LICEO SCIENTIFICO "G.GALILEI" MACERATA

MATERIALE DIDATTICO



ASTROFISICA e COSMOLOGIA

Prof. Angelo Angeletti

1 – LE STELLE[ⁱ]

1.1 – GENERALITÀ

Dopo il Sole, la Luna e i pianeti, le stelle sono gli oggetti che risaltano di più agli occhi osservando il cielo. In questo paragrafo verranno introdotti alcuni aspetti generali, si parlerà della loro classificazione, della loro struttura e della loro evoluzione.

1.1.1 – Le astronomie

La nascita dell'astronomia si perde nella notte dei tempi. Il termine deriva dal greco *astron* (astro) e *nomos* (legge) ed è la scienza che studia le posizioni relative, il moto, la struttura e l'evoluzione degli astri.

Diverse discipline concorrono oggi allo studio dell'Universo. L'Astronomia di posizione o Astrometria è la più antica e studia la posizione degli astri; la Meccanica Celeste, nata con Newton, studia il moto degli astri. Insieme costituiscono l'Astronomia fondamentale o classica.



Nella seconda metà del XIX secolo è nata l'Astronomia Moderna i cui campi di studio sono:

- l'Astrofisica (studia la fisica e l'evoluzione degli oggetti dell'Universo): in cui possiamo distinguere l'Astrofisica delle alte energie (studio dell'irraggiamento γ, X e ultravioletto) e Astrofisica delle basse energie (irraggiamento nel visibile, infrarosso e radio); un'altra distinzione dell'astrofisica viene fatta tra: Cosmogonia che studia la formazione e l'evoluzione dei corpi celesti particolari (stelle, pianeti, galassie, ecc) e la Cosmologia che cerca di spiegare la formazione e l'evoluzione dell'Universo considerato nella sua totalità
- l'Astrochimica, che si interessa della chimica extraterrestre,
- la **Bioastronomia** (detta anche **Esobiologia** o **Astrobiologia**) che studia la possibilità di vita nel cosmo.

^{[&}lt;sup>i</sup>] Il presente materiale è nato da una collaborazione con il prof. Manlio Bellesi

Al momento attuale lo studio dell'astronomia viene fatto attraverso l'analisi delle onde elettromagnetiche che arrivano dallo spazio. La presenza dell'atmosfera non permette però a tutto lo spettro elettromagnetico di giungere a terra (in figura 1.1 viene riportato uno schema dalla trasparenza dell'atmosfera alle varie lunghezze d'onda). È chiaro quindi perché la prima astronomia è avvenuta nel visibile. Solo alla fine della seconda guerra mondiale ci si è accorti che il radar, allora di recente invenzione, era in grado di rilevare dei segnali provenienti dal cosmo (nasce la Radioastronomia). Successivamente, mediante palloni sonda e aerei d'alta quota sono state fatte rilevazioni nell'infrarosso, ma solo con la possibilità di mettere in orbita satelliti artificiali (fine anni '50 inizio anni '60 del secolo scorso) è stato possibile dare il via all'astronomia nelle microonde, nei raggi ultravioletti, X e γ .



Figura 1.2 – Immagini del resto di supernova Cassiopea A riprese a diverse lunghezze d'onda. Sopra a sinistra nelle onde radio, a destra nell'infrarosso. Sotto a sinistra nel visibile e a destra nei raggi X.

La tecnologia attuale ci consente di rilevare tutto lo spettro elettromagnetico emesso da un oggetto celeste e quindi di averne una conoscenza più completa. In figura 1.2 immagini a diverse lunghezze d'onda di Cassiopea A, resto di una supernova esplosa 340 anni fa a diecimila anni luce dalla Terra. In figura 3 immagini del sole ripreso con diversi filtri nell'ultravioletto, dalla sonda SOHO. Quando si scrive un simbolo chimico seguito da un numero romano, si intende il grado di ionizzazione dell'elemento, così per esempio XI significa che l'elemento X è allo stato neutro, XII che l'elemento X è ionizzato una volta, e così via.

Oggi stano iniziando delle nuove "astronomie" che non si basano più sullo studio dello spettro elettromagnetico, ma su altri "oggetti" della fisica, tipo i neutrini e le onde gravitazionali.





1.1.2 – La parallasse stellare e misura delle distanze nell'Universo

Per la determinazione della distanza delle stelle più vicine si fa uso della *parallasse annua* (figura 1.4) in virtù della quale le stelle vicine si spostano rispetto a quelle più lontane, a causa del moto della Terra attorno al Sole. Il fenomeno della parallasse annua è in realtà talmente piccolo che solo la costruzione di strumenti di notevole precisione permise di metterlo in evidenza (la prima misura fu fatta da Bessel nel 1837). Con un po' di trigonometria, dal triangolo formato dalla Stella, dal Sole e dalla posizione della Terra si ricava la relazione

$$1UA = d \cdot \tan p$$

(UA sta per unità astronomica ed è pari circa alla distanza media Terra–Sole, 1 UA = $1,4959787061 \cdot 10^{11}$ m. L'UA è definita come il raggio di un'orbita circolare lungo la quale un corpo di massa trascurabile, libero da perturbazioni, orbiterebbe intorno al Sole in $2\pi/k$ giorni, dove k è la costante gravitazionale di Gauss che vale 0,01720209895). Per valori di *p* molto piccoli, tali che tan $p \approx p$ (misurati in radianti) diventa:

$$d = \frac{1}{p} UA$$

Per conoscere la struttura dell'Universo è fondamentale misurare la distanza degli oggetti cosmici. I primi tentativi di valutare le dimensioni dell'Universo risalgono al mondo greco: Eratostene ha misurato il diametro della Terra, Aristarco e Ipparco hanno proposto metodi per determinare la distanza del Sole e della Luna. Conoscendo la distanza del Sole se ne può determinare la massa e quindi con la terza legge di Keplero è possibile calcolare la distanza dei pianeti del sistema solare.

Ricordando la definizione di parsec (la distanza dalla quale il raggio dell'orbita terrestre è visto sotto l'angolo di 1"; $1 \text{ pc} = \frac{1}{1"} \text{UA} = 206265 \text{ UA} = 3,086 \cdot 10^{16} \text{ m}$ e misurando



l'angolo di parallasse in secondi d'arco si ricava che:

$$d = \frac{1}{p} \mathrm{pc}$$
,

dove *d* è la distanza in parsec. Solo agli inizi del 1900, mediante l'applicazione di tecniche fotografiche, si poterono misurare angoli di parallasse con un errore dell'ordine di 0,01". Fu così possibile determinare con buona precisione la distanza delle stelle comprese entro qualche decina di parsec. La stella più vicina al Sole è Proxima Centauri la cui parallasse è p = 0,762", corrisponde ad una distanza d = 1,3 pc = 4,3 a.1.[ⁱⁱ].

Il metodo trigonometrico per il calcolo della parallasse è valido solo per distanza relativamente piccole su scala astronomica. Al fine di migliorare la misura delle distanze delle stelle l'8 agosto 1989 l'ESA (European Space Administration, l'Agenzia Spaziale Europea) ha lanciato il satellite Hipparcos (sigla di High Precision PARallax COllecting Satellite). Portata a termine il 15 agosto 1993, la missione ha permesso di misurare la posizione di circa 100.000 stelle con la precisione di 0,001" (pari al diametro apparente di una moneta da 1 Euro a 2370 km di distanza). In teoria ciò permetterebbe di misurare la parallasse delle stelle con questa precisione e di dedurne le distanze fino a un massimo di 1000 pc = 3260 a.l., ma in pratica si è arrivati solo a 1000 anni luce.

Il 19 dicembre 2013 ha avuto inizio la missione spaziale dell'ESA (Agenzia Spaziale Europea) GAIA (Global Astrometric Interferometer for Astrophysics). L'obiettivo principale della missione è la compilazione di un catalogo che conterrà circa un miliardo di stelle fino alla magnitudine 20. Misurerà direttamente anche il moto proprio con una precisione variabile tra 20 e 200 micro arco secondi, rispettivamente per stelle di magnitudine 15 e 20. Sfruttando l'effetto della parallasse calcolerà anche la distanza di ognuna delle stelle, con una precisione maggiore per quelle più vicine e luminose. La sonda effettuerà anche misure fotometriche a diverse lunghezze d'onda e in diversi periodi temporali degli oggetti e sarà in grado di determinarne la velocità radiale. In definitiva Gaia creerà una mappa tridimensionale molto precisa della porzione di Galassia vicina a noi, e una mappa meno accurata ma comunque dettagliata del resto. La mappa comprenderà sia la posizione che i movimenti delle stelle, in modo da poter studiare l'evoluzione della Galassia.

1.1.3 – La magnitudine relativa ed assoluta, il modulo di distanza

Dalla fotometria discende che l'illuminamento di uno schermo diminuisce in modo proporzionale al quadrato della distanza tra lo schermo e la sorgente luminosa.

Si definisce *luminosità intrinseca* L di una sorgente la potenza totale della sorgente, ossia l'energia raggiante totale emessa in un secondo. Chiameremo *flusso* F attraverso una superficie S l'energia che attraversa S in un secondo in direzione normale. Si definisce invece *intensità lumino-sa* il flusso per unità di area attraversata.

Dalla legge di Stefan-Boltzmann deriva che se consideriamo un metro quadrato si superficie di una stella la sua luminosità dipende dalla quarta potenza della temperatura assoluto Per esempio: una stella che avesse una temperatura superficiale doppia di quella del sole risulterebbe 16 volte più luminosa, mentre una che avesse una temperatura di un terzo di quella solare avrebbe una luminosità pari ad 1/81. Nella legge di Stefan-Boltzmann compare anche la superficie (che è proporzionale al quadrato del raggio) per cui, a parità di temperatura superficiale, una stella di raggio doppio di quello del sole avrebbe una luminosità quattro volte maggiore. Una stella piccola e calda può avere la stessa luminosità di una stella grande e fredda per cui una stella che avesse un raggio pari a ¹/4 di quello del sole, ma una temperatura doppia, avrebbe la stessa luminosità del Sole.

Si chiama *magnitudine apparente* (o anche *grandezza*) una quantità legata alla luminosità dei corpi celesti.

 $^{[^{}ii}]$ In astronomia si usa anche una seconda unità di misura per le distanze degli oggetti cosmici: l'anno luce (a.l.), cioè la distanza che la luce percorre in un anno viaggiando alla velocità costante c = 299 792 458 m/s. Questa distanza equivale a 9,460530·10¹⁵ m, sicché: 1 pc = 3,261633 a.l.

Ipparco aveva suddiviso le stelle visibili ad occhio nudo in 6 classi di grandezza o magnitudine: le stelle più brillanti erano dette di prima grandezza, mentre quelle appena visibili ad occhio nudo erano di 6^a grandezza e tutte le altre stelle venivano classificate entro questi due estremi.

Oggi è possibile misurare le magnitudini delle stelle con strumenti che forniscono valori molto precisi del loro flusso luminoso e si è trovato che le stelle di prima grandezza sono circa 100 volte più luminose di quelle di sesta. Nel 1856 è stata proposta una relazione tra la magnitudine delle stelle e la loro luminosità che conserva la classificazione di Ipparco, essa è nota come *legge di Pogson*:

$$m = m_0 - 2,5 \log \frac{F}{F_0}$$

dove $m_0 \in F_0$ sono la magnitudine apparente e il flusso di una stella di riferimento[ⁱⁱⁱ].

