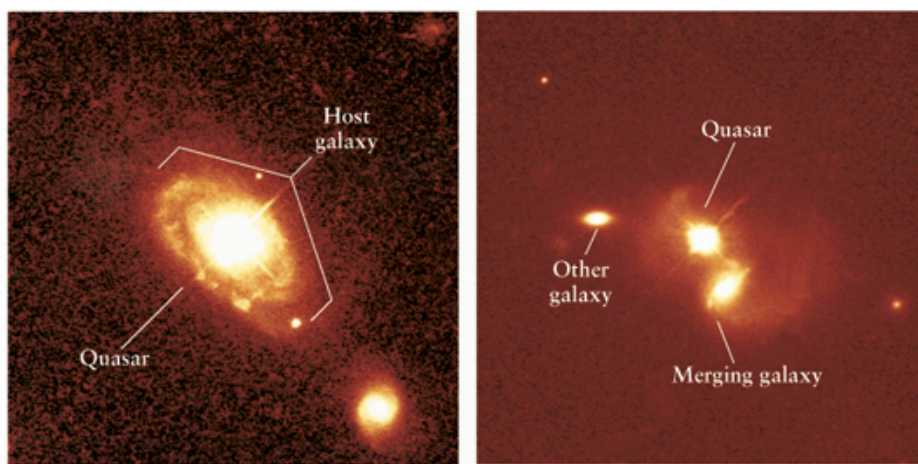
M = massa dell'oggetto compatto

$M_{\odot}$ = unità di massa che vale 1 volta la massa del Sole



(a) 3C 273

(b) The host galaxy of 3C 273



(c) PG 0052+251 and its host galaxy

(d) PG 1012+008 and its host galaxy

FIGURA 2.29— I quasar e la galassia ospite. (a) In questa immagine del 1994 presa con il telescopio spaziale, il bagliore del quasar 3C 273 nasconde la sua galassia ospite. (b) Nel 2002 quest'immagine rivela la galassia ospite grazie ad uno nuovo strumento su HST. (c) Il quasar PG 0052+251 si trova al centro di una galassia spirale apparentemente normale a un redshift $z = 0.155$. Altri quasar si trovano nei centri di galassie ellittiche normali. (d) La galassia che ospita il quasar PG 1012+008 ($z = 0.185$) si trova nel processo di entrare in collisione con una seconda galassia luminosa. Le due galassie in interazione si trovano distanti solo di 9500 pc (31'000 anni-luce) una dall'altra. Un'altra piccola galassia a sinistra del quasar forse è anche in collisione con le altre. (Credito: (a) NASA e J. Bahcall (IAS); (b) NASA, A. Martel, H. Ford (JHU), M. Clampin, G. Hartig (STScI), G. Illingworth (UCO/Lick Observatory), ACS Science Team, ESA; (c,d) J. Bahcall (IAS), M. Disney (University of Whales), NASA) IAS)

$L_{\odot}$ = unità di luminosità che vale 1 volta la luminosità del Sole

La tremenda luminosità di un AGN deve essere minore o uguale al suo limite di Eddington, quindi questo limite deve essere molto alto (e anche la massa del buco nero). Per esempio, consideriamo il quasar 3C 273 che ha una luminosità di $3 \times 10^{13} L_{\odot}$. Per calcolare la massa *minima* del buco nero che può continuamente attrarre gas per alimentare il quasar, supponiamo che la luminosità del quasar sia uguale al limite di Eddington. Inserendo $L_{\text{Edd}} = 3 \times 10^{13} L_{\odot}$ nell'equazione sopra troviamo che $M = 10^9 M_{\odot}$. Pertanto se un buco nero è responsabile per la produzione di energia di 3C 273, la sua massa deve essere maggiore di un miliardo di Soli.

Gli astronomi hanno infatti trovati le prove che **buchi neri super-massicci** esistono nel centro di molte galassie vicine, incluso nella nostra galassia Via Lattea.

2.6.7 Misurare le masse di buchi neri nelle galassie

Una galassia che ha probabilmente un buco nero nel suo centro è la galassia Andromeda. M31 si trova solo 750 kpc (2.5 milioni di anni-luce) dalla Terra, vicina abbastanza che dettagli del suo nucleo della dimensione di 1 pc possano essere studiati nelle migliori condizioni di osservazioni.

Nei anni 1980 gli astronomi hanno osservato spettroscopicamente il cuore di M31 ad alta risoluzione. Misurando gli spostamenti Doppler delle righe spettrali a varie posizioni nel cuore, hanno potuto misurare la velocità orbitale delle stelle attorno al centro della galassia. La figura 2.30 mostra i risultati dei 80 arcosecondi centrali di M31. Alla distanza di M31, questo corrisponde ad una distanza lineare di 290 pc o 950 anni-luce). Notate che la velocità di rotazione nel nucleo non segue la tendenza delle parti più esterne. Piuttosto ci sono picchi forti – uno dal lato della galassia che si avvicina e uno dal lato che si allontana – all'interno di 5 arcosecondi del centro galattico.

L'interpretazione più diretta è che questi picchi sono causati dai moti orbitali delle stelle di M31 attorno al centro. L'alta velocità delle stelle in orbita vicina al centro di M31 indica la presenza di un oggetto centrale massiccio, in grado di accelerare le stelle fino alle alte velocità osservate al centro. Alla differenza delle misure e dei calcoli fatti per la nostra Via Lattea dove possiamo seguire il moto di stelle individuali, per le galassie esterne come M31 i dati (come quelli della figura 2.30) sono velocità medie proveniente della luce integrata di molte stelle che si trovano sulla linea di vista. Tali calcoli mostrano che ci deve essere circa $3 \times 10^7 M_{\odot}$ all'interno di 5 pc del centro di M31. Una tale massa confinata in un volume così piccolo suggerisce fortemente la presenza di un buco nero super-massiccio.

Applicando le tecniche della spettroscopia ad alta risoluzione sul nucleo di altre galassie vicine, gli astronomi hanno scoperto molti altri buchi neri come quelli di M31. La massa di questi buchi neri è proporzionale (qualche percento) alla massa della galassia. Sfortunatamente questa tecnica per identificare i buchi neri non si può applicare agli quasar, perché sono molto distanti e hanno una piccolissima dimensione angolare. La prova della presenza dei buchi neri nei quasar è indiretta: nessun'altra sorgente di energia conosciuta potrebbe fornire abbastanza potenza per sostenere l'intensa fuoriuscita luminosa dei quasar.

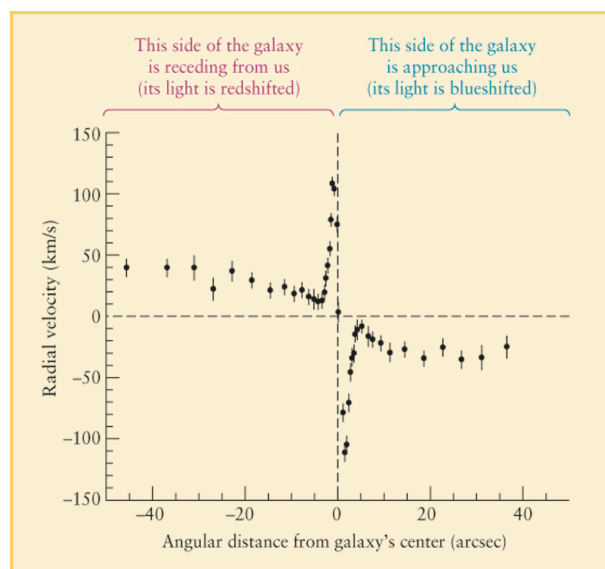


FIGURA 2.30— La curva di rotazione della parte centrale di M31. Questo grafico mostra la velocità radiale delle stelle nel centro di M31 in funzione della distanza angolare dal centro. Notate il forte picco nei 5 arcosecondi interni. Questo indica la presenza di un oggetto compatto e molto massiccio nel centro della galassia. (Credito: J. Kormendy)

2.7 Le galassie si raggruppano in ammassi e super-ammassi

Le galassie non sono distribuite casualmente attraverso l'universo ma si trovano in **ammassi**. La figura 2.31 mostra un tale ammasso. Come le stelle all'interno di ammasso di stelle, i membri di un ammasso di galassie sono in moto continuo uno attorno all'altro. Appaiono essere a riposo solo perché sono così distanti da noi.

2.7.1 Ammassi di galassie: ricchi e poveri, regolari e irregolari

Un ammasso è **ricco** o **povero** a dipendenza del numero di galassie che contiene. Poveri ammassi, molto più numerosi di ricchi ammassi, sono spesso chiamati **gruppi**. Per esempio la Via Lattea, M31 e le nubi di Magellano appartengono a un povero ammasso, comunemente chiamato **gruppo locale**. Il gruppo locale contiene più di 40 galassie, di cui la maggior parte sono galassie ellittiche nane (figura 2.12). La figura 2.32 è una mappa di una porzione del gruppo locale.

Nei anni recenti gli astronomi hanno scoperto alcune galassie ellittiche nane precedentemente sconosciute nel gruppo locale. Una delle ultime scoperte è la nana Canis Major, così nominata per la costellazione in cui si trova dalla Terra. Si trova a 13 kpc (42'000 anni-luce) dal centro della Via Lattea e solo 8 kpc (25'000 anni-luce) dalla Terra, la stessa distanza che separa la Terra dal centro della Via Lattea. Le forze di maree esercitate dalla Via Lattea su questa galassia la distruggono gradualmente e lasciano una scia di detriti dietro essa (figura 2.33).

Non sapremo forse mai il numero totale di galassie nel gruppo locale, perché la polvere nel piano della Via Lattea oscura la vista di una considerevole regione del cielo. Nonostante possiamo essere sicuri che non esistono altre grandi galassie a spirali na-



FIGURA 2.31— L'ammasso Hercules. Quest'ammasso irregolare di galassie si trova a 200 Mpc (650 milioni di anni-luce) dalla Terra. L'ammasso di Hercules contiene molte galassie spirali, spesso associate in coppia o piccoli gruppi. (Credito: Tony Hallas)

scoste dalla Via Lattea. Gli radio-astronomi avrebbero scoperto la loro radiazione 21 cm, anche se la luce visibile fosse completamente assorbita dalla polvere interstellare.

Infatti osservazioni radio condotte nel 1994 dall'osservatorio di Dwingeloo (Olanda) hanno svelato una grande galassia spirale barrata dietro la Via Lattea. Chiamata Dwingeloo 1 questa galassia si trova in una regione del cielo che contiene una grande quantità di gas e polvere che nasconde la galassia: essa appare 100 volte più debole che se non fosse oscurata dalla polvere. La galassia barrata Dwingeloo 1 è circa 5 volte più distante di M31 dalla Terra.

L'ammasso della Vergine (Virgo) è l'ammasso ricco più vicino alla Via Lattea: contiene più di 2000 galassie che copre una area del cielo di $10^\circ \times 12^\circ$. La figura 2.11 mostra una porzione di quest'ammasso. Un membro di quest'ammasso non mostrato in questa figura è la galassia spirale M100; misure delle variabili cefeidi in M100 hanno fornito una distanza di circa 17 Mpc (56 milioni di anni-luce). Altri metodi, per esempio usando le supernovae di tipo Ia (figura 2.4.1), danno simili distanze per quest'ammasso. Il diametro complessivo dell'ammasso è di circa 3 Mpc (9 milioni di anni-luce). Per fare

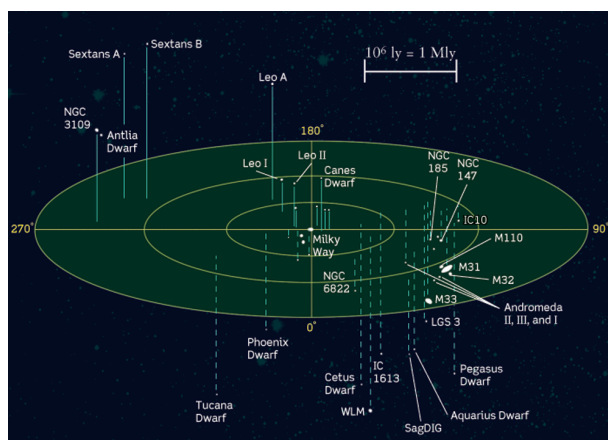


FIGURA 2.32— Il gruppo locale. Questa illustrazione mostra le relative posizioni delle galassie che compongono il gruppo locale, un povero e irregolare ammasso di cui la nostra Galassia fa parte. Gli anelli rappresentano il piano della Via Lattea; 0° è la direzione dalla Terra verso il centro della Via Lattea. Le linee solide e tratteggiate puntano verso le galassie rispettivamente sopra e sotto il piano. La più grande e più massiccia galassia nel gruppo locale è M31, la galassia Andromeda; al secondo posto, la Via Lattea, seguita dalla galassia spirale M33. Entrambi la Via Lattea e M31 sono circondate da un numero di piccole galassie satellite. (Credito: R. Powell, www.atlasoftheuniverse.com)

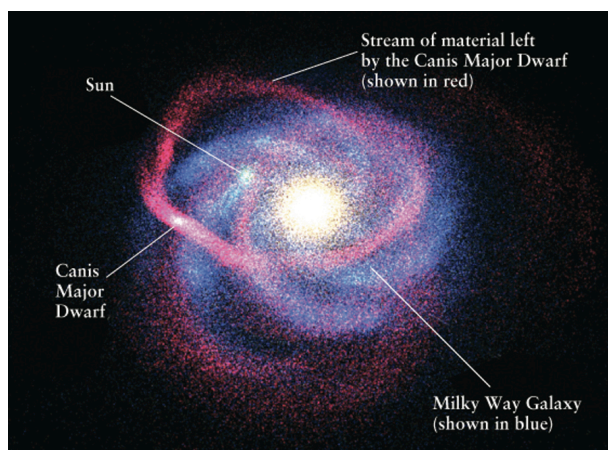


FIGURA 2.33— La galassia nana Canis Major. Scoperta nel 2003, questa galassia nana è in realtà leggermente più vicina alla Terra che lo è il centro della Via Lattea. Quest'illustrazione mostra il flusso di materiale lasciato dietro da Canis Major mentre sta orbitando attorno alla Via Lattea. Questo materiale è strappato via dalle forze di maree della Via Lattea. (Credito: R. Ibata, Observatoire de Strasbourg; 2MASS e NASA)

un viaggio virtuale dal sistema solare fino all'ammasso Virgo, vedi questo link³.

Il centro dell'ammasso della Vergine è dominato da tre gigante galassie ellittiche. Potete vederne due, M84 e M86, nella figura 2.11. Il diametro di queste enormi galassie è paragonabile alla distanza di 750 kpc che separa la Via Lattea e M31. In altre parole, una gigante ellittica è approssimativamente la stessa dimensione dell'intero gruppo locale! L'ammasso della Vergine, come il nostro gruppo locale, è un ammasso irregolare

³http://www.nicolascrutton.ch/Astronomy/Galaxies/Galxy_Fly_through_Pink_Floyd.mov



FIGURA 2.34— La galassia spirale barrata Dwingeloo 1 scoperta grazie alla radiazione radio (21 cm) dal gas presente nel suo disco. (Credito: Dwingeloo Obscured Galaxy Survey team, S. Hughes, S. Maddox/Isaac Newton telescope)

dove le galassie non seguono una distribuzione sferica.

L'esempio più vicino di un ammasso regolare e ricco è l'ammasso di Coma, che si trova a 90 Mpc (300 milioni di anni-luce) dalla Terra nella costellazione Coma Berenices (figura 2.35). Quest'ammasso contiene più di 1000 normali galassie e sicuramente molti migliaia di nane ellittiche, quindi il numero totale di membri dell'ammasso potrebbe essere attorno a 10'000 galassie.

La forma globale di un ammasso è correlata al tipo dominante di galassie che contiene. Ricchi ammassi regolari contengono per la maggior parte galassie ellittiche e lenticolari. Per esempio, circa 80% delle galassie più brillanti dell'ammasso di Coma sono ellittiche; solo poche spirali sono distribuite nelle parte esterne dell'ammasso. Ammassi irregolari, come Virgo e Hercules, hanno un misto più bilanciato di tipi di galassie.

2.7.2 Super-ammassi: ammassi di ammassi di galassie

Gli ammassi di galassie sono loro stessi raggruppati insieme in enormi associazioni chiamate **super-ammassi**. Un tipico super-ammasso contiene dozzine di galassie distribuite in uno spazio fino a 45 Mpc (150 milioni di anni-luce). Le osservazioni indicano che, al contrario dei ammassi, super-ammassi non sono legati assieme dalla gravità. Cioè, la maggior parte dei ammassi in ogni super-ammasso si allontana degli altri am-



FIGURA 2.35— L'ammasso di Coma. Quasi tutti gli oggetti in questa foto sono galassie. L'ammasso di Coma è uno dei più densi conosciuto – esso contiene migliaia di galassie. La maggior parte delle galassie nell'ammasso di Coma sono galassie ellittiche, come di solito è il caso per gli altri ammassi. (Credito: Jim. Misti)

massi. Perlopiù gli super-ammassi si allontanano tutti uno dall'altro dovuto al flusso di Hubble.

2.7.3 Vuoti cosmici e filamenti: la distribuzione degli super-ammassi

A partire degli anni 80 gli astronomi hanno lavorato per capire come gli super-ammassi sono distribuiti nello spazio. Una parte di questa struttura è mostrata in mappe come quella della figura 2.36 che mostra la posizione sul cielo di 1.6 milione di galassie. Tali mappe rivelano che gli super-ammassi non sono distribuiti in modo casuale, ma si trovano lungo filamenti. Per comprendere più a fondo la distribuzione degli super-ammassi, è necessario ricostruire la loro posizione in 3 dimensioni. Questa si fa misurando entrambi la posizione delle galassie sul cielo e il loro redshift, con il quale si deriva la distanza dalla Terra, quindi la posizione nello spazio a 3 dimensioni.

Le prime mappe tri-dimensionali di questo tipo furono fatte nei anni 70 e includevano misure di qualche centinaia di galassie. Raccogliere dati per tali mappe richiedeva molti mesi o anni di osservazioni al telescopio. La tecnologia per l'astronomia ha fatto enormi progressi da quest'epoca, ed è possibile oggi misurare i redshift di 400 galassie in una sola ora!

All'inizio del 2007 le più estese mappe di questo tipo erano quelle del Sloan Digital Sky Survey⁴, un collaborazione di astronomi da vari paesi (Stati Uniti, Giappone e Germania) e del Two Degree Field Galactic Redshift Survey (2dFGRS), una collaborazione tra astronomi australiani, inglesi, e americani. Il nome deriva dal campo di vista di 2° del telescopio usato per le osservazioni, un campo eccezionalmente largo. La figura 2.37a mostra la mappa fatta con le misure di 2dFGRS di più di 60'000 galassie. Questa particolare mappa include due fette cuneiforme dell'universo, una da ciascun lato della Via Lattea (figura 2.37b). Ogni punto rappresenta una galassia. Le misure

⁴<http://www.sdss.org/>

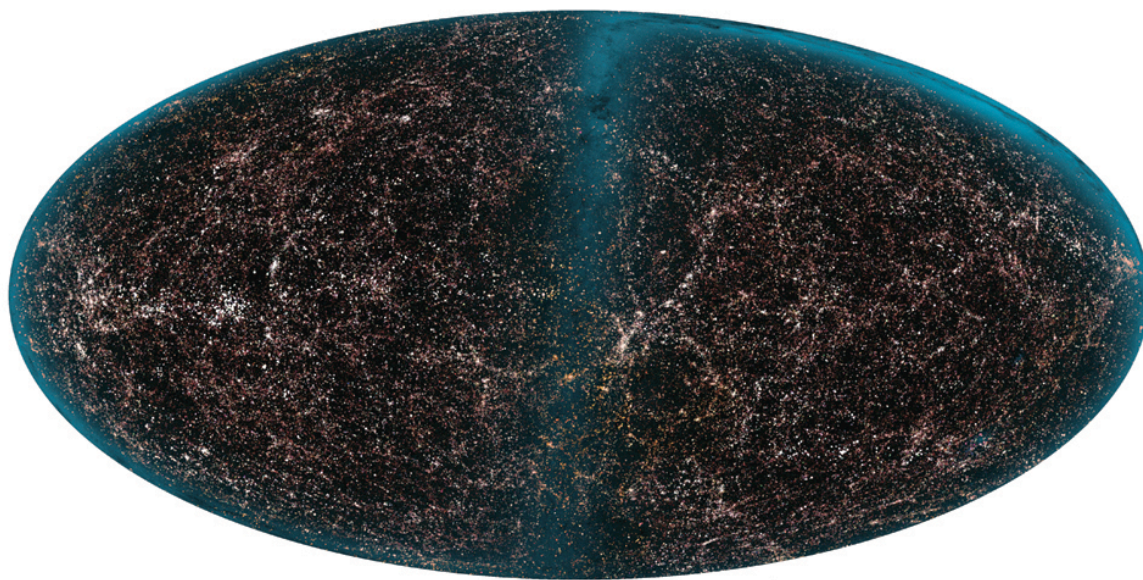


FIGURA 2.36— Struttura nell'universo vicino. Immagine infrarossa del progetto 2MASS (Two-micron All-Sky Survey) che mostra la luce di 1.6 milione di galassie. In quest'immagine, il cielo è stato proiettato su un ovale; la striscia blu verticale nel mezzo è la luce del piano della Via Lattea. Notate che le galassie formano una struttura a pizzo con filamenti. Notate anche grandi "vuoti" che contengono poche galassie. (Credito: 2MASS; IPAC/Caltech)

usate per creare questa mappa includono galassie con un redshift fino a $z = 0.25$, corrispondente ad una velocità di allontanamento di 66'000 km/s. Con una costante di Hubble $H_0 = 73$ km/s/Mpc, significa che la mappa della figura 2.37a si estende quasi fino a 1000 Mpc (3 miliardi di anni-luce).

Le mappe come quelle della figura 2.37a svelano enormi **vuoti** dove eccezionalmente poche galassie si trovano. Questi vuoti sono grossomodo sferici e misurano da 30 a 120 Mpc (100 milioni a 400 milioni) di diametro. Tuttavia non sono completamente vuoti. Ci sono nubi di idrogeno in alcuni vuoti, mentre altri sono popolati da catene di deboli galassie.

La figura 2.37a mostra che la maggior parte delle galassie sono concentrati su "lamine" sulle superficie tra i vuoti. Queste lamine possono essere lunghi più di 100 Mpc e vari Mpc larghi. Questa struttura è simile a quella delle bolle di sapone, con le lamine di pellicole di sapone (analoghe alle galassie) che circondano le bolle di aria (analoghe ai vuoti). Queste lamine titaniche di galassie sono le più grandi strutture conosciute nell'universo. Su scala molto maggior di 100 Mpc, la distribuzione delle galassie nell'universo sembra essere grossomodo uniforme. Come vedremo nel capitolo 4 questo schema di lamine e vuoti contiene importanti informazioni su come gli ammassi di galassie si sono formati nell'universo primordiale.

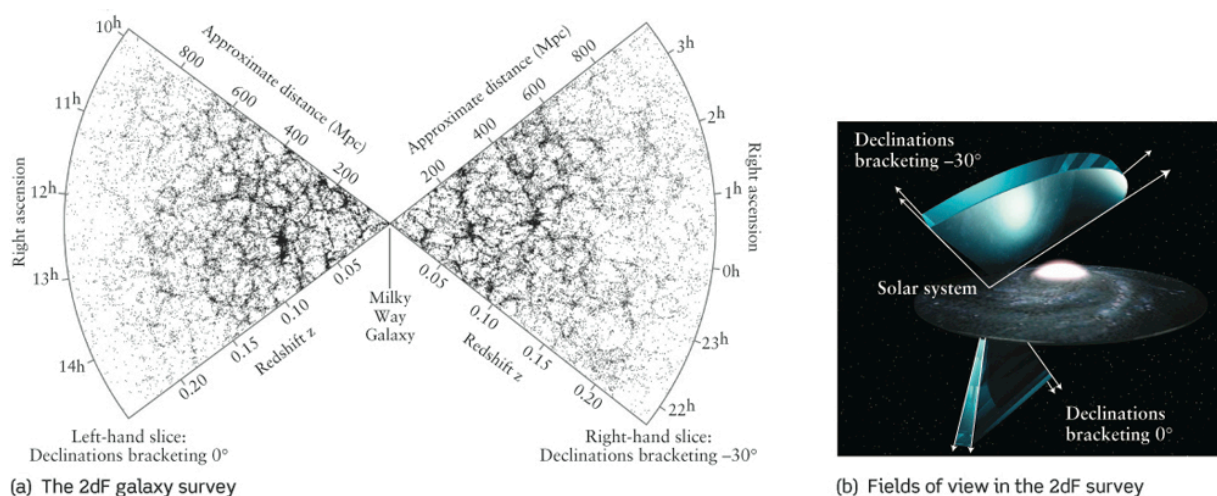


FIGURA 2.37— La distribuzione a larga scala delle galassie. (a) Questa mappa mostra la distribuzione di 62'559 galassie in due fette che si estendono fino ad un redshift di $z = 0.25$. Notate i vuoti prominenti circondati da regioni sottili piene di galassie. (b) Le due fette mostrate in (a) sono approssimativamente perpendicolari al piano della Via Lattea. Sono state scelte per evitare la polvere che oscura la vista che si trova nel piano della nostra galassia. (Credito: 2dF Galactic Redshift Survey/Anglo–Australian Observatory)

2.8 Collisione di galassie

Occasionalmente due galassie all'interno di un ammasso possono entrare in collisione. Collisioni del passato hanno gettato vasti numeri di stelle nello spazio intergalattico. In alcuni casi possiamo osservare una collisione in progresso, una catastrofe cosmica che partorisce nuove stelle. Gli astronomi possono anche predire collisioni che non accadranno prima di miliardi di anni, come la collisione che destinata ad avvenire tra la galassia M31 e la nostra Via Lattea.

2.8.1 Collisione di galassie ad alta velocità

Quando due galassie entrano in collisione ad alta velocità, le enormi nubi di gas interstellare e polvere nelle galassie sbattono uno contro l'altro e possono essere completamente fermati. In questo modo due galassie in collisione possono essere svuotate del loro gas interstellare e polvere.

La migliore prova che tali collisioni avvengono è che molti ammassi ricchi di galassie sono forti sorgenti di raggi X (figura 2.38). Quest'emissione svela la presenza di sostanziali quantità di gas bollente all'interno dell'ammasso a temperature tra 10^7 e 10^8 . L'unico modo per riscaldare tali quantità di gas a queste temperature estreme è in violenti collisioni tra galassie.

ATTENZIONE Malgrado che le galassie entrano in collisione, è alta improbabile che le *stelle* delle due galassie in collisione si scontrano una contro l'altra. Il motivo è che le stelle all'interno di una galassia sono separate da grandi distanze, molto di più che il diametro tipico di una stella.

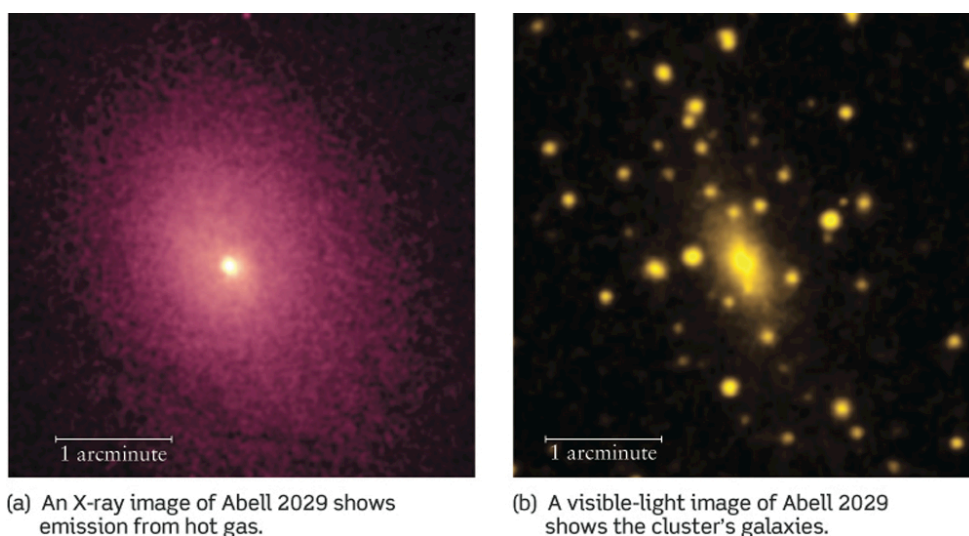


FIGURA 2.38— Emissione a raggi X da un ammasso di galassie. (a) Un immagine a raggi X di quest'ammasso di galassie mostra emissione da parte di gas bollente tra le galassie. Il gas è stato riscaldato dalle collisioni tra galassie all'interno dell'ammasso. (b) Le galassie stesse sono troppo deboli alle lunghezze d'onde X per essere viste in (a), ma sono apparenti a lunghezze d'onda visibili. Quest'ammasso si trova a 300 Mpc (1 miliardo di anni-luce) dalla Terra nella costellazione del Serpente. (Credito: (a) NASA, CXC, University of California, A. Lewis (b) Palomar Observatory DSS)

2.8.2 Forze di maree e fusione di galassie

Le forze di maree tra le galassie in collisione possono deformare le galassie dalla loro forma originale, come le forze di maree tra la Luna e la Terra deformano gli oceani e provocano le maree. La deformazione galattica può essere così intensa da lanciare nello spazio intergalattico migliaia di stelle che formano lunghi archi di stelle (figura 2.39). Lo stesso effetto ha tolto il materiale della galassia nana Canis Major mentre orbitava attorno alla Via Lattea. Simulazioni al computer di tali collisioni mostrano che alcune stelle sono lanciate lontane, altre rallentano e le galassie possono fondersi.

La figura 2.39 mostra una tale simulazione. Mentre le due galassie si attraversano, sono seriamente disturbate dalle interazioni gravitazionali e lanciano fuori un paio di code estese. L'interazione impedisce anche alle galassie di continuare sulla loro traiettoria originale. Invece cadono una sull'altra per un secondo incontro (a 625 milioni di anni). Le galassie simulate si fondono poco dopo, lasciando un solo oggetto. L'appendice *Cosmic Connections, When Galaxies collide* (2.14) approfondisce un esempio reale di due galassie che entrano in collisione in questo modo.

La nostra Via Lattea conoscerà una collisione galattica come quella mostrata nella figura 2.39. La Via Lattea e Andromeda sono nel processo di avvicinarsi e dovrebbero entrare in collisione in 6 miliardi di anni. Quando questo accadrà il cielo sarà pieno di stelle appena create, seguite da una rapida successione di supernovae quando le più massicce di queste stelle avranno terminato il loro ciclo di vita. Ogni abitante di ciascuna galassia vedrà un cielo molto più drammatico e tempestoso che il nostro.

Quando due galassie si fondono, il risultato è una galassia più grande. Se questa galassia si trova in un ricco ammasso, può catturare e divorare altre galassie, crescen-

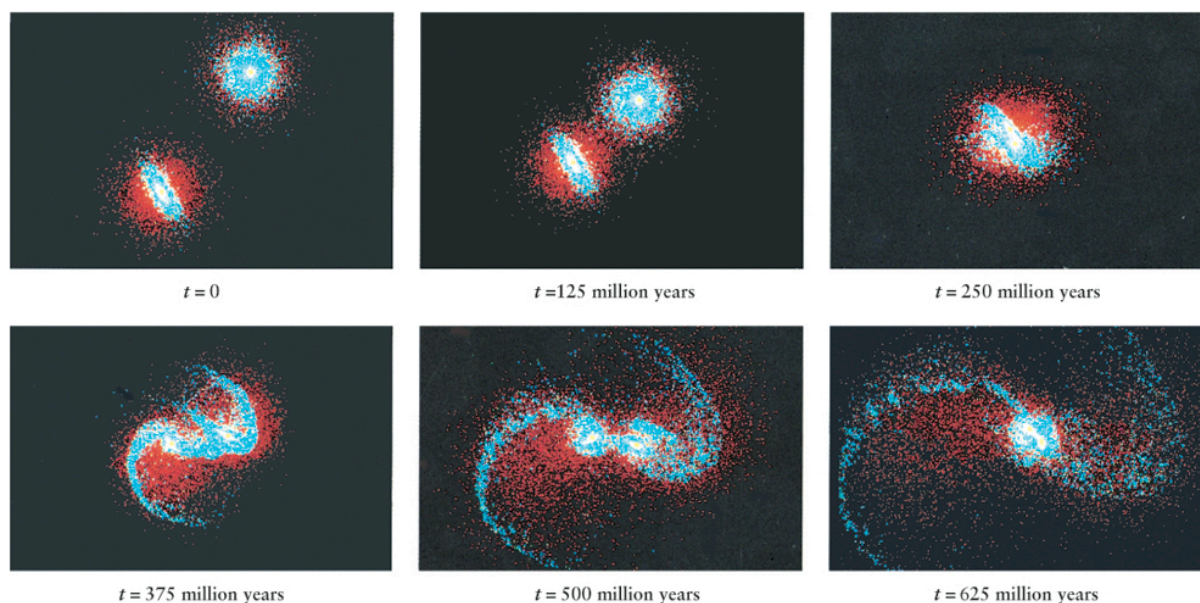


FIGURA 2.39— Una simulazione di collisione tra due galassie. Queste immagini calcolate con un super-computer mostrano la collisione e la fusione di due galassie accompagnata dall'espulsione di stelle nello spazio intergalattico. Le stelle nel disco di ciascuna galassia sono colorate di blu, mentre le stelle dei bulge centrali sono bianche. Rosso indica la materia scura che circonda ogni galassia. Gli intervalli di tempo tra ogni immagine è di 125 milioni di anni. Paragonate le immagini del fondo con la galassia delle antenne nell'appendice "Cosmic Connection" (Credito: J. Barnes, University of Hawaii)

do fino ad enormi dimensioni grazie a **cannibalismo galattico**. Si usa il termine di fusione (*merger*) quando le due galassie hanno una dimensione simile, mentre si usa "cannibalismo" quando la galassia che divora l'altra è più grande del suo "pranzo".

Molti astronomi sospettano che il cannibalismo galattico è il motivo per il quale le galassie gigante ellittiche sono così enormi. Queste galassie occupano il centro di ricchi ammassi. In molti casi, galassie più piccole si trovano attorno a questi giganti (figure 2.11 e 2.35). Quando passano attraverso l'esteso alone di una galassia ellittica gigante, queste galassie più piccole rallentano e sono in fine divorate dalla galassia più grande.

2.8.3 Interazione di galassie e braccia spirali

Incontri ravvicinati tra galassie fornisce anche un modo per formare braccia spirali. Le simulazioni al computer dimostrano chiaramente le braccia spirali possano essere creati durante una collisione, sia estraendo lunghe code di stelle, che comprimendo nubi di gas interstellare. Per esempio le braccia spirali di M51 (figura 2.3) possono essere stati prodotti dall'interazione con la seconda galassia più piccola (NGC 5195), che si trova adesso all'estremità di un braccio spirale creato dall'interazione. Si pensa che le due galassie della figura 2.1 interagiscono nello stesso modo.

La nostra stessa esistenza potrebbe essere intimamente collegata all'interazione delle galassie. Alcuni astronomi pensano che le braccia spirali della Via Lattea sono stati creati da un incontro ravvicinato con la grande nube di Magellano. Le braccia spirali

comprimono il mezzo interstellare nel disco della Via Lattea per formare stelle di popolazione I come il Sole che hanno abbastanza elementi pesanti per produrre pianeta rocciose come la Terra. Pertanto la catena di eventi che ha condotto alla formazione del Sole, del sistema solare e della vita sul nostro pianeta potrebbe essere stato iniziato qualche miliardi di anni fa da un'interazione tra due galassie.

2.9 La maggior parte della massa dell'universo è scura

Un ammasso di galassie deve essere tenuto assieme dalla gravità. In altre parole ci deve essere abbastanza massa nell'ammasso per impedire alle galassie di volare via. Tuttavia uno studio approfondito di un ricco ammasso di galassie, come l'ammasso di Coma (figura 2.35), svela che la massa della materia luminosa (principalmente le stelle nelle galassie) non è per niente sufficiente per legare l'ammasso gravitazionalmente. Le velocità osservate lungo la linea di vista grazie alla tecnica Doppler sono così grandi che l'ammasso avrebbe dovuto dislocarsi un lungo tempo fa. Considerevolmente più massa che quella visibile è richiesta per mantenere le galassie legate alle loro orbite attorno al centro dell'ammasso. La conclusione è che gli ammassi di galassie contengono quantità significative di massa *non visibile*, chiamata "materia scura". Se questa materia scura non fosse presente, le galassie si sarebbero disperse tanto tempo fa in direzioni casuali e l'ammasso non esisterebbe più oggi. Le analisi dimostrano che la massa totale richiesta per legare un ammasso ricco tipico è circa 10 volte maggiore della massa del materiale che si fa vedere sulle immagini in luce visibile.

2.9.1 La materia scura e le curve di rotazione

Il problema è di scoprire di che cosa è composta questa materia scura. Una soluzione parziale a questo problema, che trova la sua origine con i lavori dell'astronomo svizzero F. Zwicky, è stata fornita dalla scoperta nei anni 70 di un gas bollente e sorgente di raggi X all'interno degli ammassi di galassie. Misurando la quantità di raggi X, gli astronomi trovano che la quantità totale di gas intra-ammassi può essere maggiore della massa combinata di tutte le stelle delle galassie dell'ammasso. Tuttavia questo è sufficiente per rendere conto di solo 10% della massa invisibile. Il resto è massa scura di composizione sconosciuta.

Malgrado che non sappiamo di cosa è fatta la materia scura nelle galassie, è possibile investigare come la materia scura è distribuita nelle galassie e gli ammassi di galassie. Sembra che la materia scura all'interno e attorno le galassie, non nei vasti spazi tra le galassie. Le prove di questo provengono principalmente dalle osservazioni delle curve di rotazione delle galassie e dalla flessione gravitazionale della luce da parte degli ammassi di galassie.

La curva di rotazione è un grafico che mostra la velocità delle stelle in una galassia a diverse distanze dal centro. Come illustrato dalla figura 2.40 molte galassie spirali hanno una curva di rotazione che rimane sorprendentemente piatta a grande distanza dal centro. Quest'osservazione implica che non abbiamo ancora trovato l'estremità vera di queste galassie. Vicino la fine della galassia, dovremo vedere un declino della curva di rotazione. Dato che questo declino non è stato osservato, gli astronomi concludono

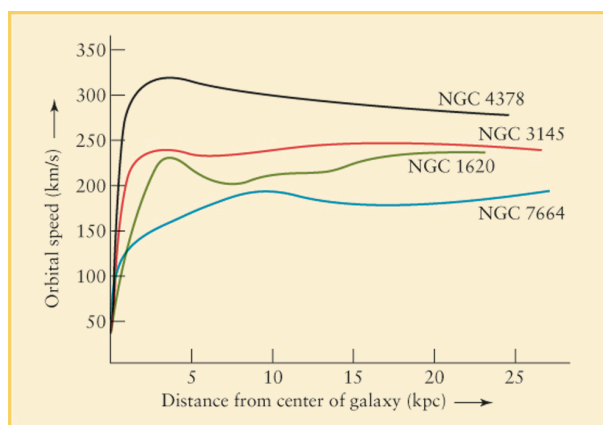


FIGURA 2.40— La curva di rotazione di quattro galassie spirali. Questo grafico mostra come la velocità orbitale nei dischi di quattro galassie spirali varia con la distanza al centro di ogni galassia. Se la maggior parte della massa di ogni galassia fosse concentrato vicino al centro, queste curve cadrebbero a grande distanza. Queste (e molte altre) galassie hanno curve di rotazione piatta che non cadono. Questa indica la presenza di aloni estesi di materia scura. (Credito: V. Rubin e K. Ford)

che ci deve essere una considerevole quantità di massa (scura) che si estende ben oltre la porzione visibile del disco stellare. A distanze maggiori del disco stellare, si può misurare la velocità di rotazione del disco di gas, e anche questa velocità di rotazione è costante. Non può essere la massa stellare (confinata a raggi minori) a spiegare la velocità costante del gas.

2.9.2 “Vedere” la materia scura con le lenti gravitazionali

Una prova supplementare di come la materia scura sia distribuita viene dal fenomeno di “lente gravitazionale” (vedere anche il paragrafo 3.2): Secondo la relatività generale, la presenza di massa curva lo spazio attorno a se e pertanto devia la traiettoria dei raggi di luce che passano nella sua vicinanza. Come mostrato nella figura 3.4, la gravità di un’unica stella come il Sole può deviare la luce di pochi arcosecondi. Tuttavia la un oggetto molto più massiccio come una galassia può produrre una deviazione molto maggiore. Visto che la deviazione dipende dalla massa, possiamo usare la quantità di deviazione per determinare la massa della galassia responsabile. Per esempio, immaginiamo che la Terra, una galassia massiccia e una sorgente di luce nel sottofondo (come una distante galassia) si trovano quasi in perfetto allineamento (figura 2.41). Dovuto allo spazio curvo attorno alla galassia massiccia, la luce della galassia nel sottofondo è deviata attorno alla galassia mentre sta viaggiando verso la Terra. Pertanto vediamo due immagini della sorgente nel sottofondo (figura 2.41b).

Una potente sorgente di gravità che deforma le immagini del sottofondo è chiamata una **lente gravitazionale**. Per funzionare l’effetto di lente gravitazionale ha bisogno di allineamento quasi perfetto tra la Terra, la galassia massiccia e la galassia remota del sottofondo. Un allineamento perfetto produce una distorsione circolare (Einstein ring) e un allineamento quasi perfetto produce immagini multiple e pezzi di arco.

A partire dal 1979 gli astronomi hanno scoperto un grande numero di esempi di lenti gravitazionali. La figura 2.42 mostra una situazione dove un intero ammasso di galassie

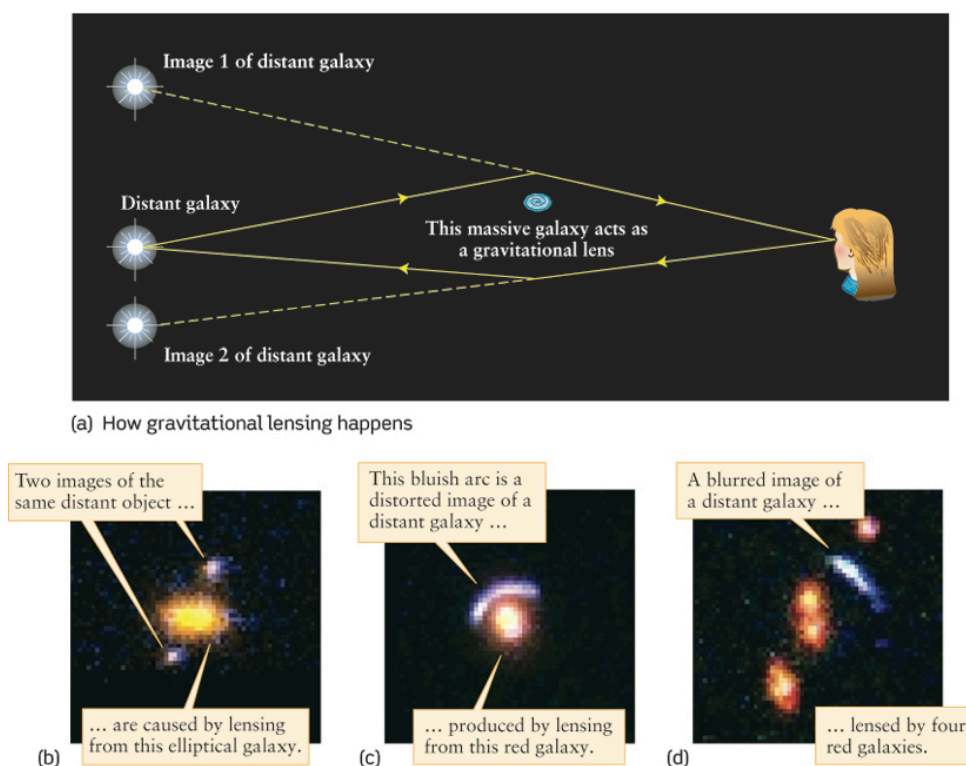


FIGURA 2.41— Lente gravitazionale. (a) Un oggetto massiccio come una galassia può deviare i raggi di luce come una lente, così un osservatore vede più di una immagine di una galassia distante se si trova allineata con la Terra e l'oggetto massiccio. (b,c,d) Tre esempi di lenti gravitazionali. In ogni caso una sola galassia distante e blu subisce l'effetto di lente gravitazionale da parte di una galassia rossa (o più galassie) più vicina(e). (Credito: K. Ratnatunga, Carnegie Mellon University; ESA; NASA)

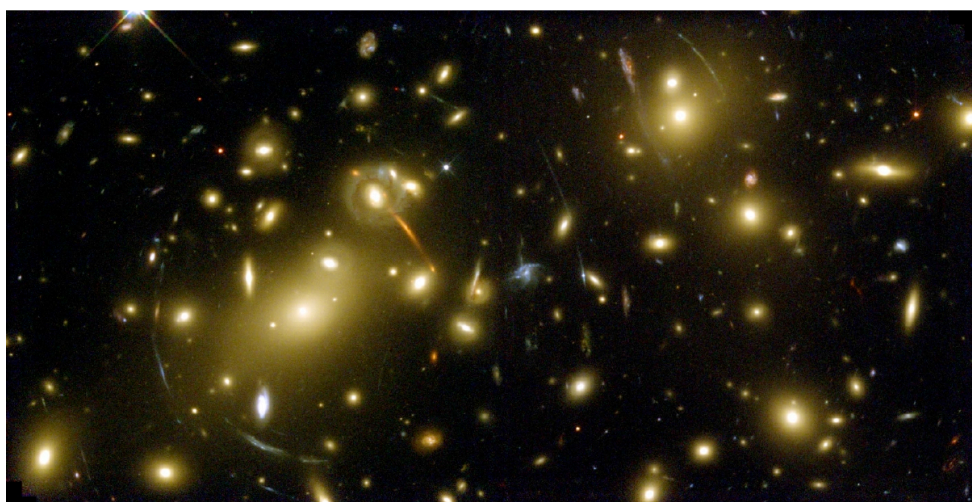


FIGURA 2.42— L'ammasso Abell 2218 osservato dal telescopio spaziale Hubble. Un numero di archi prodotti dall'ammasso sono visibili sull'immagine. (Credito: HST; ESA; NASA)

agisce come una lente gravitazionale. Misurando le distorsioni dell'immagine e grazie ad un processo inverso della lente gravitazionale gli astronomi possono ricostruire la

distribuzione di massa dell'ammasso di galassie: essi hanno determinato che 90% della massa dell'ammasso è scura e che la materia scura è distribuita in modo simile alla materia visibile nell'ammasso. In altre parole, l'organizzazione delle galassie visibili sembra tracciare la posizione della materia scura.