Si definisce *magnitudine assoluta* M la magnitudine che avrebbe un oggetto celeste se fosse posto alla distanza convenzionale di 10 pc. Dalla legge di Pogson si ha:

$$M = m - 2,5 \log \frac{\frac{L}{4\pi 10^2}}{\frac{L}{4\pi d^2}} = m - 2,5 \log \frac{d^2}{10^2} = m - 5 \log \frac{d}{10} = m + 5 - 5 \log d$$

Per le stelle vicine conosciamo la magnitudine m (da misure fotometriche) e la distanza d (da misure di parallasse); dunque la relazione può essere utilizzata per determinare la magnitudine assoluta M. Se una stella è così lontana che la misura di parallasse è impossibile e se troviamo un metodo indipendente per misurare la magnitudine assoluta M, allora la relazione ci permetterà di determinare la distanza d mediante la relazione:

$$d=10^{\frac{m-M+5}{5}}$$

dove d è la distanza espressa in parsec; $\mu = m - M$ è detto modulo di distanza.

L'applicazione della relazione ora data non è semplice. Innanzitutto è difficile ricavare M; solo per determinati oggetti si conosce il valore con una discreta precisione; inoltre lungo la linea di vista si può interporre del materiale, come polveri o gas, in grado di assorbire o diffondere parte della radiazione inviata dall'oggetto verso la Terra. È quindi necessario utilizzare, al posto di m, la magnitudine apparente corretta per l'assorbimento, ossia la magnitudine che avrebbe l'oggetto nel caso in cui non si frapponessero agenti assorbenti.

1.1.4 – Lo spettro stellare e la classificazione delle stelle

Nel 1814 Fraunhofer scoprì che nello spettro della luce bianca (compresa quella proveniente dal Sole), ottenuto facendo passare un fascio di luce attraverso un prisma di vetro, sono presenti delle righe scure. Fraunhofer, nello spettro del Sole, contò 574 righe (oggi dette *righe di Fraunhofer*).

Kirchhoff nel 1859 diede una spiegazione delle righe di Fraunhofer pensando che fossero dovute all'assorbimento della luce da parte degli elementi chimici presenti nell'atmosfera solare. I principi della spettroscopia furono formulati dallo stesso Kirchhoff insieme con Bunsen. Oggi sappiamo che lo spettro atomico è dovuto a fenomeni quantistici e ogni atomo emette e assorbe fotoni ad energie caratteristiche.

Gli spettri possono presentare molte righe brillanti, corrispondenti all'emissione di luce da parte di atomi in una regione caldissima della superficie di una stella e anche righe scure, corrispondenti all'assorbimento da parte di atomi nelle regioni fredde, più lontane dalla superficie della

^{[&}lt;sup>iii</sup>] La scala di Pogson in origine fissata prendendo a riferimento la Stella Polare ed assegnandole una magnitudine di 2. In seguito si è scoperto che la Polare è leggermente variabile pertanto oggi viene usata come riferimento la stella Vega. Si è deciso di adottare una scala logaritmica perché nel XIX secolo si credeva che l'occhio umano non fosse sensibile alle differenze di luminosità in modo direttamente proporzionale alla quantità di energia ricevuta, ma su scala logaritmica. In seguito si scoprì che ciò non è corretto, ma la scala logaritmica delle magnitudini rimase ugualmente in uso.

stella o in nubi di gas e polvere nello spazio. Confrontando le righe con gli spettri ottenuti in laboratorio, si può stabilire quali sono gli elementi che sono presenti nell'astro che si sta studiando.



Le righe spettrali possono anche presentare uno spostamento verso la parte rossa (redshift) o verso la parte violetta dello spettro (blushift). Interpretando questo fenomeno come effetto Doppler si ha che nel primo caso l'oggetto ha la componente radiale della velocità diretta verso l'esterno, nel secondo caso diretta verso di noi; conoscendo lo spostamento delle righe spettrali è possibile misurarne il valore [^{iv}].

Verso la fine del XIX secolo la spettroscopia permise una classificazione delle stelle e nonostante sia passato del tempo lo schema di base è rimasto immutato (tabella 1).

Con il migliorare delle tecniche fu possibile suddividere ulteriormente le classi (originariamente le prime 7, le classi da O a M) in 9 sottoclassi, da 0 (le più calde) a 9 (le più fredde). La clas-

Tabella 1 – Classificazione delle stelle				
Classe spettrale	Temperatura su- perficiale	Colore	Magnitudine assoluta	
O5	40.000 K	Blu intenso	-5,8	
B 0	28.000 K	Blu	-4,1	
A0	9.900 K	Blu-bianco	+0,7	
F0	7.400 K	Bianco	+2,6	
GO (Sole =G2)	6.030 K	Giallo	+4,4	
K0	4.900 K	Arancione	+5,9	
M0	3.480 K	Rosso-arancio	+9,0	
R, N	3.000 K	Rosso		
S	3.000 K	Rosso		

se O inizia da O3 ed ha la sottoclasse O9,5. La classe M ha la sottoclasse M10.

 $[i^{v}]$ La teoria della relatività fornisce le formule pertinenti; se un raggio di luce di lunghezza d'onda λ viene inviato da una sorgente che si muove alla velocità v verso un osservatore fermo, questi misura una lunghezza d'onda $\lambda = \lambda \sqrt{\frac{c+v}{c+v}}$ Boniemo $z = \frac{\lambda'-\lambda}{2} = \frac{\Delta\lambda}{2}$ i co z > 0 si he il redebift, se z < 0 il blushift. Misurato z la velocità della cor

$$\lambda' = \lambda \sqrt{\frac{1}{c-v}}$$
. Poniamo $z = \frac{1}{\lambda} = \frac{1}{\lambda}$; se $z > 0$ si ha il redshift, se $z < 0$ il blushift. Misurato z la velocita della sor-

gente è data da
$$v = \frac{\lfloor (z+1)^2 - 1 \rfloor}{\lfloor (z+1)^2 + 1 \rfloor} c = \frac{z^2 + 2z}{z^2 + 2z + 2} c$$
. Se $v \ll c$ allora si ha la formula classica: $\lambda' = \lambda \left(1 + \frac{v}{c}\right)$ da cui segue

 $v=z\cdot c$.

1.1.5 – Il diagramma H-R

Nel 1913 il danese Ejnar Hertzsprung (1873 – 1967) e l'americano Henry Norris Russell (1877 – 1957) notarono che costruendo un grafico dove in ascissa sia indicato l'*indice di colore* (una grandezza legata alla temperatura superficiale di una stella) e in ordinata la magnitudine assoluta di stelle di distanza nota, i punti apparivano raggruppati su due fasce molto strette, che non cambiavano mai di forma anche scegliendo altri gruppi di stelle diverse come campione (figura 1.6).

Queste due fasce furono denominate *sequenza principale e ramo delle giganti*; il grafico è oggi noto come diagramma H-R (diagramma di Hertzprung e Russel).

In base a questo diagramma, ogni stella di sequenza principale avente un certo indice di colore, cioè una certa temperatura superficiale, è caratterizzata da una data magnitudine assoluta.

Il diagramma H-R può essere utilizzato per determinare la distanza delle stelle. Prendiamo in



considerazione un ammasso di stelle posto a distanza non misurabile con il metodo della parallasse trigonometrica, siamo comunque certi che tutte le stelle dell'ammasso sono circa alla stessa distanza da noi. Tracciamo ora il diagramma H-R con in ordinata la magnitudine apparente delle stelle dell'ammasso: se vediamo che ha la stessa forma di un tratto di sequenza principale del diagramma H-R di stelle poste a distanza nota (e che quindi riporta in ordinata la magnitudine assoluta), allora per ogni stella dell'ammasso possiamo facilmente risalire alla magnitudine assoluta, essendo questa la stessa di ogni stella con lo stesso indice di colore posta sulla sequenza principale. In tal modo possiamo misurare la distanza delle stelle della Galassia e anche degli ammassi globulari.

1.2 – LE EQUAZIONI DI EQUILIBRIO

Una stella è una massa di gas, approssimativamente sferica, con temperature superficiali che possono variare da 2 000 K a circa 100 000 K e temperatura centrale da circa 5 milioni a qualche miliardo di kelvin. Il termine "stella" si applica solo a strutture in grado di sostenere reazioni di fusione nucleare prolungate. Una "tipica" stella appena formata è composta (in peso) per circa 3/4 di idrogeno, 1/4 di elio e tracce (da un minimo dello 0,01% fino a un massimo del 4%) di elementi più pesanti (ossigeno, carbonio, neon, silicio, ferro e zolfo i più abbondanti).

Indicando con M_S la massa del Sole ($M_s = 1.9891 \cdot 10^{30}$ kg), la massa di una stella viene espressa in unità di massa solare e può variare da 0.08 M_S fino a 100 M_S [^v].

La struttura è diversa a seconda dello stato di evoluzione della stella, ma può essere rappresentata come una serie di gusci concentrici, tenendo però presente che essendo gassosi non esiste un limite netto tra uno e l'altro. Distingueremo principalmente: il *nucleo*, dove avvengono le reazioni nucleari e il resto che chiameremo genericamente *inviluppo*.

Il gas stellare si trova di solito allo stato ionizzato. La fisica della struttura si può descrivere in cinque equazioni (che costituiscono un caso particolare dell'analisi della dinamica dei fluidi): in

 $^{[^{}v}]$ Questi limiti sono indicativi e controversi. Le stelle nane brune che hanno masse dell'ordine dell'1% della massa solare sono al limite inferiore, separano infatti le stelle vere e proprie dai pianeti giganti gassosi la cui massa massima è posta per definizione a 13 masse di Giove valore al di sotto del quale non ha inizio la fusione del deuterio. Anche il limite superiore è discutibile: si conoscono stelle le cui masse arrivano a 200 M_s.

generale non esistono soluzioni esatte, quindi per la loro soluzione si fa ricorso a metodi ormai classici di analisi numerica.

1.2.1 – Conservazione della massa.

Consideriamo un elemento di massa dm, posto a distanza r dal centro della stella. Se lo spessore dr dello strato è sufficientemente piccolo da poter considerare costante la densità ρ , vale la relazione

$$[1.1] dm = \rho dV = 4\pi r^2 \rho dr [^{vi}],$$

detta *equazione di conservazione della massa*. Essa è valida purché si possa trascurare la massa convertita in energia secondo l'equazione di Einstein $E = mc^2$; per il Sole, come vedremo nel paragrafo 2.2.5, questa perdita equivale a circa 4,3 miliardi di kilogrammi al secondo che corrisponde a un centomillesimo della massa solare in un miliardo di anni!

1.2.2 – Equilibrio idrostatico.