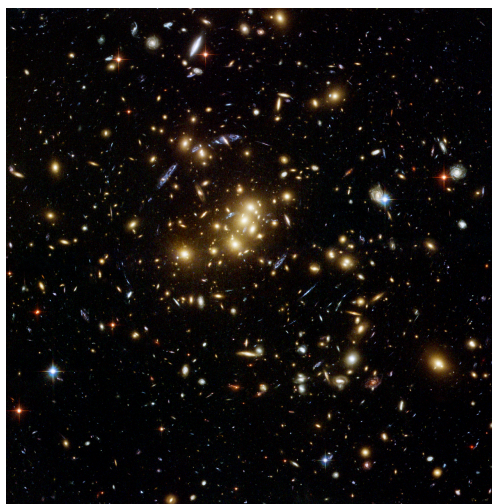


FIGURA 2.43— L'ammasso di galassie CL0024+17 osservato con HST. Le macchie blu vicino al centro sono le immagini distorte di galassie molto distanti che non fanno parte dell'ammasso. (Credito: NASA, ESA, M.J. Jee e H. Ford)

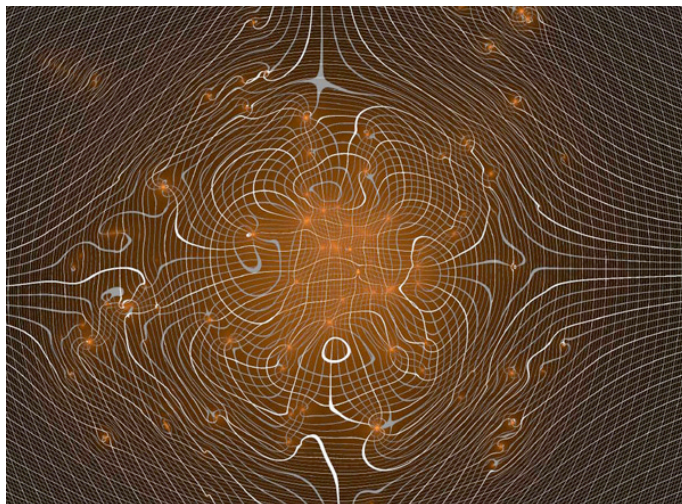


FIGURA 2.44— La distribuzione dettagliata della massa dell'ammasso CL0024+17 è mostrata con una grilla di carta millimetrata distorta sovrapposta all'immagine dell'ammasso. (Credito: LSST, www.lsst.org)

2.9.3 La natura della materia scura

Molte proposte sono state fatte per spiegare la natura della materia scura. Un suggerimento ragionevole era che gli ammassi potessero contenere un grande numero di deboli e rosse stelle di piccola massa ($0.2 M_{\odot}$ o meno). Queste deboli stelle potrebbero trovarsi in aloni estesi che circondano le galassie individuali o distribuiti attraverso lo spazio tra le galassie in un ammasso. Esse sarebbero sfuggite alla scoperta perché la loro luminosità apparente è molto bassa. Ricerche di queste stelle attorno alle galassie sono state fatte con il telescopio spaziale Hubble. Nessuna è stata scoperta fino ad oggi, quindi è altamente improbabile che le stelle deboli costituissero la maggior parte della materia scura nell'universo.

Candidati più esotici sono stati proposti, come nuove particelle ancora non scoperte dai acceleratori come il CERN: un tale esempio potrebbe essere il così detto WIMPS (Weakly Interactive Massive Particule). Oggi la vera natura della materia scura rimane sconosciuta.

2.10 Le galassie si formano dalla fusione di oggetti più piccoli

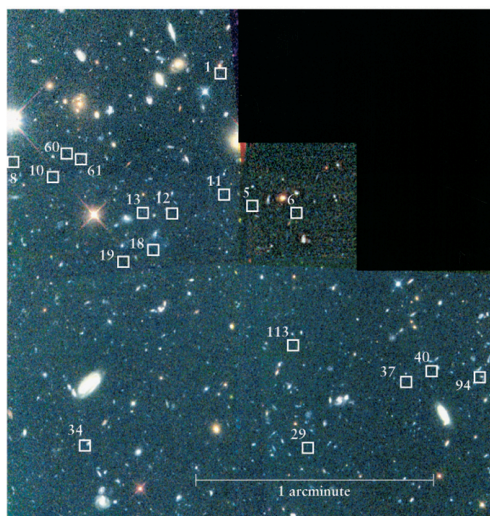
Come si formano le galassie e come si evolvono? Queste due domande sono tramite le più importanti domande dell'astronomia oggi. In generale nel mondo scientifico, come

si forma e evolve un oggetto di studio (qualsiasi) è una domanda fondamentale.

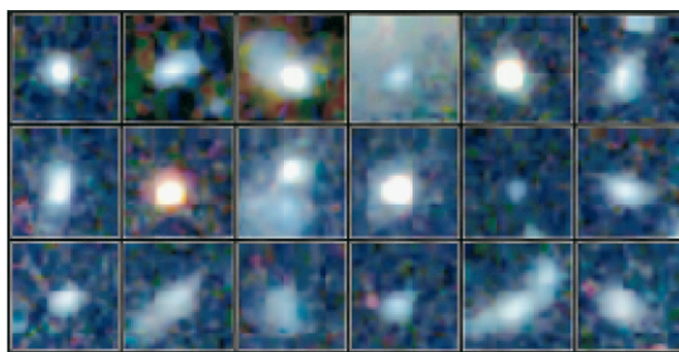
Gli astronomi possono ottenere indizi sull'evoluzione delle galassie semplicemente guardando lo spazio profondo e distante. Più una galassia è distante da noi, più tempo prende la luce per arrivare da noi. Quando esaminiamo le galassie sempre più distanti, siamo infatti guardando sempre più nel passato e così possiamo vedere le galassie nelle prime fasi della loro evoluzione.

2.10.1 Costruire galassie dal "basso verso l'alto"

Le immagini del telescopio spaziale nella figura 2.45 forniscono una vista della formazione delle galassie nell'universo primordiale. La figura 2.45a mostra un numero di oggetti che assomigliano alle galassie ad una distanza di 11 miliardi di anni-luce (3400 Mpc) e quindi visti come erano 11 miliardi di anni fa. Questi oggetti sono più piccoli delle più piccole galassie che vediamo nell'universo oggi e hanno una forma insolita e irregolare (figura 2.45b). Perlopiù questi oggetti sono distribuiti su un'area di solo 600 kpc (2 milioni di anni-luce) di diametro – meno della distanza tra la Via Lattea e M31 – rendendo molto probabile che essi entrerebbero in collisione e fusionerebbero uno con l'altro. Queste collisioni sarebbero aidate dalla materia scura associata con questi oggetti, aumentando la massa e la forza gravitazionale che le attraggono uno contro l'altro. Queste fusioni avrebbero come risultato finale una galassia di dimensione normale.



(a) A portion of the constellation Hercules



(b) Closeup images of the numbered objects in (a)

FIGURA 2.45— I mattoni di costruzione delle galassie. (a) In quest'immagine di HST, gli oggetti nelle scatole sono distanti 3400 Mpc (11 miliardi di anni-luce) dalla Terra e sono solo 600 a 900 pc di diametro – più grandi di un ammasso di stelle ma più piccoli di una galassia nana come quelle della figura 2.12. (b) Se questi oggetti dovessero fondersi, il risultato sarebbe una galassia di dimensione normale come quelle che si vedono oggi nell'universo vicino. (Credito: R. Windhorst, S. Pascarelle, Arizona State University; NASA)

Immagini come quelle della figura 2.45 suggeriscono agli astronomi che le galassie si formano "dal basso verso l'alto" (bottom up) – cioè dalla fusione di oggetti piccoli come quelli della figura 2.45b per formare intere galassie. Il color blu degli oggetti

della figura 2.45b indica la presenza di giovane stelle. Le osservazioni mostrano che le primissime stelle formarono 13.5 miliardi di anni fa, quando l'universo era vecchio di 200 milioni di anni. Vedremo nel capitolo 3 che la materia nell'universo formò ammassi anche prima di questo. Questi ammassi si evolsero negli oggetti come quelli della figura 2.45b, che al loro turno si fusero per formare la popolazione di galassie che vediamo oggi.

2.10.2 Formare galassie spirali, lenticolari e ellittiche

Una volta che un numero di unità subgalattiche si combina, formano un oggetto chiamato *protogalassia*. Il tasso con il quale le stelle si formano all'interno di una protogalassia può determinare se questa protogalassia diventerà una spirale o un'ellittica. Se le stelle si formano relativamente lentamente, il gas che le circonda ha il tempo di formare, tramite collisione, un disco appiattito, come è accaduto (a scala molto minore) per la formazione del sistema solare. La formazione stellare continua perché il disco contiene un'ampia quantità d'idrogeno per formare nuove stelle. Il risultato è una spirale o una lenticolare (figura 2.46a). Se invece le stelle nella protogalassia si formano inizialmente ad un ritmo veloce, quasi tutto il gas viene usato per formare le stelle prima che il disco abbia tempo per formarsi. In questo caso il risultato è una galassia ellittica (figura 2.46b).

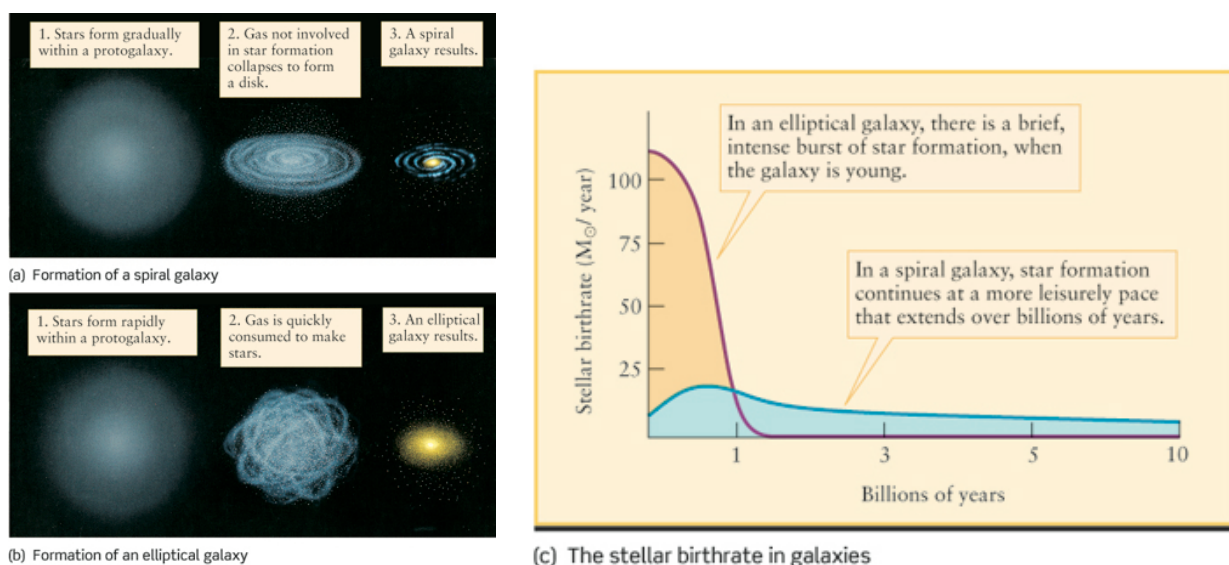


FIGURA 2.46— La formazione delle galassie spirali e ellittiche. (a) Se il tasso iniziale di formazione stellare nella protogalassia è basso, essa può evolversi in una galassia spirale con un disco. (b) Se il tasso iniziale di formazione stellare è rapido, non rimane più gas per formare un disco. Il risultato è una galassia ellittica. (c) Questo grafico mostra come il tasso di formazione stellare (in masse solari all'anno) varia con l'età nelle galassie spirali e ellittiche.

La figura 2.46c paragona il tasso di formazione stellare nei due tipi di galassie. Questo tipo di grafico ci aiuta a capire alcune differenze tra spirali e ellittiche che sono state descritte nel paragrafo 2.3. Si pensa che le protogalassie sono composte quasi esclusivamente di gas idrogeno e elio, quindi le prime stelle non avevano quasi niente elementi

pesanti ("metalli"). Con la morte delle stelle e le fasi finali di nebulosa planetaria e/o supernova, le stelle espellano il gas arricchito in metalli nel mezzo interstellare. Nella galassia spirale, c'è una continua formazione stellare nel disco, quindi questi metalli sono incorporati nelle nuove generazioni di stelle. Il nostro Sole è un esempio di stella che contiene dei metalli. Questo tipo di stelle viene chiamato "popolazione I". Al contrario una galassia ellittica ha un solo episodio di formazione stellare quando è giovane, dopodiché la formazione stellare finisce. Le galassie ellittiche contengono quindi solo stelle povere in metalli (popolazione II).

La figura 2.46c mostra che entrambi galassie spirali e ellittiche formano stelle più rapidamente quando sono giovani. Quest'idea è supportata dalle osservazioni che le galassie molto distanti tendono ad essere blu, il che significa che le galassie erano più blu nel passato distante che lo sono oggi. (Notate i colori molto blu delle galassie distanti che subiscono l'effetto di lente gravitazionale mostrate nelle figure 2.41 e 2.42, e anche quelle dei oggetti della figura 2.45b.) Studi spettroscopici di tali galassie fatti negli anni 80 dagli astronomi James Gunn e Alan Dressler hanno dimostrato che la maggior parte deve il suo colore da una formazione stellare vigorosa che spesso accade in brevi episodi violenti e intensi. Le stelle bollenti e luminose di tipo O e B prodotte in questi episodi forniscono alle galassie blu il colore caratteristico.

2.11 Domande ed esercizi

1. Se la maggior parte delle galassie hanno un buco nero super-massiccio nel loro centro e se i buchi neri sono i "motori centrali" dei AGN, perché non tutte le galassie sono attive? Perché non ci sono quasar vicini?
2. Spiegare come è possibile che la forma apparente di una galassia ellittica sia diversa della sua forma vera.
3. Perché pensate che è stato così difficile determinare con precisione il valore della costante di Hubble H_0 ?

4. Stimare la massa della Via Lattea all'interno dell'orbita del Sole:

La forza che mantiene il Sole sulla sua orbita attorno al centro galattico è la trazione gravitazionale di tutta la materia all'interno dell'orbita del Sole. Possiamo stimare la massa totale di tutta questa materia usando la terza legge di Kepler

$$P^2 = \frac{4\pi^2 a^3}{G(M + M_\odot)}$$

dove p è il periodo orbitale del Sole attorno al centro galattico, a è il semi-asse maggiore dell'orbita ellittica del Sole, G la costante di gravitazione universale, M la massa della materia all'interno dell'orbita del Sole, $M_\odot$ la massa del Sole. Assumendo un'orbita circolare di raggio r , mostrare che $M = rv^2/G$ e calcolarla.

5. Gli astronomi spesso danno la distanza di una remota galassia in termini del suo "modulo di distanza", che è la differenza tra la magnitudine apparente m e la magnitudine assoluta M (vedere Box 17-3 dell'appendice 2.13).

(a) Misurando la magnitudine apparente della supernova 1994I nella galassia M51 (figura 2.3), il modulo di distanza per questa galassia è stato stabilito al valore di $m - M = 29.2$. Trovate la distanza di M51 in Mpc.

(b) Una determinazione separata della distanza, che coinvolge la misura della luminosità di una nebulosa planetaria, trova $m - M = 29.6$. Quale è la distanza di M51 che potete calcolare con quest'informazione?

(c) Quale è la differenza dalle risposte ottenute in (a) e (b)? Paragonate questa differenza con la distanza di 750 kpc tra la Terra e la galassia Andromeda. Questa differenza illustra le incertezze coinvolte nella determinazione delle distanze delle galassie!

2.12 Appendice: Cefeidi e supernova come indicatori di distanze

BOX 24-1

Tools of the Astronomer's Trade

Cepheids and Supernovae as Indicators of Distance

Because their periods are directly linked to their luminosities, Cepheid variables are one of the most reliable tools astronomers have for determining the distances to galaxies. To this day, astronomers use this link—much as Hubble did back in the 1920s—to measure intergalactic distances. More recently, they have begun to use Type Ia supernovae, which are far more luminous and thus can be seen much farther away, to determine the distances to very remote galaxies.

EXAMPLE: In 1992 a team of astronomers observed Cepheid variables in a galaxy called IC 4182 to deduce this galaxy's distance from the Earth. One such Cepheid has a period of 42.0 days and an average apparent magnitude (m) of +22.0. (See Box 17-3 for an explanation of the apparent magnitude scale.) By comparison, the dimmest star you can see with the naked eye has $m = +6$; this Cepheid in IC 4182 appears less than one one-millionth as bright. The star's spectrum shows that it is a metal-rich Type I Cepheid variable.

According to the period-luminosity relation shown in Figure 21-17, such a Type I Cepheid with a period of 42.0 days has an average luminosity of $33,000 L_{\odot}$. An equivalent statement is that this Cepheid has an average absolute magnitude (M) of -6.5 . (This compares to $M = +4.8$ for the Sun.) Use this information to determine the distance to IC 4182.

Situation: We are given the apparent magnitude $m = +22.0$ and the absolute magnitude $M = -6.5$ of the Cepheid variable star in IC 4182. Our goal is to calculate the distance to this star, and hence the distance to the galaxy of which it is part.

Tools: We use the relationship between apparent magnitude, absolute magnitude, and distance given in Box 19-3.

Answer: In Box 17-3, we saw that the apparent magnitude of a star is related to its absolute magnitude and distance in parsecs (d) by

$$m - M = 5 \log d - 5$$

This can be rewritten as

$$d = 10^{(m-M+5)/5} \text{ parsecs}$$

We have $m - M = (+22.0) - (-6.5) = 22.0 + 6.5 = 28.5$. (Recall from Box 19-3 that $m - M$ is called the *distance modulus*.) Hence, our equation becomes

$$d = 10^{(28.5+5)/5} \text{ parsecs} = 10^{6.7} \text{ parsecs} = 5 \times 10^6 \text{ parsecs}$$

(A calculator is needed to calculate the quantity $10^{6.7}$.)

Review: Our result tells us that the galaxy is 5 million parsecs, or 5 Mpc, from Earth ($1 \text{ Mpc} = 10^6 \text{ pc}$). This distance can also be expressed as 16 million light-years.

EXAMPLE: Astronomers are interested in IC 4182 because a Type Ia supernova was observed there in 1937. All Type Ia supernovae are exploding white dwarfs that reach nearly the same maximum brightness at the peak of their outburst (see Section 22-9). Once astronomers know the peak absolute magnitude of Type Ia supernovae, they can use these supernovae as distance indicators. Because the distance to IC 4182 is known from its Cepheids, the 1937 observations of the supernova in that galaxy help us calibrate Type Ia supernovae as distance indicators.

At maximum brightness, the 1937 supernova reached an apparent magnitude of $m = +8.6$. What was its absolute magnitude at maximum brightness?

Situation: We are given the supernova's apparent magnitude m , and we know its distance from the previous example. Our goal is to calculate its absolute magnitude M .

Tools: We again use the relationship $m - M = 5 \log d - 5$.

Answer: We could plug in the value of d found in the previous example. But it is simpler to note that the distance modulus $m - M$ has the same value no matter whether it refers to a Cepheid, a supernova, or any other object, just so it is at the same distance d . From the Cepheid example we have $m - M = 28.5$ for IC 4182, so

$$M = m - (m - M) = 8.6 - (28.5) = -19.9$$

This absolute magnitude corresponds to a remarkable peak luminosity of $10^{10} L_{\odot}$.

Review: Whenever astronomers find a Type Ia supernova in a remote galaxy, they can combine this absolute magnitude with the observed maximum apparent magnitude to get the galaxy's distance modulus, from which the galaxy's distance can be easily calculated (just as we did above for the Cepheids in IC 4182). This technique has been used to determine the distances to galaxies hundreds of millions of parsecs away (see Section 26-4).

2.13 Appendice: Magnitudine apparente e assoluta

BOX 17-3

Tools of the Astronomer's Trade

Apparent Magnitude and Absolute Magnitude

Astronomers commonly express a star's apparent brightness in terms of apparent magnitude (denoted by a lowercase m), and the star's luminosity in terms of absolute magnitude (denoted by a capital M). While we do not use these quantities extensively in this book, it is useful to know a few simple relationships involving them.

Consider two stars, labeled 1 and 2, with apparent magnitudes m_1 and m_2 and brightnesses b_1 and b_2 , respectively. The ratio of their apparent brightnesses (b_1/b_2) corresponds to a difference in their apparent magnitudes ($m_2 - m_1$). As we learned in Section 17-3, each step in magnitude corresponds to a factor of 2.512 in brightness; we receive 2.512 times more energy per square meter per second from a third-magnitude star than from a fourth-magnitude star. This idea was used to construct the following table:

Apparent magnitude difference ($m_2 - m_1$)	Ratio of apparent brightness (b_1/b_2)
1	2.512
2	$(2.512)^2 = 6.31$
3	$(2.512)^3 = 15.85$
4	$(2.512)^4 = 39.82$
5	$(2.512)^5 = 100$
10	$(2.512)^{10} = 10^4$
15	$(2.512)^{15} = 10^6$
20	$(2.512)^{20} = 10^8$

A simple equation relates the difference between two stars' apparent magnitudes to the ratio of their brightnesses:

Magnitude difference related to brightness ratio

$$m_2 - m_1 = 2.5 \log\left(\frac{b_1}{b_2}\right)$$

m_1, m_2 = apparent magnitudes of stars 1 and 2

b_1, b_2 = apparent brightnesses of stars 1 and 2

In this equation, $\log(b_1/b_2)$ is the logarithm of the brightness ratio. The logarithm of $1000 = 10^3$ is 3, the logarithm of $10 = 10^1$ is 1, and the logarithm of $1 = 10^0$ is 0.

EXAMPLE: At their most brilliant, Venus has a magnitude of about -4 and Mercury has a magnitude of about -2 . How many times brighter are these than the dimmest stars visible to the naked eye, with a magnitude of $+6$?

Situation: In each case we want to find a ratio of two apparent brightnesses (the brightness of Venus or Mercury compared to that of the dimmest naked-eye stars).

Tools: In each case we will convert a difference in apparent magnitude between the planet and the naked-eye star into a ratio of their brightnesses.

Answer: The magnitude difference between Venus and the dimmest stars visible to the naked eye is $+6 - (-4) = 10$. From the table, this difference corresponds to a brightness ratio of $(2.512)^{10} = 10^4 = 10,000$, so Venus at its most brilliant is 10,000 times brighter than the dimmest naked-eye stars.

The magnitude difference between Mercury and the dimmest naked-eye stars is $+4 - (-4) = 8$. While this value is not in the table, you can see that the corresponding ratio of brightnesses is $(2.512)^8 = (2.512)^{5+3} = (2.512)^5 \times (2.512)^3$. From the table, $(2.512)^5 = 100$ and $(2.512)^3 = 15.85$, so the ratio of brightnesses is $100 \times 15.85 = 1585$. Hence, Mercury at its most brilliant is 1585 times brighter than the dimmest stars visible to the naked eye.

Review: Can you show that when at their most brilliant, Venus is 6.31 times brighter than Mercury? (*Hint:* No multiplication or division is required—just notice the difference in apparent magnitude between Venus and Mercury, and consult the table.)

EXAMPLE: The variable star RR Lyrae in the constellation Lyra (the Harp) periodically doubles its light output. By how much does its apparent magnitude change?

Situation: We are given a ratio of two brightnesses (the star at its maximum is twice as bright as at its minimum). Our goal is to find the corresponding difference in apparent magnitude.

Tools: We let 1 denote the star at its maximum brightness and 2 denote the same star at its dimmest, so the ratio of brightnesses is $b_1/b_2 = 2$. We then use the equation $m_2 - m_1 = 2.5 \log(b_1/b_2)$ to solve for the apparent magnitude difference $m_2 - m_1$.

Answer: Using a calculator, we find $m_2 - m_1 = 2.5 \log(2) = 2.5 \times 0.30 = 0.75$. RR Lyrae therefore varies periodically in brightness by 0.75 magnitude.

Review: Our answer means that at its dimmest, RR Lyrae has an apparent magnitude m_2 that is 0.75 greater than its apparent magnitude m_1 when it is brightest. (Remember that a greater value of apparent magnitude means the star is dimmer, not brighter!)

BOX 17-3 (continued)

The inverse-square law relating a star's apparent brightness and luminosity can be rewritten in terms of the star's apparent magnitude (m), absolute magnitude (M), and distance from the Earth (d). This can be expressed as an equation:

Relation between a star's apparent magnitude and absolute magnitude

$$m - M = 5 \log d - 5$$

m = star's apparent magnitude

M = star's absolute magnitude

d = distance from the Earth to the star in parsecs

In this expression $m - M$ is called the **distance modulus**, and $\log d$ means the logarithm of the distance d in parsecs. For convenience, the following table gives the values of the distance d corresponding to different values of $m - M$.

Distance modulus $m - M$	Distance d (pc)
-4	1.6
-3	2.5
-2	4.0
-1	6.3
0	10
1	16
2	25
3	40
4	63
5	100
10	10^3
15	10^4
20	10^5

This table shows that if a star is less than 10 pc away, its distance modulus $m - M$ is negative. That is, its apparent magnitude (m) is less than its absolute magnitude (M). If the star is more than 10 pc away, $m - M$ is positive and m is greater than M . As an example, the star ϵ (epsilon) Indi, which is in the direction of the southern constellation Indus, has apparent magnitude $m = +4.7$. It is 3.6 pc away, which is less than 10 pc, so its apparent magnitude is less than its absolute magnitude.

EXAMPLE: Find the absolute magnitude of ϵ Indi.

Situation: We are given the distance to ϵ Indi ($d = 3.6$ pc) and its apparent magnitude ($m = +4.7$). Our goal is to find the star's absolute magnitude M .

Tools: We use the formula $m - M = 5 \log d - 5$ to solve for M .

Answer: Since $d = 3.6$ pc, we use a calculator to find $\log d = \log 3.6 = 0.56$. Therefore the star's distance modulus is $m - M = 5(0.56) - 5 = -2.2$, and the star's absolute magnitude is $M = m - (-2.2) = +4.7 + 2.2 = +6.9$.

Review: As a check on our calculations, note that this star's distance modulus $m - M = -2.2$ is less than zero, as it should be for a star less than 10 pc away. Note that our Sun has absolute magnitude $+4.8$; ϵ Indi has a greater absolute magnitude, so it is less luminous than the Sun.

EXAMPLE: Suppose you were viewing the Sun from a planet orbiting another star 100 pc away. Could you see it without using a telescope?

Situation: We learned in the preceding examples that the Sun has absolute magnitude $M = +4.8$ and that the dimmest stars visible to the naked eye have apparent magnitude $m = +6$. Our goal is to determine whether the Sun would be visible to the naked eye at a distance of 100 pc.

Tools: We use the relationship $m - M = 5 \log d - 5$ to find the Sun's apparent magnitude at $d = 100$ pc. If this is greater than $+6$, the Sun would not be visible at that distance. (Remember that the greater the apparent magnitude, the dimmer the star.)

Answer: From the table, at $d = 100$ pc the distance modulus is $m - M = 5$. So, as seen from this distant planet, the Sun's apparent magnitude would be $m = M + 5 = +4.8 + 5 = +9.8$. This is greater than the naked-eye limit $m = +6$, so the Sun could not be seen.

Review: The Sun is by far the brightest object in the Earth's sky. But our result tells us that to an inhabitant of a planetary system 100 pc away—a rather small distance in a galaxy that is thousands of parsecs across—our own Sun would be just another insignificant star, visible only through a telescope.

The magnitude system is also used by astronomers to express the colors of stars as seen through different filters, as we describe in Section 17-4. For example, rather than quantifying a star's color by the color ratio b_V/b_B (a star's apparent brightness as seen through a V filter divided by the brightness through a B filter), astronomers commonly use the **color index** $B-V$, which is the difference in the star's apparent magnitude as measured with these two filters. We will not use this system in this book, however (but see Advanced Questions 53 and 54).

2.14 Appendice: Collisione di galassie

COSMIC CONNECTIONS

When Galaxies Collide

Although galaxies can collide at very high speeds by Earth standards, they are so vast that a collision can last hundreds of millions of years. Understanding what happens during a galactic collision requires ideas about tidal forces (Chapter 4), star formation (Chapter 18), and stellar evolution (Chapter 19).

- One example of a galactic collision is the pair of galaxies called the Antennae, which lie 19 Mpc (16 million ly) from Earth in the constellation Corvus (the Crow). They probably began to interact several hundred million years ago.
- As the gas and dust clouds of the two galaxies collide with each other, they are greatly compressed. This causes stars to form in tremendous numbers.
- This composite infrared and visible-light image of the Antennae allows us to see inside the two galaxies and reveals clouds of dust warmed by the light of hot young stars.
- The globular clusters that orbit our Milky Way Galaxy contain only old stars; all of the short-lived blue stars have long since died. But some of the globular clusters that orbit the Antennae galaxies *do* have hot blue stars. Hence these clusters must be young. These, too, are a result of the compression of gas and dust that takes place in a collision between galaxies.

Tidal forces between the galaxies pulled out these long "tidal tails" 200 to 300 million years ago.

R I V U X G
(Bob and Bill Twardy/Adam Block/NOAO/AURA/NSF)

Brown:
Dense dust clouds
Blue:
Hot, recently formed stars
Red:
H II regions caused by the hot stars

R I V U X G (NASA/ESA and the Hubble Heritage Team, STScI/AURA-ESA/Hubble Collaboration)

Red:
Infrared emission from warm dust
Green:
Visible light from stars

R I V U X G (NASA/JPL-Caltech/Z. Wang, Harvard-Smithsonian CfA)

a. Two galaxies, each with old globular clusters (yellow), begin to interact.

b. The two galaxies swoop past each other before finally settling down as a single merged galaxy. Gas and dust is compressed in both galaxies in the process, creating new star clusters.

c. The combined galaxy has the original globular clusters (shown in yellow) as well as new ones (shown in blue).

(John Dubinski, University of Toronto)

VIDEO 24.4 WEB LINK 24.13

Capitolo 3

Cosmologia: L'origine e l'evoluzione dell'universo

Studiando questo capitolo, imparerete

1. Che cosa l'oscurità del cielo notturno ci insegna sulla natura dell'universo.
2. Che cosa significa dire che l'universo si sta espandendo.
3. Come stimare l'età dell'universo dal suo tasso di espansione.
4. Come gli astronomi rilevano il bagliore del Big Bang.
5. A che cosa assomigliava l'universo durante i suoi primi 380'000 anni.
6. Come la curvatura dell'universo svela il suo contenuto di massa ed energia.
7. Che cosa impariamo dalla storia dell'espansione dell'universo grazie alle supernove distanti.
8. Come la nostra comprensione dell'universo continua ad evolvere.

IL fulcro della nostra attenzione in questo capitolo non sono particolari oggetti dell'universo, come pianeti, stelle o galassie, ma l'universo stesso: esso é l'oggetto della scienza chiamata *cosmologia*. Quant'è grande l'universo? Quale è la sua struttura? Da quanto tempo esiste e come è cambiato nel corso del tempo?

In questo capitolo impareremo che l'universo si sta espandendo. Quest'espansione cominciò con un evento all'inizio del tempo chiamato Big Bang. Vedremo che una prova diretta del Big Bang è la radiazione microonde dallo spazio. Questa radiazione è il debole bagliore di una palla di fuoco primordiale che riempì tutto lo spazio poco dopo l'inizio dell'universo.

L'universo continuerà ad espandersi per sempre, o alla fine collasserà su stesso? Vedremo che per predire il futuro dell'universo, dovremmo prima capire che cosa accadde in un passato molto remoto. A questo fine, gli astronomi studiano le supernove luminose come quelle della figura 3.10.1. Esse possono essere viste a miliardi di anni-luce

e quindi possono dirci qualche cosa sulle condizioni dell'universo miliardi di anni fa. Vedremo come risultati recenti sulle supernove, insieme a studi sul bagliore residuale del Big Bang hanno rivoluzionato la nostra comprensione della cosmologia e ci hanno dato nuove intuizioni sul nostro posto nell'universo.

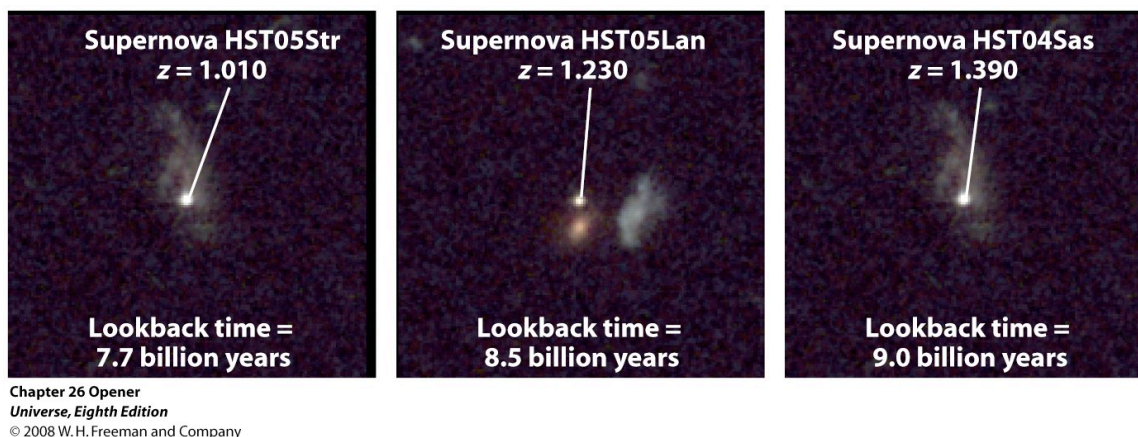


FIGURA 3.1— Supernove molto distanti – che vediamo come erano miliardi di anni fa – ci aiutano a capire l'evoluzione dell'universo (Credito: NASA; ESA; A. Riess, STScI)

3.1 L'oscurità del cielo notturno ci informa sulla natura dell'universo

La **cosmologia** è la scienza che si occupa della struttura e dell'evoluzione dell'universo nella sua totalità. Una delle domande più profonde e fondamentali in cosmologia può sembrare sciocca: Perché il cielo è buio la notte? Questa domanda che tormentava già Johannes Kepler nel 1610, è stata portata all'attenzione del pubblico nel 1823 dall'astronomo amatoriale tedesco Heinrich Olbers. Questa domanda era stata già studiata nel 18° secolo dall'astronomo svizzero Chéseaux.

3.1.1 Il paradosso di Olbers e l'universo statico di Newton

Olbers e i suoi contemporanei immaginavano un universo di stelle distribuite più o meno casualmente attraverso lo spazio infinito. Isaac Newton stesso pensava che nessun altro modello di universo avrebbe un senso, perché le forze gravitazionali tra un numero *finito* di stelle avrebbero causato un collasso finale e l'universo sarebbe diventato presto un agglomerato compatto.

Evidentemente questo non è successo. Newton concluse che dobbiamo vivere in un universo statico e infinito di stelle. In questo modello l'universo è infinitamente vecchio e esisterà per sempre senza notevoli cambiamenti strutturali. Olbers si rese conto però che c'è un notevole problema con un universo statico e infinito.

Se l'universo si estende all'infinito, con stelle distribuite in tutto lo spazio, allora ogni linea di vista deve, alla fine, incontrare una stella. In questo caso, ovunque uno guarda nel cielo notturno, deve vedere una stella. L'intero cielo dovrebbe quindi essere brillante come una stella media, quindi anche di notte, il cielo dovrebbe essere brillante come la superficie del Sole. Il **paradosso di Olbers** è che il cielo notturno è in realtà *buio*

(figura 3.2). Vedi gli esercizi per una discussione che tenga conto della diminuzione della luce stellare ricevuta sulla Terra con l'aumento della distanza della stella.



FIGURA 3.2— Il cielo notturno buio. Se l'universo fosse infinitamente vecchio e uniformemente riempito di stelle statiche, il cielo notturno risplenderebbe di luce. In realtà il cielo notturno è buio, punteggiato solo dalla luce di stelle e galassie isolate. Perciò questo semplice modello di universo infinito e statico non può essere corretto. (Credito: NASA; ESA; The Hubble Heritage Team, STScI/AURA)

Il paradosso di Olbers suggerisce che qualche cosa non va con il modello infinito e statico di Newton. Secondo la visione classica newtoniana, lo spazio è come un gigantesco foglio di carta rigido. (Lo spazio ha infatti 3 dimensioni ma è più semplice visualizzare solo due delle sue tre dimensioni. In modo simile una mappa ordinaria rappresenta la superficie a tre dimensioni della Terra, con le sue colline e valli, come una superficie piatta a due dimensioni.)

Questo spazio newtoniano rigido e piatto si estende senza sosta, in modo totalmente indipendente dalle stelle e dalle galassie o da qualunque altra cosa. Lo stesso è vero a proposito del tempo nella visione newtoniana dell'universo; un orologio newtoniano ticchetta regolarmente e costantemente per sempre, senza mai rallentare o accelerare. Per lo più lo spazio e il tempo newtoniano sono del tutto scollegati, nel senso

che un orologio va avanti allo stesso ritmo indipendentemente dal posto dove si trova nell'universo.

3.1.2 La rivoluzione di Einstein e il suo più grande "errore"

Albert Einstein capovolse questa visione dello spazio e del tempo. La sua teoria della relatività ristretta (vedi Box 22-1 nell'appendice alla fine di questo capitolo) mostra che le misure con orologi e righelli dipendono dal moto dell'osservatore. In più la teoria della relatività generale ci dice che la gravità curva la struttura dello spazio. Come risultato la materia che occupa l'universo influenza la forma globale di tutto lo spazio.

Se rappresentiamo l'universo come un foglio di carta, questo foglio non è perfettamente piatto ma presenta degli avvallamenti ogni volta che c'è una concentrazione di massa, come un pianeta, una stella o una galassia (figura 3.3). A causa degli effetti gravitazionali, il tempo passa a ritmi diversi a dipendenza che si trovi vicino o lontano a oggetti massicci, come mostrato dalla figura 3.5a.

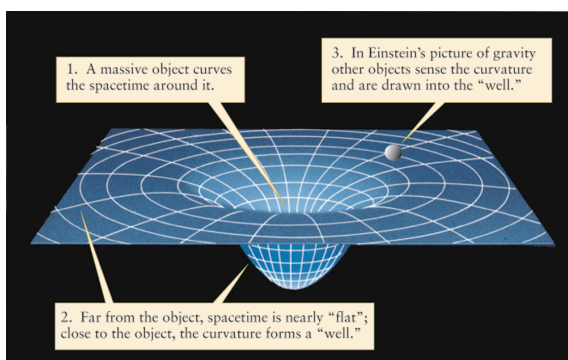


FIGURA 3.3— Secondo la teoria della relatività generale di Einstein, lo spazio-tempo diventa curvo vicino ad un oggetto massiccio. Per aiutarti a visualizzare la curvatura di uno spazio-tempo a quattro dimensioni, questa figura mostra la curvatura di uno spazio a due dimensioni attorno ad un oggetto massiccio.

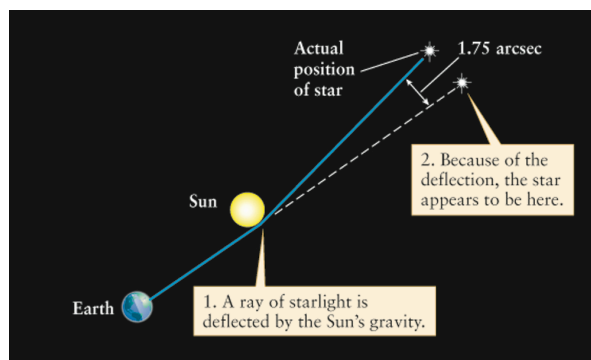


FIGURA 3.4— I raggi di luce sono deviati dallo spazio curvo attorno ad un oggetto massiccio come il Sole. La deviazione massima è molto piccola, solo 1.75" per un raggio di luce che passa vicino alla superficie del Sole. Al contrario la teoria della gravitazione di Newton non predice alcuna deviazione. La deviazione della luce stellare è stata confermata durante un'eclisse di Sole nel 1919.

Che cosa ci dice la teoria della relatività generale, con tutte le sue differenze rispetto alla visione newtoniana, sulla struttura dell'universo nella sua globalità? Einstein si interessò a questo problema poco dopo aver formulato la sua teoria generale nel 1915. A questa epoca, la visione predominante era che l'universo fosse statico, come pensava Newton.

Einstein fu costernato di trovare che i suoi calcoli non potevano produrre un universo veramente statico. Secondo la relatività generale l'universo deve espandersi o comprimersi. In una mossa disperata per forzare la sua teoria e predire un universo statico, egli aggiunse alle equazioni della relatività generale un termine chiamato **costante cosmologica** (scritto con la lettera greca lambda maiuscolo Λ). La costante cosmologica doveva rappresentare una pressione che tendeva a fare espandere l'universo

globalmente. L'idea di Einstein era che questa pressione avrebbe esattamente contro-bilanciato l'attrazione gravitazionale, in tal modo l'universo sarebbe stato statico e non sarebbe collassato.

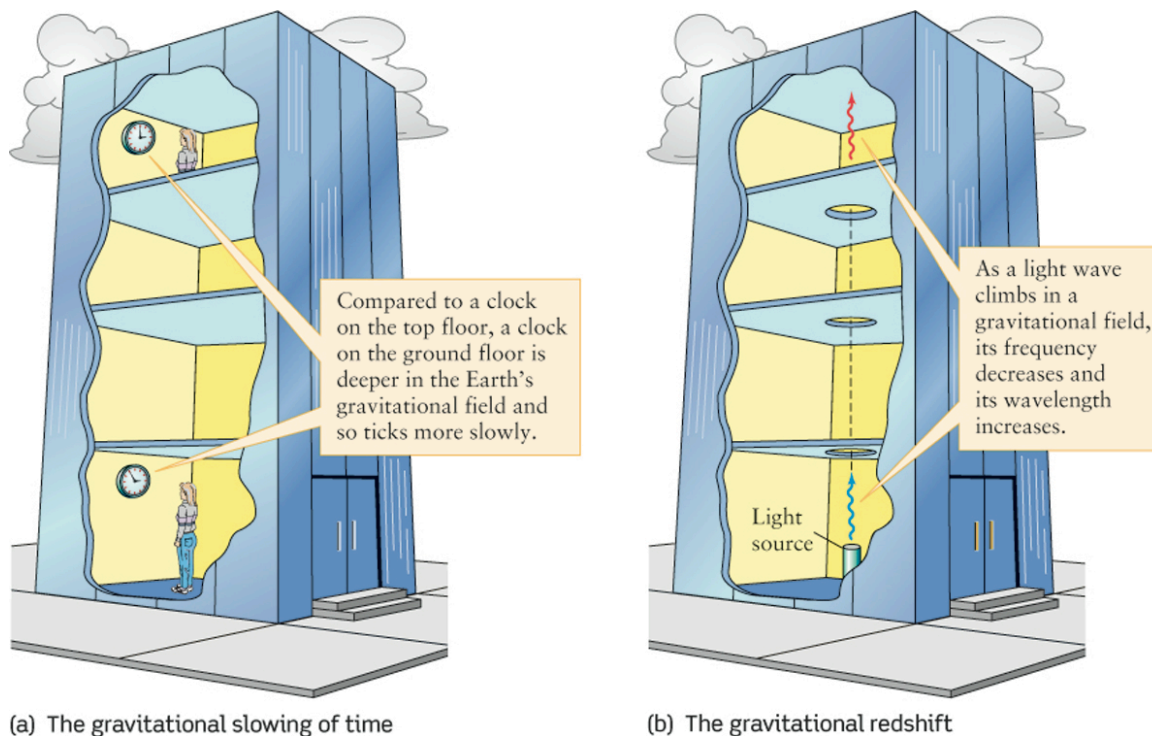


FIGURA 3.5— Il rallentamento gravitazionale del tempo e il redshift gravitazionale: (a) Orologi a diverse altezze in un campo gravitazionale ticchettano a ritmi diversi. (b) Le oscillazioni dell'onda luminosa costituiscono un tipo di orologio. Quando l'onda luminosa sale dal suolo verso l'ultimo piano, la sua frequenza diventa più bassa e la sua lunghezza d'onda diventa più grande. La frequenza è il numero di cicli per secondi, se il tempo passa più rapidamente (come nell'ultimo piano), ci saranno meno ticchettii per secondi, corrispondente ad una frequenza più bassa.

ANALOGIA La costante cosmologica di Einstein è analoga alla pressione di un gas all'interno di una ruota di bicicletta. La pressione compensa esattamente la forza verso l'interno esercitata dall'estesa camera d'aria (e gomma) elastica, in questo modo la ruota mantiene la sua dimensione.

Al contrario di altri aspetti delle teorie di Einstein, la costante cosmologica non aveva una solida base nella fisica. Egli l'ha solo aggiunta per far combaciare la teoria della relatività generale con il pregiudizio che l'universo dovesse essere statico.

Il dubbio di Einstein sulle sue equazioni originali, gli ha fatto mancare un'incredibile opportunità: avrebbe potuto postulare che viviamo in un universo in espansione. Si dice che Einstein abbia detto negli ultimi anni della sua vita che la costante cosmologica è stata "il più grande errore della sua vita". (In effetti la costante cosmologica gioca un ruolo importantissimo nella cosmologia moderna, anche se molto diverso di quello che aveva immaginato Einstein. Lo vedremo nei paragrafi successivi.)

Invece le prime indicazioni che viviamo in un universo in espansione arrivarono più di dieci anni dopo con le osservazioni di Edwin Hubble. Come vedremo nel paragrafo 3.4, la scoperta di Hubble fornisce una soluzione al paradosso di Olbers.

3.2 Il principio di equivalenza e la deflessione della luce

Questo paragrafo è una piccola introduzione alla relatività generale di Einstein e cerca di spiegare in termini semplici perché la luce è deviata dalla gravitazione. Ho tradotto un articolo di Pössel (2010). Il paragrafo sul principio di equivalenza è tradotto da Ryden (2003).

Quando Einstein sviluppò la sua teoria della gravitazione generale, uno dei punti di partenza fu il cosiddetto *principio di equivalenza*. Grossomodo, questo principio stabilisce per esempio che un osservatore in un ascensore non può fare differenza tra una situazione in cui l'ascensore galleggi nello spazio, lontano da tutte le sorgenti di gravità, e una situazione in cui l'ascensore sia in caduta libera in un campo gravitazionale. In particolare, le leggi della fisica in un ascensore in caduta libera sono quelle dello spazio senza gravità: le leggi della relatività ristretta, dove la forza risultante è uguale a zero (e quindi anche l'accelerazione). Vedi la figura 3.6 per una versione con un moto accelerato.