Sia ancora dm l'elemento infinitesimo di massa ad una distanza dal centro compresa tra r e r+dr. La pressione sulla superficie interna, a distanza r, sarà maggiore che sulla superficie a distanza r+dr, perché essa deve diminuire man mano che si procede verso l'esterno della stella. La forza agente su dm è la forza di gravità:



[1.2] $dF = -\frac{GM(r)dm}{r^2};$ [Figura 1.7 – L'equilibrio idrostatico] dove M(r) è la massa stellare che si trova all'interno della sfera di raggio r. Inoltre, tenendo conto

della [1.1] si ha una pressione $dP = dF / S = dF / 4\pi r^2$ (S è la superficie sferica di raggio r). In conclusione si ricava

[1.3]
$$dP = \frac{dF}{4\pi r^2} = -\frac{GM(r)dm}{r^2} \cdot \frac{1}{4\pi r^2} = -\frac{GM(r)\rho}{r^2}dr$$

o anche

[1.4]
$$\frac{dP}{dr} = -\frac{GM(r)\rho}{r^2}$$

(*equazione dell'equilibrio idrostatico*). Nelle equazioni ora scritte, si tenga presente che oltre alla massa *M* anche la densità dipende dal raggio.

1.2.3 – Equazione di stato per il gas della stella.

La schematizzazione classica è quella di scrivere la pressione P all'interno della stella come

^{[&}lt;sup>vi</sup>] Si è approssimato il volume del guscio sferico con l'espressione $dV = 4\pi r^2 dr$. La cosa è ragionevole in quanto dr è infinitesimo, infatti si ha: $dV = \frac{4}{3}\pi \left[(r+dr)^3 - r^3 \right] = \frac{4}{3}\pi \left[(r+dr) - r \right] \left[(r+dr)^2 + r(r+dr) + r^2 \right]$. Trascurando dr dentro la seconda parentesi quadrata e semplificando si ottiene il risultato.

somma di due termini, uno per il gas perfetto (P_G) e uno dovuto alla pressione di radiazione (P_R): quest'ultimo termine deve esistere per mantenere la stella in equilibrio.

Quando la densità del gas stellare aumenta (come nelle stelle di piccola massa dopo la fine della combustione dell'idrogeno) gli effetti quantistici diventano importanti e l'approssimazione di gas perfetto non è più applicabile. Il gas diventa allora *degenere* (il termine è di uso comune in Meccanica Quantistica).

La pressione P_G è proporzionale alla temperatura del gas, mentre per la pressione di radiazione P_R si può invece scrivere una dipendenza da T⁴, che sale molto più velocemente di T. Questo vuol dire che la pressione di radiazione cresce molto più rapidamente della pressione di gas perfetto quando la temperatura aumenta; quindi la radiazione sarà il termine dominante nelle stelle più azzurre e calde, quelle dei tipi spettrali O e B. Questo pone un limite superiore per le masse stellari, perché al crescere della massa sale anche la temperatura, e la pressione di radiazione finisce per destabilizzare le stelle troppo massicce.

1.2.4 – Il gradiente termico

Con questo termine si indica la variazione della temperatura al variare della distanza dal centro, dT/dr. Il gradiente termico dipende dal tipo di trasporto energetico attivo all'interno della stella: un basso valore per dT/dr indica un trasporto di energia puramente *radiativo*, (e, in piccola parte, conduzione), ma non per convezione. Viceversa, un dT/dr elevato rende necessario anche lo spostamento di materia per riequilibrare le grandi differenze di temperatura tra strati adiacenti. Nel bilancio energetico la convezione può a volte giungere a dominare completamente la struttura, con conseguenze importanti per l'evoluzione della stella.

La composizione chimica e il grado di ionizzazione della materia stellare svolgono un ruolo fondamentale nell'equazione del gradiente attraverso il cosiddetto *coefficiente di opacità*, che (molto grossolanamente) indica la capacità del gas stellare di assorbire la radiazione prodotta nelle combustioni nucleari. Essa può variare moltissimo con la composizione chimica. Gli elementi più pesanti sono i meno trasparenti: le stelle di formazione più recente (popolazione I), che ne sono più ricche, risultano in media più opache delle stelle più antiche (popolazione II). Anche il grado di ionizzazione influenza l'opacità, perché gli elettroni liberi diminuiscono drasticamente la trasparenza della struttura. Per esempio, un fotone prodotto al centro del Sole impiega in media *un milione di anni* per giungere alla superficie. Naturalmente questo ritardo non può essere avvertito: il numero di fotoni prodotti dalle reazioni nucleari è enorme.

Tabella 2 – Gradiente termico				
dT/dr	Tipo di trasporto	Situazioni associate		
Basso	radiativo	Nuclei di stelle non massicce / inviluppi di stelle massicce		
Medio	convezione "adiabatica"	Nuclei delle stelle di alta sequenza (ciclo CNO)		
Alto	convezione "superadiabati- ca"	Inviluppi delle stelle di bassa sequenza e di giganti rosse		

Distinguiamo tre possibili casi per l'andamento del gradiente termico:

1.2.5 – Produzione d'energia

All'interno della stella possono operare diversi meccanismi: i più importanti sono la contrazione gravitazionale e, soprattutto, le reazioni di fusione nucleare.

Sia ε l'energia prodotta per unità di massa e per unità di tempo dalla stella, *E* l'energia totale prodotta dalla stella, definendo come la *luminosità totale* la derivata dell'energia totale rispetto al tempo, vale a dire $L = \frac{dE}{dt}$, nell'unità di tempo si ottiene:

$$dL = \varepsilon(r) dM = 4\pi r^2 \varepsilon(r) \rho(r) dr$$
 oppure $\frac{dL}{dr} = 4\pi r^2 \varepsilon(r) \rho(r)$

questa equazione in sostanza esprime la conservazione dell'energia.

Le catene di fusione nucleare

All'interno delle stelle si verificano numerosissime reazioni nucleari. Alcune sono molto complesse e manca una loro descrizione quantitativa dettagliata, soprattutto per quelle che avvengono nelle ultime fasi di vita delle stelle di grande massa. In questa scheda riportiamo soltanto i processi più importanti delle catene di fusione nucleare più comuni, rimandando alla bibliografia per una trattazione più completa.

La combustione dell'idrogeno

Le stelle di piccola massa (M < 1,1 M_S circa; il valore esatto dipende dalla composizione chimica, in particolare dall'abbondanza degli elementi più pesanti dell'elio) convertono idrogeno in elio secondo le *catene p-p*, che costituiscono il cosiddetto *ciclo protoneprotone*.

Il ciclo protone-protone è attivo nei nuclei stellari a partire da 6-7 milioni di kelvin. È il processo dominante all'interno del Sole.

Un altro processo di conversione dell'idrogeno in elio è il *ciclo CNO* (Carbonio, Azoto, Ossigeno). Lo schema base è quello riportato in figura 1.9.

Il ciclo CNO è la catena di fusione più veloce per l'idrogeno, e costituisce il regime di funzionamento delle stelle di alta sequenza. Ha però bisogno di temperature abbastanza alte (T > $19 \cdot 10^6$ K circa) per superare l'efficienza delle catene p-p, ed è inoltre necessaria la presenza dei catalizzatori C, N, O già in partenza. Quando, comunque, queste condizioni sono verificate, il ciclo produce energia ad un ritmo molto elevato, bruciando le riserve di idrogeno della stella in un tempo assi più breve rispetto alla combustione operata per mezzo delle catene pp. Esso risulta tanto più efficiente quanto più la temperatura centrale del nucleo (o della shell di produzione) si innalza. Quando ta-

le ciclo domina, la zona di produzione dell'energia è sempre sotto posta a moti convettivi (la quantità di energia liberata è enorme e quindi non basta il normale irraggiamento).

Quando termina l'idrogeno le stelle tentano di passare alla combustione successiva, quella dell'elio.

La combustione dell'elio

Detta anche *reazione 3-alfa*, permette la conversione dell'elio in carbonio e si verifica negli interni stellari con temperature almeno di 100 milioni di kelvin. Il passaggio dalla prima alla seconda parte della reazione

(il berillio Be tende rapidamente a decomporsi di nuovo nei due nuclei di elio) è possibile solo in virtù dell'esistenza di un livello eccitato del carbonio, previsto da F. Hoyle negli anni Cinquanta.

Le combustioni successive: carbonio, ossigeno, eccetera

Tali reazioni nucleari avvengono a temperature sempre più alte, fino a qualche miliardo di kelvin. La catena di reazioni nucleari si interrompe quando si formano ferro e nichel, perché le trasformazioni diventano endoenergetiche e si richiede energia invece di produrne per sostenere la stella. Per passare oltre sono richieste condizioni particolari, che possono verificarsi solo nelle ultime fasi di vita delle stella più massicce.

Il comportamento termico delle stelle

Cosa succede alla stella quando emette energia? L'ipotesi più ovvia è che tenda a raffreddarsi, ma la forza di gravità fa in modo che le cose non stiano affatto così. Appena infatti la struttura comincia a raffreddarsi, interviene subito una contrazione gravitazionale. Questo accade perché la produzione di energia controbilancia la tendenza della stella a schiacciarsi su se stessa, e la produ-

$^{1}_{1}\mathrm{H} + ^{1}_{1}\mathrm{H} \rightarrow ^{2}_{1}\mathrm{H} + \mathrm{e}^{+} + \nu$
$^{2}_{1}$ H + $^{1}_{1}$ H \rightarrow^{3}_{2} He + γ
${}^{3}_{2}$ He $+{}^{3}_{2}$ He $\rightarrow {}^{4}_{2}$ He $+ 2{}^{1}_{1}$ H
Figura 1.8 – Ciclo pp

$^{12}_{6}\mathrm{C} +^{1}_{1}\mathrm{H} \rightarrow^{13}_{7}\mathrm{N} + \gamma$
$^{13}_{7}$ N \rightarrow^{13}_{6} C+e ⁺ +v
$^{13}_{6}$ C+ $^{1}_{1}$ H \rightarrow^{14}_{7} N+ γ
$^{14}_{7}$ N $+^{1}_{1}$ H \rightarrow^{15}_{8} O + γ
$^{15}_{8}\mathrm{O} \rightarrow^{15}_{7}\mathrm{N} + \mathrm{e}^{+} + \mathrm{v}$
$^{15}_{7}$ N + $^{1}_{1}$ H \rightarrow^{12}_{6} C + $^{4}_{2}$ He
Figura 1.9 – ciclo CNO

${}^{4}_{2}\text{He} + {}^{4}_{2}\text{He} \rightleftharpoons {}^{8}_{4}\text{Be}$
${}^{8}_{4}\text{Be} + {}^{4}_{2}\text{He} \rightarrow {}^{12}_{6}\text{C}$
Figura 1.10 – Ciclo 3α

zione di energia è tanto più alta quanto più la stella è calda. Un raffreddamento è quindi inevitabilmente seguito da una contrazione: ma l'effetto della contrazione è quello di riscaldare l'interno della stella e dunque di aumentare l'efficienza delle reazioni nucleari.

Siamo allora di fronte a un vero e proprio paradosso: *più la stella emette energia, più la sua temperatura interna aumenta*. Ci sembra un paradosso solo perché nella nostra esperienza di tutti i giorni non vediamo mai oggetti tanto massicci da essere dominati dalla gravità: la stessa Terra è troppo piccola per contrarsi. Occorrerebbero masse molto superiori . . . come le masse stellari, appunto.