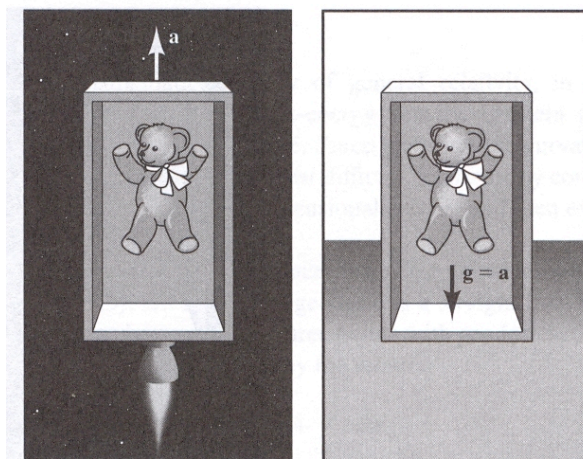


FIGURA 3.6— Il principio di equivalenza, versione "orsacchiotto". Il comportamento dell'orsacchiotto nell'ascensore accelerato nello spazio profondo (a sinistra) è identico a quello dell'orsacchiotto accelerato dalla gravità in una scatola immobile (a destra).

Senza molta conoscenza della relatività generale, è possibile derivare alcune delle sue conseguenze più importanti direttamente dal principio di equivalenza. Una di queste predizioni è che la luce è influenzata dalla gravità! ma prima di vedere questo in maggior dettaglio, approfondiamo un po' di più il principio di equivalenza.

3.2.1 Il principio di equivalenza

Nella visione newtoniana dell'universo, lo spazio è immutabile e euclideo. Nello spazio "piatto" di Euclide, tutti gli assiomi e i teoremi della geometria piana sono veri. In

questo spazio, la distanza più corta tra due punti è la linea retta, la somma degli angoli di un triangolo è uguale a π , la circonferenza di un cerchio è uguale a 2π volte il suo raggio, ecc. Perlopiù nella visione newtoniana se la forza risultante che agisce su un oggetto è nulla, esso si muove lungo una linea retta e a velocità costante. Tuttavia quando guardiamo gli oggetti nel sistema solare come i pianeti, i satelliti, le comete e gli asteroidi, vediamo che essi si muovono su linee curve con la direzione della loro velocità in perpetuo cambiamento. Perché? Newton risponderebbe "la loro velocità cambia perché esiste una forza che agisce su di loro: la forza di gravità".

Newton inventò una formula per calcolare la forza di gravità che agisce tra due oggetti. Newton disse che ogni oggetto nell'universo ha una proprietà che possiamo chiamare "massa gravitazionale". Siano M_g e m_g le masse gravitazionali di due oggetti e r la distanza tra di loro. La forza gravitazionale che agisce tra di loro è

$$F = -\frac{GM_g m_g}{r^2}.$$

Il segno negativo indica che la gravità nella visione newtoniana è sempre una forza attrattiva, che tende a riunire i due oggetti.

Quanto vale l'accelerazione che risulta da questa forza gravitazionale? Newton ebbe qualche cosa da dire anche a questo proposito. Ogni oggetto nell'universo ha una proprietà che possiamo chiamare "massa inerziale" (m_i). La seconda legge di Newton sul moto stabilisce che la forza e l'accelerazione sono legati dall'equazione

$$F = m_i a.$$

In queste due ultime equazioni, abbiamo fatto la distinzione tra la massa gravitazionale m_g e la massa inerziale m_i . Uno dei principi fondamentali della fisica è che la massa gravitazionale e la massa inerziale di un oggetto siano identiche:

$$m_g = m_i.$$

Se ci pensate un attimo, quest'uguaglianza è un fatto rimarchevole. La proprietà di un oggetto che determina con quale intensità esso è tirato dalla gravità è uguale alla proprietà che determina la resistenza all'accelerazione da *qualsiasi* forza, non solo dalla forza di gravità. L'uguaglianza tra massa gravitazionale e massa inerziale è chiamata *principio di equivalenza*, ed è questo principio di equivalenza che portò Einstein a sviluppare la sua teoria della relatività generale.

Quando Galileo fece cadere degli oggetti da una torre o scivolare degli oggetti su un piano inclinato, trovò che l'accelerazione era sempre la stessa (tenendo conto dell'attrito), indipendentemente dalla massa e dalla composizione dell'oggetto. L'intensità dell'accelerazione gravitazionale vicino alla superficie terrestre è $g = GM_{\text{Terra}}/r_{\text{Terra}}^2 = 9.8 \text{ m/s}^2$. Prove moderne del principio di equivalenza (che sono in fondo versioni molto più sensibili degli esperimenti di Galileo) rivelano che la massa inerziale e la massa gravitazionale sono le stesse tranne che una parte su 10^{12} . Torniamo ora all'esempio dell'ascensore per vedere come il principio di equivalenza ha portato all'idea che lo spazio è curvo.

3.2.2 Luce e ascensore: vista dall'interno

Considerate un ascensore in caduta libera. Supponete che all'inizio dell'esperimento, l'ascensore sia a riposo. In questo momento preciso, un impulso luminoso di luce laser viene sparato nell'ascensore attraverso un piccolo foro sul lato dell'ascensore. Il laser è puntato in modo che l'impulso viaggi orizzontalmente mentre entra nell'ascensore. Come sarà la traiettoria dell'impulso di luce?

Se siete un osservatore all'interno dell'ascensore, la risposta è semplice: l'ascensore è in caduta libera e anche voi. A causa del principio di equivalenza, il comportamento di un oggetto all'interno dell'ascensore è equivalente nelle due situazioni (1) quando l'ascensore galleggia nello spazio, lontano da tutte le sorgenti di gravità, e (2) quando l'ascensore è in caduta libera in un campo gravitazionale: Le leggi da applicare sono quelle della relatività ristretta, come quando non c'è alcuna forza o una forza risultante zero che si applica sugli oggetti. Perciò la luce viaggia a velocità costante lungo linee rette. La luce laser, che entra nell'ascensore orizzontalmente, continuerà a viaggiare orizzontalmente (rispetto all'ascensore). Se esiste un secondo buco sulla parte di fronte e alla stessa altezza del primo, la luce uscirà dall'ascensore attraverso questo secondo buco (figure 3.7).

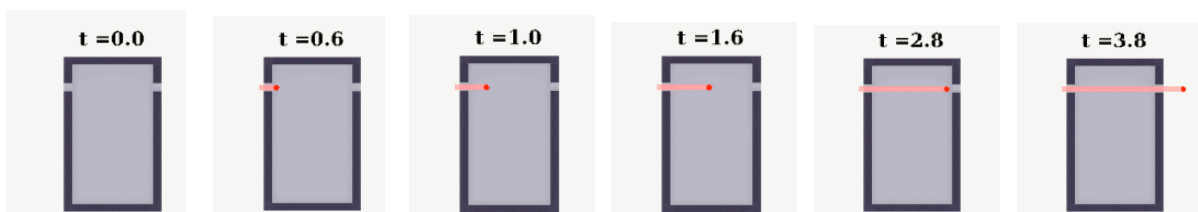


FIGURA 3.7— Punto di vista di un osservatore interno che si trova nell'ascensore in caduta libera. Nella sequenza di figure sopra, per vedere che l'impulso luminoso (in rosso) viaggia secondo una linea retta, esso lascia una traccia dietro di sé.

3.2.3 Luce e ascensore: vista dall'esterno

Ora che sappiamo come la luce viaggia dal punto di vista di un osservatore all'interno dell'ascensore, possiamo dedurre che cosa vedrà un osservatore esterno.

All'inizio, la luce viaggia orizzontalmente. Su questo entrambi gli osservatori sono d'accordo visto che essi sono a riposo uno rispetto all'altro all'inizio dell'esperienza. Entrambi gli osservatori sono anche d'accordo nel dire che l'impulso di luce entra attraverso un buco e esce dall'altro. Dal punto di vista dell'osservatore esterno però, l'ascensore comincia a cadere nell'istante preciso dell'ingresso della luce. Il viaggio attraverso l'ascensore richiederà un certo tempo, durante il quale l'ascensore sarà sceso un po' – e quindi sarà sceso anche il secondo buco, attraverso il quale l'impulso di luce fa la sua uscita. Di conseguenza dal punto di vista dell'osservatore esterno, l'impulso di luce non può viaggiare seguendo una linea retta. Infatti una linea stretta inizialmente orizzontale rimane orizzontale e alla stessa altezza. Invece l'osservatore esterno vede quello che è illustrato nelle figure 3.8.

Il tempo che prende la luce per attraversare l'ascensore è così corto che la velocità raggiunta dall'ascensore (dal punto di vista dell'osservatore esterno) è molto, molto

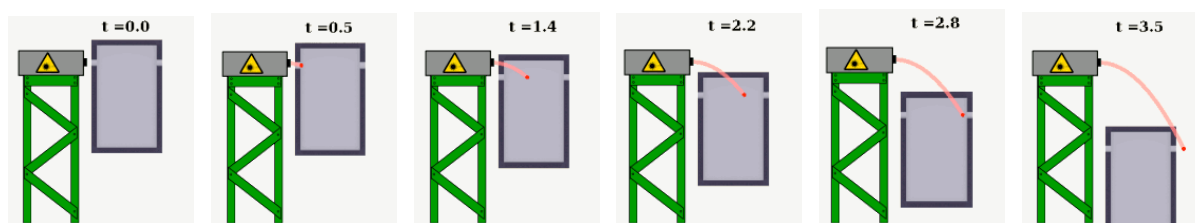


FIGURA 3.8— Visione per un osservatore esterno.

meno della velocità della luce. In questo caso, non abbiamo bisogno delle equazioni della relatività ristretta per descrivere la caduta dell'ascensore, ma possiamo usare la meccanica classica (newtoniana) per descrivere la caduta della cabina e anche l'orbita parabolica dell'impulso luminoso.

Dato che la velocità della luce è stata molto rallentata nella figura 3.8, si può vedere la parabola. Se la luce si muovesse alla sua vera velocità, non si potrebbe distinguere la parabola dalla linea stretta (la differenza sarebbe molto minore del diametro di un nucleo atomico).

3.2.4 La visione globale

Il nostro ragionamento non necessita nemmeno la presenza dell'ascensore. Visto che la cabina dell'ascensore e la luce non interagiscono mai, il ragionamento deve essere vero anche in assenza dell'ascensore cadente. In linea generale, dobbiamo concludere che **la luce è deviata dal campo gravitazionale**. Possiamo anche riformulare il principio di equivalenza, versione "luce": La traiettoria di un raggio di luce in una scatola accelerata è identico alla traiettoria di un raggio di luce in un campo gravitazionale (figura 3.9)

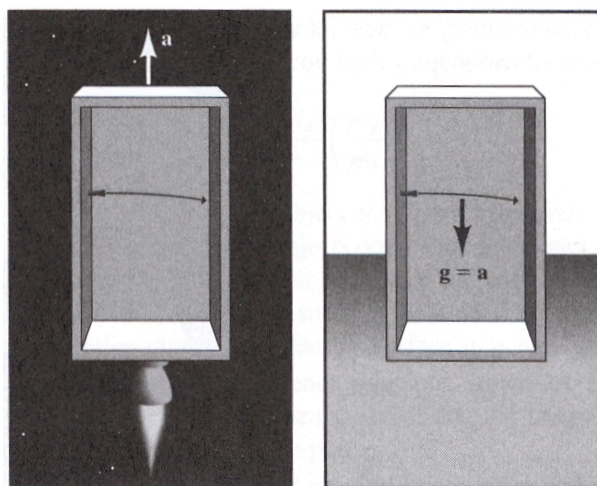


FIGURA 3.9— Il principio di equivalenza, versione "luce".

3.2.5 Conclusione

Possiamo quindi riscrivere come "funziona" la gravità secondo due grandi fisici:

Secondo Newton

La massa dice alla gravità come esercitare una forza ($F = -GMm/r^2$),

La forza dice alla massa come accelerare ($F = ma$).

Secondo Einstein

La Massa-Energia dice allo spazio-tempo come curvarsi,

Lo spazio-tempo curvo dice alla Massa-Energia come muoversi.

Questo riassunto tascabile della relatività generale è dovuto al fisico John Wheeler, che rese popolare anche il nome "buco nero". La descrizione di Einstein della gravità fornisce una spiegazione naturale per il principio di equivalenza. Nella descrizione di Newton della gravità, l'uguaglianza della massa gravitazionale e della massa inerziale è una coincidenza notevole. Tuttavia nella teoria della relatività generale la curvatura è una proprietà dello spazio-tempo stesso. Ne segue quindi automaticamente che l'accelerazione gravitazionale di un oggetto deve essere indipendente dalla massa e dalla composizione – l'oggetto segue solo la traiettoria stabilita dalla geometria dello spazio.

3.3 L'universo si espande

Il credito della scoperta dell'espansione dell'universo è di solito data a Edwin Hubble. Egli trovò una semplice relazione tra la distanze di galassie remote e il redshift delle righe spettrali di queste galassie (vedi Capitolo 2.5 e in particolare le figure 2.21 e 2.22). Questa relazione, oggi chiamata *legge di Hubble* dice che maggiore è la distanza di una galassia, maggiore è il redshift di questa galassia. Quindi le galassie si stanno allontanando da noi con velocità proporzionali alla loro distanza.

3.3.1 La legge di Hubble e l'espansione dell'universo

La legge di Hubble può essere espressa in una semplicissima equazione che mette in relazione la velocità di recessione v di una galassia e la sua distanza d dalla Terra:

$$v = H_0 d$$

dove H_0 è la costante di Hubble. Visto che le galassie remote si allontanano sempre di più quando il tempo passa, gli astronomi dicono che l'universo è in espansione.

ANALOGIA Che cosa significa in realtà dire che l'universo si espande? Secondo la relatività generale lo spazio stesso non è rigido. La quantità di spazio tra posti separati da grandissime distanze cambia nel tempo. Una buona analogia è quella della cottura di una torta con dei pezzettini di cioccolato come nella figura 3.10. Mentre la torta si espande durante la cottura, lo spazio tra i pezzettini di cioccolato aumenta. Nello stesso modo, quando si espande l'universo, lo spazio tra le galassie separate da grandi distanze aumenta. L'espansione dell'universo è l'espansione dello spazio.

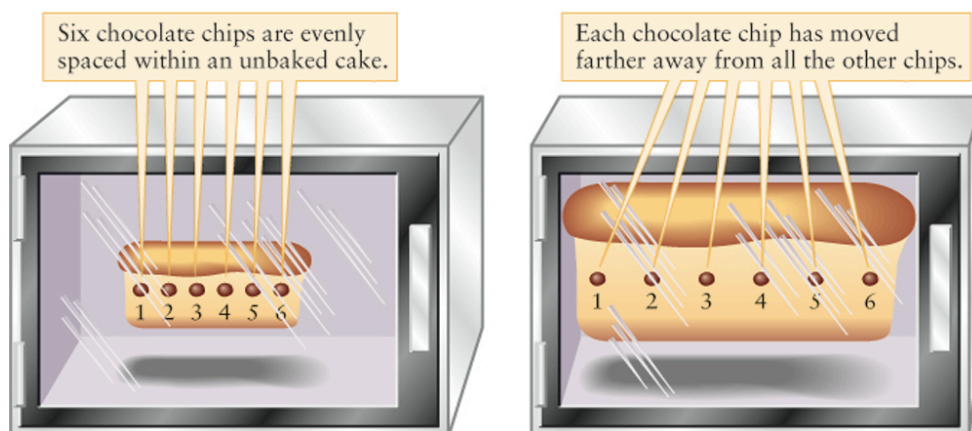


FIGURA 3.10— L'analogia dell'espansione della torta con i pezzettini di cioccolato. L'espansione dell'universo può essere paragonata a quello che succede dentro la torta con dei pezzettini di cioccolato quando la torta si espande mentre cuoce. (La torta galleggia "senza peso" all'interno di un forno di una navicella spaziale in orbita). Tutti i pezzettini di cioccolato nella torta si allontanano uno dall'altro quando la torta si espande, come le galassie si allontanano una dall'altra quando l'universo si espande.

ATTENZIONE È importante rendersi conto che l'espansione dell'universo accade principalmente nei vasti spazi che separano gli ammassi di galassie. Come i pezzettini di cioccolato nella figura 3.10 non si espandono quando la torta gonfia a causa della dilatazione del lievito durante la cottura, le galassie stesse non si espandono. Einstein e altri scienziati hanno osservato che un oggetto che è tenuto assieme dalla sua propria gravità come le galassie o gli ammassi di galassie, è sempre contenuto all'interno di un pezzo di spazio che non si espande. Il campo gravitazionale della galassia produce questa regione di non-espansione, che non si differenzia dallo spazio rigido di Newton. Quindi la Terra e il vostro corpo per esempio non diventano più grandi. Solo le distanze tra le galassie considerevolmente separate aumentano con il tempo. Per maggior informazioni a questo proposito, vedi l'appendice *Cosmic Connections*.

La legge di Hubble è una proporzionalità diretta – cioè una galassia due volte più lontana si allontana da noi due volte più rapidamente. Ciò è esattamente quello che uno si aspetta in un universo in espansione. Per vedere perché è così, immaginate una rete di linee parallele che si intersecano nell'universo. La figura 3.11a mostra una serie di tali linee separate di 100 Mpc, insieme a 5 galassie (A fino a E). Quando l'universo si espande in tutte le direzioni, le linee della rete e le galassie attaccate si allontanano. È esattamente quello che succederebbe se l'universo fosse un foglio elastico bidimensionale tirato egualmente da tutti lati.

La figura 3.11b mostra l'universo qualche tempo dopo, quando le linee si sono distanziate del 50% (150 Mpc) e tutte le distanze tra le galassie sono 50% di più che nella figura 3.11a. La tabella sotto elenca le varie distanze tra le galassie. L'aumento della distanza tra una coppia di galassie è in proporzione diretta con la distanza originale. Pertanto anche la velocità v (che è uguale all'aumento di distanza diviso il tempo) con la quale ogni galassia si allontana da A, è direttamente proporzionale alla distanza originaria d (è la legge di Hubble $v = H_0 d$).

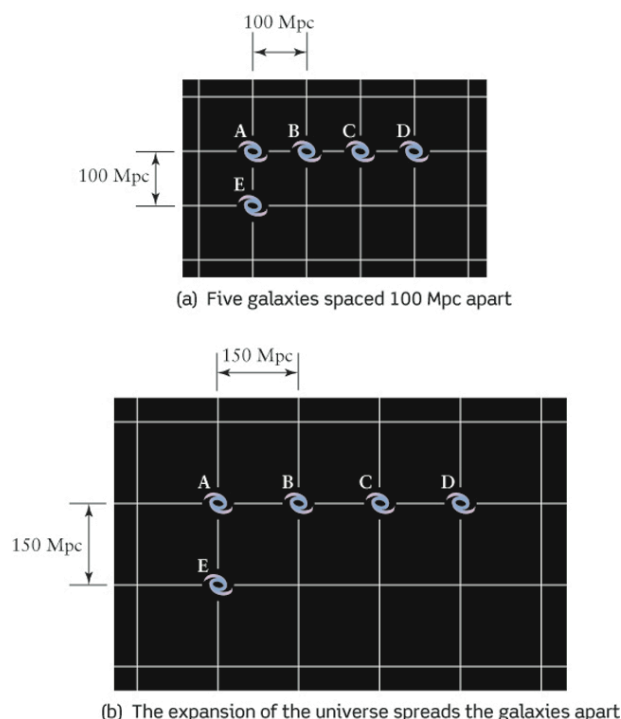


FIGURA 3.11— L'universo in espansione. Immaginate 5 galassie chiamate A, B, C, D e E. (a) Al tempo mostrato qui, la distanza tra le galassie adiacenti è di 100 Mpc. (b) A causa dell'espansione dell'universo, in un tempo successivo, lo spazio tra le galassie adiacenti è aumentato fino a 150 Mpc.

	Distanza originale (Mpc)	Distanza ulteriore (Mpc)	Cambiamento di distanza (Mpc)
A-B	100	150	50
A-C	200	300	100
A-D	300	450	150
A-E	100	150	50

ATTENZIONE Può sembrare che se l'universo si espande e se vediamo tutte le galassie distanti fuggire da noi, allora dobbiamo trovarci in un posto speciale al centro dell'universo. Invece l'espansione dell'universo ha lo stesso aspetto dal punto di vista di *ogni* galassia. Per esempio, vista dalla galassia D nella figura 3.11 le distanze iniziali verso le galassie A, B e C sono 300 Mpc, 200 Mpc e 100 Mpc rispettivamente. Tra la parte *a* e *b* della figura, queste distanze aumentano di 150 Mpc, 100 Mpc e 50 Mpc rispettivamente. Quindi anche visto da D, la velocità di allontanamento aumenta in proporzione diretta con la distanza, e nella stessa proporzione vista da A. In altre parole, per qualsiasi galassia che chiamate "casa", vedrete tutte le altre galassie allontanarsi da voi in accordo con la stessa legge di Hubble (e la stessa costante di Hubble) che osserviamo dalla Terra.

La figura 3.10 mostra anche che l'espansione dell'universo appare uguale vista da una galassia, come vista da tutte le altre. Un insetto seduto su un qualsiasi pezzettino di cioccolato vedrebbe tutti gli altri pezzettini allontanarsi. Se la torta fosse infinitamente lunga, non avrebbe un centro. Vista da ogni pezzettino di cioccolato in una tale torta, la torta si estenderebbe all'infinito a sinistra e a destra, e l'espansione della torta apparirebbe centrata su questo pezzettino. Nello stesso modo, poiché ogni punto dell'universo sembra essere al centro dell'espansione, ne segue che il nostro universo non ha nessun centro del tutto. Più in avanti in questo capitolo, discuteremo se l'universo è finito o infinito.

3.3.2 Il redshift di galassie distanti non è dovuto all'effetto Doppler

La continua espansione dello spazio spiega perché la luce proveniente dalle galassie distanti è spostata verso il rosso (*redshifted*). Immaginate un fotone che viene verso di noi da una galassia distante. Mentre il fotone viaggia attraverso lo spazio, lo spazio si espande, quindi la lunghezza d'onda del fotone diventa allungata. Quando il fotone ci raggiunge, noi vediamo una lunghezza d'onda aumentata: il fotone è stato "redshiftato". Più lungo è il viaggio del fotone, maggiore è l'allungamento della sua lunghezza d'onda. Quindi i fotoni dalle galassie distanti hanno redshift maggiori che i fotoni dalle galassie vicine, come espresso dalla legge di Hubble.

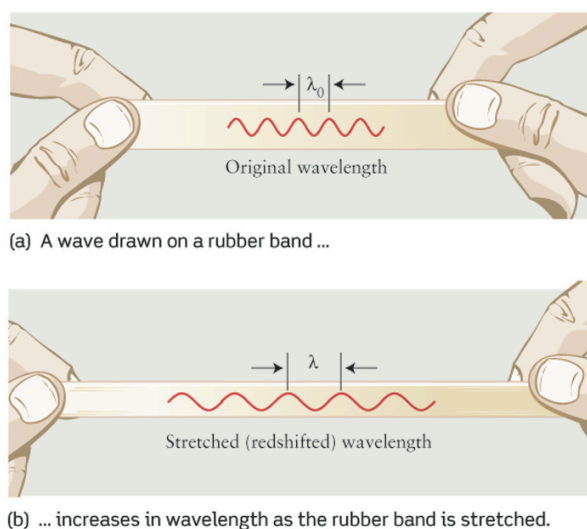


FIGURA 3.12— Redshift cosmologico. Un'onda disegnata su un nastro elastico si allunga insieme al nastro. In un modo analogo, un'onda luminosa che viaggia nell'universo in espansione, si "allunga", cioè la sua lunghezza d'onda aumenta.

Un redshift causato dall'espansione dell'universo è chiamato **redshift cosmologico**. Non è la stessa cosa di uno spostamento Doppler, che è causato dal *moto degli oggetti nello spazio*, mentre un redshift cosmologico è causato dall'*espansione dello spazio* (figura 3.12).

3.3.3 Redshift cosmologico e lookback time

Possiamo calcolare il fattore con il quale l'universo si è espanso a partire da qualche tempo antico usando il redshift della luce emessa dall'oggetto a quel tempo. Come abbiamo visto nel capitolo 2.5, il redshift (z) è definito da

$$z = \frac{\lambda - \lambda_0}{\lambda_0}$$

In quest'equazione λ_0 è la lunghezza d'onda non redshiftata di un fotone, e λ è la lunghezza d'onda che osserviamo (redshiftata). Per esempio, λ_0 può essere la lunghezza d'onda di una particolare riga di emissione nello spettro della luce che lascia una galassia distante. Mentre la luce della galassia viaggia attraverso lo spazio, la sua lunghezza d'onda è allungata dall'espansione dell'universo. Quindi con i nostri telescopi osserviamo la riga spettrale con una lunghezza d'onda λ . Il rapporto λ/λ_0 è una misura della quantità di allungamento. Riorganizzando i termini nell'equazione precedente, possiamo esprimere questa frazione come

$$\lambda/\lambda_0 = 1 + z.$$

Per esempio, se consideriamo una galassia con un redshift $z = 3$, dall'epoca in cui la luce è partita da questa galassia, l'universo si è espanso di un fattore $1 + z = 4$. In altre parole quando la luce lasciò questa galassia, le distanze rappresentative tra galassie lontane erano solo un quarto di quelle che sono oggi. Un volume rappresentativo di spazio, che è proporzionale al cubo della sua dimensione, era solo $(1/4)^3 = 1/64$ della sua dimensione oggi. Quindi la densità di materia in un tale volume era 64 volte maggiore del suo valore oggi.

Se conoscete il redshift z di un oggetto distante come una galassia remota, potete calcolare la sua velocità v di allontanamento (vedete Box 24-2 per questo calcolo). Poi usando la legge di Hubble potete determinare la distanza d di quest'oggetto se conoscete il valore della costante di Hubble H_0 . Questo vi fornisce anche il "lookback time" di quest'oggetto, cioè quanto nel passato state guardando quando vedete quest'oggetto. Per esempio, se il lookback time è di un miliardo di anni, significa che la luce della galassia ha impiegato un miliardo di anni per raggiungerci, quindi vediamo questa galassia come era un miliardo di anni fa. Le immagini all'inizio di questo capitolo mostrano supernovae in galassie distanti con lookback time da 7.7 fino a 9.0 miliardi di anni fa. La tavola 2.6.3 elenca le distanze alle quali vediamo gli oggetti con diversi redshift. La distanza misurata in anni-luce è uguale al lookback time.

Le distanze e il lookback time così calcolati sono un po' incerti, a causa dell'incertezza nel valore della costante di Hubble. Perlopiù come vedremo nel capitolo 3.9 l'universo non si è espanso sempre allo stesso ritmo. Questa significa che la costante di Hubble H_0 era diversa nel passato distante. In altre parole, la "costante" di Hubble non è costante nel tempo. In più la distanza corretta d da usare nella legge di Hubble non è la distanza alla quale *vediamo* l'oggetto, ma piuttosto la distanza tra noi e l'oggetto *adesso*. Quest'ultima distanza (che abbiamo chiamato **distanza radiale comovente** nel capitolo ??) è maggiore perché durante il tempo che ha impiegato la luce di un oggetto distante a raggiungerci, l'oggetto si è allontanato a causa dell'espansione dell'universo.

Per evitare di dover gestire queste incertezze e complicazioni, spesso gli astronomi si riferiscono ai tempi del passato distante in termini di redshift, piuttosto che anni. Per esempio, invece di chiedersi "Quanto erano frequenti i quasar 5 miliardi di anni fa?", gli astronomi potrebbero chiedersi "Quanto erano frequenti i quasar a $z = 0.4$ "? In questa domanda, "a $z = 0.4$ " è una scorciatoia per dire "al lookback time che corrisponde agli oggetti a $z = 0.4$ ". Useremo questa terminologia in questo capitolo. Ricordatevi che maggiore è il redshift, maggiore è il "lookback time" e quindi guardiamo sempre più lontano nel passato.

3.3.4 Il principio cosmologico

Queste idee sull'espansione dell'universo dimostrano la filosofia centrale della cosmologia. In cosmologia, a differenza di altre scienze, non possiamo costruire esperimenti controllati (come nel laboratorio) o nemmeno fare paragoni: c'è un solo universo che possiamo osservare. Per fare progressi in cosmologia, dobbiamo accettare alcune supposizioni filosofiche: la legge di Hubble fornisce un classico esempio. Può essere interpretata nel senso che siamo al centro dell'universo. Rigettiamo quest'interpretazione però, perché è in contraddizione con l'estensione cosmologica dell'idea Copernicana che non occupiamo una posizione speciale nell'universo.

Quando Einstein cominciò ad applicare la sua teoria della relatività generale alla cosmologia, fece una supposizione molto audace: su scala molto grande l'universo è **omogeneo e isotropo**. Omogeneo significa che ogni regione è la stessa delle altre (la densità è costante) e isotropo significa che l'universo ha la stessa apparenza in tutte le direzioni (figura 3.13).

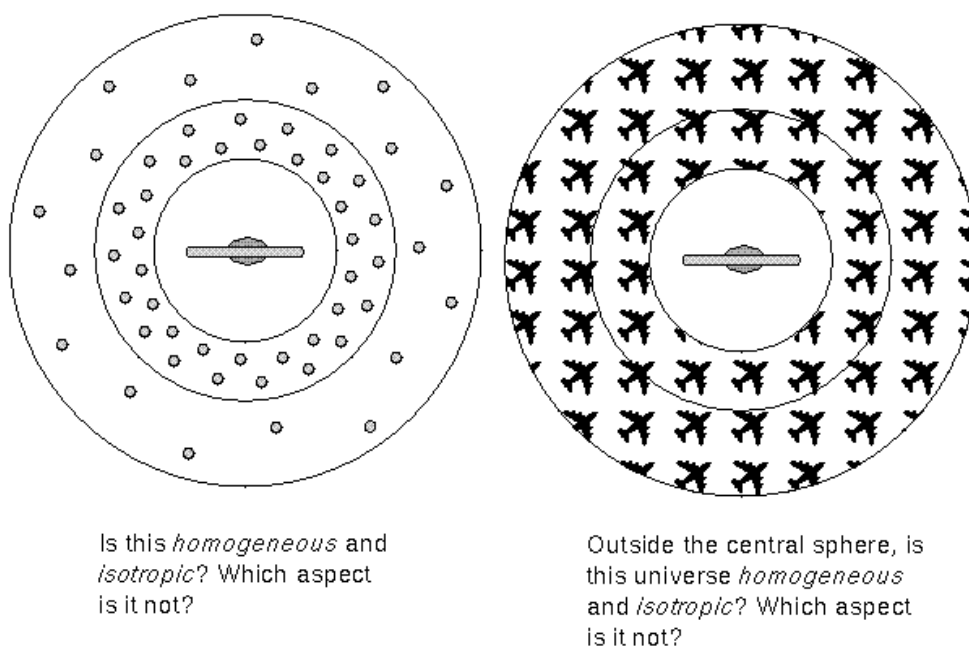


FIGURA 3.13— Sinistra: questa figura è omogenea e isotropa? Quali dei due aspetti è falso? Destra: fuori della sfera centrale, questo universo è omogeneo e isotropo? Quali dei due aspetti è falso?

In altre parole, ogni regione (molto grande) dell'universo ha lo stesso aspetto di ogni altra regione, con lo stesso tipo di galassie distribuite in modo simile nello spazio. La supposizione che l'universo sia omogeneo e isotropo costituisce il **principio cosmologico**. Dà un significato preciso all'idea che non occupiamo un posto speciale nell'universo.

Modelli di universo basati sul principio cosmologico hanno avuto molto successo nel descrivere la struttura e l'evoluzione dell'universo e nell'interpretazione dei dati osservati. Tutta la discussione in questo capitolo e il prossimo presuppone che l'universo sia omogeneo e isotropo in grande scala.

3.4 L'universo in espansione emerge da un cataclisma chiamato Big Bang

Il flusso di Hubble mostra che l'universo è stato in espansione da miliardi di anni. Questo significa che nel passato la materia nell'universo doveva essere più concentrata e più densa di quello che è oggi. Se guardiamo abbastanza lontano nel passato (molto) distante, deve esistere un tempo in cui la densità era incredibilmente alta. Ciò ci porta a concludere che qualche tipo di evento tremendo ha causato la materia ultra-densa ad iniziare un'espansione che dura ancora oggi. Quest'evento, chiamato **Big Bang**, marcò l'inizio dell'universo.

ATTENZIONE Sarebbe sbagliato pensare al Big Bang come un'esplosione. Quando una bomba esplode, pezzi di detriti volano *attraverso lo spazio* da una posizione centrale. Se potessi seguire indietro la traiettoria dei pezzettini, potresti sapere esattamente dove si trovava la bomba. Tuttavia questo processo non è possibile con l'universo, perché l'universo stesso ha sempre costituito e costituirà sempre tutto lo spazio. Come abbiamo già discusso, l'universo logicamente non può avere un bordo (vedete la torta con i pezzettini di cioccolato del paragrafo 3.3).

3.4.1 Stimare l'età dell'universo

Quanto tempo fa accadde il Big Bang? Per stimarlo, immaginate due galassie che sono oggi separate da una distanza d e che si allontanano l'una dall'altra con una velocità v . Un filmato di queste due galassie le mostrerebbe volando via. Se vedessi il filmato nel senso opposto, vedresti le due galassie avvicinarsi quando il passare del tempo è nel senso opposto. Possiamo calcolare il tempo T_0 che occorrerà per ottenere la collisione delle due galassie usando l'equazione

$$T_0 = \frac{d}{v}$$

Quest'equazione ci dice semplicemente che il tempo per compiere una distanza d ad una velocità v è la frazione d/v . Se usiamo la legge di Hubble, $v = H_0 d$, per sostituire la velocità in quest'equazione, otteniamo

$$T_0 = \frac{d}{H_0 d} = \frac{1}{H_0}$$

Notate che la separazione d si è semplificata e non appare nell'espressione finale. Questo significa che T_0 è lo stesso per *tutte* le galassie. È il tempo nel passato in cui tutte le galassie erano compresse una contro l'altra, il tempo fino al Big Bang. In altre parole, l'inverso della costante di Hubble ci fornisce una stima dell'età dell'universo.

Le osservazioni suggeriscono che $H_0 = 73 \text{ km/s/Mpc}$ (con un'incertezza di qualche percento). Usando questo valore, stimiamo l'età dell'universo come

$$T_0 = \frac{1}{73 \text{ km/s/Mpc}}$$

Per convertire questo in unità di tempo, dobbiamo solo ricordare che 1 Mpc è uguale a $3.09 \times 10^{19} \text{ km}$ e che 1 anno è uguale a $3.156 \times 10^7 \text{ sec}$. Con questi valori, otteniamo

$$\begin{aligned} T_0 &= \frac{1}{73} \frac{\text{Mpc s}}{\text{km}} \times \frac{3.09 \cdot 10^{19} \text{ km}}{1 \text{ Mpc}} \times \frac{1 \text{ anno}}{3.156 \cdot 10^7 \text{ s}} \\ &= 1.34 \times 10^{10} \text{ anni} = 13.4 \text{ miliardi di anni} \end{aligned}$$

L'età del nostro sistema solare è "solo" di 4.56 miliardi di anni, circa un terzo dell'età dell'universo. Quindi la formazione del nostro pianeta è un evento relativamente recente nella storia del cosmo.

Il valore di H_0 ha un'incertezza di circa il 5%, così la nostra semplice stima dell'età dell'universo è ugualmente incerta di almeno il 5%. Perlopiù la formula $T_0 = 1/H_0$ è al meglio un'approssimazione, perché nella sua derivazione abbiamo assunto che l'universo si espandesse a un ritmo costante. Nel paragrafo 3.9 discuteremo come l'espansione dell'universo è cambiata durante la sua storia. Quando questi fattori sono stati presi in conto, troviamo che l'età del nostro universo è 13.7 miliardi di anni, con un'incertezza di 0.2 miliardi di anni. È notevolmente vicino alla nostra semplice stima.

Qualsiasi sia la vera età dell'universo, esso deve essere almeno vecchio come le più vecchie stelle. Le stelle più vecchie che possiamo osservare si trovano negli ammassi globulari della Via Lattea. Le osservazioni più recenti, combinate con i calcoli dell'evoluzione stellare, indicano che queste stelle hanno un'età di circa 13.4 miliardi di anni (con un'incertezza di circa 6%). È incoraggiante che questo numero sia inferiore all'età dell'universo: le stelle più vecchie nel nostro universo sono più giovani dell'universo stesso!

3.4.2 Il nostro universo osservabile e il cielo buio di notte

Il Big Bang aiuta a risolvere il paradosso di Olbers, che abbiamo discusso nel paragrafo 3.1. Sappiamo che l'universo ha avuto un inizio chiaro e preciso, quindi ha anche un'età finita (contrario di infinita). Se l'universo ha 13.7 miliardi di anni, allora gli oggetti più distanti che possiamo vedere sono quelli di cui la luce ha viaggiato per 13.7 miliardi di anni per raggiungerci. A causa dell'espansione dell'universo, questi oggetti si trovano adesso più distanti di 13.7 miliardi di anni-luce. Come risultato, possiamo vedere solo gli oggetti che giacciono all'interno di un'immensa sfera centrata sulla Terra (figura 3.14). Ciò è vero anche se l'universo è infinito, con le galassie distribuite attraverso la sua estensione illimitata.

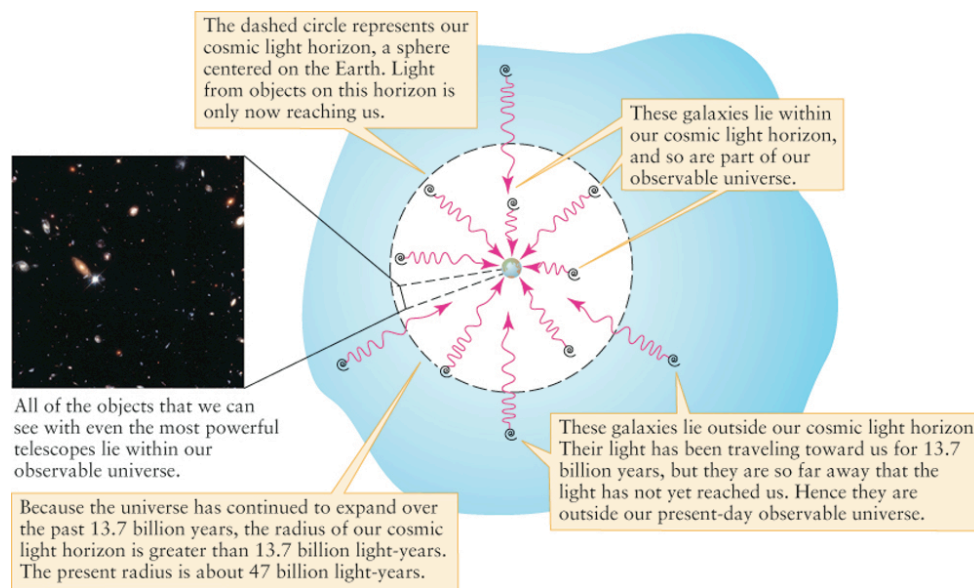


FIGURA 3.14— L'universo osservabile. La parte dell'universo che possiamo osservare giace all'interno del nostro orizzonte luminoso cosmico (cerchio tratteggiato sulla figura). Le galassie che possiamo appena osservare con i più potenti telescopi giacciono all'interno di quest'orizzonte: le vediamo come erano meno di un miliardo di anni dopo il Big Bang. Non possiamo vedere oggetti oltre l'orizzonte cosmico, perché nei 13.7 miliardi di anni dal Big Bang la loro luce non ha avuto abbastanza tempo per raggiungerci (inserto: Hubble Deep Field, Robert Williams, STScI, NASA)

La superficie della sfera tratteggiata nella figura 3.14 è chiamata l'**orizzonte luminoso cosmico**. Il nostro intero **universo osservabile** si trova all'interno di questa sfera. Non possiamo vedere niente oltre il nostro orizzonte luminoso cosmico, perché il tempo richiesto per permettere alla luce di raggiungerci da queste incredibilmente distanti galassie è maggiore della presente età del nostro universo. Quando il tempo passa, la luce dell'universo più distante ci raggiunge per la prima volta, e la dimensione del nostro orizzonte luminoso cosmico (e quindi la dimensione del nostro universo osservabile) aumenta. Le galassie sono distribuite in modo abbastanza rado nel nostro universo osservabile, dato che non ci sono stelle sulla maggior parte delle nostre linee di vista. Questo aiuta a spiegare perché il cielo di notte è buio.

Oltre all'età finita del nostro universo, un secondo effetto contribuisce significativamente all'oscurità del cielo di notte – il redshift. Secondo la legge di Hubble, maggiore è la distanza, maggiore è il redshift. Quando un fotone è redshiftato, la sua lunghezza d'onda aumenta e la sua energia – che è inversamente proporzionale alla lunghezza d'onda – diminuisce. Di conseguenza anche se ci sono molte galassie lontane dalla Terra, esse hanno grandi redshift e la loro luce non ha molta energia. Una galassia vicina all'orizzonte luminoso cosmico ha un redshift quasi infinito, il che significa che la luce che riceviamo da questa galassia non contiene praticamente alcuna energia. Questa diminuzione nell'energia dei fotoni dovuta all'espansione dell'universo diminuisce la luminosità delle galassie lontane, aiutando a rendere il cielo notturno buio.

Il concetto dell'origine in un Big Bang dell'universo è una conseguenza diretta e logica dell'espansione dell'universo. Se potete immaginare abbastanza lontano nel pas-

sato, potete arrivare a un tempo 13.7 miliardi di anni fa, quando la densità in tutto l'universo era infinita. Come risultato in tutto l'universo lo spazio e il tempo erano completamente "mescolati" in una condizione di infinita curvatura simile a quella che si trova al centro di un buco nero. Per questo motivo, un nome migliore per il Big Bang è **singolarità cosmica**. Grazie all'infinita curvatura, le leggi della fisica non ci dicono esattamente che cosa sia accaduto al momento del Big Bang.

Un tempo brevissimo subito dopo il Big Bang, lo spazio e il tempo cominciarono a comportarsi nel modo usuale che conosciamo oggi. Quest'intervallo di tempo breve, chiamato **tempo di Planck** (t_P) è descritto dalla seguente espressione:

Il tempo di Planck

$$t_P = \sqrt{\frac{Gh}{c^5}} = 1.35 \times 10^{-43} \text{ sec}$$

t_P = tempo di Planck

G = costante universale della gravitazione

h = costante di Planck (6.6261×10^{-34} Js)

c = velocità della luce

Non capiamo ancora come lo spazio, il tempo e la materia si comportarono nel breve (ma importante) intervallo di tempo dall'inizio del Big Bang fino al tempo di Planck, circa 10^{-43} secondi dopo. Infatti le leggi della fisica ci suggeriscono che potrebbe essere impossibile sapere che cosa è accaduto durante questo brevissimo intervallo di tempo. Quindi il tempo di Planck rappresenta un limite alla nostra conoscenza delle condizioni al momento preciso dell'inizio dell'universo.

3.5 La radiazione micro-onda come prova di un Big Bang caldo

Uno dei più importanti progressi nell'astronomia del ventesimo secolo fu la scoperta dell'origine degli elementi chimici pesanti. Sappiamo oggi che essenzialmente tutti gli elementi pesanti sono stati creati dalle reazioni termonucleari al centro delle stelle pesanti e nelle supernovae. Il punto di partenza di tutte queste reazioni è la fusione dell'idrogeno in elio. Tuttavia quando gli astronomi cominciarono a capire i dettagli della fusione termonucleare negli anni '60, si sono trovati davanti ad un dilemma: C'era troppo elio nell'universo che poteva essere creato dalla fusione dell'idrogeno nelle stelle.

Per esempio, il Sole è costituito da circa il 74% di idrogeno e il 25% di elio in massa, lasciando un 1% per tutti gli altri elementi pesanti della tavola periodica. Questo 1% può essere spiegato come materiale prodotto in generazioni precedenti di stelle massicce che un sacco di tempo fa, lanciarono questi elementi pesanti nello spazio quando diventarono supernovae. Dell'elio nuovamente formato, prodotto dalla fusione nucleare all'interno delle stelle, certamente accompagnava questi elementi pesanti. I calcoli però mostrarono che la quantità di elio prodotto in questo modo era chiaramente non

abbastanza per spiegare quasi un quarto della massa del Sole. Poiché si pensava che l'universo all'origine contenesse solo idrogeno – la forma più semplice degli elementi chimici – la presenza di così tanto elio poneva un problema.

3.5.1 Un Big Bang caldo e il fondo cosmico a microonde

Poco dopo la seconda guerra mondiale, Ralph Alpher e Robert Hermann proposero che l'universo immediatamente dopo il Big Bang dovesse essere così incredibilmente caldo che le reazioni termonucleari accadevano dappertutto nello spazio. Seguendo quest'idea nel 1960, i fisici dell'università di Princeton Robert Dicke e P.J.E Peebles scoprirono che potevano infatti spiegare le alte quantità attuali di elio, supponendo che l'universo primitivo era caldo almeno come il centro del Sole, dove l'elio è prodotto attualmente. Il caldo universo primitivo doveva essere riempito di tanti fotoni ad alta energia (e piccola lunghezza d'onda). Le proprietà di questa radiazione dipendono dalla sua temperatura, come descritto dalla legge di Planck per il corpo nero (figura 3.15).

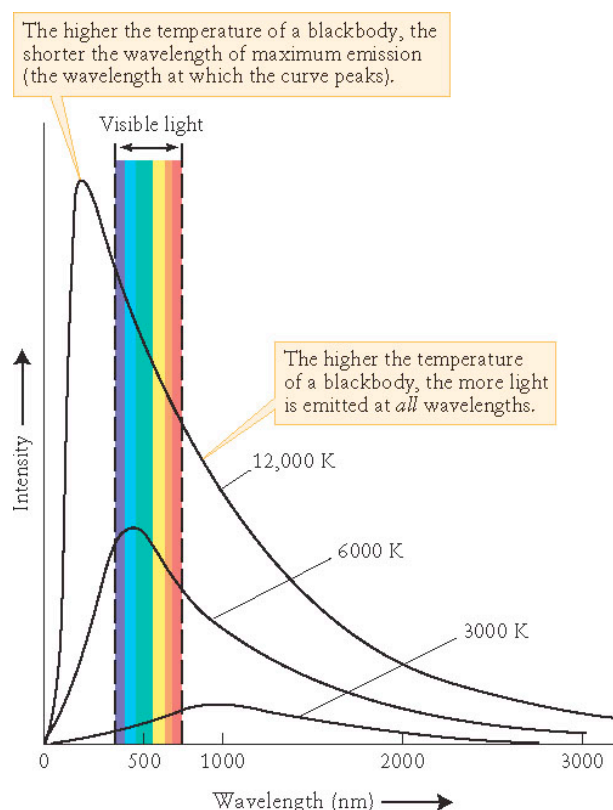


FIGURA 3.15— Curve del corpo nero. Ognuna di queste curve mostra l'intensità della luce in funzione della lunghezza d'onda che è emessa da un corpo nero (un'idealizzazione di un oggetto denso) ad una particolare temperatura. La striscia ad arcobaleno mostra l'intervallo di lunghezze d'onda visibili. La scala verticale è stata compressa così tutte le curve possono essere viste; l'intensità di picco per la curva a 12'000 K è infatti circa 1000 volte più alta che l'intensità di picco della curva a 3'000 K.