Supponiamo ora per un momento che la forza di gravità non sia più bilanciata dalla pressione di radiazione (che in condizioni normali tende a far espandere il gas, assicurando l'equilibrio per la stella). In un caso del genere è logico aspettarsi che la struttura collassi su se stessa. Quello che non ci si aspetta è la rapidità del processo, che per il Sole durerebbe circa un'ora (e per le altre stelle è più o meno lo stesso valore). Il fatto è che più la stella si contrae, più grande è il valore della forza di gravità su di essa. Poiché il Sole non si comporta in questo modo, deve esserci una sorgente molto efficace di energia al suo interno. Le osservazioni di tipo biologico e geologico, per esempio, indicano che l'emissione solare deve essere stata all'incirca costante almeno nell'ultimo miliardo di anni, ciò indica che l'equilibrio dinamico della nostra stella è molto stabile. Alla base di tale equilibrio sta il meccanismo di generazione dell'energia: le reazioni nucleari di fusione.

Il gradiente termico e il trasporto dell'energia.

I meccanismi di trasporto dell'energia dall'interno della stella verso l'esterno, come sulla Terra, sono: la conduzione, la convezione e l'irraggiamento. Il primo meccanismo è però poco efficace, perché il gas stellare è in generale un cattivo conduttore di calore. L'irraggiamento è invece attivo in ogni stella: sotto certe condizioni, poi, al trasporto radiativo si affianca quello convettivo (che in alcuni casi diviene preponderante). Quando la temperatura varia con la distanza dal centro *troppo rapidamente*, proprio come l'acqua messa a scaldare su un fornello, il trasporto convettivo è molto efficace. Il semplice flusso di calore dall'interno verso l'esterno non è sufficiente a raffredda-re l'interno della stella, e allora è la materia stessa che deve cominciare a muoversi. Spostandosi verso l'esterno il gas si raffredda, richiamando verso l'interno gas più freddo. Questo è molto grossolanamente il meccanismo di formazione delle *celle convettive*.

Concludendo: se la temperatura varia abbastanza lentamente il trasporto per irraggiamento riesce da solo a smaltire il calore in eccesso, mentre quando la temperatura viaria tropo rapidamente la differenza di temperatura tra zone vicine è tale che si innesca la convezione.

I processi convettivi modificano ovviamente la composizione chimica della stella, favorendo il rimescolamento degli elementi tra zone disomogenee.

1.3 - EVOLUZIONE STELLARE

Nel corso della sua vita una stella può attraversare diverse fasi:

1) Protostella: collasso iniziale e innesco delle reazioni nucleari

2) Sequenza principale: fase di combustione dell'idrogeno

3) Esaurimento dell'idrogeno centrale e combustione a shell: le giganti rosse

4) La combustione dell'elio

5) Fasi finali: ramo asintotico, combustioni successive. Nane bianche, stelle di neutroni, buchi neri

L'evoluzione di una stella può variare in funzione di due parametri: la massa (il più importante nel differenziare l'evoluzione) e la composizione chimica.

1.3.1 – La formazione della protostella

Secondo la teoria del Big Bang le prime fasi di vita dell'Universo hanno visto la formazione di idrogeno ed elio, più o meno nelle percentuali del 75% e del 25%, rispettivamente: questo gas ha

contribuito alla nascita delle prime stelle e via via si è arricchito di elementi più pesanti, anche sotto forma di grani di polvere, nel corso di successive generazioni stellari.

I luoghi più favorevoli per la formazione stellare sono le galassie molto ricche di gas e polveri cioè le spirali come la nostra Via Lattea, che ne presenta notevoli concentrazioni lungo i bracci (non a caso composti di stelle per lo più giovani). Il gas interstellare è osservabile sotto forma di regioni HI (nubi di idrogeno neutro, a temperatura ~10 K) e regioni HII (dove l'idrogeno è ionizzato e la temperatura può raggiungere anche i 10^4 K). Fin dagli anni Cinquanta è stata inoltre scoperta nelle nubi di gas interstellare una grande quantità di molecole, organiche e inorganiche.

Le nubi osservate hanno una massa molto variabile, da un minimo di circa $0,1 M_S$ ad un massimo dell'ordine di $10^6 M_S$. Vi è evidenza di moti turbolenti all'interno di molte di esse, come pure di rotazione (e questo è di importanza fondamentale per la dinamica della futura stella). Le nubi più grandi all'interno delle regioni HI sono le più



Figura 1.11 – Regioni di formazione stellare: la nebulosa di Orione, a 1500 a.l. da noi, ha un diametro di circa 30 a.l. La ripresa è di Angelo Angeletti e Alfredo Trombetta ed è stata effettuata dall'Osservatorio Astronomico "Padre Francesco De Vico" di Serrapetrona (MC)

promettenti per la formazione stellare, perché dominate dalla propria gravità; piccole instabilità possono essere sufficienti all'innesco del collasso. Per questo scopo sono stati proposti vari meccanismi (instabilità termica, fronti di shock da compressione ad opera di vicine *supernovae* o di associazioni stellari O-B, campi magnetici locali o galattici).

Nel collasso di una nube si possono distinguere due fasi:

1) <u>Fase isoterma</u>. La temperatura della nube rimane stabile intorno ai 10 K, perché l'energia generata dalla contrazione gravitazionale viene irradiata all'esterno, la nube è trasparente alla radiazione. Col passare del tempo la temperatura al centro comincia lentamente a salire, incrementando l'opacità della struttura e quindi favorendo un ulteriore aumento di temperatura. A circa 2000 K l'idrogeno molecolare si dissocia: ciò fa raddoppiare il numero di particelle disponibili e accelera la velocità del collasso. Quando poi la temperatura centrale tocca i 6000 K circa il numero di elettroni liberi cresce e l'opacità del gas sale ulteriormente, inaugurando la fase successiva.

2) <u>Fase adiabatica</u>. Tale fase è caratterizzata da una rapida crescita della temperatura e della densità centrale della nube: una caratteristica interessante è la continua accelerazione del collasso. Infatti se il collasso procede la densità deve per forza aumentare e questo fa diminuire ancor più il tempo di caduta, accelerando sempre più la contrazione della struttura. La contrazione a questo punto non può più arrestarsi: il risultato è una struttura molto disomogenea, dove si distinguono una condensazione centrale - la protostella, caratterizzata da alti valori di densità, temperatura (~30.000 K) e pressione - e un inviluppo, che comprende le zone esterne molto meno dense e calde fino al limite della nube, che è rimasto ancora alla temperatura iniziale di 10 K. In questa fase la protostella emette una grande quantità di energia, che non deriva da reazioni nucleari, ma dalla conversione dell'energia cinetica del gas in energia termica; il picco di emissione è situato nell'infrarosso lontano e quindi è osservabile solo fuori dell'atmosfera terrestre.

Durante la contrazione è certamente possibile il frazionamento della struttura in due o più parti, che poi daranno origine a sistemi doppi o multipli: il fenomeno è piuttosto frequente in quanto solo la metà circa delle stelle osservate è singola. Durante le stesse fasi si può formare un disco equatoriale di gas e polveri che potrà dare origine ad un sistema planetario. La fase protostellare è stata osservata in diverse regioni del cielo, come la nebulosa M42 in Orione e la nebulosa Aquila (M16) nel Serpente; i dati sperimentali a disposizione si stanno moltiplicando e confermano il quadro generale qui descritto.

La protostella cessa di essere tale quando la temperatura nelle regioni centrali raggiunge i 6-7 milioni di kelvin ed ha inizio la combustione dell'idrogeno. A quel punto l'inviluppo esterno viene progressivamente dissolto dalla radiazione stellare, divenuta più intensa ed energetica, e la stella appare visibile.

1.3.2 – La sequenza principale: combustione dell'idrogeno

Le reazioni nucleari che la sorreggono sono le catene p-p (stelle di bassa sequenza) o il ciclo *CNO* (stelle di alta sequenza): questo determina le differenze di struttura interna già menzionate in precedenza, dando quindi luogo ad una biforcazione evidentissima nel tempo di permanenza in sequenza principale. In ogni caso l'idrogeno brucia soprattutto nel centro della struttura, dove i valori della temperatura sono più elevati e maggiore è l'efficienza delle reazioni nucleari. Man mano che il combustibile si esaurisce i cicli di fusione nucleare tendono a perdere di efficienza: la gravità allora prende il sopravvento e la stella si contrae leggermente. Questo però fa salire la temperatura centra-le e ripristina l'efficienza delle reazioni nucleari; difatti l'energia disponibile per superare la repulsione elettrostatica tra i protoni cresce con l'aumento di temperatura. Ciò fa capire che le stelle sono sistemi dotati di un notevole grado di stabilità, almeno finché all'interno funzionano le sorgenti di energia nucleari.

Un'altra conseguenza di quanto detto è che durante la permanenza in sequenza principale la stella aumenta gradatamente di temperatura e luminosità, perché il processo descritto è estremamente efficace: si giunge al paradosso che l'impoverimento di idrogeno al centro non fa diminuire la luminosità totale, anzi, succede il contrario!

Qualche numero per il Sole: al suo arrivo in sequenza principale, circa 5 miliardi di anni fa, la sua luminosità era ridotta del 30% circa rispetto a quella odierna (questo dato si ricava dai modelli teorici). L'aumento di temperatura, inoltre, incrementa gradatamente l'efficienza del ciclo *CNO* all'interno della nostra stella, che per ora (e per nostra fortuna) contribuisce solo per l'1,5% della luminosità totale: il Sole è una stella di bassa sequenza, anche se è vicina al limite di transizione.

Con il completo esaurimento dell'idrogeno nelle zone centrali termina la fase di sequenza principale, e con essa il periodo più lungo di stabilità sperimentato dalla stella durante la propria esistenza.

1.3.3 - L'esaurimento dell'idrogeno centrale. Le giganti rosse

La fine della combustione dell'idrogeno viene vissuta in modo diverso dalla stella, a seconda della sua massa. Per le strutture di bassa sequenza (M <~ 1,1 M_S, se la composizione chimica è di tipo solare) il nucleo non è convettivo, non si rimescola e la sua composizione non è quindi omogenea: l'idrogeno si consuma più rapidamente al centro, dove la temperatura più alta accresce l'efficacia delle reazioni nucleari. All'esaurirsi del combustibile centrale la zona di massima produzione dell'energia si sposta progressivamente in uno strato (*shell*) sempre più esterno, all'interno del quale il ciclo dominante è oramai il *CNO*; il risultato nel diagramma *H-R* è un graduale aumento di luminosità della stella, insieme con uno spostamento verso destra (vale a dire, un arrossamento): il nucleo di elio, alimentato dal bruciamento dello *shell* ai suoi confini esterni, aumenta progressivamente di massa, pur restando per il momento inerte.

Le cose vanno diversamente per le stelle di alta sequenza. Essendo infatti il nucleo centrale convettivo, esso è omogeneo e quindi l'esaurimento dell'idrogeno è un fenomeno che interessa una parte non trascurabile della struttura. La momentanea interruzione delle reazioni nucleari provoca

quindi una rapida contrazione e soltanto dopo ciò si attiva il meccanismo di combustione nello *shell*.

Stelle molto massicce (M >~ 20 M_S) possono non evidenziare all'esterno alcun arrossamento, perché l'evoluzione è così rapida che l'inviluppo non riesce a tener dietro ai cambiamenti di combustibile all'interno della struttura: la stella rimane "ferma" nel diagramma *H-R* fino alle fasi conclusive, che a ritmo rapidissimo conducono all'esplosione di una supernova. La supernova 1987A nella Grande Nube di Magellano, prima di esplodere era una stella che presentava tutte le caratteristiche di una supergigante blu di tipo spettrale B3 avente massa M ~ 20 M_S, mentre invece al suo interno si era già consumato tutto il ciclo di reazioni che porta alla formazione del ferro e successivamente all'esplosione.