L'universo si è espanso così tanto da questi tempi lontani che tutti questi fotoni con lunghezza d'onda corta hanno avuto la loro lunghezza d'onda allungata di un fattore gigantesco. Come risultato sono diventati fotoni con bassa energia e grande lunghezza

d'onda. La temperatura del campo di radiazione cosmica ha adesso solo pochi gradi sopra lo zero assoluto. La radiazione a una tale bassa temperatura ha la sua massima intensità a lunghezze d'onda microonde di circa 1 millimetro. Quindi questa radiazione, che riempie tutto lo spazio, è chiamata **sottofondo cosmico microonde** o **radiazione cosmica di fondo**. All'inizio degli anni '60, Dicke e i suoi colleghi cominciarono a costruire antenne per misurare questa radiazione a microonde.

Nel frattempo a solo pochi chilometri dall'università di Princeton, Arno Penzias e Robert Wilson del Bell Telephone Laboratories nel New Jersey stavano lavorando su un nuovo tipo di antenne a microonde previste per trasmettere chiamate telefoniche verso satelliti di telecomunicazione in orbita attorno alla Terra (figura 3.16).

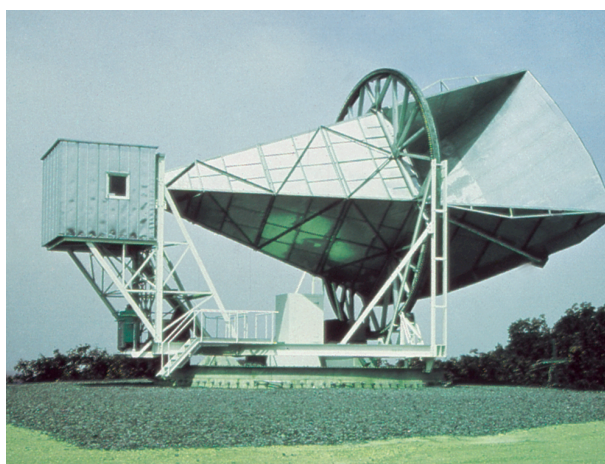


FIGURA 3.16— Usando questa antenna a micro-onda, originariamente costruita per le telecomunicazioni, Penzias e Wilson hanno misurato un segnale che sembrava venire da tutte le parte de cielo. Dopo aver accuratamente eliminato tutte le sorgenti potenziali di rumore elettronico che potevano creare falsi segnali, Penzias e Wilson si accorsero che erano rivelando radiazione dallo spazio. Questa radiazione è il bagliore residuo del Big Bang. (Credito: Bell Labs)

Penzias e Wilson furono sorpresi di scoprire che, ovunque nel cielo dirigevano la loro antenna, misuravano un debole segnale di fondo. Grazie a un collega, vennero a conoscenza del lavoro di Dike e Peebles e si resero conto che avevano scoperto la radiazione di sottofondo lasciata dai resti del Big Bang caldo. Penzias e Wilson si divisero il premio Nobel per la fisica nel 1978 per la loro scoperta.

Potete scoprire la radiazione cosmica di fondo con una televisione ordinaria. Questa radiazione è responsabile di circa un 1% del rumore di fondo che appare quando la televisione non è regolata su un canale particolare. Usando apparecchi molto più sofisticati, gli scienziati hanno fatto varie misurazioni della radiazione di fondo a diverse lunghezze d'onda. Sfortunatamente l'atmosfera terrestre è quasi totalmente opaca a lunghezze d'onda tra $10\ \mu\text{m}$ e 1 cm (figura 3.17), che è esattamente l'intervallo di lunghezze d'onda in cui la radiazione cosmica di fondo è più intensa. Come risultato gli scienziati hanno dovuto piazzare rivelatori su palloni di alta quota (che possono volare sopra la maggiore parte dell'atmosfera oscurante) o, ancora meglio, su satelliti in orbita.

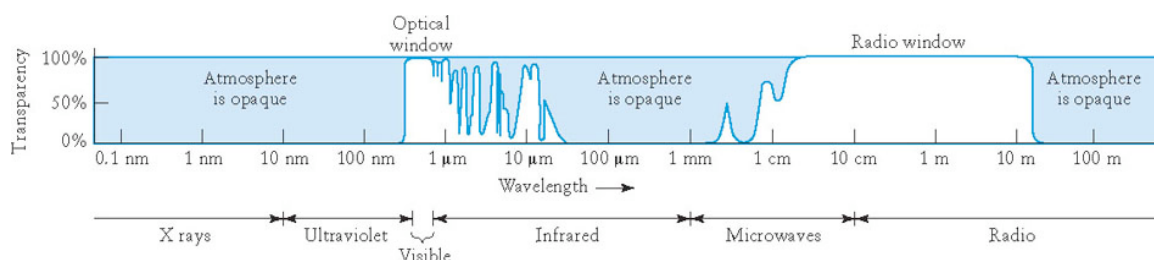


FIGURA 3.17— La trasparenza dell'atmosfera terrestre. Questo grafico mostra la percentuale di radiazione che può penetrare l'atmosfera terrestre a diverse lunghezze d'onda. Le regioni in cui la curva è alta sono chiamate "finestre", perché l'atmosfera è relativamente trasparente a queste lunghezze d'onda. Ci sono anche tre intervalli di lunghezza d'onda in cui l'atmosfera è opaca e la curva è quasi zero: a lunghezze d'onda meno di 290 nm, che sono assorbite dall'ossigeno e dall'azoto atmosferico; tra la finestra ottica e radio, a causa dell'assorbimento dal vapore acqueo e dell'anidride carbonica; e a lunghezze d'onda maggiore di 20 m, che sono riflesse indietro nello spazio dai gas ionizzati nella parte superiore dell'atmosfera.

3.5.2 Uno sguardo dettagliato alla radiazione cosmica di fondo

Le prime misurazioni precise della radiazione cosmica di fondo vengono dal satellite Cosmic Background Explorer (COBE) che è stato piazzato in orbita attorno alla Terra nel 1989. I dati dallo spettrometro di COBE (figura 3.18) mostrano che questa antica radiazione ha lo spettro di un corpo nero di una temperatura di 2.725 K. In riconoscimento di questa scoperta, insieme ad altre che discuteremo nel paragrafo 3.6, i capi del gruppo COBE John Mather della NASA e George Smoot dell'università di California, Berkeley, hanno ricevuto il premio Nobel per la fisica nel 2006.

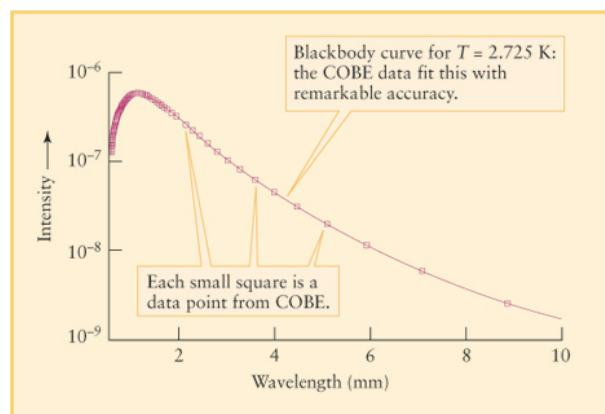


FIGURA 3.18— Lo spettro della radiazione cosmica di fondo. Una curva del corpo nero riproduce esattamente i dati di COBE (Credito: E. Cheng, NASA, COBE Science team)

Una caratteristica importante della radiazione cosmica di fondo è che la sua intensità è quasi perfettamente isotropa, cioè la stessa in tutte le direzioni. In altre parole, si misura la stessa intensità del sottofondo da tutte le parti del cielo. È una impressionante conferma dell'ipotesi di Einstein che l'universo è isotropo (vedi paragrafo 3.3). Tuttavia, misure estremamente precise, fatte prima con aerei ad alta quota, poi con palloncini e satelliti come COBE, hanno rivelato una lievissima variazione di temperatura

attraverso il cielo. La radiazione cosmica di fondo appare leggermente più calda della media verso la costellazione di Leo e leggermente più fredda nella direzione opposta, verso Aquarius. Tra le parti calde in Leo e le parti fredde in Aquarius, la temperatura della radiazione cosmica di fondo diminuisce gradualmente attraverso il cielo. La figura 3.19 è una mappa del cielo microonde che mostra questa variazione.

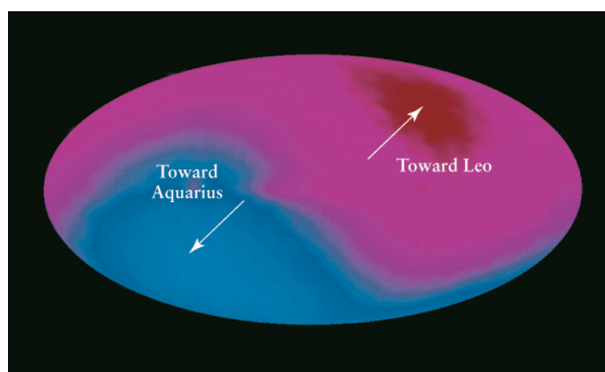


FIGURA 3.19— Il cielo microonde. In questa mappa dell'intero cielo costruita con i dati COBE, il piano della Via Lattea attraversa orizzontalmente la mappa, con il centro galattico nel mezzo. I colori indicano la temperatura – rosso è caldo e blu è freddo. La piccola variazione di temperatura attraverso il cielo – solo 0.00337 K sopra o sotto la temperatura media della radiazione (2.725 K) – è causata dal moto della Terra attraverso il sottofondo microonde. (Credito: NASA)

Quest'apparente variazione in temperatura è causata dal moto della Terra attraverso il cosmo. Se fossimo a riposo rispetto al sottofondo microonde, la radiazione sarebbe più isotropa. Poiché stiamo muovendo attraverso questa radiazione tuttavia, vediamo uno spostamento Doppler. Specificamente vediamo lunghezze d'onda più corte nella direzione verso la quale ci muoviamo, come mostrato nella figura 3.20. Una diminuzione in lunghezza d'onda corrisponde ad un aumento nell'energia del fotone e quindi un aumento nella temperatura della radiazione. Il piccolo eccesso di temperatura osservato, circa 0.00337 K, corrisponde ad una velocità di 371 km/s. Il nostro sistema solare viaggia quindi lontano da Aquarius e verso Leo ad una velocità di 371 km/s. Prendendo in conto la velocità del Sole attorno al centro della nostra galassia (circa 220 km/s), troviamo che l'intero gruppo locale di galassie, inclusa la Via Lattea, si muove a circa 620 km/s verso il super-ammasso Hydra-Centaurus. Le osservazioni mostrano che migliaia di altre galassie sono trasportate in questa direzione, come il super-ammasso Hydra-Centaurus stesso. Si pensa che questo tremendo flusso di materia sia dovuto all'attrazione gravitazionale di un enorme collezione di galassie visibili e materia oscura che giace in questa direzione. Quest'immenso oggetto, chiamato "Great Attractor", si trova a 50 Mpc (150 milioni di anni-luce) dalla Terra.

L'esistenza di tali concentrazioni di massa, insieme all'esistenza di super-ammassi di galassie (paragrafo ??) mostra che l'universo è piuttosto "grumoso" in scala di 100 Mpc o più piccola. È solo su scala maggiore che l'universo è omogeneo e isotropo.

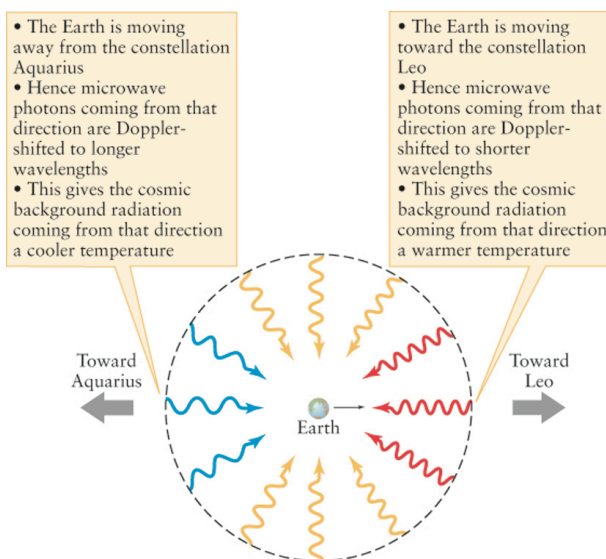


FIGURA 3.20— Il nostro moto attraverso il sottofondo microonde. A causa dell'effetto Doppler, misuriamo lunghezze d'onda più corte nel sottofondo microonde e una temperatura di radiazione più alta nella parte del cielo verso la quale ci muoviamo. Questa parte del cielo è colorata in rosso nella figura precedente. Nella parte opposta del cielo, colorata in blu nella figura precedente, la radiazione microonde ha lunghezze d'onda più lunghe e una temperatura più fredda. La lunghezza d'onda λ è proporzionale all'inverso della temperatura T .

3.6 L'universo era un plasma caldo e opaco per 380'000 anni

Ogni cosa nell'universo cade in una delle due categorie – energia o massa. Una forma di energia è la radiazione, cioè i fotoni. Incontreremo un'altra forma di energia nel paragrafo 3.8. Ci sono molti fotoni di luce stellare che viaggiano attraverso lo spazio, ma la stragrande maggioranza dei fotoni nell'universo appartiene alla radiazione cosmica di fondo. La materia nell'universo è contenuta negli oggetti luminosi come le stelle, i pianeti e le galassie, insieme alla materia oscura. Una domanda naturale è: chi gioca il ruolo più importante nell'universo, la materia o la radiazione? Come vedremo la risposta a questa domanda è diversa per l'universo primordiale o l'universo oggi.

3.6.1 Radiazione e materia nell'universo

Per fare un paragone tra radiazione e materia, ricordiamo la famosa equazione di Einstein $E = mc^2$. Possiamo pensare all'energia (E) del fotone nell'universo come uguale ad una quantità di massa (m) moltiplicata per il quadrato della velocità della luce (c). La quantità di questa massa equivalente in un volume V , divisa per questo volume, è la **densità di massa della radiazione** ρ_{rad} .

La legge di Stefan–Boltzmann esprime la quantità di energia irradiata da un corpo nero a una certa temperatura: il flusso di energia F , in Joules al metro quadrato e al secondo è proporzionale alla temperatura alla quarta potenza.

Legge di Stefan–Boltzmann per il corpo nero

$$F = \sigma T^4$$

F = flusso di energia, in J/m²/sec

σ = costante di Stefan–Boltzmann = $5.67 \times 10^{-8} \text{ W m}^{-2} \text{ K}^{-4}$

T = temperatura in K.

Possiamo combinare $E = mc^2$ con la legge di Stefan–Boltzmann per avere la seguente formula:

Densità di massa della radiazione

$$\rho_{\text{rad}} = \frac{4\sigma T^4}{c^3}$$

ρ_{rad} = densità di massa della radiazione

T = temperatura della radiazione in K

Per la temperatura attuale della radiazione cosmica di fondo, $T = 2.725 \text{ K}$, quest'ultima equazione mostra che

$$\rho_{\text{rad}} = 4.6 \times 10^{-31} \text{ kg/m}^3$$

La **densità media di materia** (ρ_m) nell'universo è più difficile da misurare. Per trovare questa densità, guardiamo un grande volume (V) di spazio, calcoliamo la massa totale (M) di tutte le stelle, galassie e materia oscura in questo volume e dividiamo la massa per il volume. $\rho_m = M/V$. Stabilire quanta massa c'è in un grande volume di spazio è un compito molto difficile. La più grossa difficoltà è stabilire la quantità di materia oscura, che non emette nessuna radiazione elettromagnetica e che può essere rilevata solo dalla sua influenza gravitazionale.

Un metodo che sembra aver successo è di osservare gli ammassi di galassie, nei quali è concentrata la maggior parte della massa dell'universo. Ammassi ricchi sono circondati da aloni di gas bollente che emette raggi X (figura 2.38). Un tale alone dovrebbe essere in equilibrio idrostatico, nel senso che ne si comprime, ne si espande ma rimane della stessa dimensione. La pressione verso l'esterno del gas, associata all'alta temperatura dell'alone, è controbilanciata dalla forza gravitazionale verso l'interno dovuta alla massa totale dell'ammasso. Quindi, misurando la temperatura dell'alone – che può essere derivata dalle proprietà delle emissioni a raggi X – gli astronomi possono dedurre la massa totale dell'ammasso (che include il contributo della massa oscura).

Dagli ammassi di galassie e altre misurazioni, la densità media attuale di massa nell'universo è probabilmente

$$\rho_m = 2.4 \times 10^{-27} \text{ kg/m}^3$$

con un incertezza di 15%. La massa di un unico atomo di idrogeno è di $1.6 \times 10^{-27} \text{ kg}$. Quindi se la massa nell'universo fosse uniformemente distribuita nello spazio, corrisponderebbe a 1.5 atomi di idrogeno al metro cubo. Invece nell'aria che respirate in questo momento, ci sono 5×10^{25} atomi al metro cubo! Il valore molto piccolo di ρ_m mostra che il nostro universo contiene pochissima materia.

Inoltre gli astronomi hanno calcolato che la densità media della massa *luminosa* (cioè le stelle e il gas all'interno degli ammassi di galassie) è circa $4.2 \times 10^{-28} \text{ kg/m}^3$. Questo rappresenta solo il 17% della densità media di materia di tutte le forme. Quindi la materia oscura è la forma predominante di massa nell'universo. La materia "ordinaria" di cui sono fatte le stelle, i pianeti e noi stessi è addirittura eccezionale!

3.6.2 Quando la radiazione dominava la materia

Malgrado che la densità media di materia nell'universo sia piccola per gli standard terrestri, è migliaia di volte superiore a ρ_m , la densità di massa della radiazione. Tuttavia non è sempre stato così. La materia domina oggi la radiazione solo perché l'energia dei fotoni a microonde è piccola, nonostante il numero di fotoni nella radiazione cosmica di fondo sia strepitoso. Dalla fisica della radiazione del corpo nero, può essere dimostrato che ci sono oggi 410 milioni di fotoni in ogni metro cubo di spazio. In altre parole, il rapporto tra fotoni e atomi nello spazio è di circa 10^9 a 1. In termini di numero totale di particelle, l'universo consiste quasi interamente di fotoni microonde. Questo campo di radiazione non ha più molto "peso" perché i suoi fotoni sono stati redshiftati a grandi lunghezze d'onda e bassa energia dopo 13.7 miliardi di anni di allungamento da parte dell'espansione dell'universo.

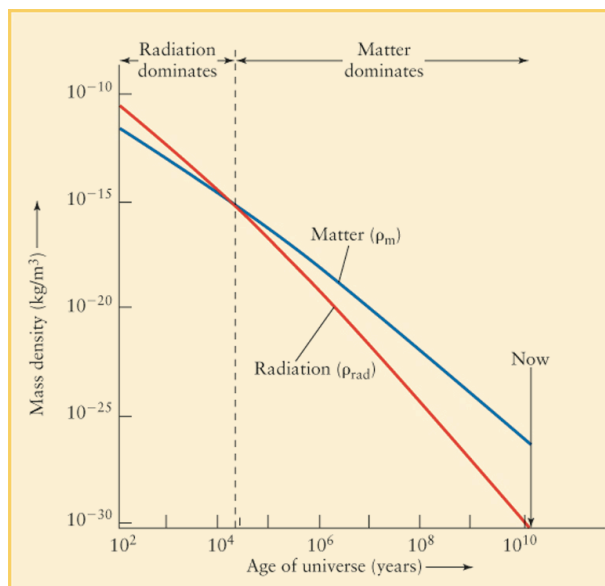


FIGURA 3.21— L'evoluzione della densità. Per circa 24'000 anni dopo il Big Bang, la densità di massa della radiazione (ρ_{rad} mostrata in rosso) oltrepassava la densità di materia (ρ_m mostrata in blu) e l'universo era dominato dalla radiazione. Dopo tuttavia, la continua espansione dell'universo fece diventare ρ_{rad} minore di ρ_m , a tal punto che l'universo diventò dominato dalla materia. (Credito: Clem Pryke, University of Chicago)

Facciamo il cammino all'opposto, percorriamo il tempo all'indietro verso il Big Bang: l'universo diventa sempre più compresso, e quindi la densità di materia aumenta quando risaliamo il tempo. I fotoni della radiazione cosmica di fondo diventano anche più affollati, ma in più, diventano meno redshiftati. Hanno quindi lunghezze d'onda più

piccole e un'energia maggiore di quella di oggi. Grazie a questa energia aggiunta, quando risaliamo il tempo la densità di massa della radiazione (ρ_{rad}) aumenta più rapidamente della densità media di materia (ρ_{m}). Infatti come mostra la figura 3.21 c'era un tempo nel passato antico in cui $\rho_{\text{rad}} = \rho_{\text{m}}$. Prima di questo tempo ρ_{rad} era maggiore di ρ_{m} e la radiazione dominava la materia. Dopo ρ_{m} diventò maggiore di ρ_{rad} , quindi la materia dominò la radiazione.

La transizione da un universo dominato dalla radiazione ad un universo dominato dalla materia accadde circa 24'000 anni dopo il Big Bang, a un tempo che corrisponde ad un redshift di circa $z = 5200$. Da questa epoca, le lunghezze d'onda dei fotoni sono state allungate di un fattore $1 + z$, o circa 5201. Oggi questi fotoni microonde hanno lunghezze d'onda di tipicamente 1 mm, ma quando l'universo aveva 24'000 anni, avevano lunghezze d'onda di circa 190 nm, nella parte ultravioletta dello spettro.

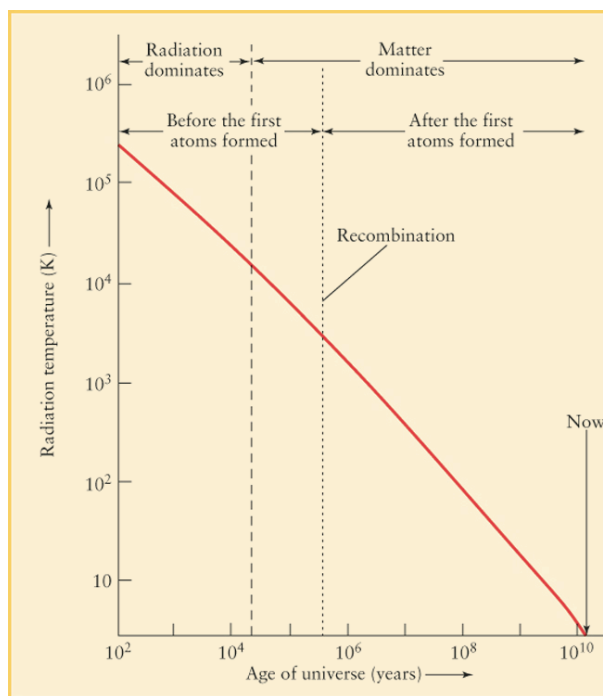


FIGURA 3.22— L'evoluzione della temperatura di radiazione. Mentre l'universo si espandeva, i fotoni della radiazione di fondo divennero sempre più redshiftati e la temperatura cadde. Circa 380'000 anni dopo il Big Bang, quando la temperatura cadde sotto 3000 K, gli atomi di idrogeno si formarono e il campo di radiazione si disaccoppiò dalla materia nell'universo. Da questo punto la temperatura della materia nell'universo non era più la stessa della temperatura della radiazione. Il tempo in cui si formarono i primi atomi è chiamato "epoca di ricombinazione" (vedi figura successiva). (Credito: Clem Pryke, University of Chicago)

Per calcolare la temperatura della radiazione cosmica di fondo al tempo della transizione da un universo dominato dalla radiazione ad un universo dominato dalla materia, possiamo usare la legge di Wien che stabilisce che la lunghezza d'onda dell'emissione massima di un corpo nero è inversamente proporzionale alla sua temperatura.

$$\lambda_{\text{max}} = \frac{0.0029 \text{ [K m]}}{T \text{ [K]}}$$

$\lambda_{\max}$ = la lunghezza della massima emissione dell'oggetto (in metri),

T = la temperatura (in K).

La lunghezza d'onda di picco attuale della radiazione cosmica di fondo corrisponde ad un corpo nero di temperatura 2.725 K. Quindi una lunghezza d'onda di picco 5200 minore corrisponde ad una temperatura 5200 volte maggiore: $T = 5200 \times 2.725 \text{ K} = 14'000 \text{ K}$. In altre parole, la temperatura di radiazione a un redshift z era maggiore dell'attuale temperatura di radiazione di un fattore $1 + z$. Questo significa che la temperatura della radiazione di fondo era una volta molto più alta ed è diminuita con il tempo, come mostra la figura 3.22.

3.6.3 Quando si formarono i primi atomi

La natura dell'universo cambiò di nuovo in modo fondamentale circa 380'000 anni dopo il Big Bang, quando z era circa 1100 e la temperatura del sottofondo di radiazione era circa $1100 \times 2.725 \text{ K} = 3000 \text{ K}$. Per capire il significato di questo momento nella storia cosmica, ricordatevi che l'idrogeno è di gran lunga l'elemento più abbondante nell'universo – gli atomi d'idrogeno superano gli atomi d'elio di un fattore 12 a 1. Un atomo d'idrogeno consiste in un singolo protone con un singolo elettrone attorno al nucleo. Ci vuole relativamente poca energia per separare l'elettrone dal protone. Infatti la luce ultravioletta più calda di 3000 K ionizza facilmente l'idrogeno. Quindi gli atomi d'idrogeno non possono sopravvivere nell'universo che esisteva prima di $z = 1100$. Significa che nei primi 380'000 anni dopo il Big Bang, i fotoni del sottofondo avevano abbastanza energia per impedire agli elettroni e ai protoni di unirsi per formare atomi di idrogeno (figura 3.23a). Solo da $z = 1100$ (cioè da $t = 380'000$ anni) l'energia di questi fotoni è stata abbastanza bassa per permettere agli atomi di idrogeno di esistere (figura 3.23b).

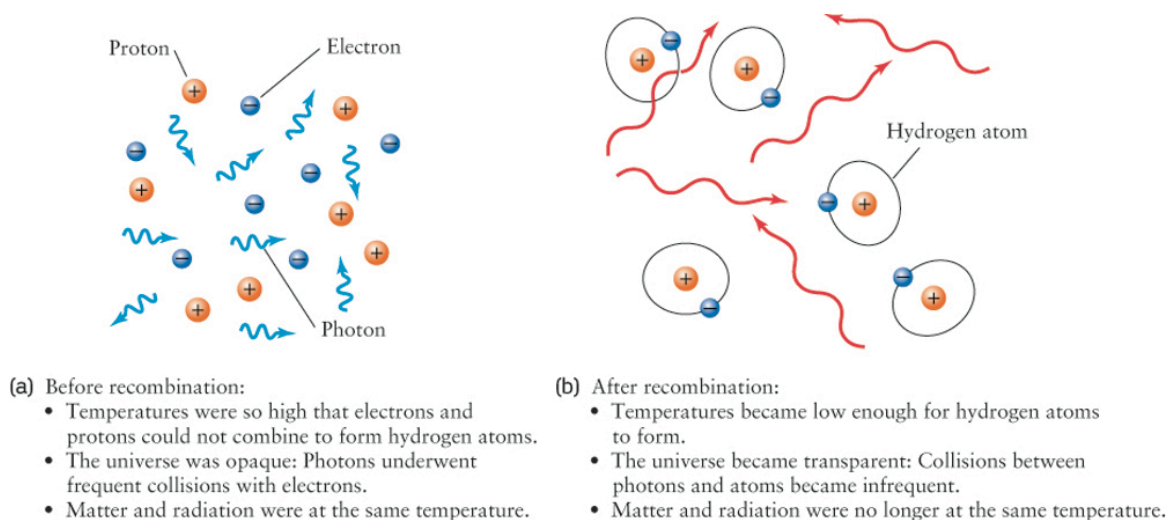


FIGURA 3.23— L'epoca di ricombinazione. (a) Prima della ricombinazione l'energia dei fotoni nel sottofondo cosmico era abbastanza alta da prevenire che i protoni e gli elettroni formassero atomi d'idrogeno. (b) Circa 380'000 anni dopo il Big Bang, l'energia della radiazione cosmica di fondo divenne abbastanza bassa per la sopravvivenza degli atomi di idrogeno.

Il tempo in cui si formarono i primi atomi è chiamato **epoca di ricombinazione**. Il nome si riferisce agli elettroni che si "ricombinano" per formare gli atomi. (Il nome di "ricombinazione" è un po' fuorviante perché gli elettroni e i protoni non si sono mai combinati in atomi prima di questo tempo.)

Prima di 380'000 anni, l'universo era completamente riempito di una distesa lucicante di fotoni ad alta energia che collidevano vigorosamente con gli elettroni e i protoni. Questo stato della materia, chiamato **plasma**, è opaco. L'interno del Sole è anche un plasma bollente e luminoso. P.J.E Peebles battezzò l'universo prima di 380'000 anni **palla di fuoco primordiale**.

Dopo $t = 380'000$ anni, i fotoni non avevano più abbastanza energia per separare gli elettroni e i protoni. Appena la temperatura della radiazione cadde sotto i 3'000 K, i protoni e gli elettroni cominciarono a combinarsi per formare atomi di idrogeno. Questi atomi non assorbono fotoni a bassa energia, quindi lo spazio diventò trasparente! Tutti i fotoni che prima entravano vigorosamente in collisione con le particelle cariche potevano adesso "fluire" liberamente attraverso l'universo. Oggi questi fotoni costituiscono il fondo cosmico microonde.

Prima della ricombinazione la materia e la radiazione avevano la stessa temperatura, perché fotoni, elettroni e protoni erano tutti in continua interazione con gli altri. Dopo la ricombinazione i fotoni raramente interagiscono con gli atomi, e quindi la temperatura della materia nell'universo non è più la stessa della temperatura della radiazione di fondo. Quindi, $T = 2.725$ K è la temperatura della radiazione di fondo attuale, non la temperatura della materia. Notate che mentre la temperatura della radiazione di fondo è molto uniforme, questo non è per niente il caso della temperatura della materia: quest'ultima va da centinaia di milioni di Kelvin all'interno delle stelle massicce a poche decine di Kelvin nel mezzo interstellare.

ANALOGIA Una buona analogia è il comportamento di un bicchiere di acqua fredda. Se tenete il bicchiere tra le mani, l'acqua diventerà più calda e le vostre mani più fredde fino a che entrambi, l'acqua e le vostre mani avranno la stessa temperatura. Se invece non toccate il bicchiere, in modo che le vostre mani e il bicchiere non interagiscano, le temperature sono disaccoppiate: l'acqua rimarrà fredda e le vostre mani calde molto più a lungo.

Poiché l'universo era opaco prima di 380'000 anni, non possiamo vedere più in là nel passato dell'epoca di ricombinazione. In particolare, non possiamo vedere l'epoca in cui l'universo era dominato dalla radiazione. Il fondo microonde, i cui fotoni hanno subito un redshift di $z = 1100$, contiene i fotoni più antichi che saremo mai capaci di osservare.

3.6.4 Irregolarità nell'universo primordiale e formazione delle galassie

Un'analisi accurata dei dati COBE mostra che la radiazione cosmica di fondo non è completamente isotropa. Anche se gli effetti del moto della Terra sono stati presi in conto, rimangono variazioni di temperature dell'ordine di $100 \mu\text{K}$ (100 micro Kelvin, 10^{-4} K) sopra o sotto la temperatura media di 2.725 K. Queste piccole variazioni di temperature indicano che la materia e la radiazione nell'universo non erano completa-

mente uniformi al momento di ricombinazione. Le regioni che erano leggermente più dense della media erano anche leggermente più fredde; le regioni meno dense erano anche leggermente più calde. Quando la radiazione si disaccoppiò dalla materia all'epoca della ricombinazione, la radiazione preservò un ricordo di queste variazioni in temperatura e densità.

Lo studio di queste variazioni di temperatura nella radiazione cosmica di fondo è molto importante per gli astronomi, perché si pensa che le concentrazioni di massa dell'universo attuale (come i super-ammassi di galassie) si siano formati da queste regioni più dense dell'universo primordiale. All'interno di queste immense concentrazioni si sono formate le galassie, le stelle, i pianeti. Quindi studiare queste irregolarità significa studiare le nostre origini.

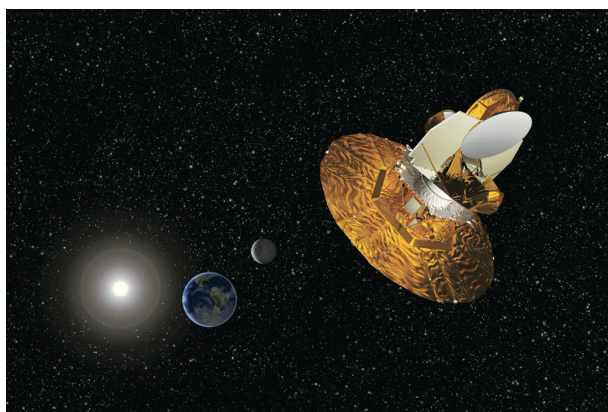


FIGURA 3.24— Alla ricerca di antichi fotoni. Questa rappresentazione artistica mostra la missione spaziale Wilkinson Microwave Anisotropy Probe (WMAP) sulla strada per il punto L2, uno dei punti d'equilibrio di Lagrange, che si trova a 1.5 milioni di km dalla Terra sul lato opposto al Sole. In questa posizione WMAP impiega un anno per compiere una rivoluzione attorno al Sole. I pannelli solari sono costantemente orientati in modo da tenere WMAP nell'ombra, mantenendolo così freddo in modo da poter misurare accuratamente i fotoni a bassa temperatura ($T = 2.725$ K) della radiazione cosmica di fondo. (Credito: NASA/WMAP Science Team)

Sfortunatamente, gli strumenti di COBE avevano una risoluzione spaziale relativamente grossolana di 7° e quindi non potevano dare una visione dettagliata di queste variazioni di temperatura. Nel 1998 due esperimenti con palloncini BOOMERANG e MAXIMA hanno portato nuovi telescopi ad alta risoluzione ad altissima quota per studiare la radiazione del fondo cosmico con una precisione mai raggiunta. La migliore misura che copre tutto il cielo della radiazione micro-onda del fondo cosmico viene dalla missione Wilkinson Microwave Anisotropy Probe (WMAP), una sonda spaziale della NASA lanciata nel 2001. Mostrata nella figura 3.24, questa sonda ha questo nome in onore di David Wilkinson dell'università di Princeton, un pioniere dello studio del fondo cosmico microonde.

La figura 3.25 mostra una mappa del cielo basata sui dati presi dagli strumenti di WMAP. Questa mappa fa vedere come era l'universo quando era meno di 0.003% della sua età attuale. Nel paragrafo 3.9 si spiegherà perché le parti più dense (in blu sulla figura 3.25) corrispondono a regioni meno calde della media.

Le variazioni di temperatura nella radiazione del fondo cosmico fanno di più che mostrarci le origini delle strutture a grande scala nell'universo. Come vedremo nei due prossimi paragrafi, esse rivelano la **forma globale dell'universo**.

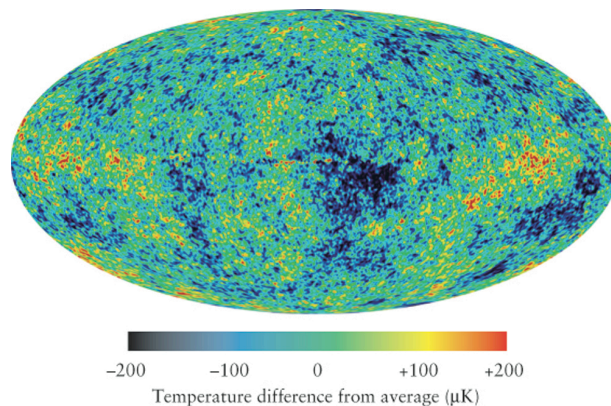


FIGURA 3.25— Variazioni di temperatura nel fondo cosmico microonde. Questa mappa, costruita dai dati di WMAP, mostra le piccole variazioni nella temperatura della radiazione cosmica di fondo su tutto il cielo. Le variazioni dovute al moto della Terra nel cosmo sono state sottratte. Regioni a bassa temperatura (blu) mostrano dove l'universo primordiale era leggermente più denso della media. Notate che le variazioni di temperatura non superano $200 \mu\text{K}$ o 2×10^{-4} . (Credito: NASA/WMAP Science Team)

3.7 La forma dell'universo indica il suo contenuto in materia e in energia

Abbiamo visto che seguendo le densità di massa della radiazione (ρ_{rad}) e della materia (ρ_{m}), possiamo conoscere l'evoluzione dell'universo. Tuttavia è ugualmente importante conoscere la densità di massa combinata di *tutte* le forme di materia ed energia. (In modo analogo, il contabile ha bisogno di sapere la situazione finanziaria globale di un'impresa, non solo profitti e perdite.) Possiamo fare questo studiando la forma globale dell'universo.

3.7.1 La curvatura dell'universo

La teoria della relatività generale di Einstein spiega che la gravità piega la struttura dello spazio. Inoltre l'equivalenza della massa e dell'energia, espressa dall'equazione di Einstein $E = mc^2$, stabilisce che sia la materia che l'energia producono gravità. Quindi la materia e l'energia distribuite attraverso lo spazio dovrebbero dare all'universo una curvatura globale. Il grado di curvatura dipende dalla **combinazione della densità di massa media** di tutte le forme di materia e di energia. Questa quantità, che chiameremo ρ_0 , è la somma delle densità medie di massa della materia, della radiazione e di ogni altra forma di energia. Quindi misurando la curvatura dello spazio, dovremmo essere capaci di stabilire il valore di ρ_0 e quindi, di imparare qualche cosa sul contenuto globale dell'universo.

Per capire che cosa gli astronomi intendono con curvatura, immaginate di accendere due raggi laser potentissimi verso lo spazio in modo che siano perfettamente paralleli

quando lasciano la Terra. Inoltre, supponete che niente impedisca il passaggio di questi due raggi, in modo da poterli seguire per miliardi di anni-luce mentre viaggiano attraverso l'universo e attraverso lo spazio di cui vogliamo misurare la curvatura. Ci sono solo tre possibilità:

1. Possiamo trovare che i nostri due raggi rimangono perfettamente paralleli, anche dopo aver attraversato miliardi di anni-luce. In questo caso, lo spazio non sarebbe curvo: l'universo avrebbe **zero curvatura**, e lo spazio sarebbe **piatto (o Euclideo)**.
2. Alternativamente, possiamo trovare che i nostri due raggi di luce convergono gradualmente. In tal caso, lo spazio non sarebbe piatto. Ricordatevi che le linee di longitudine sulla Terra sono parallele all'equatore, ma si incrociano ai poli. Quindi in questo caso la geometria tri-dimensionale dell'universo sarebbe analoga alla geometria bi-dimensionale della sfera. Diremmo allora che lo spazio è **sferico** e che l'universo ha una **curvatura positiva**. Un tale universo è anche chiamato **chiuso**, perché se viaggiate su una linea dritta in qualsiasi direzione in un tale universo, tornereste al vostro punto di partenza.
3. Infine, possiamo trovare che i due raggi di luce inizialmente paralleli divergono gradualmente, allontanandosi sempre di più l'uno dall'altro mentre si muovono nell'universo. In questo caso l'universo sarebbe sempre curvo, ma nel senso opposto del modello sferico. Diremmo che l'universo ha una **curvatura negativa**. Nello stesso modo in cui una sfera è una superficie bi-dimensionale positivamente curva, una sella è un buon esempio di superficie bi-dimensionale negativamente curva. Linee parallele disegnate sulla sfera convergono sempre, ma linee parallele disegnate su una sella divergono sempre. I matematici dicono che le superfici a forma di sella sono iperboliche. Quindi in un universo a curvatura negativa, descriverebbe lo spazio come **iperbolico**. Un tale universo è anche chiamato **aperto** perché se viaggiate su una linea dritta in qualsiasi direzione, non tornereste mai al punto di partenza.

La figura 3.26 illustra i tre casi di curvatura positiva, nulla e negativa. Lo spazio reale è tri-dimensionale, ma abbiamo disegnato i tre casi come analogie a due dimensioni, più facili da visualizzare. Perciò quando esaminate i disegni della figura 3.26, ricordatevi che l'universo reale ha una dimensione in più. Per esempio, se l'universo fosse iperbolico, allora la geometria dello spazio sarebbe l'analogia tri-dimensionale (difficile da visualizzare) della superficie bi-dimensionale della sella.

Notate che in accordo con il principio cosmologico, nessun di questi modelli d'universo ha un "bordo" o un "centro". Questo è chiaramente il caso per gli universi piatto e iperbolico, perché sono infiniti e si estendono per sempre in tutte le direzioni. Un universo sferico è finito, ma mancano anche il centro e il bordo. Potete camminare per sempre sulla superficie della sfera (come la superficie della Terra), senza trovare il centro o il bordo.

La curvatura dell'universo è determinata dal valore della combinata densità di massa ρ_0 . Se ρ_0 è maggiore di un certo valore critico ρ_c , l'universo ha una curvatura positiva

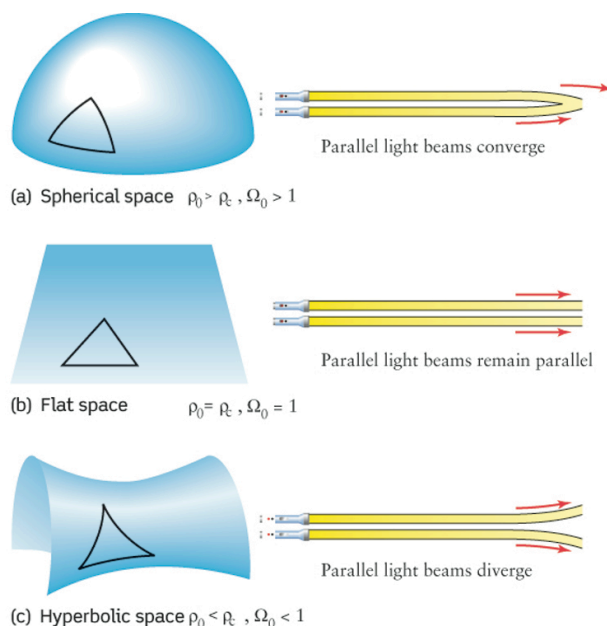


FIGURA 3.26— La geometria dell'universo. La curvatura dell'universo è sia (a) positiva, (b) zero o (c) negativa. La curvatura dipende dal fatto che la densità di massa combinata sia maggiore, uguale o minore della densità critica. In modo equivalente, che il parametro di densità Ω_0 sia maggiore, uguale o minore a 1.

ed è chiuso. Se ρ_0 è minore di ρ_c , l'universo ha una curvatura negativa ed è aperto. Nel caso speciale in cui ρ_0 è esattamente uguale a ρ_c , l'universo è piatto. A causa del suo ruolo cruciale nel determinare la geometria dell'universo, ρ_c è chiamata **densità critica**. Essa è data dall'espressione

Densità critica dell'universo

$$\rho_c = \frac{3H_0^2}{8\pi G}$$

ρ_c = densità critica dell'universo

H_0 = costante di Hubble

G = costante universale della gravitazione.

Usando una costante di Hubble $H_0 = 73 \text{ km/s/Mpc}$, otteniamo

$$\rho_c = 1.0 \times 10^{-26} \text{ kg/m}^3$$

Un campione di gas idrogeno con una tale densità conterebbe solo 6 atomi d'idrogeno al metro cubo.

Molti astronomi preferiscono caratterizzare la densità di massa combinata media dell'universo in termini del **parametro di densità** Ω_0 . È solo la frazione della combinata densità di massa media per la densità critica

Parametro di densità

$$\Omega_0 = \frac{\rho_0}{\rho_c}$$

Un universo aperto ha un parametro di densità Ω_0 tra 0 e 1 e un universo chiuso ha Ω_0 maggiore di 1. In un universo piatto $\Omega_0 = 1$. Pertanto possiamo usare il valore di Ω_0 come una misura della curvatura dell'universo (Tavola 26-1).

 **Table 26-1 The Geometry and Average Density of the Universe**

Geometry of space	Curvature of space	Type of universe	Combined average mass density (ρ_0)	Density parameter (Ω_0)
Spherical	positive	closed	$\rho_0 > \rho_c$	$\Omega_0 > 1$
Flat	zero	flat	$\rho_0 = \rho_c$	$\Omega_0 = 1$
Hyperbolic	negative	open	$\rho_0 < \rho_c$	$\Omega_0 < 1$

3.7.2 Misurare la curvatura cosmica

Come possiamo determinare la curvatura dello spazio attraverso l'universo? In teoria, disegnando un enorme triangolo con ogni lato lungo miliardi di anni-luce (figura 3.26), potreste determinare la curvatura dello spazio misurando i tre angoli del triangolo. Se la loro somma fosse uguale a 180° , lo spazio sarebbe piatto. Se la somma fosse maggiore di 180° , lo spazio sarebbe sferico. Se la somma fosse inferiore a 180° , lo spazio sarebbe iperbolico. Sfortunatamente, questo metodo diretto per misurare la curvatura dello spazio non è possibile.

Un modo per determinare la curvatura dell'universo fattibile e preciso è di vedere se i raggi di luce si piegano l'uno verso l'altro o se divergono. Maggiore è la distanza percorsa da un paio di raggi di luce, maggiore è il tempo passato in "volo" dalla luce, più pronunciato sarà il piegamento. Perciò gli astronomi cercano la presenza di questo piegamento esaminando la più vecchia radiazione nell'universo: la radiazione microonde di fondo cosmico.

Se il fondo cosmico a microonde fosse perfettamente isotropo, in modo che uguali quantità di radiazione ci raggiungerebbero da tutte le direzioni nel cielo, sarebbe impossibile dire se i raggi individuali siano stati piegati. Tuttavia come abbiamo visto nel paragrafo 3.6, ci sono punti "hot spots" nel fondo cosmico a microonde dovuti alle variazioni di densità nell'universo primordiale. La dimensione apparente di queste macchie calde dipende dalla curvatura dell'universo, come illustrato nella figura 3.27.

Se l'universo è chiuso il piegamento dei raggi di luce da una macchia calda renderà questa macchia più grande (figura 3.27a); se l'universo è aperto, i raggi di luce si piegheranno nell'altro senso e le macchie sembreranno più piccole (figura 3.27c). Solo se l'universo è piatto i raggi di luce viaggeranno su linee dritte, in modo che le macchie appaiano con la loro vera dimensione (figura 3.27b).