Tutta la storia evolutiva dell'astro si consuma nel giro di alcuni milioni di anni.

Stelle con masse minori, ma sempre elevate, si spostano in modo molto rapido verso destra nel diagramma *H-R*, causando la formazione di una "lacuna" quasi del tutto priva di stelle tra sequenza principale e ramo delle giganti rosse (*gap o lacuna di Hertzsprung*). Naturalmente l'aggettivo "rapido" non va inteso nel significato comune, ma in senso "stellare". Gli strati esterni allo *shell*, se già non lo erano, divengono rapidamente e largamente convettivi. La stella è ora divenuta una gigante rossa.

Si calcola che quando il Sole raggiungerà tale fase esso aumenterà di circa 100 volte il proprio raggio, ingoiando nel processo almeno Mercurio. La luminosità aumenterà di migliaia di volte, non per l'aumento di efficacia delle reazioni nucleari ma per l'accrescimento della superficie di emissione, che varia con il quadrato del raggio.

La durata della fase di gigante rossa dipende dalla massa della stella, ma è comunque molto minore del tempo trascorso sulla sequenza principale. Fenomeni di enorme rilevanza avvengono in questo periodo, come le perdite di massa per espulsione di materia dalla superficie o per vento stellare e instabilità di vario tipo, che sono alla base del comportamento di molte stelle variabili.

La temperatura all'interno continua a salire: a circa 10^8 K ha inizio la fase successiva che è l'accensione della reazione 3α , ovvero la fusione dell'elio nel nucleo centrale, con conseguente produzione di carbonio e ossigeno. Anche in questo caso è necessario fare una casistica in base alla massa della struttura.

Stelle troppo piccole, con massa minore di $0,5 M_S$, non raggiungono mai questa temperatura e quindi la fase di innesco dell'elio centrale non ha luogo. Lo *shell* di combustione dell'idrogeno cessa allora progressivamente di funzionare e la stella comincia a contrarsi, evolvendo verso lo stadio di nana bianca.

Nell'intervallo di massa 0,5 Ms - 2,3 Ms la stella riesce a passare allo stadio di combustione dell'He, ma per farlo deve contrarsi fino a che il gas nel nucleo non può più essere considerato perfetto e diventa degenere. Tale termine è usato quando le distanze medie tra le particelle del gas (elettroni e nuclei atomici) sono talmente piccole che le interazioni quantistiche divengono preponderanti. La statistica classica (Boltzmann) allora non è più valida e per i calcoli occorre la statistica quantistica (Fermi-Dirac). Il fatto importante è che la pressione di un gas degenere aumenta con la temperatura in modo più lento rispetto a un gas perfetto. Questo significa che, quando al centro della stella si raggiunge il valore critico di $\sim 10^8$ K, l'aumento della temperatura dovuto al riaccendersi delle reazioni nucleari non è prontamente bilanciato da un'espansione del nucleo (come invece si avrebbe se il gas fosse perfetto). Se l'espansione tarda a verificarsi la temperatura può crescere rapidamente: ciò incrementa l'efficienza del ciclo 3α , aumentando ancora la temperatura e così via. Questo fenomeno, piuttosto violento, prende il nome di flash dell'elio. La stella trova una via d'uscita quando la temperatura raggiunge valori tanto alti da "rimuovere" la degenerazione del gas. Gli studi più recenti indicano che il flash dell'elio non compromette la stabilità della struttura (mentre in precedenza si credeva potesse addirittura distruggere la stella), ma resta comunque un evento di notevole importanza che toccherà anche il nostro Sole.

Stelle con M >~ 2,3 M_S innescano invece la combustione dell'elio in modo quiescente, perché il loro nucleo non è ancora degenere: per esse quindi non si può parlare di flash.

L'accensione di una nuova sorgente di energia al centro tende a riportare la stella verso sinistra nel diagramma H-R.

1.3.4 – Le stelle di piccola massa e la fase di ramo orizzontale

Le stelle che innescano l'elio senza il flash, ovvero quelle di massa superiore a 2,3 M_s, hanno tempi evolutivi molto accelerati dell'ordine di 10⁷ anni. Molto interesse riveste l'evoluzione post-gigante delle stelle di piccola massa (0,5 M_S- 2,3 M_S), poiché per esse abbiamo a disposizione un campione statistico abbastanza numeroso.

Al momento del flash di elio la stella si trova spostata molto a destra, ma l'incremento di efficienza della combustione centrale tende a riportarla verso sinistra. La configurazione finale di equilibrio è una struttura a doppia combustione (elio al centro, idrogeno nello shell) che si colloca in una zona a luminosità minori e temperature superficiali maggiori rispetto a quella delle giganti rosse.

Le stelle in questa fase (ramo o braccio orizzontale) possono diventare anche molto azzurre con tipo spettrale O o B; ma, al contrario delle stelle della sequenza principale con lo stesso tipo spettrale, queste sono stelle "vecchie", già piuttosto evolute. I due tipi di stelle si distinguono perché quelle appartenenti al braccio orizzontale sono molto meno brillanti (cento volte o anche meno) e bruciano elio anziché idrogeno.

Il tempo trascorso sul braccio orizzontale è di circa 10^8 anni (più o meno valido per tutte le masse, perché esso dipende dalla massa del nucleo di elio, che è approssimativamente costante). Nel corso di questa fase si forma un nucleo di carbonio (e ossigeno) in progressivo accrescimento. Quando anche l'elio nelle zone centrali si esaurisce l'evoluzione della stella accelera ulteriormente.



Al termine della combustione dell'elio nelle zone centrali si attiva un secondo shell - più interno rispetto al primo - nel quale l'elio continua a bruciare incrementando le dimensioni del nucleo di carbonio. A questo punto la stella si trova a dover raggiungere la temperatura necessaria per l'innesco del carbonio (circa 8.10⁸ K) prima che gli effetti dovuti alla degenerazione quantistica degli elettroni blocchino la contrazione gravitazionale in atto. Anche in queste fasi il parametro fondamentale è la massa.

$0.5 M_{\rm S} < M < 4M_{\rm S}$

La stella non riesce a raggiungere la temperatura necessaria per innescare la fusione del carbonio. Il nucleo di carbonio resta dunque inerte, mentre la struttura è sostenuta dalla combustione degli shell, che possono essere attivi anche contemporaneamente. La temperatura superficiale si abbassa e la stella appare nuovamente come gigante rossa: questa è la fase di ramo



shell

 $H \rightarrow He$

Н

 $He \rightarrow C$

Figura 1.12 - Struttura di una stella di

ramo orizzontale

Nebula). Al centro è visibile la nana bianca. La ripresa è di Fabiano e Francesco Barabucci ed è stata effettuata dall'Osservatorio Astronomico "Padre Francesco De Vico" di Serrapetrona (MC)

asintotico. La situazione è simile alla fase che precede l'accensione del nucleo di elio, con la differenza che le temperature interne sono molto più alte; la stella appare più brillante, ma questa volta non riuscirà ad innescare la combustione nel nucleo. Tuttavia la temperatura interna continua a sali-

Figura 1.13 – La nebulosa planetaria M57 (Ring

re, accrescendo l'efficienza della combustione dello *shell* di elio. Rimescolamenti convettivi e l'espansione dell'inviluppo contribuiscono invece all'instabilità dello *shell* di idrogeno: il risultato è la variabilità dell'emissione, con pulsazioni che possono assumere diverse connotazioni a seconda del grado di rimescolamento e della temperatura. Si verificano consistenti perdite di massa, al punto che la stella finisce per espellere una parte o addirittura tutto l'inviluppo, apparendo come *nebulosa planetaria*. In tali oggetti l'astro centrale appare caldissimo, e in effetti non è altro che il nucleo di carbonio e di elio, messo a nudo grazie alla dissoluzione dell'inviluppo esterno. Con il passare del tempo anche la combustione nello *shell* di elio si esaurisce: il sopravvento della gravità fa prosegui-re il collasso del nucleo finché la completa degenerazione del gas non blocca il processo, quando la densità centrale raggiunge e supera i 10⁶ g/cm³. L'equilibrio raggiunto è dovuto al principio di esclusione di Pauli. La stella è ora diventata una *nana bianca* e il suo diametro è paragonabile a quello terrestre. Il nucleo è un miscuglio di carbonio e ossigeno, con uno strato più esterno di elio che rappresenta il residuo incombusto dello *shell*. Le stelle che invece sono diventate nane bianche prima di innescare la combustione centrale dell'elio hanno un nucleo composto da questo elemento e un inviluppo residuo di idrogeno.

All'interno della struttura le reazioni nucleari sono ormai cessate e l'energia emessa (tutta per irraggiamento termico) è scarsa, con una luminosità risultante molto debole. Il colore della stella è sul bianco. Anche il Sole subirà questa sorte.

Se la massa residua della stella in contrazione è troppo grande il principio di esclusione di Pauli non riesce a fermare il collasso. Le nane bianche hanno una massa limite (detto *limite di Chandrasekhar*), il cui valore teorico è 1,44 M_s .

$4 M_{\rm S} < M < ~8 M_{\rm S}$

La stella non riesce a raggiungere la temperatura di innesco del carbonio a causa delle copiose perdite di massa. Iniziate in modo sensibile con la fase di gigante rossa, le perdite di massa diventano successivamente più grandi, mentre la stella attraversa la fase di variabile, il ramo asintotico e la fase di nebulosa planetaria. Se la massa residua della confi-



gurazione è sotto il limite di Chandrasekhar l'evoluzione procede in modo del tutto analogo al caso *a*); se questo limite viene superato il collasso prosegue, fino a stravolgere la struttura degli atomi che compongono la stella: per mezzo della cattura elettronica, i protoni si trasformano in neutroni. Il nuovo equilibrio viene raggiunto quando la stella ha dimensioni di circa 10 km e una densità di 10^{15} g/cm³. Questo valore è più o meno dell'ordine della densità di un protone o di un neutrone. Per la conservazione del momento angolare la velocità di rotazione è altissima, e così pure l'intensità del campo magnetico associato: la combinazione delle due caratteristiche fa sì che la stella emetta, ad intervalli rapidissimi e regolari (di millisecondi o anche meno), impulsi radio che si possono captare da Terra. Strutture del genere sono dette *pulsar* (dall'inglese *pulsating star*, stella pulsante), o anche stelle di neutroni. Un esempio di questi oggetti è la *pulsar* all'interno della Nebulosa del Granchio (nella costellazione del Toro), la cui pulsazione ha una frequenza di 0,033 s. Col tempo il periodo di rotazione delle stelle di neutroni si allunga e gli impulsi radio rallentano. Esiste una massa limite anche per le *pulsar*, il cui esatto valore è ancora controverso, ma comunque compreso tra 1,5 M_s e 3,2 M_s. Se il nucleo stellare in contrazione supera tale massa, non esiste più alcuna configurazione di equilibrio possibile: nessuna forza conosciuta potrà allora arrestare il collasso gravitazionale.