Calcolando come erano le condizioni dell'universo primordiale, gli astrofisici trovano che in un universo piatto, le macchie dominanti nella radiazione cosmica di fondo dovrebbero avere una dimensione angolare di circa 1° . Nel paragrafo 3.9 vedremo come si arriva a questa conclusione. Questo è precisamente quello che gli esperimenti

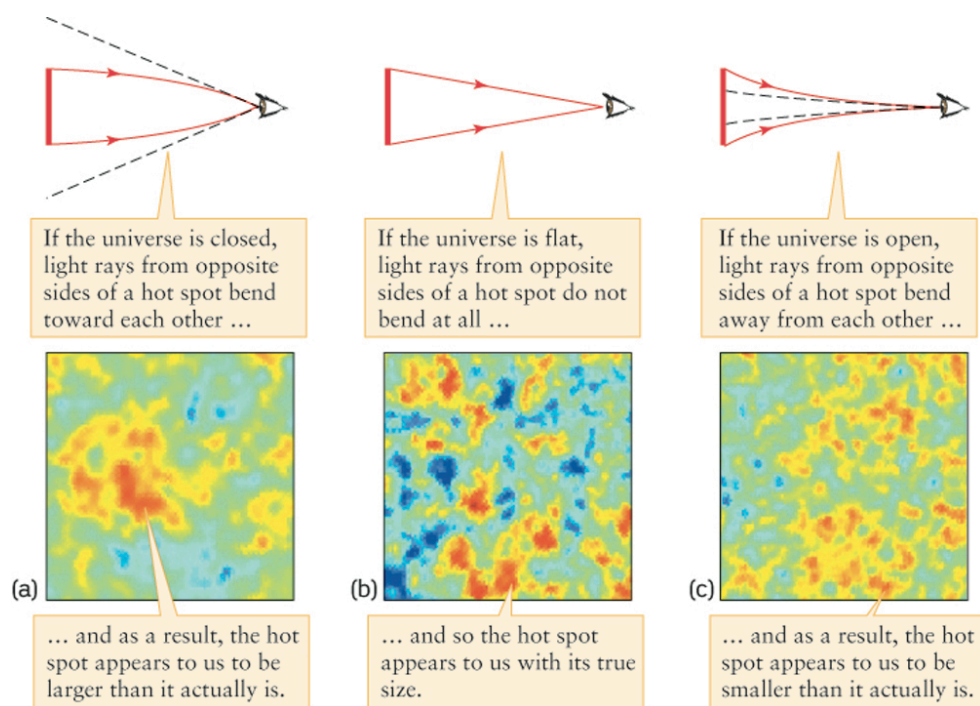


FIGURA 3.27— Il fondo cosmico a microonde e la curvatura dello spazio. Le variazioni di temperatura nell'universo primordiale appaiono come "hot spots" nel fondo cosmico a microonde. La dimensione apparente di queste macchie dipende dalla curvatura dello spazio. (Credito: The BOOMERANG group, University of California, Santa Barbara)

BOOMERANG e MAXIMA hanno osservato, e quello che WMPA ha confermato (figura 3.25). Perciò la curvatura dell'universo deve essere molto vicino a zero e l'universo deve essere piatto o molto vicino ad esserlo.

Come mostra la tavola 26-1, una volta che conosciamo la curvatura dell'universo, possiamo dedurre il parametro di densità Ω_0 e quindi la densità di massa media combinata ρ_0 . Analizzando i dati mostrati nella figura 3.25, gli astrofisici trovano $\Omega_0 = 1.0 \pm 0.02$. In altre parole, trovano che ρ_0 si trova entro il 2% della densità critica ρ_c .

La piattezza dell'universo pone un problema grave. Abbiamo visto nel paragrafo 3.6 che la densità di massa media della materia nell'universo (ρ_m) è $2.4 \cdot 10^{-27} \text{ kg/m}^3$. Possiamo esprimerlo in termini del **parametro di densità di materia** Ω_m , uguale alla frazione di ρ_m e la densità critica:

$$\Omega_m = \frac{\rho_m}{\rho_c} = 0.24$$

Se la materia e la radiazione fossero tutto quello che c'è nell'universo, la densità di massa combinata media ρ_0 dovrebbe essere uguale a ρ_m (più un piccolo contributo dalla radiazione, che possiamo trascurare perché la densità media di massa della radiazione è solo 0.02% di quella di materia). Allora il parametro di densità Ω_0 dovrebbe essere uguale a Ω_m – cioè uguale a 0.24 – e l'universo sarebbe aperto. Le variazioni di temperatura del fondo cosmico a microonde chiaramente mostrano che l'universo è piatto

(o quasi piatto). Queste variazioni mostrano anche che il parametro di densità Ω_0 , il quale include gli effetti di *tutti* i tipi di materia e energia, è uguale a 1.0. In altre parole, radiazione e materia (incluso la materia oscura) insieme rendono conto solo del 24% della densità totale dell'universo. Il dilemma è il seguente: Che cosa potrebbe rendere conto del resto?

3.7.3 Energia oscura

La sorgente della densità mancante deve essere qualche forma di energia che non possiamo rilevare dai suoi effetti gravitazionali (la tecnica usata dagli astronomi per rilevare la materia oscura). Deve anche non emettere alcun tipo di radiazione. Chiameremo questa misteriosa energia **energia oscura**.

Proprio come abbiamo espresso la densità media di materia con il parametro di densità Ω_m , possiamo esprimere la densità media di energia oscura in termini di **parametro di densità di energia oscura** Ω_Λ . Quest'ultimo è uguale alla densità media di massa dell'energia oscura, ρ_Λ , diviso per la densità critica ρ_c :

$$\Omega_\Lambda = \frac{\rho_\Lambda}{\rho_c}$$

Possiamo determinare il valore di Ω_Λ notando che la densità media combinata di massa ρ_0 deve essere la somma delle densità media di massa della materia, della radiazione e dell'energia oscura. Come abbiamo visto, il contributo della radiazione è così piccolo che possiamo trascurarlo, quindi abbiamo

$$\rho_0 = \rho_m + \rho_\Lambda$$

Se dividiamo quest'ultima equazione per la densità critica ρ_c , otteniamo

$$\Omega_0 = \Omega_m + \Omega_\Lambda$$

Risolvendo per Ω_Λ , troviamo

$$\Omega_\Lambda = \Omega_0 - \Omega_m$$

Poiché Ω_0 è vicino a 1.0 e Ω_m è 0.24, concludiamo che Ω_Λ deve essere $1.0 - 0.24 = 0.76$. Quindi, qualsiasi essa sia, l'energia oscura deve rendere conto del 76% del contenuto dell'universo!

Il concetto di energia oscura è in realtà attribuibile ad Einstein. Quando propose l'esistenza di una costante cosmologica Λ , egli stava suggerendo che l'universo fosse riempito di una forma di energia che aveva il "compito" di far espandere l'universo. Al contrario della gravità, che tende a fare comprimere l'universo, l'energia associata alla costante cosmologica fornirebbe una sorgente di "anti-gravità". Ai tempi di Einstein (prima della scoperta di Hubble), si pensava che l'universo fosse *statico*, e quindi Einstein doveva introdurre qualche cosa per controbilanciare la forza attrattiva della gravità.

Se l'energia oscura fosse davvero dovuta ad una costante cosmologica, il valore di questa costante dovrebbe essere molto maggiore di quello che aveva suggerito Einstein.

È necessario a spiegare perché Ω_Λ abbia un valore così grande (0.76). Einstein pensò di aver sbagliato introducendo l'idea di costante cosmologica¹ (perché si è scoperto in seguito che l'universo non era statico, ma in espansione), il suo errore era invece di avergli dato un valore troppo piccolo!

Nel prossimo paragrafo vedremo che un test cruciale per l'energia oscura è di esaminare come si comporta il tasso di espansione dell'universo in funzione del tempo, dal Big Bang fino ad oggi.

3.8 Le osservazioni di supernovae distanti rivelano che l'universo è accelerato

Abbiamo visto che l'universo è in espansione. La questione è: sta cambiando il tasso di espansione? Visto che esiste della materia nell'universo e poiché la gravità tende ad attrarre i pezzi di materia l'uno verso l'altro, possiamo aspettarci che l'espansione sia rallentata con il tempo. Nello stesso modo, una palla lanciata verticalmente dalla superficie della Terra rallenterà durante la sua salita, a causa dell'attrazione gravitazionale della Terra. Se ci fosse una costante cosmologica tuttavia, la sua energia associata oscura eserciterà una pressione verso l'esterno che tenderà a fare accelerare l'espansione. Quali di questi due effetti è più importante?

3.8.1 Modellare la storia dell'espansione dell'universo

Per rispondere a questa domanda, gli astronomi studiano la relazione tra redshift e distanza per galassie estremamente distanti. Vediamo queste galassie come erano miliardi di anni fa. Se il tasso d'espansione fosse lo stesso nel passato distante rispetto a oggi, la stessa legge di Hubble dovrebbe applicarsi alle galassie distanti come a quelle vicine. Ma se il tasso di espansione fosse aumentato o diminuito, troveremmo importanti deviazioni dalla legge di Hubble.

Per vedere come gli astronomi affrontano questo problema, immaginate prima due universi diversi. Sia l'universo #1 che l'universo #2 si espandono a tassi costanti, quindi per entrambi gli universi esiste una proporzione diretta tra velocità di allontanamento v e distanza d , come espresso dalla legge di Hubble $v = H_0 d$. Quindi un grafico della distanza in funzione della velocità di allontanamento per entrambi gli universi è una linea dritta (figura 3.28a). L'unica differenza è che l'universo #1 si espande con un tasso minore dell'universo #2. Perciò una galassia ad una certa distanza dalla Terra nell'universo #1 avrà una velocità di allontanamento più lenta che una galassia alla stessa distanza dalla Terra nell'universo #2. Come risultato, il grafico della distanza in funzione della velocità per l'universo #1 in lenta espansione (mostrato in blu) ha una pendenza più ripida del grafico per l'universo #2 in rapida espansione (mostrato in verde). Tenete questo in mente: un'espansione più lenta significa una pendenza più forte sul grafico distanza in funzione della velocità.

Adesso considerate *il nostro* universo e lasciate la possibilità che il tasso di espansione possa cambiare nel tempo. Se osserviamo galassie molto distanti, le vediamo come

¹Einstein dichiarò che la costante cosmologica è stata "the biggest blunder of my life"

erano nel passato distante. Se l'espansione dell'universo nel passato distante fosse più lenta o più rapida di adesso, la pendenza del grafico della distanza in funzione della velocità di allontanamento sarebbe diversa per queste galassie remote. Se l'espansione fosse più lenta, allora la pendenza sarebbe più forte per le galassie distanti (mostrato in blu nella figura 3.28b); se l'espansione fosse più rapida, la pendenza sarebbe minore per le galassie distanti (mostrato in verde nella figura 3.28b). In ogni caso, ci sarà una deviazione dalla legge di Hubble a linea dritta (mostrato in rosso nella figura 3.28b).

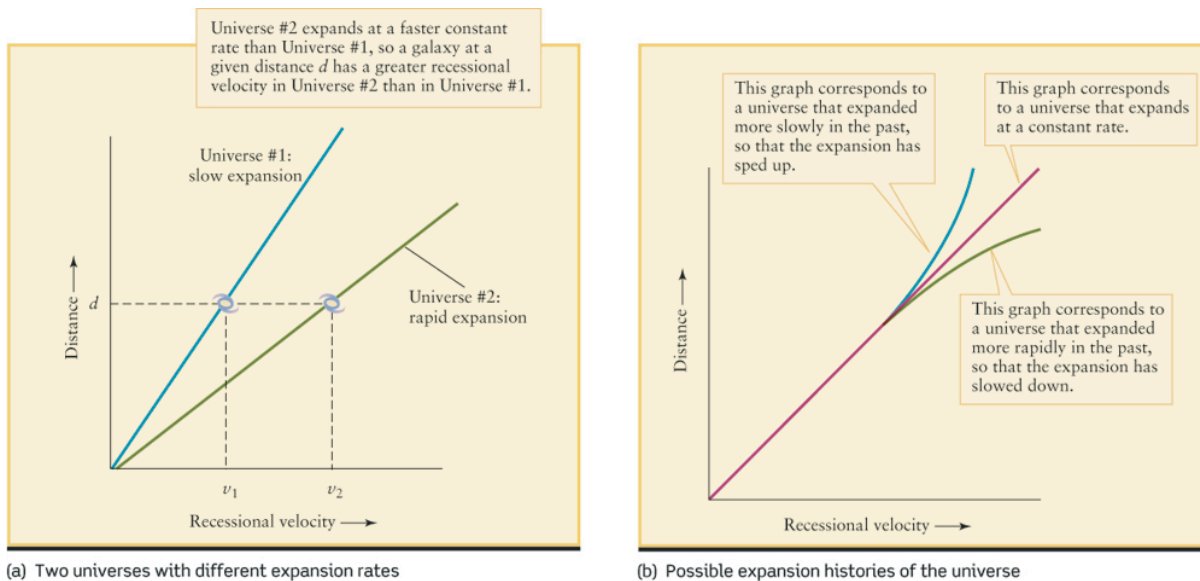


FIGURA 3.28— Tassi variabili di espansione. (a) Immaginate due universi, #1 e #2. Ognuno si espande con il suo tasso costante. Per una galassia a una data distanza, la velocità di allontanamento sarà maggiore nell'universo a espansione più rapida. Perciò il grafico della distanza d in funzione della velocità v avrà una pendenza meno ripida per l'universo in espansione rapida e una pendenza più ripida per l'universo in espansione lenta. (b) Se il tasso d'espansione del nostro universo fosse stato più rapido in un passato distante, corrispondente a galassie remote, il grafico d in funzione di v avrebbe una pendenza meno ripida a grandi distanze (curva verde). Se il tasso di espansione fosse stato più lento in un passato distante, il grafico avrebbe una pendenza più ripida per le grandi distanze (curva blu).

3.8.2 Misurare l'espansione antica con le supernovae di tipo Ia

Quali delle due possibilità mostrate nella figura 3.28b rappresenta la storia reale dell'espansione del nostro universo? Nel paragrafo 2.5 abbiamo guardato alla relazione osservata tra distanza e velocità di allontanamento per le galassie. I dati della figura 2.10 sembrano essere su una linea dritta, suggerendo che il tasso dell'espansione dell'universo non è cambiato.

Tuttavia la figura 2.10 è basata su misure di galassie non più lontane di 400 Mpc (1.3 miliardi di anni-luce) dalla Terra, il che significa che stiamo guardando solo 1.3 miliardi di anni nel passato. La linea dritta della figura 2.10 significa solo che l'espansione dell'universo è stata relativamente costante negli ultimi 1.3 miliardi di anni – solo 10% dell'età dell'universo, un intervallo di tempo breve su scala cosmica.

Ora supponete di poter misurare i redshift e le distanze di galassie a *diversi* miliardi di anni-luce dalla Terra. La luce di queste galassie ha impiegato miliardi di anni per arrivare nel vostro telescopio sulla Terra, quindi le vostre misure riveleranno con quale velocità l'universo si espandeva miliardi di anni fa. Per fare ciò, abbiamo bisogno di una tecnica che permette di trovare la distanza di queste galassie molto remote. Abbiamo visto nel paragrafo ?? che un modo per farlo è di identificare supernovae di tipo Ia in tali galassie. Queste supernovae sono tra gli oggetti più luminosi dell'universo, e quindi possono essere osservate a distanze estremamente grandi (figura 2.20). La luminosità massima della supernova permette di calcolare la sua distanza e il redshift dello spettro della supernova permette di calcolare la sua velocità di allontanamento. Per esempio, l'immagine all'inizio di questo capitolo mostra supernovae con redshift $z = 1.010$, 1.230 e 1.390 , corrispondenti a velocità di 60%, 67% e 70% della velocità della luce. Vediamo queste supernovae come erano 7.7 fino a 9.0 miliardi di anni fa, quando l'universo era meno della metà della sua età attuale.

Nel 1998 due grandi gruppi di ricerca – il Supernova Cosmology Project, guidato da Saul Perlmutter (Lawrence Berkeley National Laboratory) e l'High-Z Supernova Team, guidato da Brian Schmidt (Mount Stromlo and Siding Springs Observatories in Australia) – pubblicarono i loro risultati da un survey di supernovae di tipo Ia in galassie con redshift maggiore di 0.2, corrispondente a distanze maggiore di 750 Mpc (2.4 miliardi di anni-luce). La figura 3.29 mostra alcuni di questi dati, insieme a osservazioni più recenti, su un grafico di magnitudine apparente in funzione del redshift. Una magnitudine apparente maggiore corrisponde a una supernova apparentemente meno brillante, che significa che essa è più distante. Un redshift maggiore significa una velocità di allontanamento maggiore. Quindi questo grafico è fondamentalmente lo stesso di quello della figura 3.28.

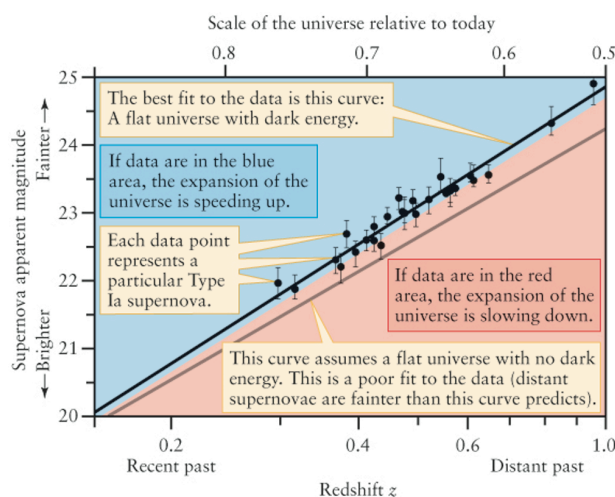


FIGURA 3.29— Il diagramma di Hubble per le supernovae distanti. Questo grafico mostra la magnitudine apparente in funzione del redshift per supernovae in distanti galassie. Maggiore è la magnitudine apparente, minore è la luminosità apparente della supernova e maggiore è la distanza della sua galassia ospite. Se l'espansione dell'universo stesse accelerando, i dati si troverebbero nella zona blu; se rallentasse, i dati si troverebbero nella zona rossa. I dati mostrano che l'espansione sta infatti accelerando. (Credito: The Supernova Cosmology Project/R. A. Knop et al.)

Per interpretare questi risultati, abbiamo bisogno della **cosmologia relativistica**. Essa ci dà una descrizione teorica dell'universo e della sua espansione, basata sulla teoria della relatività generale di Einstein e sviluppata negli anni 1920 da Alexander Friedmann in Russia, Georges Lemaître in Francia e Willem de Sitter nei Paesi Bassi. Conoscendo i valori del parametro di densità di massa Ω_m e il parametro di densità dell'energia oscura Ω_Λ , i cosmologi possono usare le equazioni della cosmologia relativistica per predire come il tasso dell'espansione dovrebbe cambiare nel tempo. Queste predizioni possono essere espresse come curve su un grafico di distanza in funzione del redshift come la figura 3.29.

La linea grigia in basso nella figura 3.29 mostra quello che uno si aspetta da un universo piatto con $\Omega_0 = 1.00$ ma senza energia oscura, tale che $\Omega_\Lambda = 0$ e $\Omega_m = \Omega_\Lambda$, cioè che il parametro di densità è dovuto solo alla materia e alla radiazione. In questo modello e infatti in tutti modelli che hanno una linea che si trova nella zona rossa della figura 3.29, l'assenza di energia oscura fa sì che l'attrazione gravitazionale tra galassie sia la causa di un rallentamento dell'espansione dell'universo. Quindi il tasso di espansione sarebbe stato maggiore nel passato (paragonate con la curva verde nella figura 3.28b).

Ora i dati nella figura 3.29 sono quasi tutti nella *regione blu* e sono molto ben rappresentati con la linea nera. Questa linea suppone anche un universo piatto, ma con una quantità di energia oscura consistente con i risultati del fondo cosmico a microonde ($\Omega_m = 0.24, \Omega_\Lambda = 0.76, \Omega_0 = \Omega_m + \Omega_\Lambda = 1.00$). In questo modello (come tutti i modelli che si trovano nella regione blu della figura 3.29) l'energia oscura ha fatto accelerare l'espansione dell'universo nel tempo. Quindi l'espansione era più lenta in un distante passato: viviamo in un universo *accelerato*.

Come la linea blu nella figura 3.28b, i dati della figura 3.29 mostrano che le supernovae di una certa luminosità apparente (e quindi ad una certa distanza) hanno redshift minori (e quindi minori velocità di allontanamento) come sarebbe stato il caso se il tasso d'espansione fosse stato sempre lo stesso. Questi dati forniscono una prova convincente dell'esistenza dell'energia oscura.

Grosso modo i dati della figura 3.29 indicano l'importanza relativa dell'energia oscura (che tende a fare accelerare l'espansione) e l'attrazione gravitazionale tra galassie (che tende a rallentare l'espansione). Quindi questi dati ci informano sulla *differenza* tra il valore del parametro di densità dell'energia oscura Ω_Λ e il parametro di densità della materia Ω_m . Al contrario, le misure del fondo cosmico a microonde (paragrafo 3.7) forniscono informazioni su Ω_0 , uguale alla somma di Ω_Λ e Ω_m . Le osservazioni degli ammassi di galassie (paragrafo 3.6) stabiliscono limiti sul valore di Ω_m da solo.

$$\text{SN Ia} \Rightarrow \Omega_\Lambda - \Omega_m$$

$$\text{CMB} \Rightarrow \Omega_\Lambda + \Omega_m = \Omega_0$$

$$\text{Ammassi} \Rightarrow \Omega_m$$

Combinando questi tre tipi di osservazione molto diversi tra di loro (figura 3.30), possiamo ottenere limiti più precisi sui valori di Ω_m e Ω_Λ . Presi insieme, tutti questi dati suggeriscono i seguenti valori

$$\begin{aligned}\Omega_m &= 0.241 \pm 0.034 \\ \Omega_\Lambda &= 0.759 \pm 0.034 \\ \Omega_0 &= \Omega_m + \Omega_\Lambda = 1.02 \pm 0.02\end{aligned}$$

In ogni caso il numero dopo il segno $\pm$ è l'incertezza del valore.

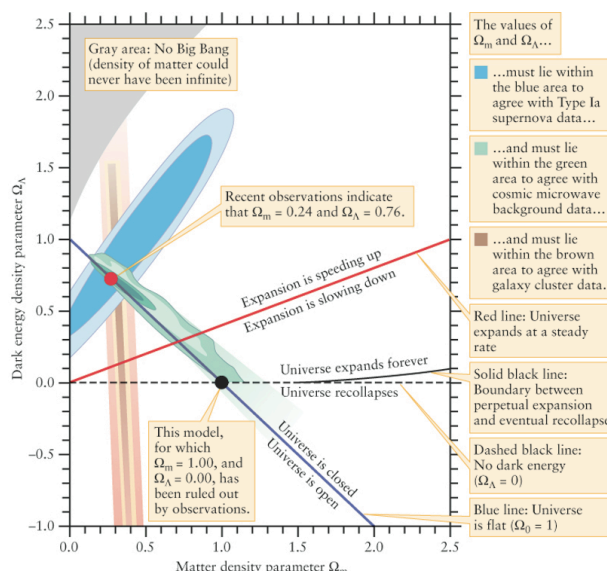


FIGURA 3.30— Limiti sulla natura dell'universo. Le tre regioni su questo grafico mostrano i valori del parametro di densità di massa Ω_m e il parametro di densità dell'energia oscura Ω_Λ che sono consistenti con i vari tipi di osservazioni. Le misure sugli ammassi di galassie (in marrone) stabiliscono limiti su Ω_m . Le osservazioni del fondo cosmico a microonde (in verde) stabiliscono limiti sulla somma di Ω_m e Ω_Λ : un valore maggiore di Ω_m (verso destra sul grafico) implica un valore minore per Ω_Λ (verso il basso sul grafico) per mantenere la somma invariata, che è il motivo per cui la striscia è inclinata verso il basso. Le osservazioni delle supernovae di tipo Ia (in blu) stabiliscono limiti sulla differenza tra Ω_m e Ω_Λ : questa striscia è inclinata verso l'alto perché un valore maggiore per Ω_m implica un valore maggiore per Ω_Λ per mantenere la differenza uguale. Il migliore accordo tra tutte queste osservazioni è dove tutte le tre regioni si sovrappongono (punto rosso). (Credito: The Supernova Cosmology Project/R. A. Knop et al.)

Questa collezione di numeri indica un modello d'universo radicalmente diverso da quello sospettato qualche anni fa. Negli anni 80, non c'era nessuna prova convincente che l'universo fosse accelerato, quindi era comunemente accettato che $\Omega_\Lambda = 0$. Le prove dalle galassie distanti indicavano un universo piatto, quindi era supposto che $\Omega_m = 1$. La figura 3.30 mostra che i dati moderni escludono questo modello.

Il modello che spiega meglio i dati è quello in cui nell'universo è diffusa una curiosa energia oscura dovuta ad una costante cosmologica. Al contrario della materia e della radiazione, le cui densità medie diminuiscono mentre l'universo si espande e si sfoltisce, la densità media di questa energia oscura rimane costante per tutta la storia

dell'universo (figura 3.31). Questa energia oscura era relativamente senza importanza durante la maggior parte della storia primordiale dell'universo. Oggi tuttavia, la densità dell'energia oscura è maggiore di quella della materia (Ω_Λ è maggiore di Ω_m). In altre parole, viviamo in un universo **dominato dall'energia oscura**.

3.8.3 Espansione cosmica: da un rallentamento ad un'accelerazione

Come mostra la figura 3.31 il predominio dell'energia oscura è uno sviluppo relativamente recente nella storia dell'universo. Prima di 5 miliardi di anni fa la densità di materia dovrebbe essere stata maggiore di quella dell'energia oscura. Quindi possiamo aspettarci che fino a 5 miliardi di anni fa, l'espansione dell'universo rallentasse piuttosto che accelerare. Recentemente gli astronomi hanno trovato le prove di questa situazione usando il telescopio spaziale Hubble e osservando supernovae estremamente distanti di tipo Ia con redshift z superiori a 1. L'immagine all'inizio di questo capitolo mostra tre di queste supernovae. Quando gli astronomi paragonano le distanze di queste supernovae (calcolate con la loro luminosità apparente) con il loro redshift, trovano che i redshift sono *maggiori* di quelli che si troverebbero se l'espansione dell'universo avesse avuto sempre lo stesso tasso o se l'espansione fosse stata accelerata (figura 3.28). Trovano esattamente quello che uno si aspetta se l'espansione fosse rallentata nell'universo primordiale. Cinque miliardi di anni fa, gli effetti dell'energia oscura diventarono dominanti e l'espansione iniziò ad accelerare.

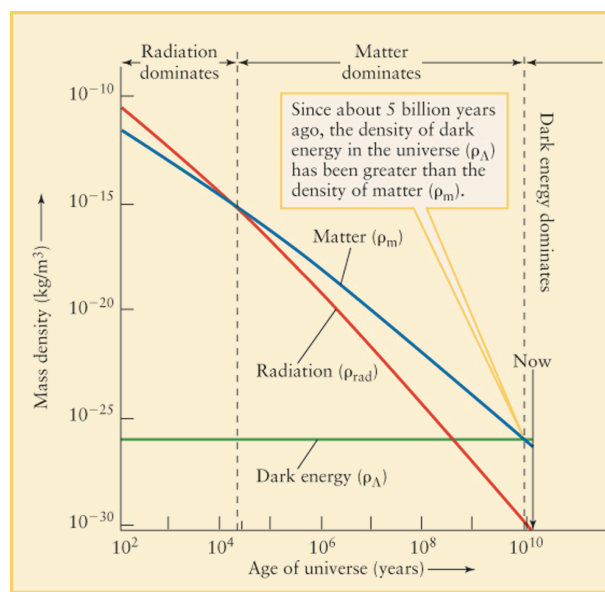


FIGURA 3.31— L'evoluzione della densità (rivisitato). La densità di massa media della materia ρ_m e la densità di massa della radiazione ρ_{rad} diminuiscono entrambi mentre l'universo si espande e diventa meno denso. Se l'energia oscura è dovuta ad una costante cosmologica, la sua densità di massa media ρ_Λ rimane costante. In questo modello il nostro universo fu dominato dall'energia oscura circa 5 miliardi di anni fa.

Se l'energia oscura fosse veramente una costante cosmologica, la densità dell'energia oscura continuerà a rimanere costante, come mostrato nella figura 3.31. A causa

degli effetti di questa energia oscura, l'universo continuerà ad espandersi per sempre, e il tasso d'espansione continuerà ad accelerare. Tra 30 miliardi di anni, l'universo si sarà espanso così tanto che solo un migliaio delle galassie più vicine saranno ancora visibili. I miliardi di altre galassie che possiamo osservare oggi si saranno spostate così lontano da noi, che la loro luce sarà debolissima. In più si allontaneranno così velocemente da noi che la loro luce sarà stata redshiftata fuori dall'intervallo visibile.

Ci sono tuttavia altre spiegazioni per l'energia oscura a parte la costante cosmologica. Diversi fisici hanno proposto un tipo di energia oscura la cui densità diminuisce lentamente mentre l'universo si espande. A dipendenza di come la densità dell'energia oscura evolve nel tempo, l'universo potrebbe continuare ad espandersi o potrebbe alla fine collassare di nuovo su stesso. Future osservazioni con nuovi telescopi giganti come l'E-ELT di ESO e misurazioni ancora più precise del fondo cosmico a microonde (come con la missione Planck) dovrebbero aiutare a capire meglio la natura misteriosa dell'energia oscura.

3.9 Onde sonore primordiali aiutano a scoprire il carattere dell'universo

Abbiamo visto come, studiando le macchie calde della radiazione del fondo cosmico, si sveli che viviamo in un universo piatto. Infatti le variazioni di temperature svelano più di questo: esse ci forniscono una finestra sulle condizioni dell'universo primordiale e ci aiutano a definire con precisione i valori di altre quantità importanti come la costante di Hubble e la densità di materia nell'universo. La chiave per estrarre quest'informazione supplementare dalla radiazione cosmica di fondo a microonde è di riconoscere che le macchie calde e fredde di una mappa come la figura 3.25 sono infatti onde sonore.

3.9.1 Onde sonore nell'universo primitivo

Le onde sonore possono viaggiare in fluidi di tutti i tipi. Le onde sonore nell'aria sono usate nel linguaggio e nell'udito umano, mentre le balene comunicano usando click e fischi ad alta frequenza sotto l'acqua. Se poteste prendere una foto di un'onda sonora, vedreste che ci sono delle zone, chiamate **compressioni**, dove il fluido è schiacciato, e altre regioni, chiamate **rarefazioni**, dove il fluido è sfoltito. Anche un fluido apparentemente tranquillo, come l'aria calma in una stanza, contiene onde sonore nel suo interno che sono innescate dal moto casuale del fluido. Tali suoni casuali nell'aria calma non sono percepibili dal vostro orecchio: è una buona cosa, se no, sarebbe molto noioso sentire continuamente un rumore di fondo dall'aria!

C'erano onde sonore anche nell'universo primitivo prima della ricombinazione. Durante i primi 380'000 anni dopo il Big Bang, l'universo era riempito da un fluido composto primariamente di fotoni, elettroni e protoni, con una densità più di 10^9 volte maggiore di quella del nostro universo attuale. Esattamente come le molecole in un bicchiere d'acqua collidono tra loro, fotoni e particelle collidono frequentemente tra loro in questo fluido primordiale, scatenando onde sonore casuali con compressioni e rarefazioni.

Poiché c'è più massa in una compressione che in una rarefazione, i fotoni emergenti da una compressione subiscono un redshift gravitazionale maggiore che i fotoni emergenti da una rarefazione (paragrafo 3.2). Come risultato, mentre la luce che vediamo sia da una compressione che da una rarefazione ha uno spettro del corpo nero, la luce di una compressione è spostata ad una lunghezza d'onda leggermente più lunga. Abbiamo visto che lo spettro di un corpo nero dominato da una maggiore lunghezza d'onda corrisponde ad una temperatura del corpo nero più bassa ($\lambda_{\max} \sim 1/T$, figura 3.15). Quindi vediamo le compressioni come macchie fredde nella figura 3.25 e le rarefazioni come macchie calde. Il disegno globale di macchie fredde e calde è quindi una traccia delle onde sonore che erano presenti precisamente quando l'universo divenne trasparente, circa 380'000 anni dopo il Big Bang. Come discusso nel paragrafo 3.6, dalle macchie fredde nacque la popolazione di galassie attuali.

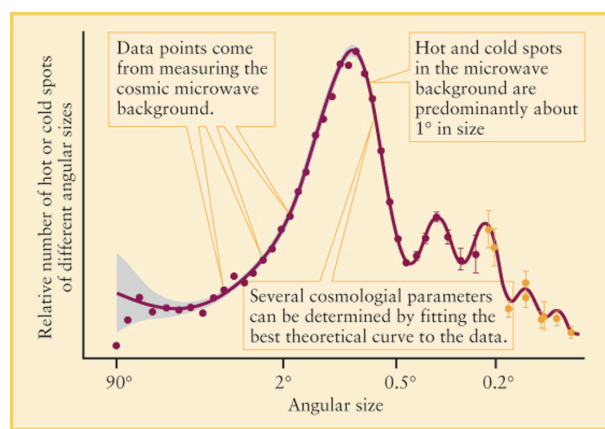


FIGURA 3.32— Onde sonore dell'universo primordiale. Le osservazioni del fondo cosmico a microonde mostrano che macchie calde e fredde di una certa dimensione angolare sono più frequenti di altre. Un modello che descrive queste osservazioni aiuta a determinare il valore di parametri cosmologici importanti. Notate che l'asse orizzontale della dimensione angolare decresce da sinistra verso destra. (Credito: NASA/WMAP Science Team. Dati addizionali dagli strumenti CBI, Cile e ACBAR, Antartica)

La natura di un'onda sonora dipende dal materiale attraverso il quale passa. Per esempio, le onde sonore viaggiano più velocemente nell'elio che nell'aria (perché l'elio è meno denso) e ancora più velocemente nell'acqua (perché, anche se più densa dell'aria, è molto più resistente alla compressione). Quindi studiando le onde sonore primordiali (registrate nella figura 3.25), possiamo imparare qualche cosa del fluido di cui è composto l'universo primitivo. Queste proprietà includono le densità media della materia e dell'energia oscura, insieme al valore della costante di Hubble (che aiuta a determinare con quale velocità il fluido si stava espandendo e sfoltendo).

La figura 3.32 mostra un modo importante per sistematizzare i loro dati sulle macchie calde e fredde nella radiazione cosmica di fondo. Questo grafico mostra il numero di macchie osservate di diverse grandezze angolari, con grandi macchie a sinistra e piccole macchie a destra. La presenza di picchi nel grafico mostra che macchie di una certa dimensione sono più frequenti di altre. Il picco più grande ci dice la dimensione angolare predominante è circa 1° , che corrisponde ad una regione di compressione o di rarefazione che era grande circa un milione di anni-luce all'epoca di ricombinazio-

ne ($z = 1100$). Al contrario le zone di compressione e di rarefazione della voce umana nell'aria sono grandi di qualche metro. Dall'epoca di ricombinazione l'universo si è espanso di un fattore 1100, e quindi la stessa regione è adesso grande 1 miliardo di anni-luce.

Diversi modelli cosmologici predicono diverse forme per la curva mostrata nella figura 3.32. Gli astronomi determinano il migliore modello cercando quale fornisce l'accordo più soddisfacente con i dati². Per esempio, il picco della curva ad una dimensione angolare di 1° è precisamente quello che uno si aspetta per un universo piatto con $\Omega_0 = 1$. La tavola 26-2 riassume i risultati per un modello di universo piatto che produce la particolare curva della figura 3.32.

Quantity	Significance	Value*
Hubble constant, H_0	Present-day expansion rate of the universe	$73.2^{+3.1}_{-3.2}$ km/s/Mpc
Density parameter, Ω_0	Combined mass density of all forms of matter <i>and</i> energy in the universe, divided by the critical density	1.02 ± 0.02
Matter density parameter, Ω_m	Combined mass density of all forms of matter in the universe, divided by the critical density	0.241 ± 0.034
Density parameter for ordinary matter, Ω_b	Mass density of ordinary atomic matter in the universe, divided by the critical density	0.0416 ± 0.001
Dark energy density parameter, Ω_Λ	Mass density of dark energy in the universe, divided by the critical density	0.759 ± 0.034
Age of the universe, T_0	Elapsed time from the Big Bang to the present day	$(1.373^{+0.016}_{-0.015}) \times 10^{10}$ years
Age of the universe at the time of recombination	Elapsed time from the Big Bang to when the universe became transparent, releasing the cosmic background radiation	$(3.79^{+0.08}_{-0.07}) \times 10^5$ years
Redshift z at the time of recombination	Since the cosmic background radiation was released, the universe has expanded by a factor $1 + z$	1089 ± 1

*Values for H_0 , Ω_m , Ω_b , Ω_Λ , and T_0 are based on the three-year WMAP data with the assumption of a flat universe. Values for the time and redshift of recombination and for Ω_0 are from the first-

La nostra comprensione dell'universo nella sua globalità è aumentata tremendamente questi ultimi anni. Abbiamo trovato prove convincenti che l'energia oscura esista e che essa sia la forma di energia dominante nell'universo. Gli studi di supernovae, ammassi di galassie e del fondo cosmico a microonde ci hanno fornito tanti dati di tale qualità che possiamo adesso esprimere i parametri chiave dell'universo (tavola 26-2) con un'alta precisione. Negli anni 80, il valore della costante di Hubble aveva un'incertezza di al meno 50%, non è esagerato dire che siamo entrati nell'era di *cosmologia di precisione*.

Tuttavia tante domande rimangono senza risposta. Quale è la natura della materia oscura? Che cosa è l'energia oscura? Queste cose misteriose possono essere misurate e studiate in laboratorio? Queste e altre domande occuperanno i cosmologi per molti anni ancora.

²Per cambiare i parametri cosmologici e vedere l'effetto sulla curva della figura 3.32, guardate: http://map.gsfc.nasa.gov/resources/camb_tool/index.html

3.10 Domande ed esercizi

1. Dall'osservazione del cielo buio la notte, Newton concluse che dobbiamo vivere in un universo statico e infinito di stelle.

(a) Potete pensare ad un modello d'universo finito senza un collasso finale?

(b) Matematicamente, la quantità di luce che riceviamo in funzione della loro distanza è

$$\text{Luce} = \int_{r_0}^{\infty} L(r) N(r) dr$$

dove r_0 è la distanza della stella più vicina ($r_0 > 0$), r è la distanza dalla Terra, $L(r)$ è la luminosità media per ogni stella ad una distanza r , $N(r)$ è il numero di stelle alla distanza r . Mostrare che in un universo statico e infinito, la quantità di luce è infinita.

(Aiuto: Come varia $L(r)$ se cambiamo la distanza r di una stella standard? Dividere l'universo in gusci sferici ad una distanza r e di uno spessore dr).

2. Se il principio di equivalenza non fosse vero, allora come si scriverebbe l'accelerazione gravitazionale di un oggetto (di massa gravitazionale m_g e di massa inerziale m_i) che cade verso un oggetto di massa M_g ?
3. Commentate questa frequente domanda: "Se l'universo è in espansione, in che cosa si espande?". La torta di cioccolato si espande nello spazio tri-dimensionale all'interno del forno, ma l'universo?
4. Mostrare, dal punto di vista delle unità di misura, che l'equazione della densità di massa della radiazione per il corpo nero è corretta. Per capire da dove viene il fattore 4, vedi <http://hyperphysics.phy-astr.gsu.edu/hbase/quantum/raddens.html>
5. (a) Per quale valore del redshift z le distanze rappresentative tra le galassie erano solo il 20% di quelle che sono oggi? (b) Rispetto alle distanze rappresentative tra le galassie nell'universo odierno, quanto erano grandi tali distanze a $z = 8$? (c) Se l'energia oscura è sotto forma di una costante cosmologica, come si paragona la sua densità odierna rispetto alla densità dell'energia oscura a $z = 2$? e a $z = 5$?
[Risposta: (a) $z = 4$ (b) Le distanze erano 1/9 dei valori di oggi e la densità della materia era 729 volte maggiore]
6. Stimare l'età dell'universo per una costante di Hubble di (a) 50 km/s/Mpc, (b) 75 km/s/Mpc e (c) 100 km/s/Mpc. Sulla base della vostra risposta, spiegare come l'età degli ammassi globulari possano essere usata per ottenere un limite sul valore massimo della costante di Hubble. [Risposta: (a) 20 miliardi di anni (b) 13 miliardi di anni (c) 9.7 miliardi di anni]

7. Alcuni "creazionisti" negli Stati Uniti pretendono che l'universo fosse creato 6'000 anni fa. Trovate il valore della costante di Hubble per un tale universo. È un valore ragionevole per H_0 ? [Risposta: $1.6 \cdot 10^8$ km/s/Mpc]
8. Il quasar HS 1946+7658 ha un redshift $z = 3.02$. All'epoca in cui la luce che vediamo oggi da HS 1946+7658 lasciò il quasar, quante volte più denso era l'universo rispetto a oggi? [Risposta: 65 volte più denso]
9. Usate la legge di Wien per calcolare la lunghezza d'onda alla quale il sottofondo cosmico a microonde è più intenso. [Risposta: $1.06 \cdot 10^{-3}$ m]
10. Se la densità di massa della radiazione nell'universo fosse 625 volte maggiore del valore che ha oggi, quale sarebbe la temperatura del sottofondo? [Risposta: 13.6 K]
11. Supponete che la temperatura odierna della radiazione del sottofondo cosmico a microonde fosse aumentata da un fattore 100, da 2.725 K a 272.5 K. (a) Calcolate ρ_{rad} in questa situazione. (b) Se la densità media di materia (ρ_m) fosse immutata, sarebbe più accurato descrivere il nostro universo come "dominato dalla materia" o "dominato dalla radiazione"? [Risposta: $4.6 \cdot 10^{-23}$ kg/m³]
12. Calcolate la densità di massa della radiazione ρ_{rad} in ognuna delle seguenti situazioni e spiegare se ogni situazione è dominata dalla materia o dominata dalla radiazione: (a) la fotosfera del Sole ($T = 5800$ K, $\rho_m = 3 \cdot 10^{-4}$ kg/m³); (b) il centro del Sole ($T = 1.55 \cdot 10^7$ K, $\rho_m = 1.6 \cdot 10^5$ kg/m³); (c) la corona solare ($T = 2 \cdot 10^6$ K, $\rho_m = 5 \cdot 10^{-13}$ kg/m³) [Risposta: (a) $9.5 \cdot 10^{-18}$ kg/m³ (b) $4.8 \cdot 10^{-18}$ kg/m³ (c) $1.3 \cdot 10^{-7}$ kg/m³]
13. Quale sarebbe la densità critica di materia nell'universo (ρ_c) se il valore della costante di Hubble fosse (a) 50 km/s/Mpc? (b) 100 km/s/Mpc? [Risposta: (a) $4.7 \cdot 10^{-27}$ kg/m³ (b) $1.9 \cdot 10^{-26}$ kg/m³]
14. Sia che l'espansione dell'universo accelerasse o che rallentasse, può essere espresso con una quantità chiamata "parametro di decelerazione", scritto con q_0 . L'espansione rallenta se q_0 è positivo e accelera se q_0 è negativo; se $q_0 = 0$, l'espansione continua con un ritmo costante. Se supponiamo che l'energia oscura fosse dovuta a una costante cosmologica, il parametro di decelerazione può essere calcolato usando la formula

$$q_0 = \frac{1}{2}\Omega_0 - \frac{3}{2}\Omega_\Lambda$$

Ricordatevi che il parametro di densità Ω_0 è uguale a $\Omega_m + \Omega_\Lambda$. (a) Mostrate che se non c'è una costante cosmologica, l'espansione dell'universo dovrebbe rallentare. (b) Usando i valori di Ω_m e Ω_Λ dati nella tavola 26-2, trovate i valori del parametro di decelerazione per il nostro universo odierno. Basato su questo, l'espansione dell'universo sta accelerando o rallentando? (c) Immaginate un universo che ha

lo stesso valore di Ω_m come il nostro universo, ma nel quale l'espansione dell'universo non sta accelerando, ne rallentando. Quale sarebbe il valore di Ω_Λ in un tale universo? Che cosa dominerebbe in un tale universo, materia o energia oscura?

[Risposta: (b) $q_0 = 0.595$ (c) $\Omega_\Lambda = 0.135$]

15. In genere, il parametro di decelerazione non è costante, ma varia con il tempo. Per un universo piatto, il parametro di decelerazione a un redshift z è dato dalla formula

$$q_z = \frac{1}{2} - \frac{3}{2} \left[\frac{\Omega_\Lambda}{\Omega_\Lambda + (1 - \Omega_\Lambda)(1 + z)^3} \right]$$

dove Ω_Λ è il parametro di densità dell'energia oscura. Usando il valore di Ω_Λ dato nella tavola 26-2, trovate il valore di q_z per (a) $z = 0.5$ e (b) $z = 1.0$ (c) Spiegate come i vostri risultati mostrano che l'espansione dell'universo stava decelerando a $z = 1.0$, ma cambiò da decelerazione ad accelerazione tra $z = 1.0$ e $z = 0.5$.

[Risposta: (a) -0.17 (b) +0.12]

16. Il parametro di densità dell'energia oscura Ω_Λ è collegato al valore della costante cosmologica Λ dalla formula

$$\Omega_\Lambda = \frac{\Lambda c^2}{3H_0^2}$$

dove $c = 3.0 \cdot 10^8$ m/s è la velocità della luce. Determinate il valore di Λ se Ω_Λ e H_0 hanno i valori elencati nella tavola 26-2. Attenzione alle unità.

[Risposta: $1.3 \cdot 10^{-53}$ m⁻²]

3.10.1 Appendice: variazione di tempo e di lunghezze nella relatività ristretta

BOX 22-1

Tools of the Astronomer's Trade

Time Dilation and Length Contraction

The special theory of relativity describes how motion affects measurements of time and distance. By using the two basic principles of his theory—that no matter how fast you move, the laws of physics and the speed of light are the same—Einstein concluded that these measurements must depend on how the person making the measurements is moving.

To describe how measurements depend on motion, Einstein derived a series of equations named the **Lorentz transformations**, after the famous Dutch physicist Hendrik Antoon Lorentz. (Lorentz was a contemporary of Einstein who developed these equations independently but did not grasp their true meaning.) These equations tell us exactly how moving clocks slow down and how moving objects shrink.

To appreciate the Lorentz transformations, imagine two observers named Sergio and Majeeda. Sergio is at rest on Earth, while Majeeda is flying past in her spaceship at a speed v . Sergio and Majeeda both observe the same phenomenon on Earth—say, the beating of Sergio's heart or the ticking of Sergio's watch—which appears to occur over an interval of time. According to Sergio's clock (which is not moving relative to the phenomenon), the phenomenon lasts for T_0 seconds. This is called the **proper time** of the phenomenon. But according to Majeeda's clock (which *is* moving relative to the phenomenon), the same phenomenon lasts for a different length of time, T seconds. These two time intervals are related as follows:

Lorentz transformation for time

$$T = \frac{T_0}{\sqrt{1 - (v/c)^2}}$$

T = time interval measured by an observer moving relative to the phenomenon

T_0 = time interval measured by an observer *not* moving relative to the phenomenon (proper time)

v = speed of the moving observer relative to the phenomenon

c = speed of light

EXAMPLE: Sergio heats a cup of water in a microwave oven for 1 minute. According to Majeeda, who is flying past Sergio at 98% of the speed of light, how long does it take to heat the water?

Situation: The phenomenon in question is heating the water in the microwave oven. Sergio is not moving relative to this phenomenon (so he measures the *proper* time interval T_0). Majeeda is moving at speed $v = 0.98c$ relative to this phenomenon (so she measures a different time interval T). Our goal is to determine the value of T .