$\sim 8 M_{\rm S} < M < \sim 10 M_{\rm S}$

La stella può riuscire a raggiungere la temperatura minima necessaria per innescare il carbonio, ma in un nucleo ormai completamente degenere. Secondo i modelli teorici l'accensione (*flash del carbonio*) ricalca il flash dell'elio, ma con risultati ben più catastrofici: la stella esplode come supernova e non lascia dietro di sé alcun residuo, all'infuori di una nube di materia in rapida espansione. Questa situazione è realizzabile solo per un ristretto intervallo di masse. Non essendo possibile quantificare in modo soddisfacente la quantità di materiale espulso nelle fasi avanzate dell'evoluzione, è plausibile che ben poche stelle si trovino nelle condizioni adatte per il flash del carbonio, e finora non sembra che esso sia mai stato osservato.

 $M > 10 M_S$ (e fino al limite superiore di massa per le stelle, che è dell'ordine di 100 M_S)

La stella innesca senza problemi la fusione del carbonio in un nucleo non degenere e, all'esaurimento di quest'ultimo nelle zone centrali, procede attraverso le successive combustioni sino a formare un nucleo di ferro. Durante questo processo una frazione sempre maggiore dell'energia viene emessa sotto forma di neutrini, che riescono facilmente a lasciare la stella e quindi raffreddano la struttura in modo efficiente, accelerando ulteriormente l'evoluzione; le ultime fasi sono molto rapide. Prima della fine della catena di nucleosintesi la stella massiccia ha una struttura a cipolla. Raggiunto il ferro la catena di reazioni nucleari non può procedere oltre. La gravità prevale e ne risulta un catastrofico collasso della regione centrale. In questa fase la stel-



chio). È il resto di una supernova esplosa nel 1054. Fonte VLT-ESO

la riesce a produrre elementi più pesanti del ferro, fino all'uranio e addirittura oltre e con un meccanismo di "rimbalzo" l'inviluppo esterno viene espulso a grandissime velocità (fino anche a 1000 km/s) e la stella, luminosissima, diventa una *supernova*. Mentre l'inviluppo lascia la stella, il destino del nucleo centrale si compie con grande rapidità: se la sua massa non supera il valore di 1,5 – 3,2 M_s si forma una stella di neutroni; in caso contrario la contrazione non si arresta e diventa un buco nero. A differenza di nane bianche e *pulsar*, non esiste ancora la certezza dell'esistenza dei buchi neri. Nondimeno, gli indizi a favore si stanno moltiplicando.





LE FASI DELL'EVOLUZIONE STELLARE IN FUNZIONE DELLA MASSA

MASSE	PRE- SEQUENZA	SEQUENZA PRINCIPALE	POST-SEQUENZA	ULTIME FASI	STADIO FINALE
Grandi (>10 M _S)	Da 1000 a 10 000 anni	(<15 milioni di anni) Iper- o supergigante blu $H \rightarrow He$ (ciclo CNO veloce), anche He $\rightarrow C$ (ciclo 3 α) per le stelle più massicce	(< 1 milione di anni) Iper- o supergigante (vari colori) C→Ne, Ne→Mg+Si, O→Si, Si→Fe+Ni Forti perdite di massa Se 10M _S < M < 20M _S anche gigante rossa	(< 1 secondo) Formazione di elementi pesanti Collasso del nucleo: Supernova II elementi transuranici	$\begin{array}{l} \textbf{Stella di neutroni} \\ (M_{finale} < \sim 3M_S) \\ \textbf{Buco nero} \\ (M_{finale} > \sim 3M_S) \end{array}$
"Limite" (9 -10 M _S)	Da 10 000 a 100 000 anni	(15-30 milioni di anni) Gigante azzurra H → He (ciclo CNO veloce)	(1 milione di anni) Gigante rossa Shell H→He, poi subito He→C (ciclo 3α) Perdite di massa	(100 000 anni) Nucleo inerte (C,O,Ne)+shell He \rightarrow C +shell H \rightarrow He Innesco C \rightarrow Ne in nucleo degenere FLASH C (Supernova I _{1/2})	Distruzione completa
Intermedie (2,3 - 9 M _S)	Da 100 000 a 1 milione di anni	(30 milioni - 1 miliardo di anni) Azzurra o bianca H→ He (ciclo CNO)	(3 – 10 milioni di anni) Gigante rossa Shell H→He, poi He→ C (ciclo 3α) Perdite di massa	(1 milione di anni) Ramo asintotico Nucleo inerte (C,O,Ne)+shell He→C +shell H→He Formazione di elementi pesanti Forti perdite di massa, espulsione invi- luppo, nebulosa planetaria. Pulsi termici. Shell in esaurimento	Nana bianca (H, He, C, O, Ne)

MASSE	PRE- SEQUENZA	SEQUENZA PRINCIPALE	POST-SEQUENZA	ULTIME FASI	STADIO FINALE
Piccole (I) (1,1-2,3 M _S)	Da 1 milione a 10 milioni di anni	(1 - 3 miliardi di anni) Bianca o gialla H → He (ciclo CNO)	(100 - 300 milioni di anni) Gigante rossa Nucleo inerte (He) + shell $H \rightarrow He$ Perdite di massa. Innesco He: Ramo orizzon- tale He \rightarrow C (ciclo 3 α)	(10 milioni di anni) Ramo asintotico Nucleo inerte (C,O) + shell He→C + shell H→He Formazione di elementi pesanti Perdite di massa, espulsione inviluppo, nebulosa planetaria. Pulsi termici. Tutte le shell in esaurimento	Nana bianca (H, He, C, O)
Piccole (II) (0,5-1,1 M _S)	Da 10 a 100 mi- lioni di anni	(3 - 20 miliardi di anni) Gialla o arancione H → He (ciclo <i>pp</i>)	(300 milioni – 2 miliardi di anni) Gigante rossa Nucleo inerte (He) + shell H→He Perdite di massa. <i>FLASH</i> He: Ramo orizzon- tale He→ C (ciclo 3α)	(10 milioni di anni) Ramo asintotico Nucleo inerte (C,O) + shell He→C + shell H→He Formazione di elementi pesanti Perdite di massa, espulsione strato esterno, nebulosa planetaria. Pulsi termici. Tutte le shell in esaurimento	Nana bianca (H, He, C, O)
Molto piccole (0,08-0,5 M _S)	>100 milioni di anni	(> 20 miliardi di anni) rossa H → He (ciclo <i>pp</i>)	(non ancora accaduto nella storia dell'Universo) Nucleo inerte (He) + shell H→He	Pulsi termici. Shell H in esaurimento	Nana bianca (H, He)
< 0,08 M _s	Massa insufficiente per innescare la combustione dell'H. Nana bruna				

2 - IL SOLE

2.1 – GENERALITA' SUL SOLE



Il Sole è di gran lunga la stella più vicina alla Terra; la seconda in ordine di distanza, Alfa Centauri, è oltre 200.000 volte più lontana.

Anche se favorito dalla vicinanza, lo studio quantitativo dei parametri fisici del Sole è iniziato solo ai primi dell'800, con l'avvento della spettroscopia. I dati raccolti in questi ultimi anni, sia con osservazioni da Terra, sia con strumenti posti in orbita al di fuori dell'atmosfera terrestre, hanno consentito di delineare la struttura esterna del Sole. Le leggi della Fisica hanno poi permesso di ricostruire anche la struttura interna.



La composizione chimica del Sole è complessa, ma esso è sostanzialmente costituito da idrogeno ed elio. Il peso

dell'idrogeno che forma il Sole produce una pressione sempre più elevata man mano che ci si avvicina al centro. Si stima che nel nucleo ci sia una pressione di $3 \cdot 10^{11}$ atm, che diminuisce prima lentamente, poi, in prossimità della superficie, più rapidamente.

Si ritiene che la temperatura all'interno del Sole sia di $1,5 \cdot 10^7$ K. Essa diminuisce lentamente nella parte più interna, a $0,7R_S$ (R_S sta per raggio solare, $R_S=6,9595 \cdot 10^8$ m) è dell'ordine di 10^6 K, mentre tra 0,9 R_S e 1 R_S diminuisce di 100 volte fino ad arrivare a 5800 K.



La struttura può essere suddivisa per comodità in una serie di involucri concentrici, tenendo però presente che non esiste un limite netto tra un involucro e l'altro. Abbiamo allora l'interno (con quasi tutta la massa del Sole), costituito da un nucleo centrale, una zona radiativa e una zona convettiva; vi è poi la superficie visibile, detta fotosfera, e l'atmosfera del Sole, in cui si distingue tra cromosfera e corona.



L'energia del Sole deriva dalla fusione nucleare, che ha luogo esclusivamente all'interno del nucleo; è attivo principalmente il ciclo pp. L'energia viene irradiata dal Sole a tutte le lunghezze d'onda, dalle onde radio ai raggi gamma: la maggior parte di essa, comunque, è radiazione visibile ed infrarossa.

Se studiamo la fotosfera, lo strato visibile esterno, potremo notare delle macchie più scure, le macchie solari, causate da fenomeni magnetici sulla superficie solare e spesso visibili in gruppi (detti gruppi di macchie solari). Il loro numero varia secondo un ciclo di circa 11 anni (ciclo solare), causato dalla periodica inversione del campo magnetico. Le macchie constano di una zona interna più scura (ombra), con una temperatura di circa 4000 °C, ed una esterna più chiara (penombra), con una temperatura di circa 5000 °C. In realtà le macchie emettono luce, ma appaiono scure per contrasto con la brillantissima superficie circostante. Le loro dimensioni variano da quelle di una macchia singola grande circa un migliaio di km (che in questo caso viene detta poro) alla dimensione

dei gruppi di macchie, larghi centinaia di migliaia di km. Esse si formano e spariscono sotto l'azione del campo magnetico solare e possono persistere per alcune settimane. Le più longeve durano anche un paio di mesi e, ricordando che il Sole ruota attorno al proprio asse in circa un mese, possono essere riviste al bordo opposto da quello dove sono scomparse. Grazie ad esse è possibile seguire la rotazione del Sole su se stesso, che si compie in maniera diversa a seconda della latitudine solare: in 25 giorni all'equatore ed in 30 presso i poli. Questo accade perché il Sole non ruota rigidamente come la Terra, ma in maniera differenziata. Figura 2.5 – Macchie solari riprese da Lorenzo Co-

Le caratteristiche più appariscenti del Sole molli il 30 aprile 2007 alle ore 13.58 ora locale.

non sono visibili in condizioni normali: bisogna infatti utilizzare strumenti appositi (coronografi o

filtri a banda stretta), oppure attendere un'eclisse. Solo allora potremo scoprire che il Sole è circondato da un ampio alone luminoso (corona): esso cambia forma in concomitanza con il ciclo delle macchie ed è costituito da pennacchi e filamenti di gas rarefatto che si disperdono nello spazio. Una curiosità è che la loro temperatura si aggira attorno a uno-due milioni di kelvin, quindi sono notevolmente più caldi della fotosfera visibile. Appena sopra quest'ultima c'è un sottile strato di colore rosato, la cromosfera, visibile durante le eclissi. Da qui si staccano le protuberanze, formate da getti di gas che si disperdono nella corona o ricadono sulla superficie solare. Spesso raggiungono dimensioni di decine di migliaia di chilometri e solitamente si estinguono nel giro di poche ore. Un caso eccezionale è avvenuto nella prima metà degli anni Settanta, con una protuberanza alta circa 400.000 km.



Figura 2.6 – Protuberanza ripresa dalla sonda SOHO



Figura 2.7 – La corona solare ripresa durante due eclissi: a sinistra il 21 giugno 2001 da Sumbè (Angola), a destra il 29 marzo 2006 da El Solloum (Egitto). Foto A. Angeletti.



Figura 2.8 – La cometa McNaught passata al perielio, a 25 milioni di km dal Sole, il 12 gennaio 2007. Ripresa dal sito del VLT (Very Large Telescope) sul Cerro Paranal in Cile.

Dalla corona viene emesso costantemente un gran numero di particelle cariche, che formano il cosiddetto vento solare, il quale si allontana ad una velocità di alcune centinaia di chilometri al secondo. Il suo effetto più vistoso è quello di formare la coda delle comete, respingendo i gas ionizzati e le polveri che queste emettono. Dalla Terra si segue costantemente la nostra stella, anche perché di tanto in tanto avvengono delle enormi esplosioni dette brillamenti, le quali provocano, circa tre giorni dopo, delle tempeste magnetiche, interferenze radio o bellissime aurore. Ma la sua influenza non si esaurisce qui: il vento solare deforma le magnetosfere dei pianeti dotati di campo magnetico, come la Terra. L'atmosfera che ci protegge da queste particelle letali per la vita viene compressa dal lato rivolto al Sole e stirata a forma di goccia nel lato opposto.



Figura 2.9 – Aurora boreale; a sinistra sopra il Bear Lake in Alaska, a destra una foto dell'aurora australe, presa dallo space shuttle in orbita nel maggio 1991.

Un altro effetto prodotto dal vento solare è quello di interferire con la ionosfera terrestre, disturbando o addirittura interrompendo le comunicazioni radio, soprattutto nella banda delle onde corte. Ma esso disturba pure le comunicazioni con i satelliti in orbita attorno alla Terra, producendo talvolta veri e propri blackout delle comunicazioni.

Il fenomeno più vistoso (raro alle nostre latitudini) è comunque quello della generazione delle aurore (boreali ed australi), le quali possono essere viste in aree vastissime. Esse hanno luogo quando le particelle cariche elettricamente vengono indirizzate verso i poli magnetici terrestri.

Un altro fenomeno non visibile, ma causato dal Sole, è quello del "gonfiarsi" o "ridursi" degli strati più esterni dell'atmosfera terrestre; a seconda del punto rag-giunto nel periodo del ciclo undecennale, gli atomi o le molecole dell'atmosfera rarefatta della zona esterna, espandendosi, possono creare un maggiore attrito nel moto dei satelliti in orbita bassa. Una esempio del loro effetto è stata la progressiva caduta della stazione spaziale Skylab, della NASA, la quale per l'attrito residuo degli strati esterni, dovuto all'eccezionale attività del ciclo solare degli anni Settanta, è ricaduta sulla Terra provocando un notevole allarme nelle zone soggette a "possibile impatto" (aveva una massa di varie tonnellate).

La nostra stella è composta attualmente dal 73% di idrogeno e dal 25% di elio: il resto se lo dividono – in percentuali molto varie - tutti gli altri 89 elementi. Ricordiamo che il materiale che compone tutto il Sistema Solare (ad eccezione dell'idrogeno e dell'elio) venne prodotto da una supernova, la cui esplosione arricchì la nebulosa che contraendosi lo generò (e forse fu proprio l'esplosione a innescarne il collasso, circa 4,55 miliardi d'anni fa).

2.2 CALCOLO DI ALCUNI PARAMETRI FISICI DEL SOLE

2.2.1 – Raggio medio del Sole

Tenendo conto che dalla Terra il diametro del Sole viene visto mediamente sotto in angolo di $\alpha = 31$ ' 59" (= 31,98' = 0,533°) e che la distanza media del Sole dalla Terra è $D_{\text{TS}} = 1,496 \cdot 10^{11}$ m, utilizzando un po' di trigonometria, si ricava il raggio medio del Sole R_{S} :

$$R_{\rm S} = D_{\rm TS} \cdot \tan \frac{\alpha}{2} = \left(1,496 \cdot 10^{11}\,{\rm m}\right) \cdot \tan \frac{0,533^{\circ}}{2} = 6,96 \cdot 10^{8}\,{\rm m} = 109R_{\rm T}$$

dove $R_{\rm T}$ = raggio medio della Terra = 6,371 · 10⁶ m.



2.2.2 – Massa del Sole

La massa del Sole M_S può essere dedotta dalla terza legge di Keplero:

$$\frac{a^3}{T^2} = \frac{GM_{\rm S}}{4\pi^2}$$

dove *a* e *T* sono rispettivamente il semiasse maggiore dell'orbita terrestre (pari all'inirca alla distanza Terra–Sole = D_{TS}) e il periodo di rivoluzione della Terra intorno al Sole (*T* = 365,25 giorni = 3,156·10⁷ s), mentre *G* = 6,67·10⁻¹¹N·m²·kg⁻² è la costante di gravitazione universale. Si ha quindi:

$$M_{\rm S} = \frac{4\pi^2 a^3}{GT^2} = \frac{4\pi^2 \left(1,496 \cdot 10^{11} \,{\rm m}\right)^3}{\left(6,67 \cdot 10^{-11} \,{\rm N} \cdot {\rm m}^2 \cdot {\rm kg}^{-2}\right) \left(3,156 \cdot 10^7 \,{\rm s}\right)^2} = 1,99 \cdot 10^{30} \,{\rm kg}^{-1}$$

2.2.3 – Volume e densità del Sole

Noto il raggio del Sole è possibile calcolare il suo volume

$$V_{\rm S} = \frac{4}{3}\pi R_{\rm S}^3 = \frac{4}{3}\pi \cdot \left(6,96\cdot 10^8\,{\rm m}\right)^3 = 1,412\cdot 10^{27}\,{\rm m}^3$$

che è circa 1 300 000 volte il volume della Terra. Conoscendo la massa, la densità del Sole è data da:

$$\rho_{\rm S} = \frac{M_{\rm S}}{V_{\rm S}} = \frac{1,99 \cdot 10^{30} \,\rm kg}{1,412 \cdot 10^{27} \,\rm m^3} = 1410 \,\frac{\rm kg}{\rm m^3}$$

non molto diversa dalla densità dell'acqua.

2.2.4 – Accelerazione di gravità sulla superficie del Sole e velocità di fuga

L'accelerazione di gravità si ricava dalla legge della Gravitazione Universale di Newton

$$g = G\frac{M}{R^2};$$

sulla superficie del Sole si ha

$$g_{\rm S} = G \frac{M_{\rm S}}{R_{\rm S}^2} = \left(6,67 \cdot 10^{-11} \frac{\rm N \cdot m^2}{\rm kg^2}\right) \frac{1,99 \cdot 10^{30} \rm kg}{\left(6,96 \cdot 10^8 \rm m\right)^2} = 274 \frac{\rm m}{\rm s^2};$$

ricordando che sulla superficie della Terra $g_{\rm T} = 9.8 \frac{\rm m}{{\rm s}^2}$, si ottiene che $g_{\rm S} \cong 28 g_{\rm T}$.

La velocità di fuga si ricava da
$$v = \sqrt{\frac{2GM}{R}}$$
, per cui si ha: $v = 6,18 \cdot 10^5$ m/s. Si ricordi che la

velocità di fuga dalla superficie della Terra è $v = 1,12 \cdot 10^4$ m/s.

2.2.5 – Energia globale irradiata da tutta le superficie solare in un secondo

Se il Sole emette in 1 s una quantità totale di energia *L* in modo omogeneo in tutte le direzioni, quando questa arriva alla distanza della Terra si è distribuita su una sfera di raggio $R = D_{TS}$. Si dimostra che la superficie terrestre, in un secondo, riceve una quantità di energia: $E = \left(\frac{L}{L}\right)\pi R^2$ Da misura fatte da Terra e dalle sonde spaziali si ricava che la quantità di energia

 $E = \left(\frac{L}{4\pi D_{\text{TS}}^2}\right)\pi R_{\text{T}}^2$. Da misura fatte da Terra e dalle sonde spaziali si ricava che la quantità di ener-

gia raccolta in 1 s da 1 m² di superficie terrestre perpendicolarmente ai raggi luminosi (detta costante solare J) è data da:

$$J = 1,38 \cdot 10^3 \text{ W/m}^2$$
,

ma

$$J = \frac{E}{\pi R_{\rm T}^2} = \frac{\left(\frac{L}{4\pi D_{\rm TS}^2}\right)\pi R_{\rm T}^2}{\pi R_{\rm T}^2} = \frac{L}{4\pi D_{\rm TS}^2}$$

Si ricava quindi:

$$L = (4\pi D_{\rm TS}^2) \cdot J = 3,88 \cdot 10^{26} \,\rm W \,.$$

Tenendo conto che questa energia deriva dalla trasformazione di massa in energia mediante la relazione di Einstein $E = m c^2$,

possiamo ricavare la massa solare che in 1 s viene trasformata in energia:

$$m = \frac{L}{c^2} = 4, 3 \cdot 10^9 \frac{\text{kg}}{\text{s}}$$

2.2.6 – Limite superiore per la vita del Sole

Se l'esistenza del Sole fosse legata solo al consumo della massa allora durerebbe un tempo pari a:

$$\tau = \frac{M_{\rm S}}{\rm m} = \frac{1,99 \cdot 10^{30} \,\rm kg}{4,3 \cdot 10^9 \,\frac{\rm kg}{\rm s}} = 4,63 \cdot 10^{20} \,\rm s \cong 1,5 \cdot 10^{13} \,\rm anni\,,$$

circa 15 000 miliardi di anni, ma la vita del Sole è legata anche ad altri fattori che riducono questo valore a circa 10 miliardi di anni.

2.2.7 – Temperatura superficiale del Sole

L'energia q emessa da 1 m² di superficie del Sole si ottiene da:

$$q = \frac{L}{4\pi R_{\rm S}^2} = \frac{4\pi D_{\rm TS}^2 J}{4\pi R_{\rm S}^2} = J \left(\frac{D_{\rm TS}}{R_{\rm S}}\right)^2 = 6,4 \cdot 10^7 \,\frac{\rm W}{\rm m^2} \,.$$

Se il Sole irraggiasse come un corpo nero, allora potremmo utilizzare la legge di Stefan-Boltzmann per determinare la temperatura superficiale; infatti da $q = \sigma T^4$, dove

$$\sigma = 5,67 \cdot 10^{-8} \frac{J}{K^4 m^2 s}, \text{ si ricava:}$$
$$T = \left(\frac{q}{\sigma}\right)^{\frac{1}{4}} \cong 5,8 \cdot 10^3 \text{ K}.$$

In realtà il Sole non irraggia come un corpo nero e il valore appena trovato non è la sua temperatura superficiale, però non è molto diverso dall'effettivo valore e viene chiamato *temperatura effettiva* $T_{\rm e}$. Più in generale la temperatura effettiva di una stella viene definita come il parametro $T_{\rm e}$ che soddisfa l'uguaglianza:

$$L = 4\pi R^2 \sigma T_e^4$$

dove L indica l'energia totale irraggiata dalla stella in 1 s (espressa in watt), R il suo raggio (in metri). A volte questa espressione viene utilizzata per stimare il raggio delle stelle.