Tools: We use the Lorentz transformation for time to calculate T .

Answer: We have $v/c = 0.98$, so

$$T = \frac{T_0}{\sqrt{1 - (v/c)^2}} = \frac{1 \text{ minute}}{\sqrt{1 - (0.98)^2}} = 5 \text{ minutes}$$

Review: A phenomenon that lasts for $T_0 = 1$ minute on Sergio's clock is stretched out to $T = 5T_0 = 5$ minutes as measured on Majeeda's clock moving at 98% of the speed of light. Other phenomena are affected in the same way: As measured by *Majeeda*, it takes 5 seconds for Sergio's wristwatch to tick off one second, and the minute hand on Sergio's wristwatch takes 5 hours to make a complete sweep. The converse is also true. As measured by *Sergio*, the minute hand on Majeeda's wristwatch will take 5 hours to make a complete sweep. This phenomenon, in which events moving relative to an observer happen at a slower pace, is called *time dilation*.

The Lorentz transformation for time is plotted in Figure 22-2b, which shows how 1 second measured on a stationary clock (say, Sergio's) is stretched out when measured using a clock carried by a moving observer (such as Majeeda). For speeds less than about half the speed of light, the mathematical factor $\sqrt{1 - (v/c)^2}$ is not too different from 1, and there is little difference between the recordings of the stationary and moving clocks. At the fastest speeds that humans have ever traveled (en route from the Earth to the Moon), the difference between 1 and the factor $\sqrt{1 - (v/c)^2}$ is less than 10^{-9} . So, for any speed associated with human activities, stationary and slowly moving clocks tick at essentially the same rate. As the next example shows, however, time dilation is important for subatomic particles that travel at speeds comparable to c .

EXAMPLE: When unstable particles called *muons* (pronounced "mew-ons") are produced in experiments on Earth, they decay into other particles in an average time of 2.2×10^{-6} s. Muons are also produced by fast-moving protons from interstellar space when they collide with atoms in the Earth's upper atmosphere. These muons typically move at 99.9% of the speed of light and are formed at an altitude of 10 km. How long do such muons last before they decay?

Situation: The phenomenon in question is the life of a muon, which lasts a time $T_0 = 2.2 \times 10^{-6}$ s as measured by an observer not moving with respect to the muon. Our goal is to find the time interval T measured by an observer on Earth, which is moving at $v = 0.999c$ relative to the muon

(the same speed at which the muon is moving relative to the Earth).

Tools: As in the previous example, we use the Lorentz transformation for time.

Answer: Using $v/c = 0.999$,

$$T = \frac{2.2 \times 10^{-6} \text{ s}}{\sqrt{1 - (0.999)^2}} = 4.9 \times 10^{-5} \text{ s}$$

Review: At this speed, the muon's lifetime is slowed down by time dilation by a factor of more than 22. Note that as measured by an observer on Earth, the time that it takes a muon produced at an altitude of 10 km = 10,000 m to reach the Earth's surface is

$$\frac{\text{distance}}{\text{speed}} = \frac{10,000 \text{ m}}{0.999 \times 3.00 \times 10^8 \text{ m/s}} = 3.3 \times 10^{-5} \text{ s}$$

Were there no time dilation, such a muon would decay in just 2.2×10^{-6} s and would never reach the Earth's surface. But in fact, these muons *are* detected by experiments on the Earth's surface, because a muon moving at $0.999c$ lasts more than 3.3×10^{-5} s. The detection at the Earth's surface of muons from the upper atmosphere is compelling evidence for the reality of time dilation.

In the same terminology as "proper time," we say that a ruler at rest measures **proper length** or **proper distance** (L_0). According to the Lorentz transformations, distances perpendicular to the direction of motion are unaffected. However, a ruler of proper length L_0 held parallel to the direction of motion shrinks to a length L , given by

Lorentz transformation for length

$$L = L_0 \sqrt{1 - (v/c)^2}$$

L = length of a moving object along the direction of motion

L_0 = length of the same object at rest (proper length)

v = speed of the moving object

c = speed of light

EXAMPLE: Again, imagine that Majeeda is traveling at 98% of the speed of light relative to Sergio. If Majeeda holds a 1-meter ruler parallel to the direction of motion, how long is this ruler as measured by Sergio?

Situation: The ruler is at rest relative to Majeeda, so she measures its *proper* length $L_0 = 1$ m. Our goal is to determine its length L as measured by Sergio, who is moving at $v = 0.98c$ relative to Majeeda and her ruler.

Tools: We use the Lorentz transformation for length.

Answer: With $v/c = 0.98$, we find

$$\begin{aligned} L &= L_0 \sqrt{1 - (v/c)^2} = (1 \text{ m}) \sqrt{1 - (0.98)^2} \\ &= (1 \text{ m}) \times (0.20) = 0.20 \text{ m} = 20 \text{ cm} \end{aligned}$$

Review: We saw in the first example that according to Sergio, Majeeda's clocks are ticking only one-fifth as fast as his. This example shows that he also measures Majeeda's 1-meter ruler to be only one-fifth as long (20 cm) when held parallel to the direction of motion. Note that the converse is also true: If Sergio holds a 1-m ruler parallel to the direction of relative motion, Majeeda measures it to be only 20 cm long. This shrinkage of length is called *length contraction*.

EXAMPLE: Consider again the above example about muons created 10 km above the Earth's surface. If a muon is traveling straight down, what is the distance to the surface as measured by an observer riding along with the muon?

Situation: Imagine a ruler that extends straight up from the Earth's surface to where the muon is formed. This ruler is at rest relative to the Earth, so its length of 10 km is the proper length L_0 . Our goal is to find the length L of this ruler as measured by the observer riding with the muon.

Tools: As in the previous example, we use the Lorentz transformation for length.

Answer: With $v/c = 0.999$, we calculate

$$L = (1 \text{ km}) \sqrt{1 - (0.999)^2} = 0.45 \text{ km} = 450 \text{ m}$$

Review: The distance is contracted tremendously as measured by an observer riding with the muon. This result gives us another way to explain how such muons are able to reach the Earth's surface. As measured by the muon, the time required to travel the contracted distance is

$$\frac{\text{distance}}{\text{speed}} = \frac{450 \text{ m}}{0.999 \times 3.00 \times 10^8 \text{ m/s}} = 1.5 \times 10^{-6} \text{ s}$$

This is less time than the 2.2×10^{-6} s that an average muon takes to decay. Hence, muons can successfully reach the Earth's surface.

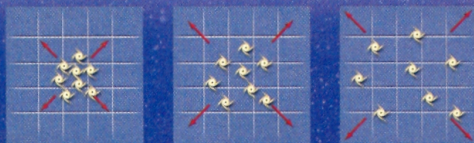
3.10.2 Appendice: Leggende metropolitane sull'espansione dell'universo

COSMIC CONNECTIONS

“Urban Legends” about the Expanding Universe

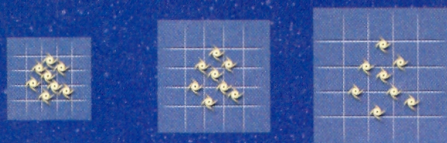
There are a number of common misconceptions or “urban legends” about what happens as the universe expands. The illustrations below depict the myth and the reality for three of these “urban legends.”

Urban Legend #1:
The expansion of the universe means that as time goes by, galaxies move away from each other through empty space. In this picture, space is simply a background upon which the galaxies act out their parts.



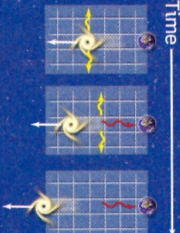
Time →

Reality:
The expansion of the universe means that as time goes by, *space itself* expands. As it expands, it carries the galaxies along with it.



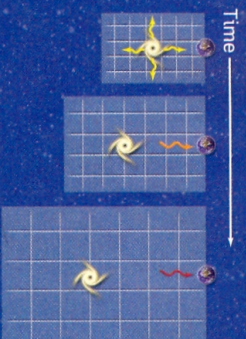
Time →

Urban Legend #2:
The redshift of light from distant galaxies is a Doppler shift. It occurs because these galaxies are moving away from us rapidly.



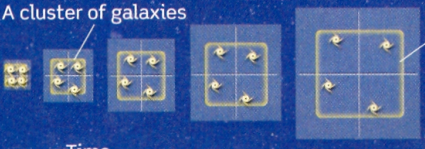
Time ↓

Reality:
As a photon travels through intergalactic space, its wavelength expands as the space through which it is traveling expands. This is called a *cosmological redshift*.



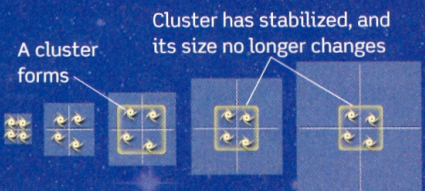
Time ↓

Urban Legend #3:
As the universe expands, so do objects within the universe. Hence galaxies within a cluster are now more spread out than they were billions of years ago.



Time →

Reality:
At first the expansion of the universe tends to pull the galaxies of a cluster away from each other. But the force of gravitational attraction binds the members of the clusters together, so the cluster stabilizes at a certain size.



Time →

In this picture, the cluster expands as the universe expands.

Cluster has stabilized, and its size no longer changes

A cluster forms

(Illustrations by Alfred T. Kamajian, from C. H. Lineweaver and T. M. Davis, “Misconceptions about the Big Bang,” *Scientific American*, March 2005)

Capitolo 4

Esplorare l'universo primordiale

Studiando questo capitolo, imparerete

1. Come il giovanissimo universo si espanse enormemente in un brevissimo istante di tempo
2. Come le forze fondamentali della natura e le proprietà dello spazio vuoto cambiarono durante il primo secondo dopo il Big Bang
3. Come la teoria delle particelle sub-atomiche influenzò l'evoluzione dell'universo
4. Perché l'antimateria una volta era comune nell'universo, ed è molto rara oggi.
5. Quali elementi chimici nell'universo di oggi sono dei resti dell'universo primordiale.
6. Come le stelle e le galassie si formarono nell'universo primitivo.
7. Quali passi prendono gli scienziati nella ricerca verso la "teoria del tutto".

LE due immagini dell'inizio di questo capitolo mostrano una regione del cielo vicino alla costellazione del Grande Carro (Ursa Major). L'immagine di sinistra è dominata da stelle relativamente vicine. Una volta queste stelle digitalmente rimosse, quello che rimane nell'immagine in falsi colori a destra è un intrigante struttura di luce altamente redshiftata proveniente da oggetti molto più distanti. Si pensa che si tratta di una parte della luce stellare più antica dell'universo: essa è stata emessa quando il nostro universo era meno di miliardo di anni di età.

Solo recentemente i nuovi telescopi hanno cominciato a svelare la storia delle prime stelle e delle prime galassie. Nessun telescopio però può sperare di osservare direttamente gli eventi di prima di 380'000 anni dopo il Big Bang, perché l'universo era così opaco che bloccò il libero passaggio della luce. Possiamo tuttavia ricostruire alcuni eventi di quest'epoca nascosta, perché tanti aspetti dell'universo di oggi sono relitti dei eventi primordiali nel cosmo.

In questo capitolo vedremo le prove che durante le prime minuscole frazioni di un secondo dopo il Big Bang, l'universo gonfiò in dimensione con un fattore incredibilmente grande (circa 10^{50}). Durante le prossimi 15 minuti dopo la fine dell'inflazione,

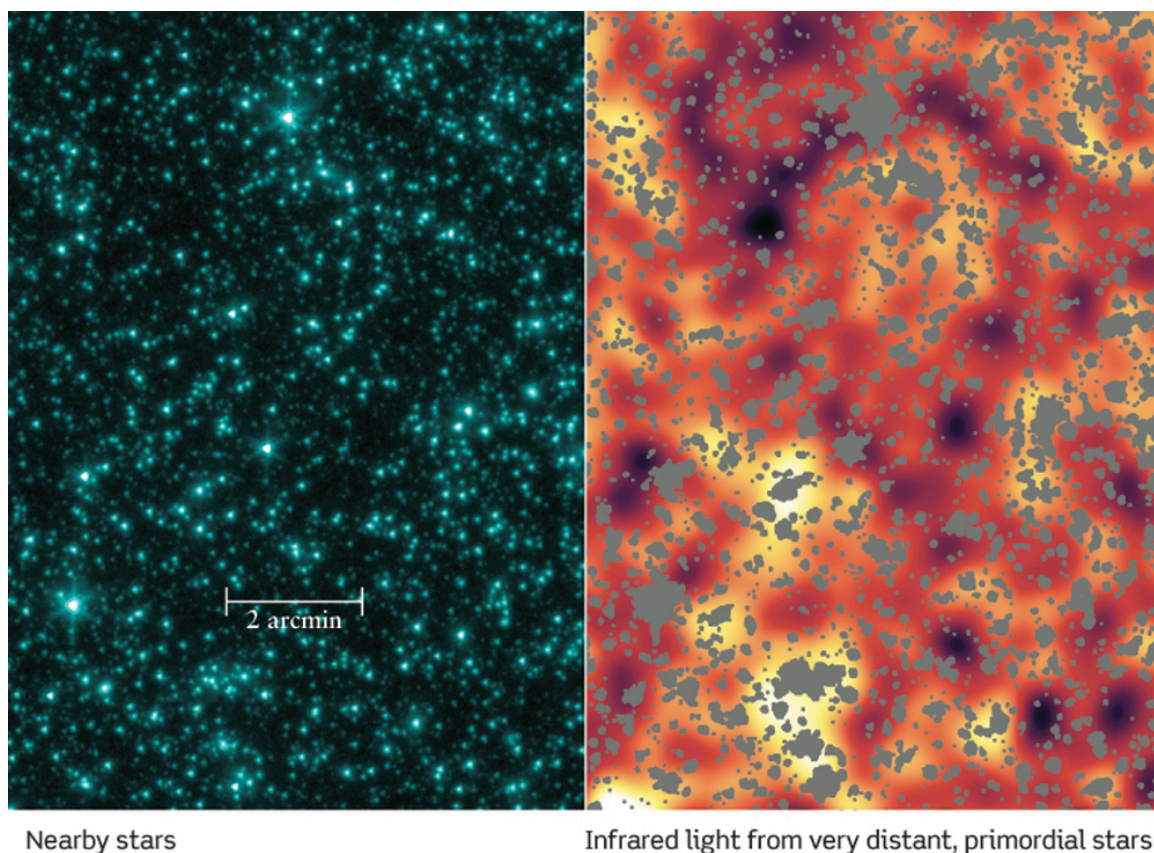


FIGURA 4.1— Queste immagini del telescopio spaziale Spitzer mostrano (sinistra) la luce di stelle vicine e (destra) la luce di una distante popolazione di stelle antiche nella stessa regione del cielo. (Credito: NASA; JPL-Caltech; A. Kashlinsky, Goddard Space Flight Center)

l'universo era così denso e bollente che le particelle entravano costantemente in collisione ad alta velocità. Come vedremo gli eventi di queste violenti 15 minuti preparano la scena per per tutto quello che seguirà – dalla formazione dei primi atomi 380'000 anni dopo, all'apparenza delle prime stelle e delle prime galassie qualche 400 milioni di anni dopo il Big Bang, fino all'universo diversificato che vediamo oggi.

4.1 L'universo appena nato ha subito un breve periodo di vigorosa espansione

Con la scoperta del fondo cosmico a micro-onde, gli astronomi avevano una prova diretta che l'universo inizi con un bollente Big Bang (paragrafo 3.5). Notevolmente il fondo a micro-onde è incredibilmente uniforme, o *isotropo*, attraverso il cielo. Se sottraiamo gli effetti del nostro moto proprio attraverso il fondo a micro-onde (figura 3.19), troviamo che le temperature del fondo sono identiche in tutte le parte del cielo fino ad una precisione di una parte su 10'000. Le piccole non-uniformità nel fondo a micro-onde sono anche rimarchevoli, in parte perché la loro dimensione angolare aiuta a determinare che il nostro universo ha una geometria piatta (figura 3.27). Queste im-

pressionanti osservazioni però pongono un problema sostanziale alla teoria standard dell'espansione dell'universo.

4.1.1 Il problema dell'isotropia: perché il fondo a micro-onde è così uniforme?

Per apprezzare perché l'uniformità del fondo a micro-onde pone un problema, pensate alle due parti opposte del cielo, chiamate A e B sulla figura 4.2. Entrambi questi punti giacciono su una sfera centrata sulla Terra, chiamata **orizzonte cosmico di luce** (vedi figura 3.14). Possiamo vedere la luce che proviene da ogni oggetto su o dentro l'orizzonte cosmico di luce, ma non possiamo vedere oggetti oltre quest'orizzonte. Anche viaggiando alla velocità della luce – la velocità ultima – nessuna informazione di qualsiasi tipo dagli oggetti oltre l'orizzonte ha avuto il tempo di raggiungerci durante tutta la storia lunga 13.7 miliardi di anni dell'universo. Quindi l'orizzonte cosmico di luce definisce i limiti del nostro universo osservabile. (Quando il tempo passa, il nostro orizzonte cosmico di luce si espande, perciò alla fine riceveremo la luce di oggetti più lontani il limite attuale dell'orizzonte.

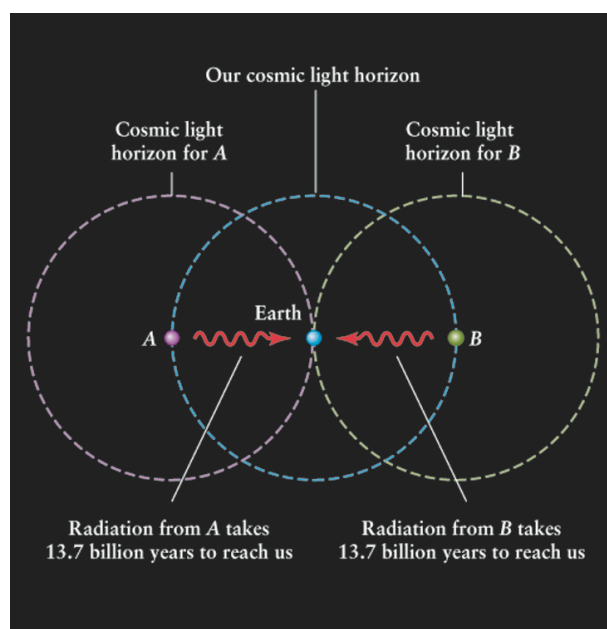


FIGURA 4.2— Il problema dell'isotropia. Le regioni A e B, entrambi sul nostro orizzonte cosmico di luce, sono così distanti uno dall'altro che sembrano non essere mai stato capaci di comunicare durante la vita dell'universo. Tuttavia la radiazione di fondo cosmico da A e da B, e da tutte le altre parti del cielo, mostra che queste regioni scollegate hanno quasi esattamente la stessa temperatura. Questo dilemma è chiamato il problema dell'isotropia.

I punti A e B della figura 4.2 giacciono precisamente sul nostro orizzonte cosmico di luce, quindi se quando guardiamo questi punti, vediamo il più lontano possibile nel passato – cioè la luce che vediamo da questi punti è la radiazione di fondo cosmico a micro-onde. Per permettere alla radiazione che ci raggiungere da A e da B di essere quasi la stessa, il materiale dell'universo primordiale in A doveva avere avuto la stessa temperatura che il materiale nel punto B. Per farsi che due oggetti abbiano la stessa

temperatura, devono essere stati in contatti e capaci di scambiare calore uno con l'altro. (Una calda tazza di caffè e le vostre mani fredde raggiungono la stessa temperatura quando sono a contatto una con l'altra).

Il problema è che le regioni molto separate di A e B non hanno assolutamente nessun collegamento tra di loro. Come mostra la figura 4.2, il punto A si trova fuori dell'orizzonte cosmico di luce per il punto B e il punto B si trova fuori dell'orizzonte cosmico di luce per il punto A. In altre parole, il punto A giace fuori dell'orizzonte osservabile del punto B e vice versa. Quindi nessun'informazione ha avuto il tempo di viaggiare tra i punti A e B durante tutta la storia dell'universo. Come è possibile allora che queste parti scollegate dell'universo hanno quasi esattamente la stessa temperatura? Questo dilemma è chiamato il **problema dell'isotropia** o **problema dell'orizzonte**.

4.1.2 Il problema della piattezza: perché $\Omega_0 = 1$?

La piattezza dell'universo è un secondo enigma. Ricordatevi che la geometria dell'universo dipende dal parametro di densità Ω_0 che è il rapporto tra la combinata densità media di massa nell'universo (ρ_0) e la densità critica (ρ_c) (paragrafo 3.7). Le osservazioni delle variazioni di temperatura nel fondo cosmico a micro-onde indicano che Ω_0 è molto vicino a 1, il che corrisponde ad un universo piatto.

Flatness-Oldness Problem: density must be fine-tuned

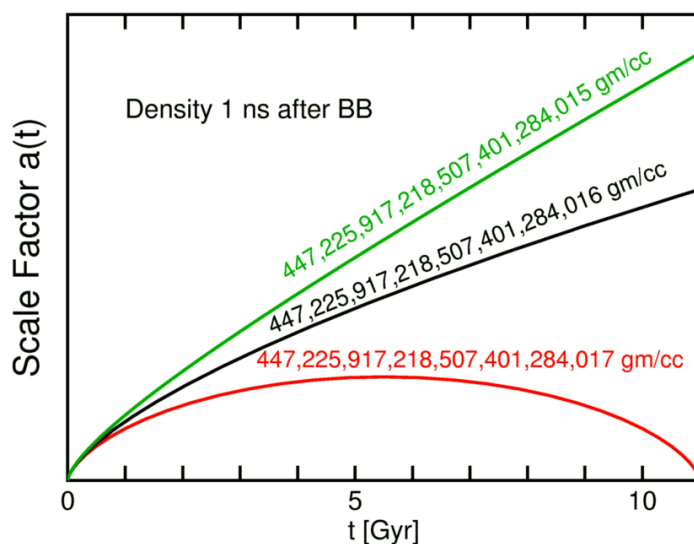


FIGURA 4.3— Le tre curve rappresentano il fattore di scala dell'espansione dell'universo in funzione del tempo per un modello iperbolico (verde), critico (nero) e sferico (rosso). 1 nanosecondo dopo il Big Bang, una differenza estremamente piccola nella densità basterebbe per fare la differenza tra questi tre modelli, quindi per avere un modello con la densità critica (curva nera), la densità dovrebbe essere aggiustata con un'enorme precisione (Credito: Ned Wright)

Per avere un parametro di densità Ω_0 vicino a 1 oggi, doveva essere *estremamente* vicino a 1 durante il Big Bang (figura 4.3). In altre parole, la densità dell'universo primordiale era quasi esattamente uguale alla densità critica.

Le equazioni per un universo in espansione mostrano che qualsiasi deviazione dall'esatta uguaglianza (alla densità critica ρ_c) sarebbe cresciuta come un fungo in una frazione di secondi. Se la densità media di massa fosse stata leggermente meno di ρ_c , l'universo si sarebbe espanso così rapidamente che la materia non si sarebbe mai aggregata per formare le galassie. Senza le galassie, non esisterebbero le stelle e i pianeti, e gli umani non esisterebbero per farsi delle domande sulle origini dell'universo. Se dall'altra parte, la densità media di massa fosse stata leggermente maggiore di ρ_c , l'universo sarebbe diventato presto strettamente concentrato di materia. In tale caso, l'attrazione gravitazionale di questa materia avrebbe già fatto (da tanto tempo) collassare l'intero universo in un Big Bang al contrario, un "Big Crunch", e anche in questo caso gli umani non si sarebbero evoluti.

In altre parole, subito dopo il Big Bang, il destino dell'universo era in bilico. La più piccola deviazione dalla precisa uguaglianza $\rho_0 = \rho_c$ si avrebbe rapidamente proiettato l'universo fuori dal caso speciale $\Omega_0 = 1$. Se ci fosse stata una tale deviazione, non saremo qui per contemplare la natura dell'universo.

Fortunatamente, il nostro universo è composto di galassie, stelle, pianeti e gli umani esistono, il Big Crunch non è accaduto e Ω_0 è vicino a 1. Questo ci dice che la densità dell'universo immediatamente dopo il Big Bang doveva essere uguale alla densità critica con un incredibile accuratezza. Per avere uno spazio così piatto come è oggi, il valore di ρ_0 subito dopo il Big Bang doveva essere uguale a ρ_c con 50 numeri decimali!

Che cosa poteva succedere durante i primi istanti dell'universo per assicurare che ρ_0 sia uguale a ρ_c a questo stupefacente livello di precisione? Poiché $\rho_0 = \rho_c$ significa che lo spazio è piatto, quest'enigma è chiamato **il problema della piattezza**.

4.1.3 Risolvere i problemi: il modello con inflazione

All'inizio degli anni 1980 una soluzione notevole è stata proposta a entrambi i problemi: isotropia e piattezza. Lavorando indipendentemente Alexei Starobinsky (Landau Institute of Theoretical Physics, Mosca) e Alan Guth (Stanford University) suggerirono che l'universo abbia sperimentato un breve periodo di **inflazione**, o estremamente rapida espansione, poco dopo il tempo di Planck. Durante questo **periodo inflazionistico**, l'universo si espanse in tutte le direzioni di un fattore di 10^{50} . Quest'epoca di drammatica espansione potrebbe essere durata solo 10^{-32} secondi (figura 4.4).

Il modello dell'inflazione spiega non solo perché il fondo cosmico a micro-onde è così uniforme, ma anche come le stelle, le galassie e gli umani possono esistere

L'inflazione rende conto dell'isotropia del fondo cosmico a micro-onde. Durante il periodo inflazionistico, la maggior parte del materiale che si trovava vicino alla nostra posizione fu spostata a distanze tremendi. Negli ultimi 13.7 miliardi di anni, il nostro

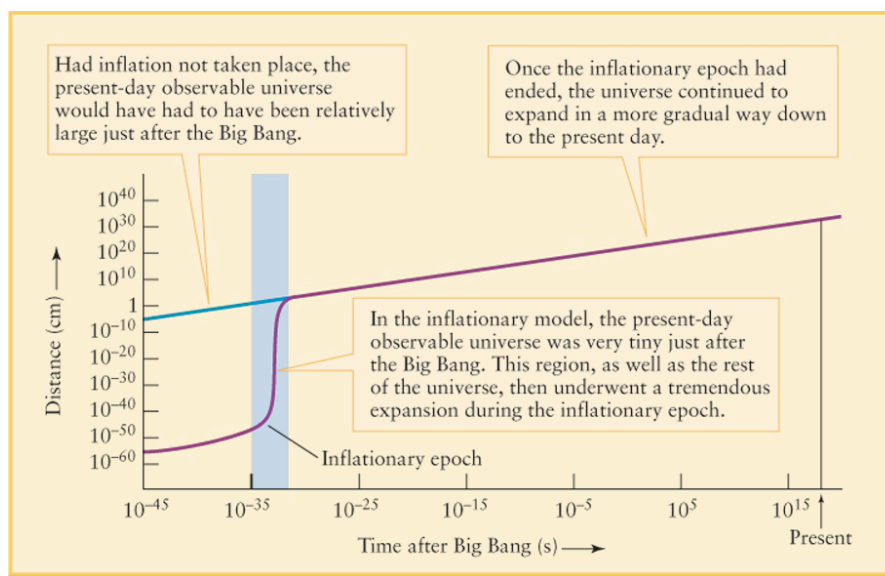


FIGURA 4.4— L'universo osservabile con e senza l'inflazione. Secondo il modello inflazionistico (mostrato in rosso) l'universo si espanse di un fattore 10^{50} poco dopo il Big Bang. Questa crescita di dimensione accadde durante un brevissimo periodo di tempo, come indicato dalla striscia verticale sul grafico. La linea blu mostra la dimensione proiettata dell'universo attuale osservabile poco dopo il Big Bang, se l'inflazione non fosse accaduta (Credito: A. Guth)

orizzonte cosmico di luce si è espanso, così possiamo vedere la radiazione proveniente da queste regioni distanti. Quindi quando esaminiamo micro-onde provenienti da parte opposte del cielo, vediamo radiazione da parte dell'universo che erano originariamente in contatto intimo una con l'altra. Quest'origine comune è il motivo perché tutte le parti del cielo hanno quasi esattamente la stessa temperatura.

ANALOGIA Un'epoca inflazionistica può anche rendere conto della piattezza dell'universo. Per vedere perché, pensate ad una piccola porzione della superficie terrestre, come il vostro giardino. È praticamente impossibile notare la curvatura terrestre su una scala così piccola e il vostro giardino sembra piatto. In modo simile l'universo osservabile è una così piccola parte dell'intero universo inflazionato che ogni curvatura globale in esso è virtualmente impercettibile (figura 4.5). Come il vostro giardino, la parte dell'universo che possiamo osservare sembra piatto.

ATTENZIONE È importante notare che il concetto dell'inflazione non viola la teoria della relatività, in particolare che niente può viaggiare più veloce della luce. Ricordatevi che l'espansione dell'universo è l'espansione dello spazio stesso, non il moto degli oggetti attraverso lo spazio. Durante il periodo inflazionistico la distanza tra le particelle aumentò enormemente, ma questo era dovuto completamente ad una vigorosa *espansione dello spazio stesso*. Le particelle non si mossero nello spazio; lo spazio stesso inflazionò.

Il modello dell'inflazione spiega anche altri aspetti dell'universo, come la polarizzazione della radiazione del fondo cosmico.

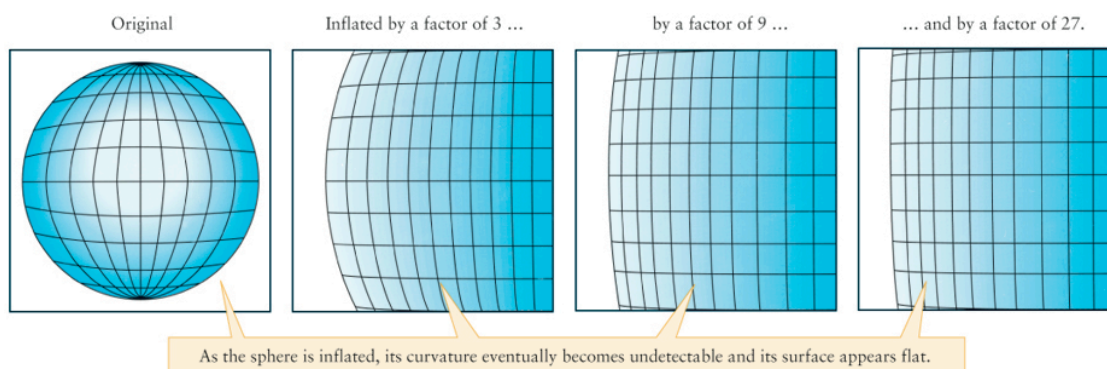


FIGURA 4.5— L'inflazione risolve il problema della piattezza. Questa sequenza di disegni mostra come l'inflazione può produrre una geometria localmente piatta. In ogni successiva cornice, la sfera è stata inflazionata di un fattore 3 (e il numero di linee della rete sulla sfera è aumentato dallo stesso fattore). Notate come la curvatura della superficie rapidamente diventa impercettibile a scala dell'illustrazione. (Credito: A. Guth, P. Steinhardt)

4.2 L'inflazione è uno dei diversi cambiamenti profondi dell'universo iniziale

Se l'universo ha attraversato un episodio di estrema inflazione, che cosa avrebbe potuto provocarlo? Pensiamo che l'inflazione fu uno dei eventi rimarchevoli durante i primi 10^{-12} secondi dopo il Big Bang. In ognuno di questi eventi c'è stato una trasformazione fondamentale delle proprietà basilari della fisica dell'universo. Per capire che cosa accadde durante questo brevissimo momento di tempo, quando l'universo era un mare bollente e denso di particelle ad alta velocità e energetici fotoni in collisione l'un l'altro, dobbiamo prima capire come le particelle interagiscono ad altissime energie.

4.2.1 Le forze fondamentali della natura

Solo *quattro* forze – gravitazione, elettromagnetismo e le forze nucleari forte e debole – spiegano tutte le interazioni nell'universo. Di queste forze, la gravità è la più familiare (figura 4.6a). Essa è una forza di ampio raggio che domina l'universo a scala astronomica. La forza elettromagnetica è anche una forza di ampio raggio, ma è intrinsecamente molto più intensa che la forza gravitazionale. Per esempio, la forza elettromagnetica tra un elettrone e un protone è circa 10^{39} volte più intensa che la forza gravitazionale tra queste due particelle. Questo è il motivo per cui è la forza elettromagnetica, non la forza gravitazionale, a mantenere gli elettroni in orbita attorno al nucleo nei atomi.

Non osserviamo in generale effetti di ampio raggio della forza elettromagnetica, perché esiste di solito una carica elettrica negativa per ogni carica positiva e un polo magnetico sud per ogni polo nord magnetico. Quindi in grandi volumi di spazio gli effetti dell'elettromagnetismo in realtà si cancellano. Nessuna cancellazione simile accade per la gravitazione perché non esiste un equivalente di "massa negativa". Questo spiega perché la forza che mantiene la Terra in orbita attorno al Sole è gravitazionale, e non elettromagnetica.

La **forza nucleare forte** tiene i protoni e i neutroni insieme all'interno del nucleo atomico (figura 4.6b). Essa è una forza a *corto raggio*: la sua influenza si estende solo

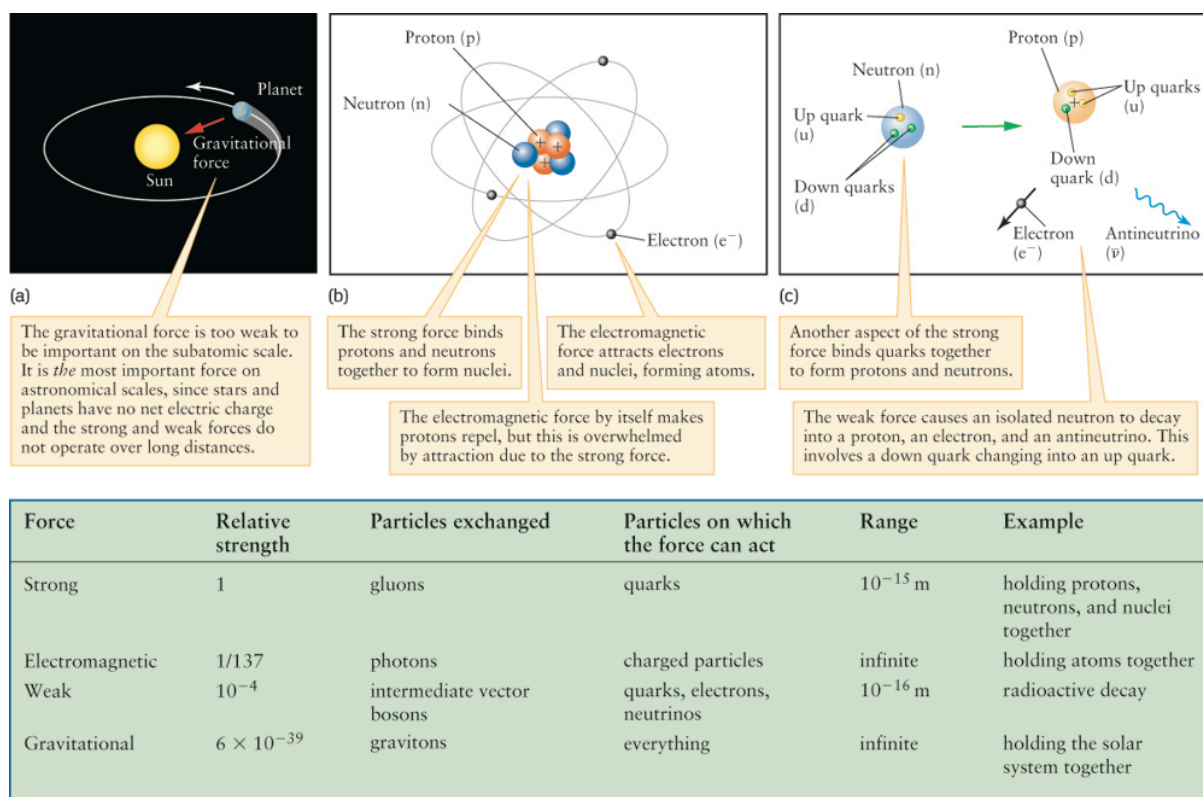


FIGURA 4.6— Le quattro forze. (a) La gravitazione è dominante sulla scala di pianeti, sistemi stellari e galassie, mentre (b), (c) la forza nucleare forte, elettromagnetica e nucleare debole hanno autorità sulla scala atomica.

su distanze minore di 10^{-15} m, circa il diametro di un protone. Senza la forza nucleare forte, i nuclei si disintegrerebbero dovuto alla repulsione elettromagnetica dei protoni positivamente carichi. Infatti la forza nucleare forte supera la forza elettromagnetica all'interno del nucleo.

La **forza nucleare debole**, anche una forza a corto raggio, è all'opera in certi tipi di decadimento radioattivo (figura 4.6c). Un esempio è la trasformazione di un neutrone (n) in un protone (p) in cui un elettrone è rilasciato insieme ad una particella quasi senza massa chiamata antineutrino ($\bar{\nu}$):

$$n \rightarrow p + e^{-} + \bar{\nu}$$

Numerosi esperimenti in fisica nucleare dimostrano che il protone e il neutrone sono composti di particelle più elementari chiamati **quark**, di cui la varietà più comune è il quark "up" (u) e il quark "down" (d). Un protone è composto di due quark up e un quark down ($p = uud$).

Negli anni 1970 il concetto di quark ha portato ad una svolta nella nostra comprensione delle forze nucleari forte e debole. La forza nucleare forte mantiene i quark insieme, mentre la forza nucleare debole è all'opera ogni volta che un quark da una varietà verso un'altra. Per esempio, quando un neutrone decade in un protone, uno dei quark

down del neutrone cambia in un quark up come mostrato sulla figura 4.6c. Quindi la forza nucleare debole è responsabile per le trasformazioni come

$$d \rightarrow u + e^- + \bar{\nu}$$

Negli anni 1940 i fisici Richard P. Feynman e Julian S. Schwinger (lavorando indipendentemente negli Stati Uniti) e Sin-Itiro Tomonaga (in Giappone) riuscirono a sviluppare una descrizione di che cosa intendiamo con "forza". Concentrando la loro attenzione sulla forza elettromagnetica, hanno provato a descrivere esattamente quello che succede quando due particelle cariche interagiscono. Secondo la loro teoria, oggi chiamata **elettrodinamica quantistica** (QED), le particelle cariche interagiscono scambiando fotoni che non possono essere osservati direttamente, perché esistono per estremamente brevi periodi di tempo. (Parleremo di tali fotoni *virtuali* nel paragrafo 4.3).

Ricerche sperimentale e teorica sulle forze fondamentali della natura ci aiutano a capire l'evoluzione del cosmo

QED si è rivelata essere la teoria della fisica moderna più coronata di successo. Essa descrive con notevole precisione molti dettagli delle interazioni elettromagnetiche tra particelle cariche. Inspirato da questi successi, i fisici hanno provato a sviluppare teorie simili per le altre tre forze. In queste teorie, la forza nucleare debole accade quando particelle scambiano **bosoni intermediari**, la forza gravitazionale accade quando scambiano **gravitoni** e i quark sono incollati assieme scambiando **gluoni**. La tavola della figura 4.6 riassume queste caratteristiche delle quattro forze fondamentali.

4.2.2 Teorie unificate delle forze fondamentali

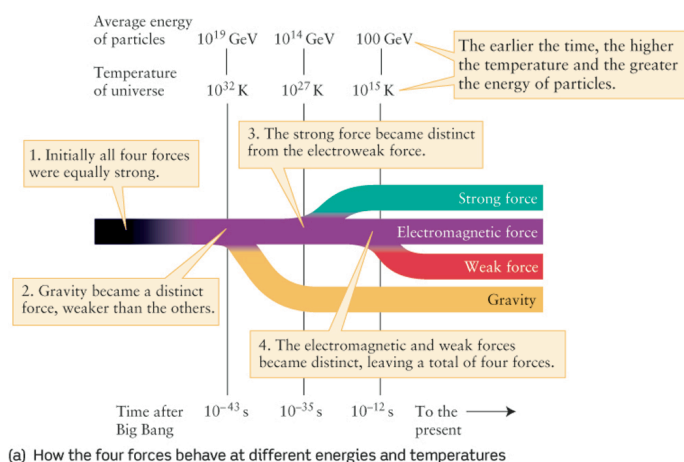
I fisici hanno fatto importanti progressi nella comprensione della forza nucleare debole durante gli anni 1970. Steven Weinberg, Sheldon Glashow e Abdus Salam propose una teoria con tre tipi di bosoni intermediari, che sono scambiati in diverse manifestazioni della forza nucleare debole. Questi bosoni furono scoperti in esperimenti al CERN dal team di Carlo Rubbia negli anni 1980, dando grande appoggio a questa teoria.

Una predizione sorprendente della teoria di Weinberg–Glashow–Salam è che la forza nucleare debole deve essere identica alla forza elettromagnetica per particelle con energia superiore a 100 GeV (10^9 elettrone-Volt). In altre parole quando le particelle sono sbattute una contro l'altra con un'energia totale superiore a 100 GeV, allora le interazioni elettromagnetiche diventano indistinguibili dalle interazioni deboli. Diciamo che sopra 100 GeV, la forza elettromagnetica e la forza nucleare debole sono "unificate" in una sola forza **elettrodebole**.

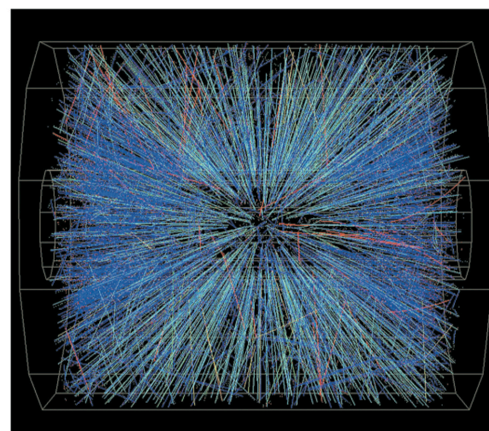
L'unificazione accade perché i tre tipi di bosoni intermediari si comportano come dei fotoni sopra 100 GeV. A tali altissime energie queste tre particelle perdono la loro massa e la forza nucleare debole diventa una forza ad ampio raggio con la stessa intensità intrinseca dell'elettromagnetismo. I fisici descrivono questa somiglianza dicendo che la "simmetria" è ristabilita sopra 100 GeV.

Nel mondo attorno a noi tuttavia, le energie tipiche con cui le particelle interagiscono sono molto più basse, nell'ordine di 1 eV o meno. Sotto i 100 GeV, i bosoni intermediari si comportano come particelle massicce, ma i fotoni si comportano senza massa. Poiché bosoni intermediari e fotoni non sono simili a basse energie, diciamo che la "simmetria" è rotta sotto 100 GeV, motivo per cui le forze elettromagnetiche e deboli si comportano così diversamente nel mondo attorno a noi. Nel linguaggio della fisica, accade una **rottura spontanea della simmetria**.

Negli anni 1970, Glashow, Georgi, Pati e Salam proposero una **teoria della grande unificazione** (GUT) che predice che la forza nucleare forte diventa unificata con la debole e l'elettromagnetica a energie sopra 10^{14} GeV. In altre parole, se le particelle collidessero ad energie maggiore di 10^{14} GeV, le interazioni nucleare forte, debole e elettromagnetica diventerebbero tutte forze a ampio raggio e sarebbero indistinguibili una dall'altra.



(a) How the four forces behave at different energies and temperatures



(b) The result of a high-energy collision between gold nuclei

FIGURA 4.7— Unificazione delle quattro forze. (a) L'intensità delle quattro forze fondamentali dipende dall'energia delle particelle che interagiscono. Come mostra nello schema sopra, maggiore è l'energia, maggiore è la somiglianza delle forze. Anche incluso cui sono le temperature dell'universo e il tempo dopo il Big Bang, quando le intensità delle forze erano uguali. (b) Questa pioggia di particelle subatomiche è stato prodotto da una collisione tra due nuclei di oro, ognuno viaggiando a 99.995% della velocità della luce. L'energia per protone o neutrone era 100 GeV, vicino all'energia alla quale le forze elettromagnetiche e nucleare debole diventano unificate. (Credito: Brookhaven National Laboratory)

Molti fisici sospettano tutte le quattro forze possono essere unificate ad energie maggiore di 10^{19} GeV (figura 4.7a). Cioè se le particelle dovessero collidere a queste colossali energie, non ci sarebbe più nessuna differenza tra le forze gravitazionali, elettromagnetiche, nucleare forte e debole. Tuttavia nessun ancora è riuscito a risolvere i dettagli di una tale **teoria della super-grande unificazione**, anche a volte chiamata **teoria del tutto**.

I fisici usano gli acceleratori di particelle per esaminare l'unificazione delle forze deboli e elettromagnetiche lanciando particelle una contro l'altra con energie attorno a 100 GeV (figura 4.7b). Non c'è probabilmente nessuna speranza tuttavia di costruire macchine capaci di fare collidere le particelle con energie di 10^{19} GeV. Può darsi quindi che verificare direttamente in un laboratorio le teorie delle grande e super-grande

unificazioni sia impossibile. Tuttavia l'universo immediatamente dopo il Big Bang era così caldo e le sue particelle si muovevano così velocemente che entravano in collisione con energie nell'ordine di 10^{19} GeV. L'evoluzione dell'universo durante i suoi primi istanti è quindi diventato un laboratorio per verificare alcune delle teorie più eleganti e sofisticate della fisica.

4.2.3 Le forze fondamentali nell'universo primitivo

La figura 4.7a mostra come le varie forze cambiarono durante la prima frazione di secondo dopo il Big Bang. Prima del tempo di Planck (da $t=0$ a $t=10^{-43}$ s), le particelle entravano in collisione con energie maggiori di 10^{19} GeV e tutte le forze erano unificate. Poiché non abbiamo una teoria del tutto che descriva correttamente il comportamento della gravità, restiamo ignoranti di quello che succede durante i primi 10^{-43} secondi dell'esistenza dell'universo. Sappiamo tuttavia che alla fine del tempo di Planck, l'espansione e il raffreddamento dell'universo sia stato la causa della caduta dell'energia delle particelle al valore di 10^{19} GeV. Ad energie minori di questa, si pensa che la gravità non sia più unita con le altre tre forze.

Nel linguaggio della fisica, a $t = 10^{-43}$ s, c'è stato una rottura spontanea di simmetria in cui la gravità è stato "congelata" dal resto della zuppa calda che riempiva tutto l'universo. In una tale zuppa l'energia tipica di una particella (E) è legata alla temperatura (T) da $E = kT$, dove k è la costante di Boltzmann (circa 10^{-4} eV/K o 10^{-13} GeV/K. Quindi la temperatura dell'universo era 10^{32} K quando la gravità emerse come una forza separata.

Mentre l'universo si espandeva, la sua temperatura diminuiva e anche l'energia delle particelle diminuiva. Al tempo $t = 10^{-35}$ s, l'energia delle particelle nell'universo era caduta a 10^{14} GeV, che corrisponde ad una temperatura di 10^{27} K. Ad energie e temperature sotto questo valore, la forza nucleare forte non è più unificata con l'elettromagnetica e la forza nucleare debole. Quindi a $t = 10^{-35}$ s, ci fu una seconda rottura spontanea di simmetria, in cui la forza nucleare forte "si congelò".

Si pensa che l'epoca inflazionistica inizi a questo punto. I fisici ipotizzano che prima che la forza nucleare forte si separi dalla forza elettro-debole, l'universo si trovava in uno stato instabile chiamato **falso vuoto**. In questo stato, i fisici ipotizzano che l'energia associata con una quantità chiamata *campo inflatone* aveva un valore non zero (figura 4.8a). Come lo spazio attorno a una calamite è permeato da un campo magnetico, si pensa che l'intero universo è permeato da un campo inflatone. Questo stato era instabile nello stesso senso di una palla appoggiata sulla cima di un cono appuntito: la palla rimane sulla cima se non è disturbata, ma rotolerà giù anche se lievemente disturbato. In un modo analogo, si pensa che al momento che la forza nucleare forte e la forza elettro-debole si separarono, l'universo "rotolasse giù" verso il vero vuoto, uno stato di energia più bassa. La transizione dell'universo verso il vero vuoto rilasciò energia che causò la tremenda espansione dell'universo in un breve intervallo di tempo (figura 4.7b). Al tempo in cui l'epoca inflazionistica è finita, circa 10^{-32} secondi dopo il Big Bang, la scala dell'universo si era espanso di un fattore 10^{50} .

La rapida espansione dell'universo diede luogo anche ad un rapido raffreddamento. Alla fine dell'epoca inflazionistica la temperatura dell'universo era caduta a circa 3

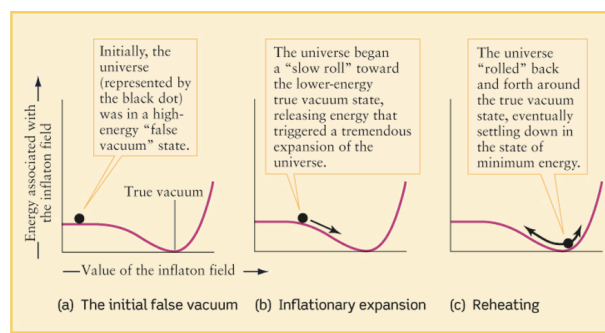


FIGURA 4.8— Inflazione: Transizione da un falso vuoto verso un vero vuoto. (a) Si pensa che l'energia del vuoto sia determinata dal valore di una quantità chiamata campo inflatone. Come mostrato dalla curva rossa, quest'energia è al suo minimo per un certo valore di questo campo. Lo stato di più bassa energia è chiamato il vero vuoto. (b) L'inflazione è associata con la transizione che l'universo fa a partire dal suo stato iniziale di falso vuoto verso uno stato di vero vuoto. Quest'espansione impiegò un tempo di 10^{-32} secondi, durante il quale l'universo si raffreddò fino a una temperatura di 3K. (c) Mentre l'universo si stabilizzò nello stato di vero vuoto, un'energia venne rilasciata che riscaldò l'universo fino a una temperatura di 10^{12} K.

K, più o meno la stessa temperatura che la radiazione di fondo cosmica ha oggi. Quando alla fine l'universo si sistemò nel suo stato d'equilibrio di vero vuoto, una quantità aggiuntiva fu rilasciata che andò in un *riscaldamento* dell'universo ad una temperatura di 10^{27} K – circa la stessa che aveva prima che l'inflazione iniziasse (figura 4.8c). Quindi l'inflazione causò l'universo ad espandersi tremendamente mentre non ebbe effetto sulla sua temperatura.

Dopo la fine dell'epoca inflazionistica a $t = 10^{-32}$ s, l'universo continuò ad espandersi e a raffreddarsi a un ritmo molto più calmo. A $t = 10^{-12}$ s, la temperatura dell'universo si era abbassato a 10^{15} K, l'energia delle particelle era caduto a 100 GeV e ci fu un'ultima rottura spontanea di simmetria e "congelamento" che separò la forza elettromagnetica dalla forza nucleare debole. Da questo momento in poi, tutte le quattro forze hanno interagito con le particelle essenzialmente come lo fanno oggi.

4.2.4 Disaccordo miscidiali tra Lambda e la densità del vuoto

4.3 Durante l'inflazione tutta la massa e l'energia nell'universo scattò dal vuoto

L'inflazione fu un breve ma stupenda espansione dell'universo poco tempo dopo l'inizio del tempo. I fisici si rendono conto oggi che l'inflazione aiuta a spiegare da dove vengono tutta la materia e la radiazione nell'universo. Per capire come una violenta espansione dello spazio potesse creare particelle, dobbiamo prima capire che la meccanica quantistica ci insegna sullo spazio.

4.3.1 Meccanica quantistica e il principio di incertezza di Heisenberg

La **meccanica quantistica** è la branca della fisica che spiega il comportamento delle natura a scala atomica e più piccola. Per esempio, la meccanica quantistica ci insegna

come calcolare la struttura degli atomi e le interazioni tra nuclei atomici. **La fisica delle particelle elementari** è la branca della fisica quantistica che tratta delle particelle subatomiche individuali e delle loro interazioni, che includono le forze nucleari forti, nucleari deboli, elettromagnetiche discusse nel paragrafo 4.2.

Il mondo submicroscopico delle meccanica quantistica è significativamente diverso del mondo quotidiano attorno a noi. Nel mondo ordinario, non abbiamo nessun problema a sapere dove sono le cose; sapete dove è la vostra casa, dove è questo libro, ecc. Nel mondo subatomico degli elettroni e dei nuclei, non possiamo più parlare con la stessa certezza. Un certa quantità di "sfocatura", o di incertezza, entra nella descrizione della realtà alla scala incredibilmente piccola del mondo quantistico.

Per apprezzare i motivi di quest'incertezza, immaginate di dover misurare la posizione di un solo elettrone. Per trovare dove si trova, dovete osservarlo. E per osservarlo dovete illuminare con la luce. Tuttavia l'elettrone è così piccolo e ha una massa così piccola che i fotoni nel vostro raggio di luce hanno abbastanza energia per dare un colpo tremendo all'elettrone. Appena un fotone colpisce l'elettrone, esso balza indietro in qualche direzione imprevedibile. Di conseguenza, malgrado che provate a misurare accuratamente la posizione dell'elettrone, necessariamente introdurrete qualche incertezza sulla velocità di quest'elettrone.

Queste idee sono alla base del **principio di incertezza di Heisenberg**, per primo formulato nel 1927 dal fisico tedesco Werner Heisenberg, uno dei fondatori della fisica quantistica. Questo principio stabilisce che esiste una reciproca incertezza tra la posizione e la quantità di moto (uguale al prodotto velocità per massa della particella). Più cercate di misurare con precisione la posizione di una particella, più incerta diventate sulla sua velocità, e viceversa. Queste restrizioni non sono il risultato di errori nelle misure, ma sono limitazioni fondamentali imposte dalla natura dell'universo.

Esiste un'incertezza analoga tra l'energia e il tempo. Non si può conoscere l'energia di un sistema con infinita precisione ad ogni istante. Sull'arco di corti intervalli di tempo, può esistere una grande incertezza sulle quantità di energia nel mondo subatomico. Nello specifico, sia ΔE la più piccola incertezza in energia misurata in un corto intervallo di tempo Δt .

Principio di incertezza di Heisenberg per l'energia e il tempo:

$$\Delta E \cdot \Delta t = \frac{h}{2\pi}$$

ΔE = incertezza in energia

Δt = intervallo di tempo su cui l'energia è misurata

h = costante di Planck = $6.625 \cdot 10^{-34}$ J s

Quest'equazione stabilisce che più corto è l'intervallo di tempo Δt , maggiore è l'incertezza sull'energia ΔE per assicurare che il prodotto $\Delta E \cdot \Delta t$ sia uguale a $h/2\pi$.

Vi può sembrare che il principio di incertezza di Heisenberg sia solo una limitazione sfortunata della nostra capacità di sapere tutto con infinita precisione. Ma in realtà, questo principio fornisce delle intuizioni sorprendenti.

4.3.2 Creazione spontanea di materia e antimateria

Una delle conclusioni più importanti della teoria della relatività ristretta è l'equivalenza di massa e energia: $E = mc^2$. Non c'è niente di incerto sulla velocità della luce c che è una costante assoluta, quindi ogni incertezza nell'energia di un sistema fisico può essere attribuito ad un'incertezza Δm nella massa. Quindi

$$\Delta E = \Delta m \cdot c^2$$

Combinando quest'espressione con l'equazione precedente, otteniamo

Principio di incertezza di Heisenberg per la massa e il tempo:

$$\Delta m \cdot \Delta t = \frac{h}{2\pi c^2}$$

Δm = incertezza in massa

Δt = intervallo di tempo su cui la massa è misurata

h = costante di Planck = $6.625 \cdot 10^{-34}$ J s

c = velocità della luce = $3 \cdot 10^8$ m/s

La fisica quantistica rivela che lo spazio "vuoto" non è proprio vuoto, ma pullula di particelle e antiparticelle che appaiono e spariscono.

Questo risultato è stupefacente: significa che su un brevissimo periodo di tempo Δt , non possiamo essere sicuri di quanta materia c'è in un luogo dato, anche nello "spazio vuoto"! Durante questo brevissimo intervallo di tempo, la massa può apparire spontaneamente e sparire. Maggiore la quantità di materia (Δm) che appare spontaneamente, minore è l'intervallo di tempo (Δt) durante il quale può esistere prima di sparire nel nulla. Questa strana situazione è una conseguenza naturale della fisica quantistica.

Nessuna particella può apparire da sola però. Per ogni particella creata, c'è una seconda (quasi identica) antiparticella. In altre parole, quantità uguali di materia e **antimateria** vengono al mondo e poi svaniscono.

Malgrado il loro nome esotico, non c'è niente di terribilmente misterioso a proposito dell'antimateria. Una particella e la sua antiparticella sono identici in quasi tutti ambiti; la distinzione maggiore è che possiedono una carica elettrica opposta. Per esempio, un elettrone ordinario (e^-) ha una carica negativa; la corrispondente antiparticella ha la stessa massa ma una carica positiva, perciò è chiamata un **positrone** (e^+). Poiché le particelle e le antiparticelle vengono e spariscono a coppia, la carica totale dell'universo rimane costante. Le particelle che non ha carica elettrica possono anche avere una

corrispondente antiparticella. Un esempio è il neutrino (ν) con la particella corrispondente, l'antineutrino ($\bar{\nu}$). L'antineutrino è anche neutro elettricamente, ma è diverso dal neutrino avendo valori opposte per altre, più sottili proprietà fisiche (come lo spin).

Una coppia particelle e antiparticella dura solo per un tempo incredibilmente breve. Per esempio, consideriamo un elettrone ed un positrone, ognuno con una massa di $9.11 \cdot 10^{-31}$ kg. Se riscriviamo il principio d'incertezza di Heisenberg per la massa e il tempo e calcoliamo Δt con una massa combinata di $2 \cdot 9.11 \cdot 10^{-31}$, troviamo che la coppia elettrone - positrone spontaneamente creata può durare per un tempo

$$\Delta t = \frac{1}{\Delta m} = \frac{h}{2\pi c^2} = 6.43 \cdot 10^{-22} \text{ s}$$

In altre parole un elettrone e un positrone possono spontaneamente apparire e dopo sparire senza violare nessuna legge della fisica – ma possono esistere per non più di $6.43 \cdot 10^{-22}$ s. Più massiccia la particella, meno tempo può esistere. Per esempio ha una massa 2000 volte superiore di quella dell'elettrone. Perciò coppie di protoni e antiprotoni possono apparire e sparire spontaneamente, ma possono esistere solo 1/2000 del tempo di vita delle coppie di elettroni e positroni.

4.3.3 Coppie virtuali

La creazione spontanea può accadere (e infatti lo fa) assolutamente dappertutto e in qualsiasi momento, non solo nelle condizioni particolari dell'universo primordiale. Sta accadendo in questo preciso momento nello spazio tra il libro e i vostri occhi. La fisica quantistica ci dice che quando un processo fisico non è strettamente proibito, allora deve accadere. Coppie di ogni tipo di particelle e antiparticelle sono costantemente create e distrutte in ogni punto dell'universo. Tuttavia non abbiamo nessun modo di osservare queste coppie direttamente senza violare il principio di incertezza. Per questo motivo si chiamano **coppie virtuali**. Non esistono "realmente" nello stesso senso delle altre particelle ordinarie; esistono virtualmente. Le particelle che sono scambiate nelle quattro forze fondamentali (vedere sezione 4.2) sono anche particelle virtuali.

Malgrado che le coppie virtuali di particelle e antiparticelle non possono essere osservate direttamente, i loro effetti sono stati osservati. Immaginate per esempio un elettrone in orbita attorno al nucleo di un atomo, come quello dell'atomo d'idrogeno. Idealmente l'elettrone dovrebbe seguire la sua orbita in un modo liscio e imperturbato. Tuttavia, dovuto alla breve apparizione e sparizione di coppie di particelle e antiparticelle, minuscoli campi elettrici esistono per brevissimi periodi di tempo. Questi piccoli ed effimeri campi elettrici fanno tremolare gli elettroni leggermente sulla loro orbita. Questi tremoli producono piccoli cambiamenti di energia delle varie orbite dell'elettrone nell'atomo d'idrogeno, che si manifestano come un minuscolo spostamento nelle lunghezze d'onda delle righe spettrali.

Questo spostamento è stato misurato per la prima volta nel 1947 dai fisici americani Willis Lamb e R. C. Retherford ed è conosciuto oggi come lo **spostamento Lamb**. Questo spostamento Lamb fornisce un supporto potente all'idea che ogni punto dello spazio, attraverso tutto l'universo, pullula di coppie virtuali di particelle e antiparticelle.

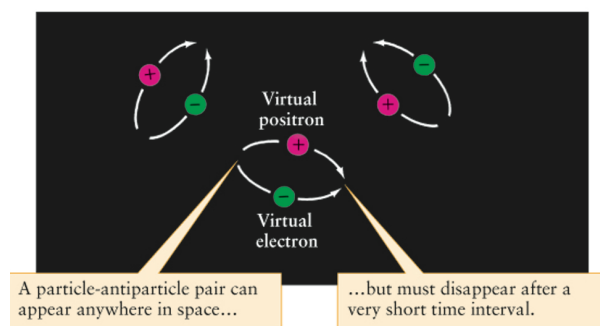


FIGURA 4.9— Coppie virtuali. Coppie di particelle e antiparticelle possono apparire e sparire dappertutto nello spazio a condizione che queste coppie esistono solo per un brevissimo intervallo di tempo, come descritto dal principio di incertezza. In questo disegno, gli elettroni sono mostrati in verde e i positroni in rosso.

le. In questo senso, lo "spazio vuoto" non è affatto vuoto. La figura 4.9 rappresenta la costante apparizione e sparizione di particelle e antiparticelle.

In alcune circostanze particolari le coppie virtuali di particelle possono diventare coppie *reali* di particelle e antiparticelle, un fenomeno chiamato **produzione di coppie**. È risaputo da anni che i raggi gamma ad altissima energia possono convertire la loro energia in una coppia di particelle e antiparticelle. Molto semplicemente il raggio gamma sparisce dopo "collisione" con un secondo fotone e la particella e l'antiparticella appare al suo posto. Queste particelle e antiparticelle provengono dall'ampio serbatoio di particelle virtuali della natura. I raggi gamma forniscono così tanta energia alla coppia virtuale che essa può apparire come particelle reali nel mondo reale.

La produzione di coppie è comunemente osservato nei esperimenti ad alta energia della fisica nucleare (figura 4.7b). In questo modo i fisici possono "costruire" specie esotiche di particelle e antiparticelle. L'unico prerequisito è che il bilancio della natura deve essere rispettato: per creare una particella e un antiparticella con una massa totale M , i fotoni a raggi gamma entranti devono possedere un'energia che è maggiore o uguale a Mc^2 . Se i fotoni portano non abbastanza energia (meno di Mc^2), la produzione di coppie non avverrà. Nello stesso modo, maggiore sarà l'energia dei fotoni, maggiore sarà la massa delle particelle e antiparticelle formate. La figura 4.10a mostra il processo di produzione di coppie. La figura 4.10b mostra il processo inverso chiamato **annichilamento**, nel quale una particella e un antiparticella entrano in collisione l'una con l'altra e sono convertite in raggi gamma ad alta energia.

Attorno agli anni 80, i fisici cominciarono ad applicare queste idee alla creazione dell'universo. Durante l'epoca dell'inflazione, lo spazio si espandeva con un vigore "esplosivo". Come abbiamo visto, tutto lo spazio è riempito da coppie virtuali di particelle e antiparticelle. Normalmente, una particella e la sua antiparticella non hanno nessun problema tornare insieme in un intervallo di tempo (Δt) corto abbastanza per essere in accordo con il principio di incertezza di Heisenberg. Durante l'inflazione però l'universo si espande così velocemente che le particelle furono rapidamente separate dalle loro corrispondente antiparticelle. Private dall'opportunità di ricombinarsi, queste particelle virtuali dovevano diventare particelle *reali* nel mondo reale. In questo mo-

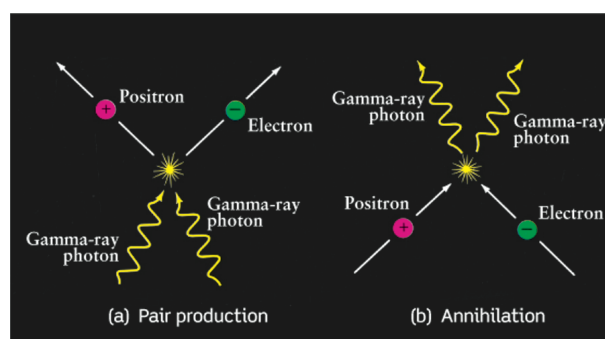


FIGURA 4.10— Produzione e annichilimento. (a) Coppie di particelle virtuali possono essere convertite in particelle reali da fotoni gamma ad alta energia. In quest'illustrazione un elettrone (mostrato in verde) e un positrone (mostrato in rosso) sono prodotti. Questo processo può accadere solo se l'energia combinata dei due fotoni è maggiore di Mc^2 , dove M è la massa combinata dell'elettrone e del positrone. (b) In modo analogo una particella e una antiparticella possono annichilirsi una l'altra ed essere trasformati in energia nella forma di raggi gamma.

do, l'universo fu inondato da particelle e antiparticelle create dalla violenta espansione dello spazio (figura 4.11).

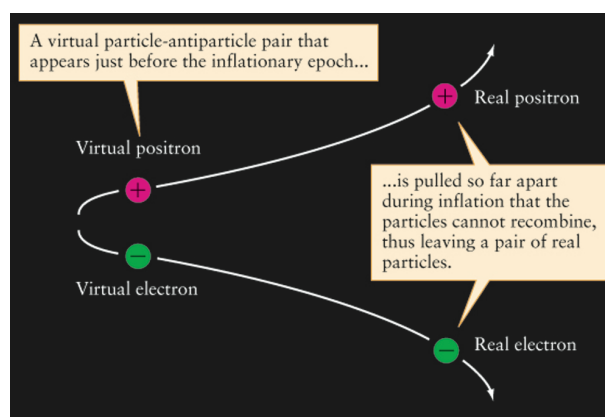


FIGURA 4.11— Inflazione: Da particelle virtuali a particelle reali. L'universo si espanse con un tale vigore durante l'inflazione che i membri delle coppie particelle-antiparticelle non potevano trovarsi avvicina. Come risultato queste particelle virtuali e antiparticelle diventarono particelle e antiparticelle reali.

4.4 Mentre l'universo primordiale si espande e si raffredda

Appena l'inondazione di materia e antimateria apparve nell'universo, le collisioni tra particelle e antiparticelle cominciarono a produrre raggi gamma ad alta energia. Mentre questi raggi entrarono in collisione, si trasformarono presto nelle particelle e antiparticelle da cui provenivano. Come risultato, il tasso di produzione di coppie diventò presto uguale al tasso di annichilamento. Per esempio, per ogni elettrone e positrone che si annichiliscono avvicina per creare dei raggi gamma (figura 4.10b), due raggi gamma entrano in collisione da qualche altra parte per produrre un elettrone e un positrone (figura 4.10a). In altre parole le reazioni di annichilamento e produzione di coppie

proseguirono con uguale vigore, cioè un uguale numero di particelle e di antiparticelle fu creato e fu distrutto.

Mentre l'universo continuò di espandersi, tutti fotoni raggi gamma diventarono sempre più redshiftati. Come risultato la temperatura del campo di radiazione crollò. Dovuto alla loro frequente interazione, la radiazione e le particelle di tutti tipi erano in **equilibrio termico**: Tutte le particelle, inclusi i fotoni, erano alla stessa temperatura. Quindi mentre la temperatura della radiazione diminuiva, la temperatura delle particelle dei vari tipi diminuiva anche.

4.4.1 Dal confinamento dei quark, all'annichilamento particelle–antiparticelle.

Il primo cambiamento nella popolazione delle particelle e antiparticelle accadde a $t = 10^{-6}$ s, quando la temperatura era 10^{13} K e le particelle entravano in collisione con un'energia di circa 1 GeV. Prima di quest'epoca, le particelle entravano in collisione così violentemente che i protoni e neutroni individuali non potevano esistere, essendo in continuazione frammentati in quark. Dopo quest'epoca, appropriatamente chiamata il periodo di **confinamento dei quark**, i quark furono alla fine capaci di rimanere attaccati uno con l'altro ed di essere confinati all'interno di protoni e neutroni individuali.

La radiazione del fondo cosmico che vediamo oggi fu prodotta da un vasto mare di particelle e antiparticelle dell'universo primordiale.

Mentre l'universo continuava ad espandersi, alla fine le temperature diventarono così basse che i raggi gamma non avevano più abbastanza energia per creare particolari tipi di particelle e antiparticelle. Diciamo che la temperatura è scesa sotto la **temperatura di soglia** di questa particella particolare. Le collisioni tra questo tipo di particelle e antiparticelle continuarono ad aggiungere fotoni al fondo di radiazione cosmica, ma le collisioni tra fotoni non potevano più rifornire in particelle e antiparticelle.

Allo stesso tempo che il confinamento dei quark divenne possibile permettendo l'apparizione dei protoni e dei neutroni, l'universo divenne anche più freddo della temperatura di soglia di 10^{13} K di entrambi protoni e neutroni. Niente più nuovi protoni e neutroni furono formati dalla produzione di coppie, ma l'annichilamento dei protoni da parte dei antiprotoni e dei neutroni da parte dei antineutroni continuò vigorosamente dappertutto nello spazio. Quest'annichilamento "all'ingrosso" drammaticamente abbassa il contenuto di materia (particelle e antiparticelle) dell'universo, mentre aumenta simultaneamente il contenuto di radiazione (fotoni).

Un po' più tardi, quando l'età dell'universo era circa 1 secondo, la sua temperatura era caduta sotto $6 \cdot 10^9$ K, la temperatura di soglia degli elettroni e positroni. Un simile annichilamento di coppie di elettroni e positroni abbassa ulteriormente il contenuto di materia dell'universo mentre aumenta quello di radiazione. Questo campo di radiazione che riempie tutto lo spazio è la *palla di fuoco primordiale* discussa nel paragrafo 3.6. Questa palla di fuoco, che dominerà l'universo per i prossimi 380'000 anni, quindi deriva la maggior parte della sua energia dall'annichilamento di particelle e antiparticelle durante il primo secondo dopo il Big Bang.

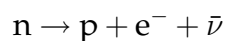
Adesso abbiamo un dilemma. Se ci fosse stata una perfetta simmetria tra particelle e antiparticelle, allora per ogni protone ci sarebbe stato un antiprotone. Nello stesso modo, per ogni elettrone, ci sarebbe stato un positrone. Di conseguenza, al momento in cui l'universo era vecchio di 1 secondo, ogni particella ci sarebbe annichilata da un'antiparticella, lasciando niente materia nell'universo.

Ovviamente questo non è avvenuto. I pianeti, le stelle e le galassie vediamo nel cielo sono fatte di materia, non antimateria. (Se ci fosse stato sostanziale quantità di antimateria nell'universo, si scontrerebbe con la materia ordinaria. Vedremmo allora copiosi quantità di raggi gamma emessi dal cielo intero. Mentre osserviamo qualche raggi gamma da varie luoghi nell'universo, non sono abbastanza numerosi e non dell'energia giusta per indicare la presenza di tanta antimateria.) Quindi ci doveva essere un eccesso di materia sull'antimateria immediatamente dopo il Big Bang, in questo modo il numero di particelle superò quello di antiparticelle.

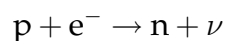
Possiamo stimare l'asimmetria tra materia e antimateria. Come notato nel paragrafo 3.6, ci sono circa 10^9 fotoni oggi nel fondo cosmico a microonde per ogni protone e neutrone nell'universo. Quindi per ogni 10^9 antiprotoni, ci dovevano essere 10^9 più 1 protoni, lasciando un protone sopravvissuto dopo annichilamento. In modo simile per ogni 10^9 positroni, ci dovevano essere 10^9 più 1 elettroni. Le teorie delle particelle elementari e delle loro interazioni predicono infatti una lieve preferenza per la materia sull'antimateria di una tale ordine.

4.5 Elio e neutrini: relitti della palla di fuoco primordiale

L'universo primordiale doveva essere popolata con vasti numeri di neutroni (ν) e le loro antiparticelle, gli antineutrini ($\bar{\nu}$). Queste particelle hanno una piccolissima massa, quindi la loro temperatura di soglia è molto bassa. Queste particelle prendono parte nelle reazioni nucleari che trasformano i neutroni in protoni e vice versa. Per esempio, un neutrone può decadere emettendo un elettrone e un antineutrino:



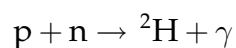
Questo decadimento radioattivo accadde rapidamente (il suo tempo di mezza vita è di circa 10 minuti), il che spiega perché non troviamo oggi neutroni liberi in giro da qualche parte nell'universo. Nelle prime 2 secondi dopo il Big Bang tuttavia neutroni furono anche creati da collisioni tra protoni ed elettroni:



Questa reazione manteneva il numero di neutroni approssimativamente uguale al numero di protoni. Quest'equilibrio fu mantenuto solo fino che le collisioni tra protoni e elettroni furono frequenti. Ma il numero di elettroni crollò di colpo quando la temperatura scese sotto $6 \cdot 10^9$ K e elettroni e positroni annichiliranno uno l'altro (paragrafo 4.4). Al momento che l'universo aveva 2 secondi di età, nessun nuovo neutrone si formò, la tendenza naturale dei neutroni a decadere prese il sopravvento e il numero di neutroni iniziò a diminuire.

4.5.1 Creazione dei primi nuclei

Prima che molti neutroni potessero decadere in protoni, essi cominciarono a combinarsi con protoni per formare nuclei. Nuclei di elio, il primo elemento più massiccio dell'idrogeno, consiste in sia due protoni e due neutroni (^4He), sia due protoni e un singolo neutrone (^3He). È estremamente improbabile che due protoni e uno o due neutroni dovessero simultaneamente entrare in collisione per formare un nucleo di elio. Invece i nuclei di elio sono costruiti in una serie di passi. Il primo passo è di avere un singolo protone e un singolo neutrone che si combinano per formare il deuterio (^2H), a volte anche chiamato "idrogeno pesante". Un fotone è emesso in questo processo, quindi scriviamo questa reazione come



Tuttavia la formazione del deuterio non porta immediatamente alla formazione dell'elio. Il problema è che i nuclei di deuterio sono facilmente distrutti, perché un protone e un neutrone non si attaccano molto facilmente. Infatti nell'universo primordiale, raggi gamma ad alta energia ruppero facilmente i nuclei di deuterio in protoni e neutroni indipendenti. Come risultato, la sintesi dell'elio non poté andare oltre questo primo passo. Questo blocco alla creazione dell'elio si chiama il **collo di bottiglia del deuterio**.

Quando l'universo era vecchio di 3 minuti, la radiazione di fondo si era raffreddata abbastanza che i suoi fotoni non avevano più abbastanza energia per rompere i nuclei di deuterio. A questo punto, la maggior parte dei neutroni era decaduto in protoni. Il numero di protoni superava quello dei neutroni nel rapporto 6 : 1. Poiché i nuclei di deuterio potevano ora sopravvivere, il resto dei neutroni si combinarono con i protoni e produssero rapidamente elio. Il risultato è quello che vediamo oggi nell'universo – circa un atomo di elio per 10 atomi di idrogeno. In più dell'elio, nuclei di Litio (Li, con 3 protoni) e Berillio (Be, con 4 protoni) furono anche prodotti in piccole quantità. Questo processo di costruzione dei nuclei come il deuterio e l'elio a partire dai protoni e neutroni si chiama **nucleosintesi** (figura 4.12).

Poiché nuclei hanno una carica elettrica positiva, portarli assieme per formare nuclei più massicci richiede di superare la loro mutua repulsione elettrica. Essi non sono capaci di farlo se si muovono troppo lentamente, che è il caso se la loro temperatura è troppo bassa. Come risultato dopo 15 minuti dopo il Big Bang l'universo non era abbastanza caldo per permettere la nucleosintesi. Solo i quattro elementi più leggeri (idrogeno, elio, litio e berillio) erano presenti in numeri apprezzabili. Gli elementi più pesanti si formeranno solo molto più tardi, una volta le stelle formate e le reazioni nucleari all'interno di queste stelle potranno creare il carbonio, l'ossigeno, l'azoto e tutti gli altri elementi.

ATTENZIONE Tenete presente che solo *nuclei* si formarono nelle prime 15 minuti della storia dell'universo. Passerà 380'000 anni prima che le temperature fossero abbastanza basse per permettere a questi nuclei di combinarsi con degli elettroni per formare atomi.

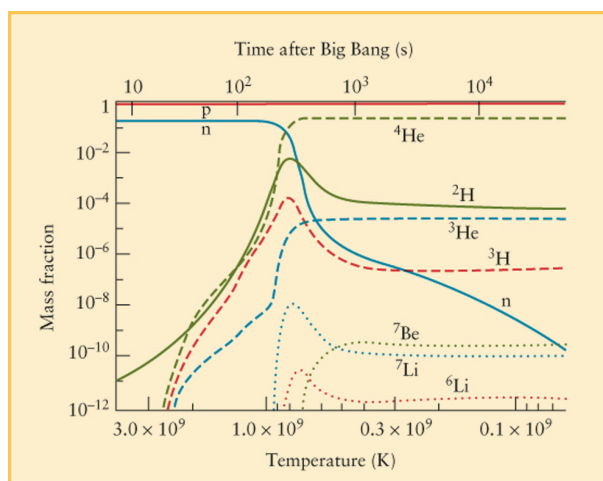


FIGURA 4.12— Nucleosintesi nell'universo primordiale. Questa figura mostra come i nuclei furono prodotti 10 secondi e 10 ore dopo il Big Bang. L'asse verticale mostra la frazione della massa totale che c'era in ogni tipo di particella o nucleo (p = protone, n = neutrone, ${}^2\text{H}$ = deuterio, ${}^3\text{He}$ e ${}^4\text{He}$ = elio, ${}^6\text{Li}$ e ${}^7\text{Li}$ = litio, ${}^7\text{Be}$). Pochissimi nuclei si erano formati prima che l'universo fosse 10 secondi di età, grazie al fenomeno del collo di bottiglia del deuterio, che accade a tempi precedenti a quelli mostrati in questa figura. Dopo circa 10^3 secondi (circa 15 minuti) dopo il Big Bang, la temperatura era scesa sotto $4 \cdot 10^8$ K, nessuna nucleosintesi era più possibile e le quantità relativi dei diversi nuclei si erano stabiliti. Il numero di neutroni liberi declinò rapidamente mentre queste particelle decadde in protoni, elettroni e antineutrini. (Credito: R. V. Wagoner)

4.5.2 Il sottofondo di neutrini e antineutrini

Mentre si formarono i nuclei nell'universo primordiale, che cosa successe a tutti questi neutrini e antineutrini primordiali che interagivano così vigorosamente con i protoni e i neutroni nelle prime 2 secondi dell'universo? La risposta è che a $t = 2$ secondi, la materia era sufficientemente diluita in modo che l'universo fosse diventato trasparente per i neutrini e gli antineutrini. Da questo momento, i neutrini e gli antineutrini potevano viaggiare attraverso l'universo senza impedimento.¹

I neutrini e antineutrini che furono liberati a $t = 2$ secondi dovrebbero ora riempire l'universo come il fondo cosmico a microonde. Infatti questi antichi neutrini e antineutrini potrebbero essere numerosi oggi come i fotoni della radiazione di fondo cosmico (cioè $4.1 \cdot 10^8$ al metro cubo). Il sottofondo neutrino-antineutrino dovrebbe essere leggermente più freddo che il sottofondo dei fotoni che ricevè energia in più dei annichilamenti. I fisici stimano che la temperatura attuale del sottofondo dei neutrini-antineutrini attorno a 2 K, mentre è di 2.725 K per il sottofondo a microonde. Sfortunatamente poiché i neutrini sono così difficili da misurare, non abbiamo una prova diretta del sottofondo neutrino-antineutrino.

¹Ricordatevi che la Terra stessa non presenta virtualmente quasi nessun ostacolo agli neutrini che provengono dal Sole.

4.6 Fluttuazioni di densità dell'universo primordiali

La distribuzione di materia nell'universo oggi è molto grumosa. Le stelle sono raggruppate in galassie, le galassie in ammassi di galassie, e gli ammassi in superammassi con dimensioni maggiori di 50 Mpc (150 milioni di anni-luce) (paragrafo 2.7). In più le galassie sembrano essere concentrate lungo enormi lastre o foglie che al loro turno circondano vuoti che misurano da 30 a 120 Mpc (tra 100 e 400 milioni di anni-luce) di diametro. Le figure 2.36 e 2.37 mostrano tali caratteristiche tipiche delle strutture a grande scala dell'universo. Come queste strutture a grande scala sono nate dal caos della palla di fuoco primordiale? Quando le prime stelle sono apparse nell'universo? Quando e come le prime galassie si sono formate?

4.6.1 Fluttuazioni di densità e la lunghezza di Jeans

A prima vista l'origine delle strutture a grande scala sembra sconcertante, perché l'universo primordiale doveva essere estremamente liscio. Per vedere perché, immaginate l'epoca prima dell'era di ricombinazione che accadde 380'000 anni dopo il Big Bang (paragrafo 3.6). Prima della ricombinazione, fotoni ad alta energia entravano costantemente e vigorosamente in collisione con le altre particelle cariche attraverso tutto lo spazio. Dopo la ricombinazione l'universo diventò trasparente e questi fotoni smisero di interagire con la materia nell'universo. Gli astronomi dicono allora che la materia si "disaccoppiò" dalla radiazione durante l'epoca di ricombinazione. Poiché il fondo cosmico a microonde è estremamente isotropico, possiamo concludere che la materia con la quale questi fotoni entravano così frequentemente in collisione doveva essere anche distribuita in modo molto uniforme attraverso lo spazio.

[FILMATO HAWKIN, la teoria del tutto]

Tuttavia la distribuzione di materia nell'universo primordiale non poteva essere *perfettamente* uniforme. Se fosse stato così, sarebbe anche perfettamente uniforme oggi; ci sarebbero oggi solo alcuni atomi al metro cubo, niente stelle e niente galassie. Di conseguenza ci doveva essere qualche lieve "grumolosità" o **fluttuazioni di densità** nella distribuzione di materia nell'universo primordiale. Si pensa che esse trovino la loro origine agli inizi dell'universo, anche prima dell'epoca dell'inflazione. Infinitamente piccole fluttuazioni quantistiche della densità, che sono permesse dal principio d'incertezza di Heisenberg (vedi paragrafo 4.3) sono state distese durante l'inflazione fino a dimensioni apprezzabili. Attraverso l'azione della gravità queste fluttuazioni crebbero fino a diventare le galassie e gli ammassi di galassie che vediamo oggi attraverso l'universo. Come abbiamo visto nei paragrafi 3.6 e 3.9, le strutture delle fluttuazioni di densità diventarono stampate sul fondo cosmico di radiazione durante l'epoca di ricombinazione. Le figure 3.25 e 4.8 mostrano una mappa di queste fluttuazioni ottenute dalla sonda spaziale WMAP.

La nostra comprensione di come la gravità può amplificare le fluttuazioni di densità trova la sua origine nel 1902, quando il fisico inglese James Jean risolse un problema originariamente proposto da Isaac Newton. Supponete di avere un gas con solo piccole fluttuazioni di densità come mostrato nella figura 4.13a. Queste regioni di maggior densità attireranno gravitazionalmente la materia vicina e quindi acquisire massa. Mentre

questo accade tuttavia, la pressione del gas all'interno di queste regioni aumenterà anche, che può provocare l'espansione e la dispersione di queste regioni. Il problema che Jeans affrontò era quindi: Sotto quali condizioni la gravità prende il sopravvento sulla pressione nel gas in modo che un oggetto permanente possa formarsi?

Jeans dimostrò che un oggetto crescerà a partire di una fluttuazione di densità a condizione che la fluttuazione si estende su una distanza che eccede la così detta **lunghezza di Jeans** (L_J):

Lunghezza di Jeans per le fluttuazioni di densità

$$L_J = \sqrt{\frac{\pi k T}{m G \rho_m}}$$

L_J = lunghezza di Jeans

k = costante di Boltzman = $1.38 \cdot 10^{-23}$ J/K

T = temperatura del gas in K

m = massa di una singola particella di gas (in kg)

G = costante della gravitazione universale = $6.67 \cdot 10^{-11}$ Nm²/kg²

ρ_m = densità media della materia nel gas

Vedi l'appendice 4.6.5 per la derivazione di questa formula.

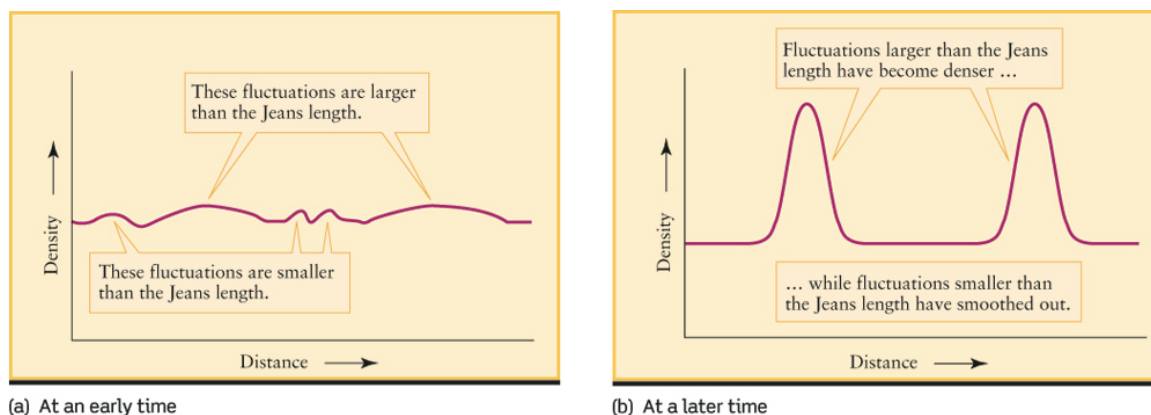


FIGURA 4.13— La crescita delle fluttuazioni. (a) Quest'illustrazione concettuale mostra piccole fluttuazioni di densità nella distribuzione della materia poco dopo l'epoca di ricombinazione. (b) Se la dimensione di una fluttuazione è maggiore che la lunghezza di Jeans (L_J), diventa gravitazionalmente instabile e può crescere in ampiezza.

Fluttuazioni di densità che si estendono su distanze che superano la distanza di Jeans tendono a crescere, mentre le fluttuazioni più piccole di L_J tendono a sparire (figura 4.13b).

Possiamo applicare la formula di Jeans alle condizioni che prevalsero durante l'epoca di ricombinazione, quando $T = 3000$ K e $\rho_m = 10^{-18}$ kg/m³. Prendendo m come la massa dell'atomo di idrogeno ($m = 1.67 \cdot 10^{-27}$ kg), troviamo che $L_J = 100$ anni-luce, il diametro tipico di un ammasso globulare (figura 4.14). Perlopiù la massa contenuta in un cubo di lato $1 L_J$ (uguale al prodotto della densità ρ_m con il volume L_J^3) è circa $5 \cdot 10^5 M_\odot$, uguale alla massa tipica di un ammasso globulare. Esso suggerisce che gli ammassi globulari erano i primi oggetti a formarsi dopo la ricombinazione.



FIGURA 4.14— Un ammasso globulare. Un tipico ammasso globulare contiene da 10^5 a 10^6 stelle, ognuna con una massa media di circa $1 M_\odot$, quindi la massa totale di un ammasso tipico è di $10^5 - 10^6 M_\odot$. I diametri degli ammassi variano da 6 a 120 pc (20 a 400 anni-luce). Poiché queste masse e diametri sono paragonabili alla lunghezza di Jeans (L_J) durante l'epoca di ricombinazione, gli astronomi sospettano che gli ammassi globulari fossero tramite i primi oggetti a formarsi nell'universo. (Credito: Hubble Heritage Team/AURA/STSCI/NASA)

4.6.2 Stelle di popolazione III: la generazione "zero"

Gli ammassi globulari contengono le stelle più antiche che possiamo trovare nell'universo oggi. Queste sono stelle di popolazione II con una bassa percentuale in metalli (elementi più pesanti dell'idrogeno e dell'elio) e sono di una generazione stellare precedente alle stelle di popolazione I ricche di metalli come il Sole. Tuttavia le stelle di popolazione II degli ammassi globulari *non possono* essere le prime stelle formate dopo il Big Bang. Queste prime stelle potevano contenere solo idrogeno, elio e piccole quantità di litio e berillio; come mostra la figura 4.12, questi erano gli unici elementi formati nell'universo primordiale. Quindi queste stelle originali avrebbero contenuto una percentuale di metalli ancora più bassa che le stelle di popolazione II trovate negli ammassi globulari. Tali stelle di "generazione zero" sono chiamate **stelle di popolazione III**.

Come le stelle dell'universo odierno, le stelle di popolazione III si sarebbero formate a partire da nube di gas. Queste antiche nube di gas erano composte quasi esclusivamente di atomi d'idrogeno ed d'elio, e tale nube hanno pressioni interne più elevati che le nube ricche in metalli della stessa temperatura. Una stella può formarsi solo quando la gravitazione mutuale delle varie parti della nube (che tende a fare collassare la nube) supera la pressione interna della nube (che tende a impedire il collasso). Quindi le stelle di popolazione III potevano formarsi solo se la loro massa (e quindi la loro attrazione mutuale) era piuttosto grande. Calcoli suggeriscono che queste stelle avevano masse da 30 a 1000 $M_{\odot}$, da paragonare con l'intervallo di massa delle stelle moderne (0.4 a circa 120 $M_{\odot}$). Anche una piccola stella di popolazione III sarebbe una delle più grande stelle osservate oggi.

Malgrado che le stelle di popolazione III non sono state osservate direttamente ancora, abbiamo delle prove indirette che sono esistite. Immagini infrarosse del telescopio spaziale Spitzer (come quella che apre questo capitolo) rivelano un distante sottofondo infrarosso di luce stellare, come quello che uno si aspetterebbe di vedere da questa popolazione di stelle di generazione zero.

Un'altra prova viene dalla tremenda energia emessa da queste stelle: una stella di 1000 $M_{\odot}$ di popolazione III sarebbe stata milioni di volte più luminosa del Sole e avrebbe avuto una temperatura superficiale di 10^5 K, causando un flusso di fotoni a corta lunghezza d'onda e altissima energia. Questi fotoni provenienti anche da poche tali stelle avrebbero ionizzato la maggior parte degli atomi dell'universo, lasciando elettroni e nuclei di idrogeno e elio. Questo processo è chiamato **reionizzazione**, un nome che ci ricorda che l'universo è stato precedentemente ionizzato prima della ricombinazione a $t = 380'000$ anni. Abbiamo visto nel paragrafo 3.9 che i fotoni del sottofondo cosmico a microonde sono disperse da elettroni liberi e gli effetti di questa dispersione può essere misurato nelle mappe della radiazione di sottofondo. I dati della sonda WMAP suggeriscono che la reionizzazione abbia avuto luogo circa 400 milioni di anni dopo il Big Bang, che al suo turno suggerisce che la popolazione III di stelle si formò allo stesso tempo.

Dato che le stelle di popolazione III erano molto massicce, il loro tempo di vita era molto corto e nessuna poteva essere sopravvissuta fino a oggi. Durante la loro breve vita però, le reazioni termonucleari all'interno di queste stelle hanno prodotto elementi chimici più pesanti del Berillio per la prima volta nella storia dell'universo. Calcoli suggeriscono che quando queste stelle esplodessero – e dato la loro grande massa, tutte esplodessero – non lasciarono una nana bianca, una stella a neutroni, e un buco nero dietro di loro. Invece tutta la loro massa fu espulsa nello spazio per essere incorporati nella prossima generazione di stelle. La presenza di elementi pesanti nel materiale espulso significa che, quando questo materiale successivamente formò delle nubi, la pressione interna di queste nubi fu significativamente abbassata e fu possibile formare stelle di piccola massa. Questo ha preparato il terreno per l'universo di oggi, nel quale piccole stelle poco luminose sono comuni e stelle molto brillanti e massicci sono l'eccezione.

L'epoca dalla ricombinazione a $t = 380'000$ anni fino alle prime stelle a $t = 400$ milioni di anni è chiamata **l'epoca buia**. Gli unici fotoni presenti a questo momento nell'uni-

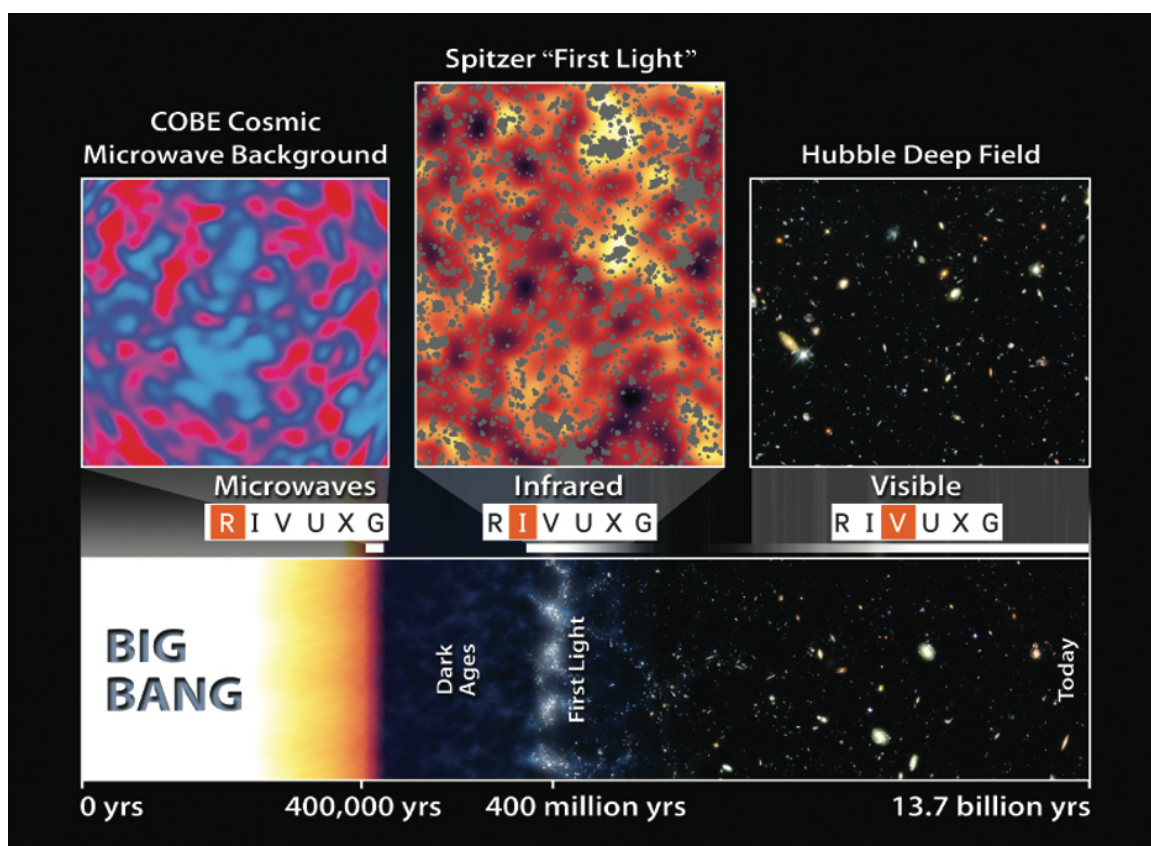


FIGURA 4.15— La linea del tempo della luce nell'universo. La più vecchia luce che possiamo vedere oggi è la luce del sottofondo cosmico a microonde, che proviene da un'epoca 380'000 anni dopo il Big Bang, quando l'universo divenne trasparente per la prima volta. Questa luce ha un redshift di circa $z = 1100$ e si trova nello spettro delle microonde. Qualche 400 milioni di anni dopo a un redshift di circa $z = 11$ appaiono le prime stelle; la loro luce è ora redshiftata verso lunghezze d'onda infrarosse. Le galassie si formarono più recentemente e possono essere viste a lunghezze d'onda nel visibile. (Credito: NASA; JPL-Caltech; A. Kashlinsky, Goddard Space Flight Center)

verso erano quelle che formano oggi la radiazione cosmica di sottofondo. L'epoca buia finì quando l'universo fu riempito per la prima volta della luce stellare (figura 4.15).

4.6.3 Formare la struttura a grande scala

Una volta formati nell'universo i grumi della dimensione dei ammassi globulari, come si sono formate le galassie, ammassi di galassie e strutture a grande scala? Un aspetto che complica questa faccenda è la presenza dell'energia oscura, che agisce come un acceleratore dell'espansione dell'universo (paragrafo 3.7). Quest'espansione accelera allontanando grumi di materia uno dall'altra e rende più difficile la loro coalescenza in strutture più grandi. Un'altra complicazione è che circa il 85% della massa nell'universo è sotto forma di materia oscura, di cui non conosciamo la natura. I ricercatori hanno ipotizzato diversi tipi di materia oscura nella speranza di spiegare le strutture a grande scala che vediamo oggi. I neutrini sono un esempio di **materia oscura calda**, chiamata così perché composta di leggere particelle che viaggiano ad alta velocità. La

materia oscura fredda dall'altro canto, consiste in particelle massicce viaggiando a bassa velocità. Esempi includono i WIMPS (Weakly Interactive Massive Particles) o altre particelle esotiche, non ancora scoperte dagli acceleratori di particelle.

Gli scienziati usano simulazioni al supercomputer per vedere come diversi tipi di materia oscura influenzano lo sviluppo delle strutture a grande scala. La figura 4.16 mostra i risultati di una tale simulazione per un universo piatto con energia oscura e materia scura fredda. La simulazione segue il moto di 2 milioni di particelle di materia scura fredda in una scatola che si espande insieme all'universo. La scatola al fondo a destra della figura che rappresenta il tempo presente (redshift $z = 0$) misura di lato 43 Mpc (160 milioni di anni-luce). A tempo precedenti, la scatola rappresenta un volume più piccolo, con un lato minore di un fattore $1/(1+z)$. Per esempio, per $z = 0.99$, il lato è diverso di un fattore $1/1.99$, rispetto a quello a $z = 0$.

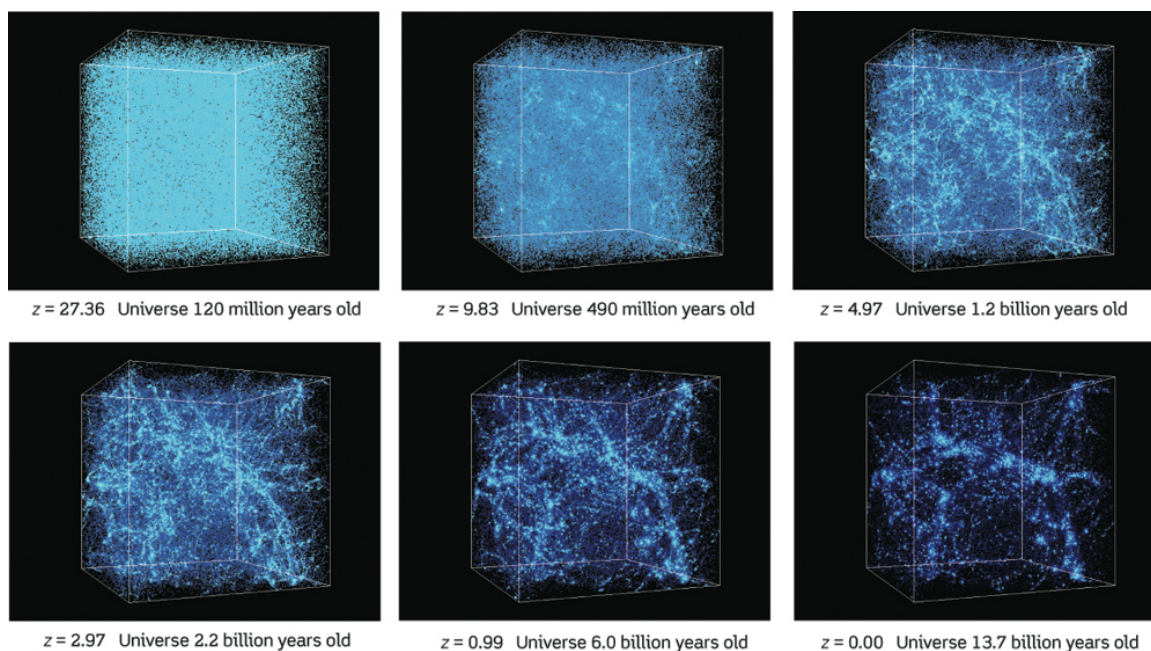


FIGURA 4.16— Una simulazione con materia oscura fredda e energia oscura. Queste sei viste mostrano l'evoluzione delle particelle di materia oscura in un grande volume dello spazio, a forma di scatola. La scatola si espande con il tempo per seguire l'espansione dell'universo: in questa figura, le scatole sono state aggiustate per avere la stessa dimensione apparente. Piccole fluttuazioni di densità sono state aggiunte all'inizio della simulazione (in alto a sinistra); queste evolvono con il tempo per formare le strutture che assomigliano a quelle osservate nell'universo di oggi (a $z = 0$). (Simulazioni fatte al National Center for Supercomputer Applications da Andrey Kravtsov/Università di Chicago e Anatoly Klypin/NMSU)

La simulazione comincia 120 milioni di anni dopo il Big Bang con una distribuzione quasi perfettamente uniforme di particelle, imitando le piccole fluttuazioni di densità che dovevano essere presenti subito dopo l'inflazione. Un supercomputer calcola come queste particelle si muovono, basati sulle leggi di Newton in un universo in espansione. Mentre il tempo passa, le fluttuazioni crescono e diventano piccoli e brillanti grumi della dimensione delle galassie. Un grande filamento si forma anche che occupa tutta la larghezza della scatola da sinistra a destra. La simulazione mostra che nessuna

struttura aggiuntiva si forma dopo che l'età dell'universo sia 6 miliardi di anni, corrispondente a un redshift $z = 1$. La spiegazione è che dopo questo tempo, l'accelerazione dell'espansione dell'universo divenne più importante che l'attrazione gravitazionale. L'ultima scatola della simulazione assomiglia fortemente alle mappe attuali di galassie del nostro universo di oggi (figura 2.37).

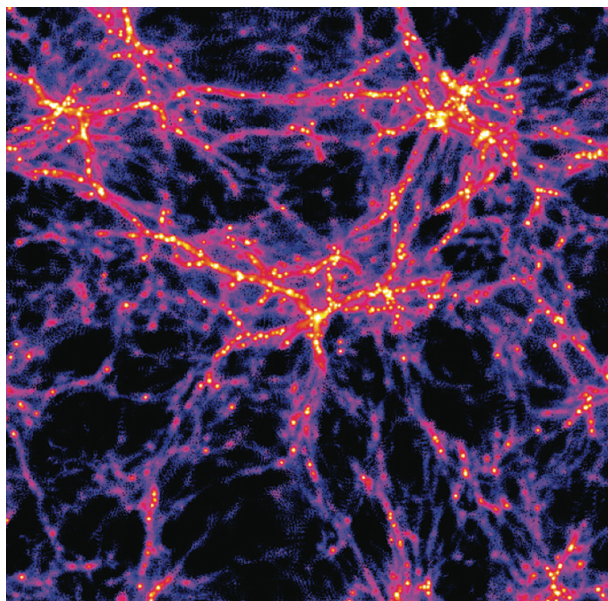


FIGURA 4.17— Formazione delle galassie nel scenario "Bottom up": simulazioni. Quest'immagine è presa da una simulazione con materia oscura fredda come quella mostrata nella figura 4.16. Una porzione dell'universo è mostrata 2.2 miliardi di anni dopo il Big Bang, che corrisponde a un redshift $z = 3.04$. I colori indicano la densità del gas: giallo è la più elevata, rosso è media e blu è la più bassa densità. Nel corso del tempo il gas tende ad accumularsi nei punti dove i filamenti si intersecano, formando galassie e ammassi di galassie. (Credito: T. Theuns, MPA Garching/ESO)

Simulazioni simili a quella della figura 4.16 sono state realizzate anche usando materia oscura *calda* nella forma di neutrini. Un neutrino senza massa viaggerebbe sempre alla velocità della luce, come fanno i fotoni. Tuttavia gli esperimenti mostrano che i neutrini hanno una massa. Questa massa non-nulla permette un tipo di neutrino di trasformarsi in un'altro tipo, che ha permesso di risolvere il famoso problema dei neutrini solari. Quindi i neutrini viaggiano più lentamente della luce e rallentano mentre l'universo si espande e si raffredda. Neutrini lenti si accumulano nel tempo all'interno delle fluttuazioni di densità, e l'attrazione gravitazionale di questi neutrini sulla materia circostante porterebbe alla fine alla formazione di un ammasso di galassie.

Una differenza fondamentale tra le simulazioni basate su materia oscura fredda o calda è nel modo in cui le galassie si formano. Nei calcoli basati sulla materia oscura fredda, la formazione delle galassie avviene dal "basso verso l'alto" (Bottom up). In queste simulazioni il gas più denso colasse molto presto nella storia dell'universo e le stelle iniziano a formarsi. Le regioni di formazione stellare seguono i filamenti (figura 4.17). Quando si incontrano all'intersezione di due filamenti, si fondono e si raggruppano per formare galassie, poi ammassi di galassie e in fine superammassi. Nelle

simulazioni basate sulla materia oscura calda però, le galassie si formano dall'alto verso il basso (top down). Immensi foglie di materia della dimensione di superammassi si formano per primo e dopo si frammentano in galassie. Le osservazioni di galassie distanti mostrano che le galassie seguono piuttosto lo scenario "bottom up". Una delle prove è mostrata nella figura 4.18a, che mostra qualche "mattoni di costruzione" delle galassie a $z = 3.04$ (quando l'universo era vecchio di 2.2 miliardi di anni). Questi "mattoni di costruzione" che non si sono ancora fusi in galassie si trovano all'interno di un lungo filamento (figura 4.18b) che assomiglia a quelli della simulazione della figura 4.17. La figura 4.19 mostra una collezione di "mattoni di costruzione" a un tempo ulteriore nel processo di fusione in una galassia. Queste osservazioni suggeriscono fortemente che la forma dominante di materia oscura sia fredda, non calda.

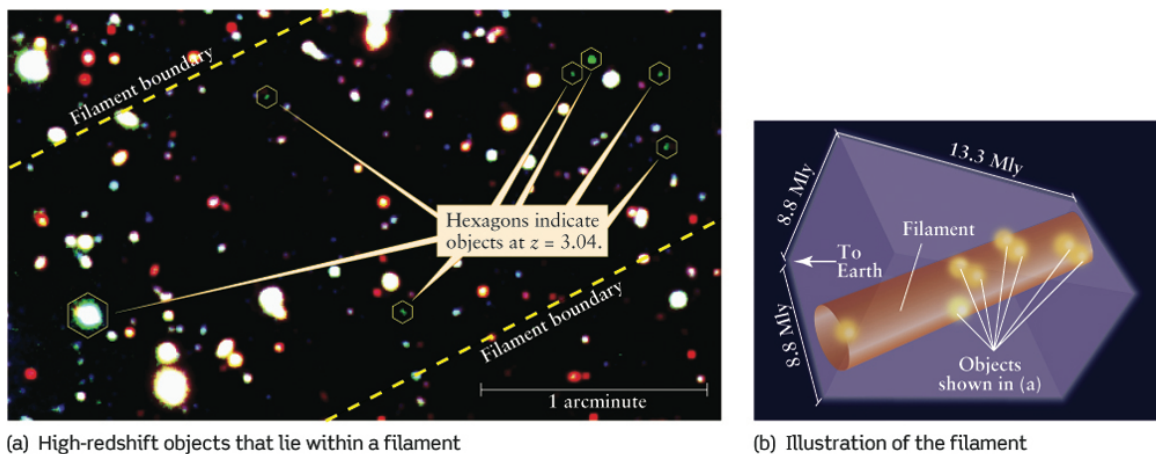


FIGURA 4.18— Formazione delle galassie nel scenario "Bottom up": osservazioni. (a) Gli esagoni in quest'immagine dal Very Large Telescope mostrano le posizioni di qualche oggetti di dimensione sub-galattica a un redshift di $z = 3.04$, lo stesso che quello della simulazione della figura 4.17. Atomi d'idrogeno ionizzato in questi oggetti emettono fotoni ultravioletti, che sono redshiftati nelle lunghezze d'onda del visibile. Questa dà agli oggetti un color caratteristico verde. (L'oggetto in fondo a sinistra si trova davanti ad un quasar molto più luminoso.) (b) Gli oggetti in (a) si trovano tutti all'interno di un immenso filamento. La scatola viola mostra il volume dello spazio studiato in questo programma di osservazione. Le dimensioni sono date in milioni di anni-luce (Mly). (Credito: ESO)

4.6.4 Che cosa rivelano le strutture a grande scala

Come si sarebbe evoluto l'universo se avesse contenuto quantità diverse di materia oscura e energia oscura? La figura 4.20 mostra qualche simulazioni progettata per esplorare queste possibilità. Se la densità di materia fosse mantenuta costante, le simulazioni predirebbero approssimativamente la stessa struttura per diverse valori del parametro di densità Ω_Λ per l'energia oscura, come definito nel paragrafo 3.7 (vedi figure 4.20a e 4.20b). Se una densità di materia troppo grande fosse usata nelle simulazioni, i vuoti tra le galassie sono più piccoli che quello che osserviamo in realtà nell'universo (figura 4.20c). Quindi le osservazioni degli ammassi di galassie insieme alle simulazioni al supercomputer della formazione delle galassie aiutano a determinare la densità di materia nell'universo. Abbiamo già usato quest'idea nel paragrafo 3.8. La striscia

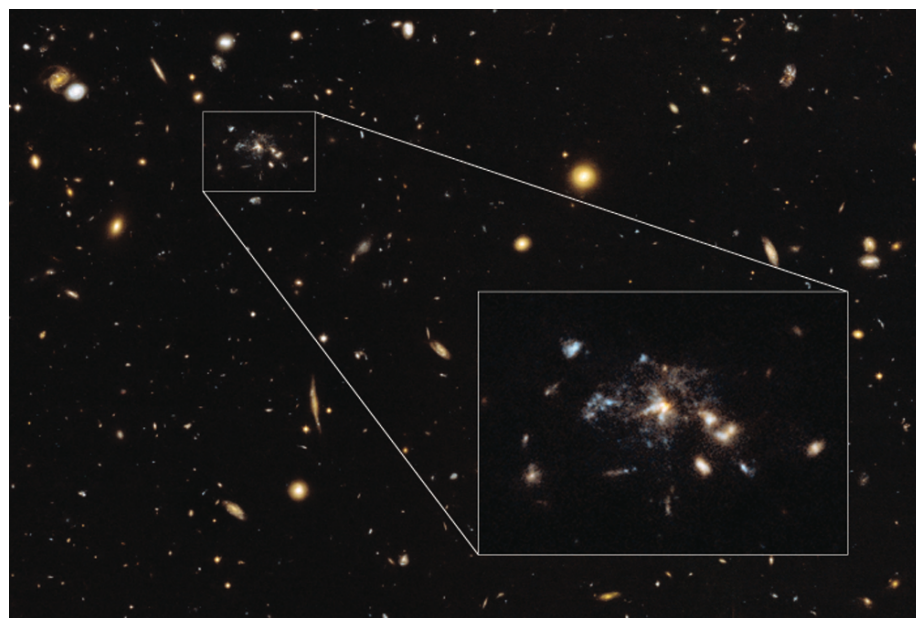


FIGURA 4.19— Una galassia in costruzione. Quest'immagine del telescopio spaziale Hubble mostra una dozzina di galassie nel processo di fusione in un'unica grande galassia. Vediamo questa galassia a un redshift $z = 2.2$, che corrisponde a un tempo di 3.1 miliardi di anni dopo il Big Bang. (Credito: NASA; ESA; G. Miley e R. Overzier, Leiden Observatory; ACS Science Team)

marrone della figura 3.30 mostra i limiti sui parametri cosmologici ottenuti da queste osservazioni e dalle simulazioni di galassie.

Il miglior accordo per la distribuzione osservata degli ammassi di galassie e per i dati sulla radiazione cosmica di sottofondo a microonde (figura 3.32) è un modello come quello mostrato nella figura 4.16 con energia oscura e materia oscura fredda nelle proporzioni elencate nella tavola 26–2 del capitolo precedente.

La figura *Cosmic Connections* alla fine di questo capitolo riassume la storia passata del nostro universo fino al giorno d'oggi. Come abbiamo discusso nel paragrafo 3.8, il futuro del nostro universo è meno certo e dipende dalle caratteristiche precise dall'energia oscura. Studi più dettagliati sugli ammassi di galassie e sulla radiazione cosmica di sottofondo sono necessari per definire con precisione l'evoluzione futura del nostro universo.

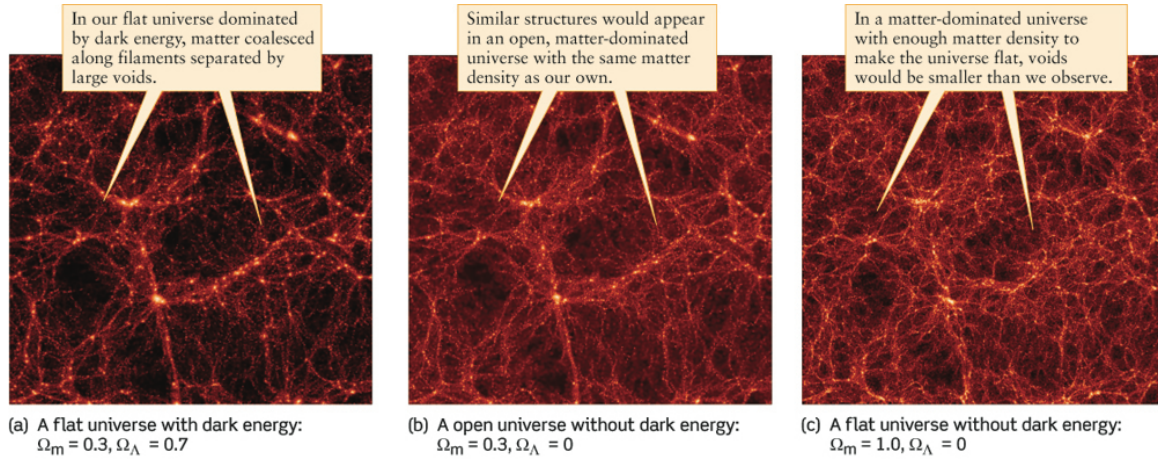


FIGURA 4.20— Usare le simulazioni per conoscere la densità di materia dell'universo. Le simulazioni con la materia oscura fredda come quelle mostrate nelle figure 4.16 e 4.17 aiutano gli astronomi a determinare il valore del parametro di densità di materia Ω_m . Queste tre simulazioni mostrano una porzione dell'universo a $z = 0$. (a) Una simulazione con $\Omega_m = 0.3$ e $\Omega_\Lambda = 0.7$, vicino ai valori del nostro universo, mostra un buon accordo con l'osservazione dei filamenti e dei vuoti. (b) Un accordo quasi ugualmente buono è ottenuto se manteniamo $\Omega_m = 0.3$, ma eliminiamo l'energia oscura $\Omega_\Lambda = 0$. (c) Se usiamo un più grande valore per Ω_m , la distribuzione di materia nella simulazione è in scarso accordo con il nostro universo. (Simulazioni dal Virgo Supercomputing Center, Max-Planck Institute a Garching e Edinburgh Parallel Computer Centre)

4.6.5 Appendice: Derivazione della lunghezza di Jeans

Equazione di stato

A questo punto, abbiamo bisogno di una relazione matematica tra la pressione P e la densità di energia ϵ per la materia che riempie l'universo. Una tale equazione è fondamentale in fisica e si chiama **equazione di stato**. I fisici della materia condensata spesso hanno da fare con sostanza in cui la pressione $P = P(\epsilon)$ è una complicata funzione non-lineare della densità. Fortunatamente, la cosmologia di solito tratta dei gas molto diluiti, per i quali l'equazione di stato è molto semplice e può essere scritta in una semplice forma lineare:

$$P = \omega \epsilon$$

dove ω è un numero senza dimensione.

Considerate per esempio un gas a bassa densità di particelle non-relativistiche. Non-relativistico significa in questo caso che i moti casuali delle particelle dovuti all'agitazione termica hanno delle velocità piccole rispetto alla velocità della luce. Tale gas non-relativistico segue la legge dei gas perfetti:

$$P = \frac{\rho}{m} kT,$$

dove m è la massa media di una particella di gas e k la costante di Boltzman. La densità di energia ϵ di un gas non-relativistico è quasi completamente dovuto alla massa delle particelle di gas: $\epsilon \approx \rho c^2$. Quindi, in termine di ϵ , la legge dei gas perfetti è

$$P \approx \frac{kT}{mc^2} \epsilon.$$

Per un gas non-relativistico la temperatura T e la velocità media quadratica $\langle v^2 \rangle$ sono legati dalla relazione

$$3kT = m\langle v^2 \rangle.$$

Quindi l'equazione di stato di un gas non-relativistico può essere scritta nella forma

$$P = \omega \epsilon,$$

dove

$$\omega \approx \frac{\langle v^2 \rangle}{3c^2} \ll 1.$$

La maggior parte dei gas che incontriamo nella vita di tutti i giorni sono non-relativistici. Per esempio, a temperatura ambiente, nell'aria le molecole di azoto hanno una velocità media di circa 500 m/s, perciò $\omega \sim 10^{-12}$. Perfino in contesti astronomici, i gas sono per la maggior parte non-relativistici. All'interno di un gas di idrogeno ionizzato per esempio, gli elettroni sono non-relativistici finché $T \ll 6 \cdot 10^9$ K; i protoni sono non-relativistici finché $T \ll 10^{13}$ K.

Instabilità gravitazione

Considerate ora qualche componente dell'universo la quale densità di energia $\epsilon(\vec{r}, t)$ è una funzione della posizione e anche del tempo. A un dato tempo t , la media spaziale della densità di energia è definita come

$$\bar{\epsilon}(t) = \frac{1}{V} \int_V \epsilon(\vec{r}, t) d^3r.$$

Per assicurarsi che abbiamo trovato la vera media, il volume V sul quale facciamo la media deve essere grande rispetto alla dimensione delle più grandi strutture dell'universo. È utile definire la fluttuazione di densità

$$\delta(\vec{r}, t) = \frac{\epsilon(\vec{r}, t) - \bar{\epsilon}(t)}{\bar{\epsilon}(t)}.$$

La grandezza δ non ha unità ed è positiva in regioni di più dense della media. Il valore minimo possibile è $\delta = -1$, corrispondente a $\epsilon = 0$. In principio, non c'è limite superiore a δ . Voi, per esempio, rappresentate una regione dello spazio dove la densità di barioni ha $\delta \approx 2 \cdot 10^{30}$.

Lo studio dell'evoluzione delle strutture a grande scala richiede di sapere come una piccola fluttuazione di densità, con $\delta \ll 1$ cresce in ampiezza sotto l'influenza della

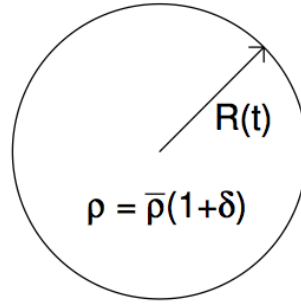


FIGURA 4.21— Una sfera di raggio $R(t)$ si espande o si comprime sotto l'influenza della fluttuazione di densità $\delta(t)$. Credito: Barbara Ryden, Introduction to cosmology.

gravità. Questo problema è più facile da risolvere quando $|\delta|$ rimane molto più piccolo di 1. Nel limite di piccole ampiezze di fluttuazione, possiamo usare con successo la teoria delle perturbazione lineare. Per aver un'idea di come le piccole fluttuazioni di densità possano crescere con il tempo, consideriamo un caso particolarmente semplice.

Cominciamo con un universo statico, omogeneo, solo con materia e con una densità uniforme $\bar{\rho}$ ². In una regione dell'universo *approssimativamente* statico e omogeneo, aggiungiamo una piccola quantità di massa all'interno di una sfera di raggio R , come nella figura 4.21, in modo che la densità all'interno della sfera sia $\bar{\rho}(1 + \delta)$, con $\delta \ll 1$. Se l'eccesso di densità δ è uniforme all'interno della sfera, allora l'accelerazione gravitazionale alla superficie della sfera, dovuto all'eccesso di massa, sarà

$$\ddot{R} = -\frac{G(\Delta M)}{R^2} = -\frac{G}{R^2} \left(\frac{4\pi}{3} R^3 \bar{\rho} \delta \right)$$

$$\frac{\ddot{R}}{R} = -\frac{4\pi G \bar{\rho}}{3} \delta(t) \quad (4.1)$$

Quindi un eccesso di massa ($\delta > 0$) sarà la causa di un collasso verso l'interno, un implosione della sfera ($\ddot{R} < 0$). L'equazione precedente contiene due incognite, $R(t)$ e $\delta(t)$. Per trovare una soluzione, abbiamo bisogno di una seconda equazione che coinvolge queste due variabili. La conservazione della massa ci dice che la massa della sfera,

$$M = \frac{4\pi}{3} \bar{\rho} [1 + \delta(t)] R(t)^3,$$

rimane costante durante il collasso. Quindi possiamo scrivere un'altra relazione tra $R(t)$ e $\delta(t)$ che deve essere vera durante il collasso:

²A questo punto, ci imbattiamo nel problema scomodo che non esiste qualche cosa come quest'universo statico. È questo fatto strano che ha ispirato Einstein a introdurre la costante cosmologica. Tuttavia, ci sono delle condizioni nelle quali possiamo considerare qualche regione dell'universo come approssimativamente statico e omogeneo. Per esempio, l'aria in una stanza chiusa è approssimativamente statico e omogeneo; è stabilizzata da un gradiente di pressione con una scala di distanza molto più grande che l'altezza del soffitto.

$$R(t) = R_0[1 + \delta(t)]^{-1/3} ,$$

dove

$$R_0 = \left(\frac{3M}{4\pi G \bar{\rho}} \right)^{1/3} = \text{costante} .$$

Quando $\delta \ll 1$, possiamo fare l'approssimazione

$$R(t) \approx R_0[1 - \frac{1}{3}\delta(t)] .$$

Derivando due volte, otteniamo

$$\ddot{R} \approx -\frac{1}{3}R_0\ddot{\delta} \approx -\frac{1}{3}R\ddot{\delta} .$$

Quindi la conservazione della massa ci dice che

$$\frac{\ddot{R}}{R} \approx -\frac{1}{3}\ddot{\delta} \quad (4.2)$$

nel limite dove $\delta \ll 1$. Combinando le equazioni 4.1 e 4.2, troviamo l'equazione che ci dice come evolve la piccola sovradensità evolve quando la sfera collassa:

$$\ddot{\delta} = 4\pi G \bar{\rho} \delta . \quad (4.3)$$

La soluzione più generale per l'equazione (4.3) ha la forma

$$\delta(t) = A_1 e^{t/t_{\text{din}}} + A_2 e^{-t/t_{\text{din}}} , \quad (4.4)$$

dove il tempo dinamico per il collasso è

$$t_{\text{din}} = \frac{1}{(4\pi G \bar{\rho})^{1/2}} = \left(\frac{c^2}{4\pi G \bar{\epsilon}} \right)^{1/2}$$

Notate che il tempo dinamico dipende solo da $\bar{\rho}$, e non da R . Le costanti A_1 e A_2 nell'equazione (4.4) dipendono dalle condizioni iniziali della sfera. Per esempio, se la sfera inizia da ferma con $\dot{\delta} = 0$ a $t = 0$, allora $A_1 = A_2 = \delta(0)/2$. Dopo qualche tempi dinamici tuttavia, solo il termine di crescita esponenziale dell'equazione (4.4) è significativo. Quindi la gravità tende a fare crescere le piccole fluttuazioni di densità in un universo statico senza pressione.

La lunghezza di Jeans

La crescita esponenziale delle perturbazioni di densità è leggermente preoccupante a prima vista. Per esempio, la densità dell'aria attorno a voi è $\bar{\rho} \approx 1 \text{ kg/m}^3$, corrispondente a un tempo dinamico per il collasso di $t_{\text{din}} \approx 9$ ore. Che cosa impedisce il collasso per le fluttuazioni di densità nell'aria nel giro di qualche giorno? La risposta è, naturalmente, la pressione.

Abbiamo visto all'inizio di quest'appendice che un gas non-relativistico ha un parametro di equazione di stato

$$\omega \approx \frac{kT}{mc^2},$$

dove T è la temperatura e m è la massa media di una particella di gas. Quindi la pressione di un gas ideale non sparisce mai totalmente, ma si avvicina a zero nel limite di temperature vicine allo zero assoluto.

Quando una sfera di gas è compressa dalla sua propria gravità, un *gradiente di pressione* si stabilisce che tende a controbilanciare gli effetti della gravità.³ Tuttavia l'equilibrio idrostatico, lo stato in cui la gravità è esattamente controbilanciata dal gradiente di pressione, non può essere sempre raggiunto. Considerate una sfera in sovradensità con un raggio iniziale R . Se la pressione non fosse presente, collasserebbe in una scala di tempo

$$t_{\text{din}} \sim \frac{1}{(G\bar{\rho})^{1/2}} \sim \left(\frac{c^2}{G\bar{\epsilon}} \right)^{1/2}. \quad (4.5)$$

Se la pressione fosse non zero, il collasso sarebbe contrastato dall'aumento del gradiente di pressione all'interno della perturbazione. Tuttavia quest'aumento del gradiente di pressione non accade istantaneamente. Qualunque cambiamento di pressione viaggia alla velocità del suono.⁴ Quindi il tempo impiegato dal gradiente di pressione per aumentare in una regione di raggio R sarà

$$t_{\text{pre}} \sim \frac{R}{c_s}, \quad (4.6)$$

dove c_s è la velocità locale del suono. In un mezzo con un parametro $\omega > 0$, la velocità del suono è

$$c_s = c \left(\frac{dP}{d\epsilon} \right)^{1/2} = \sqrt{\omega} c.$$

Vedete gli esercizi per l'origine di questa formula. Per raggiungere l'equilibrio idrostatico, il gradiente di pressione deve aumentare prima che la regione di sovradensità collassa, il che implica

$$t_{\text{pre}} < t_{\text{din}}.$$

Paragonando l'equazione 4.5 con l'equazione 4.6 troviamo che per stabilizzare grazie alla pressione una perturbazione di densità contro il collasso, deve essere più piccola di una lunghezza di riferimento λ_J , data dalla relazione

³Una stella è un ottimo esempio di una densa sfera di gas in cui la forza gravitazionale verso l'interno è controbilanciata da una forza verso l'esterno generata dal gradiente di pressione.

⁴Dopo tutto, che cosa è il suono, se non un cambiamento di pressione che viaggia?

$$\lambda_J \sim c_s t_{\text{din}} \sim c_s \left(\frac{c^2}{G\bar{\epsilon}} \right)^{1/2}.$$

La lunghezza λ_J è conosciuta come la *lunghezza di Jeans*, grazie al lavoro dell'astrofisico James Jeans, uno dei primi a studiare le instabilità gravitazionali in un contesto cosmologico. Regioni di sovradensità più grandi che la lunghezza di Jeans collassano sotto la loro propria gravità. Regioni di sovradensità più piccole che la lunghezza di Jeans meramente oscillano in densità: costituiscono stabili onde sonore.

Una derivazione più precisa della lunghezza di Jeans, includendo tutti appropriati fattori π , fornisce il risultato

$$\lambda_J = c_s \left(\frac{\pi c^2}{G\bar{\epsilon}} \right)^{1/2} = 2\pi c_s t_{\text{din}}.$$

La lunghezza di Jeans dell'atmosfera terrestre, per esempio, dove la velocità del suono è un terzo di chilometro al secondo e il tempo dinamico è nove ore è $\lambda_J \approx 10^5$ km, molto di più che l'altezza tipica dell'atmosfera terrestre. Di conseguenza non dovete preoccuparvi che le fluttuazioni in densità dell'aria conducano ad un collasso catastrofico.

4.7 Domande ed esercizi

1. Un elettrone ha un tempo di vita di 10^{-8} s in un dato livello di energia, prima che faccia un salto ad un livello di energia più basso. Calcolate l'incertezza nell'energia del fotone emesso in questo processo. [Risposta: $1.1 \cdot 10^{-26}$ Joules]
2. Quanto tempo può esistere una coppia protone–antiprotone senza violentare il principio della conservazione di massa ? [Risposta: $3.5 \cdot 10^{-25}$ s]
3. La massa del vettore bosone intermediare W^+ (e la massa della sua antiparticella W^-) è 85.6 volte la massa del protone. La forza nucleare debole coinvolge lo scambio del W^+ e del W^- . (a) Trovate l'energia di riposo del W^+ , in unità di GeV. (b) Trovate la temperatura di soglia per il W^+ e il W^- . (c) Dalla figura 4.7, dopo quanto tempo il Big Bang le particelle W^+ e W^- cominciarono a sparire dall'universo? [Risposta: (a) 80.5 GeV, (b) $9.34 \cdot 10^{14}$ K]
4. (a) Se una stella di popolazione III avesse una temperatura superficiale 10^5 K, quale sarebbe la sua lunghezza d'onda alla massima emissione? In quale parte dello spettro elettromagnetico si trova questa lunghezza d'onda? (b) Per ionizzare un atomo di idrogeno è necessario un fotone di lunghezza d'onda di 91.2 nm o più corta. Spiegate perché le stelle di popolazione III sono la causa della reionizzazione. (c) Se la reionizzazione accadde a $z = 11$, che cosa misuriamo per la lunghezza d'onda della massima emissione di una stella di popolazione III? In quale parte dello spettro elettromagnetico si trova questa lunghezza d'onda? (d) L'immagine che apre questo capitolo è stata presa nell'infrarosso, suggerite perché queste lunghezze d'onda sono state scelte? [Risposta: (a) 29 nm, (b) 348 nm]
5. (a) Se la costante di Hubble è 73 km/s/Mpc, la densità critica ρ_c è $1.0 \cdot 10^{-26}$ kg/m³. La densità media della materia oscura è conosciuta per essere circa 0.2 volte la densità critica. Supponete che neutrini massicci costituiscono la materia oscura e che la densità media dei neutrini attraverso lo spazio si di 100 neutrini per centimetro cubo. (In realtà, la densità dei neutrini è molto più bassa di questo valore). Sotto queste supposizioni, quanto deve essere la massa del neutrino? Date la vostra risposta in kg e in unità di massa dell'elettrone. (b) Perché gli astronomi pensano che i neutrini massicci **non** sia il tipo dominante della materia oscura dell'universo?
[Risposta: (a) $2 \cdot 10^{-35}$ kg = $2.2 \cdot 10^{-5}$ massa dell'elettrone.]
6. Una tipica nebulosa oscura (come Barnard 86) ha una temperatura di 30 K e una densità di circa 10^{-12} kg/m³. (a) Calcolate la lunghezza di Jeans for una tale nebulosa, supponendo che la nebulosa sia completamente composta di idrogeno. Date la vostra risposta in metri e in anni–luce. (b) Una nebulosa tipica è grande qualche anni–luce. È probabile che le fluttuazioni di densità all'interno di una tale nebulosa crescono nel tempo? Ci sono delle protostelle che nascono all'interno di una tale nebulosa.
[Risposta: $1.1 \cdot 10^{14}$ m = 0.011 anni–luce]

7. All'epoca indicata con $z = 4.97$ nella figura 4.16, quanto lungo era ogni lato della scatola usata nella simulazione paragonata alla sua dimensione odierna ($z = 0$)? Quanto più alta era la densità a $z = 4.97$ rispetto alla densità odierna?

[Risposta: La lunghezza era 0.168 volte il suo valore odierno; la densità era 213 volte il suo valore odierno.]

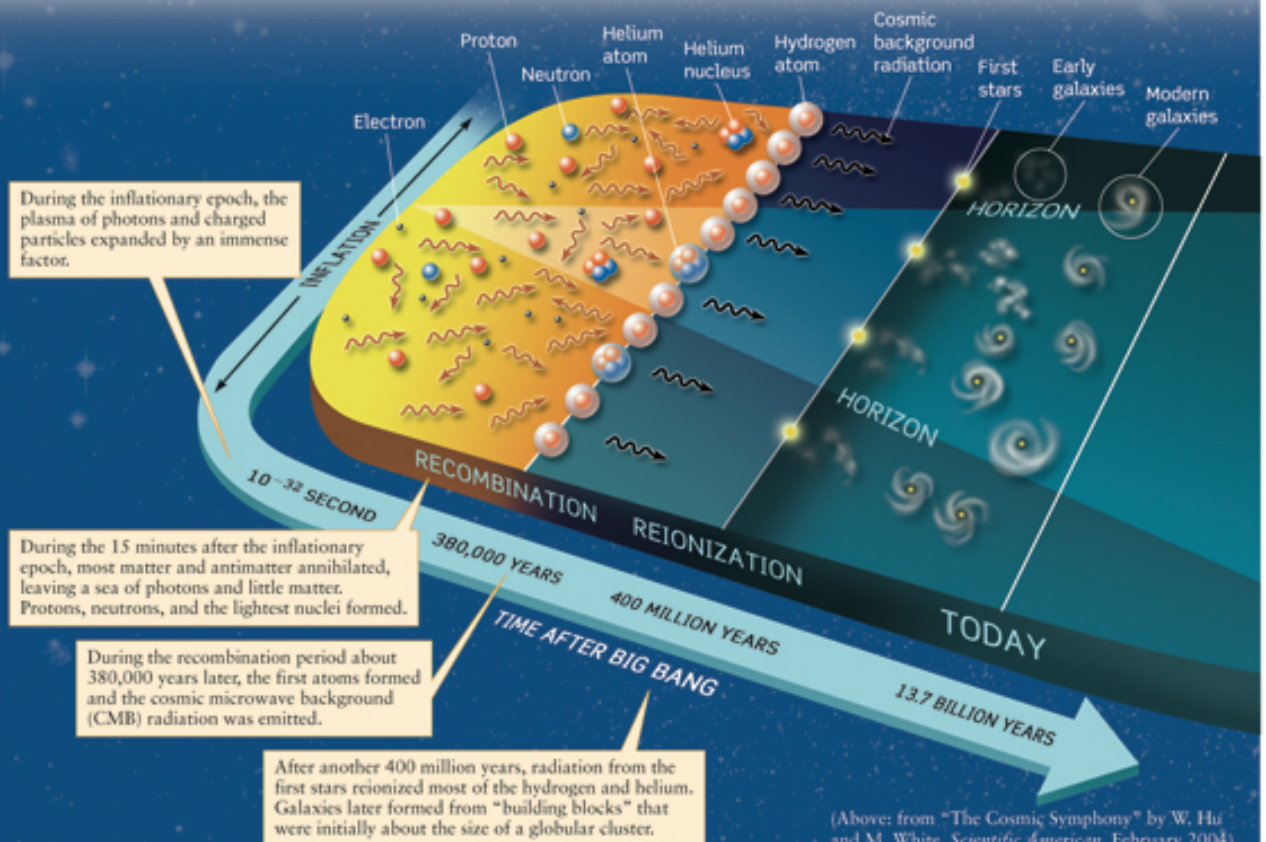
8. Dimostrate la seguente formula: $c_s^2 = dP/d\rho$ con c_s la velocità del suono, P la pressione e ρ la densità.

[Risposta: <http://mathpages.com/home/kmath109/kmath109.htm>]

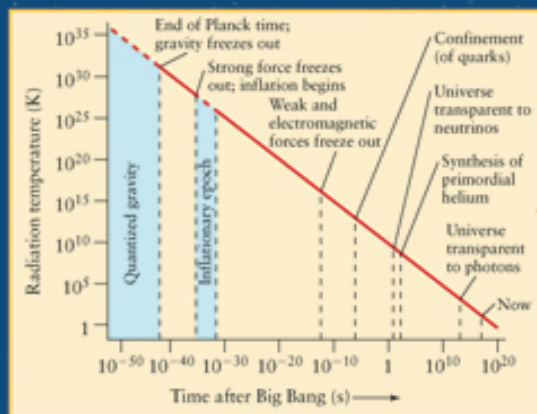
COSMIC CONNECTIONS

Research in astronomy, elementary particle physics, and nuclear physics has allowed scientists to piece together the grand sweep of events over the first billion years of cosmic history. The greatest drama occurred in the first few minutes, and these graphs have been drawn to emphasize those earliest moments.

The History of the Universe



(Above: from "The Cosmic Symphony" by W. Hu and M. White, *Scientific American*, February 2004)



This graph shows the temperature history of the universe.

- As the universe cooled, the four forces "froze out" of their unified state as a result of spontaneous symmetry breaking.
- Neutrons and protons froze out of the hot "quark soup" during the quark confinement stage, which occurred 10^{-6} second after the Big Bang.

Capitolo 5

Epilogo

Un corso che tratta di un campo così attivo come le galassie e la cosmologia non può avere una fine chiara e ordinata. La nostra comprensione dell'universo sta ancora crescendo e evolvendo. Durante il ventesimo secolo, prove sempre più convincenti puntavano verso il modello del Big Bang caldo, in cui l'universo iniziò in uno stato denso e caldo e gradualmente si espanse e si raffreddò. Alla fine del ventesimo secolo e all'inizio del ventunesimo secolo, le prove cosmologiche arrivavano ad un ritmo sempre più rapido, perfezionando la nostra conoscenza dell'universo. Oggi, il "modello standard" in cosmologia descrive un universo spazialmente piatto con un'espansione che sta accelerando. Sembra che 70% della densità di energia dell'universo proviene da una costante cosmologica (o da un'altra forma di energia oscura con pressione negativa). Solo 30% della densità di energia proviene dalla materia (e solo 4% dalla materia barionica familiare di cui voi ed io siamo fatti).

Tuttavia, molte domande sul cosmo rimangono senza risposta. Ecco un elenco di alcune domande che tormentano i cosmologi oggi:

- *Quali sono i valori precisi dei parametri cosmologici come H_0 , q_0 , Ω_m e Ω_Λ ?* Molti progressi sono stati fatti su questo fronte, grazie in particolare al telescopio spaziale Hubble e alla sonda WMAP. Presto il satellite Planck¹ dell'ESA darà risposta ancora più precise.
- *Che cosa è la materia oscura?* Non può essere fatta solo di barioni. Non può essere fatta solo di neutrini. La maggior parte della materia oscura deve essere in qualche forma esotica, che non è ancora stata scoperta nei laboratori.
- *Che cosa è l'energia oscura?* È l'energia del vuoto a giocare il ruolo della costante cosmologica, o è qualche altro componente dell'universo con $-1 < \omega < -1/3$? Se è l'energia del vuoto, è fornita da un falso vuoto che provoca uno stadio inflazionario temporaneo, o vediamo la vera energia del vuoto?
- *Che cosa provoca l'inflazione durante l'universo primordiale?* La nostra comprensione della fisica delle particelle dietro l'inflazione è purtroppo ancora incompleta. Infatti qualche cosmologo pone domande, "L'inflazione è veramente accaduta

¹<http://www.esa.int/SPECIALS/Planck/index.html>

durante l'universo primordiale? Esiste un'altro modo per risolvere il problema dell'orizzonte, della piattezza e dei monopoli?"

- *Perché l'universo si espande?* Uno potrebbe rispondere a questa domanda dicendo che se l'universo si espande oggi, è perché si espandeva ieri. Si espandeva ieri perché si espandeva il giorno prima di ieri. . . Tuttavia, quando estrapolate fino al tempo di Planck, trovate che l'universo si espandeva allora con un parametro di Hubble $H \sim 1/t_P$. Che cosa ha determinato queste condizioni iniziali? In altre parole, "Che cosa ha messo il Bang nel Big Bang?"

Le domande più interessanti tuttavia sono quelle che siamo troppo ignorante per chiedere correttamente. Per esempio nell'antico Egitto, una lista di domande senza risposte in cosmologia poteva aver incluso "Quanto alto è il duomo di cui è fatto il cielo?" e "Di che cosa è fatto questo duomo?" Modelli d'universo severamente sbagliati evidentemente portano a domande irrilevanti. È probabile che future osservazioni rendono obsoleto il nostro modello standard di cosmologia.

Capitolo 6

Referenze

- Lamberti, Corrado, 2011, "Capire l'universo, l'appassionante avventura della cosmologia", Springer
- Pössel, Markus, 2010, "The equivalence principle and the deflection of light" in: Einstein Online Vol. 4, 1004.
http://www.einstein-online.info/spotlights/equivalence_deflection
- Ryden, Barbara, 2003, "Introduction to cosmology", Addison Wesley.