3 – L'UNIVERSO: struttura ed evoluzione

3.1 – LA STRUTTURA DELL'UNIVERSO

3.1.1 – Introduzione

Come già detto le stelle nascono in nebulose e generalmente nascono a gruppi, i cosiddetti *ammassi stellari aperti* costituiti al massimo da poche migliaia di stelle che nel giro di poche centinaia di milioni di anni si disperdono a causa di effetti gravitazionali.



Figura 3.1 – A sinistra l'ammasso aperto delle Pleiadi (M45), nella costellazione del Toro; è un ammasso di circa 500 stelle, comprese in un raggio di 6 a.l., a circa 400 a.l. dalla Terra. La presenza della nebulosità intorno ad alcune stelle è la testimonianza che l'ammasso è giovane, si stima che abbia un'età di 100 milioni di anni; gli effetti gravitazionali dovrebbero dissolverlo in 250 milioni di anni. A destra l'ammasso globulare M3, nella costellazione dei Cani da Caccia. M3 è uno degli ammassi globulari più rilevanti contenendo, secondo le stime, oltre mezzo milione di stelle. Ad una distanza di otre 30.000 a.l. ha un diametro di circa 150 a.l.

Altri ammassi, costituiti da stelle vecchie (di Popolazione II), sono gli ammassi globulari: densi raggruppamenti di stelle contenenti ciascuno centinaia di migliaia o addirittura milioni di stelle. La loro forma è pressoché sferica e al centro le stelle sono così concentrate che in un parsec cubico di spazio possono trovarsi fino a mille stelle (si noti che la stella a noi più vicina è a 1,32 pc). L'età degli ammassi globulari, stimabile dal loro diagramma H-R, ha creato non poche difficoltà agli astrofisici; sembravano infatti più vecchi dell'Universo stesso. Oggi il problema si è risolto con migliori misure sia dell'età degli ammassi sia dell'età dell'Universo.

Le strutture che vengono prese in considerazione per studiare la struttura e l'evoluzione dell'Universo sono però le galassie: immensi sistemi costituiti da gas, polveri e fino a diverse centinaia di miliardi di stelle tenuti insieme dalla forza di gravità.

Il Sole fa parte di una galassia chiamata Galassia (con l'iniziale maiuscola). La Via Lattea invece è una parte della Galassia, quella visibile dalla Terra, oggi molto spesso con il temine Via Lattea si intende tutta la nostra galassia.

Sono state osservate centinaia di miliardi di galassie. Tipicamente hanno una massa compresa tra le 10^5 (galassie nane) e le 10^{12} (ellittiche giganti) masse solari; luminosità comprese tra le 10^5 e le 10^{11} luminosità solari; diametri che vanno da poche centinaia di parsec a centinaia di kiloparsec ed, in genere, tendono a raggrupparsi in strutture più complesse come i gruppi o gli ammassi di galassie. Le stelle che le compongono hanno un moto di rotazione intorno al centro con velocità che possono andare da qualche decina di chilometri al secondo per le galassie più piccole fino a centinaia di chilometri al secondo per quelle più grandi.



fino ai Gemelli (Gem). A causa dell'inclinazione della Terra rispetto al piano galattico e all'atmosfera terrestre, dalle nostre latitudini non si riesce a vedere la zona compresa tra la parte bassa dello Scoprione (Sco) e la Poppa (Pup).

Nel 1610, Galileo Galilei usò un telescopio per studiare la Via Lattea e scoprì che era composta da un enorme numero di deboli stelle. Nel trattato "Storia naturale universale e teoria dei cieli", del 1755, Immanuel Kant fece l'ipotesi (corretta) che la Galassia poteva essere un insieme rotante composto da un gran numero di stelle, tenute insieme dall'attrazione gravitazionale e che dalla nostra prospettiva dentro il disco, la Galassia sarebbe visibile come una banda luminosa nel cielo. Congetturò inoltre che alcune delle nebulose visibili nel cielo notturno fossero galassie separate dalla nostra.



Nonostante le osservazioni fatte durante tutto il XIX secolo, non venne dato credito all'idea di Kant. Le nebulose non vennero universalmente accettate come galassie finché l'astronomo statunitense Edwin Powell Hubble (1889 – 1953) non risolse la questione nei primi anni venti del XX secolo. Tra il 1924 e il 1926, con il telescopio di 2,54 m dell'Osservatorio di Mount Wilson in California, ottenne delle foto della nebulosa di Andromeda nelle quali erano evidenti le stelle che formano i bracci della spirale. Successivamente altre nebulose furono risolte in stelle risultando simili a quelle della Galassia ed anche esse presero il nome di galassie.

Nel 1936, Hubble pubblicò un sistema di classificazione delle galassie in uso ancora oggi. Egli propose di dividerle in tre tipi fondamentali: ellittiche, indicate con la lettera E; a spirale, indicate con la lettera S; irregolari, indicate con I.

Le Galassie ellittiche sono composte da stelle di Popolazione II (seconda), cioè da stelle giganti

rosse o gialle, nane rosse o gialle e da una quantità di stelle bianche di luminosità non troppo alta; mancano le giganti e le supergiganti bianco-blu. In genere non vi sono gas e polveri, comunque, anche in quelle in cui sono presenti, la formazione stellare è assente (ovviamente ci sono delle eccezioni). Dall'esterno le galassie ellittiche differiscono solo per il loro maggiore o minore appiattimento. Hubble definì *indice di ellitticità* la quantità $10\frac{a-b}{a}$, dove a è il semiasse maggiore e b quello minore. Il valore che si ottiene è ge-

neralmente un numero frazionario, Hubble propose di approssimarlo all'unità, per cui i valori possibili per tale parametro sono gli interi da 0 a 10. In realtà non si osservano galassie ellittiche con indici di appiattimento superiori a 7.



Figura 3.4 – La galassia ellittica M105 nel Leone



nella costellazione della Chioma di Berenice.

Le Galassie a spirale danno un'idea di dinamicità; i bracci che escono fuori dal nucleo centrale per poi perdersi oltre i confini della galassia testimoniano di un movimento potente ed impetuoso. Hubble divise le galassie a spirale in sottoclassi in base allo sviluppo dei bracci e alle dimensioni del nucleo. Si indicano allora con Sa le galassie a spirale i cui bracci sono poco sviluppati o appena accennati. Il nucleo di queste galassie è sempre grande: spesso è circa la metà delle dimensioni osservate della galassia stessa. Di regola i bracci a spirale sono due e fuoriescono da punti diametralmente opposti del nucleo: essi si sviluppano in modo simile e simmetricamente si perdono in due

regioni opposte alla periferia della galassia. Sono comunque noti esempi di galassie con un numero maggiore di bracci a spirale. In altri casi i due bracci non sono simili. Nella sottoclasse **Sb** i bracci a spirale sono già sensibilmente sviluppati, ma non hanno ricche ramificazioni. Il nucleo è minore che in Sa. Le galassie con bracci fortemente sviluppati e divisi a loro volta in molti bracci e con nuclei piccoli in confronto a questi appartengono al tipo **Sc**.

I bracci delle spirali sono costituiti essenzialmente da stelle di Popolazione I, cioè da stelle calde giganti; in essi si concentrano grandi nubi costituite da gas e polveri da dove si formano nuove stelle.

Le Galassie a spirale barrate sono chiamate così perché il nucleo è situato nel mezzo di una "barra" dritta di stelle ed i bracci a spirale iniziano proprio dagli estremi di queste barre. Come quelle normali, le spirali barrate si suddividono in tre sottoclassi indicate con SBa, SBb, SBc a seconda del grado di sviluppo dei bracci. Non è ancora chiara la ragione dell'esistenza della barra.

Si ritiene che la Galassia sia di tipo SBb o SBc.

I bracci delle spirali, sia normali che barrate, danno l'idea di una rotazione degli stessi. La prima misura della rotazione dei bracci di una galassia a spirale fu fatta da Vasto Slipher nel 1912. Analizzando le righe dello spettro delle regioni HII della galassia M104, osservò che assumevano una strana forma ad S (vedi figura 3.7); egli ne dedusse che la galassia era in rotazione, per cui la parte che si avvicina all'osservatore presenta uno spostamento verso il blu, mentre quella che si allontana uno spostamento verso il rosso.

I dati ottenuti dalla misura delle velocità di rotazione delle stelle della Galassia, ma anche di altre galassie, ha messo in evidenza che queste non seguono la legge "kepleriana" dell'inverso della radice quadrata della distanza. Il grafico di figura 8 mette in evidenza come oltre una certa distanza la velocità di rotazione è quasi costante.

Nel 1933 l'astronomo svizzero naturalizzato statunitense Fritz Zwicky (1898 – 1974) stava studiando il moto di ammassi di galassie lontani e di grande massa, in

particolare l'ammasso della Chioma e quello della Vergine. Egli stimò la massa di ogni galassia dell'ammasso basandosi sulla sua luminosità e sommò tutte le masse galattiche per ottenere la massa totale dell'ammasso, ottenne poi una seconda stima indipendente della massa totale, basata sulla misura della dispersione delle velocità individuali delle galassie nell'ammasso; questa seconda stima di massa dinamica era 400 volte più grande della stima basata sulla luce delle galassie. È stata questa la prima prova indiretta dell'esistenza di materia oscura. I lavori di Zwicky furono trascurati per molto tempo e solo negli anni settanta del secolo scorso gli astronomi ripresero a studiare



Figura 3.7 – La rotazione del disco delle galassie a spirale fu misurata per la prima volta nel 1912 da Vasto Slipher analizzando lo spettro delle righe emesse dalla regioni HII (in basso nell'immagine) della galassia M104



in modo sistematico questo fenomeno. Nel 2008, grazie allo studio di diversi ricercatori si ebbe la

definitiva evidenza della presenza di materia oscura. Utilizzando il telescopio Canada-France-Hawaii Telescope (Cfht), posto sul monte Mauna Kea nelle Hawaii, gli studiosi osservarono migliaia di immagini per verificare la deviazione che la luce subiva nel suo viaggio cosmico, constatando che essa veniva deviata anche in punti dove non erano visibili masse.

Dall'analisi di migliaia di galassie a spirale è stato appurato che più del 98% di esse possiede bracci che ruotano nella direzione suggerita dalla curvatura. Solo poche galassie, interagenti con galassie più grandi, hanno una rotazione inversa. Esistono galassie (una cinquantina) in cui si osservano i bracci più esterni in controrotazione rispetto ai quelli più interni.

Un altro problema è stato quello dell'origine dei bracci. Inizialmente si era pensato che fossero una conseguenza del fatto che, poiché le stelle del disco della galassia hanno una rotazione differenziale, quelle più esterne rimangono indietro rispetto a quelle più interne che sono più veloci.



Figura 3.9 – A sinistra: la galassia NGC5428 ruota in senso opposto a quello che il verso delle spirali fanno pensare, si ritiene che ciò sia dovuto all'interazione con la galassia NGC5427 più massiccia. A destra la galassia NGC4622: la parte più interna del disco ruota in senso opposto alla parte esterna.

L'astronomo svedese Bertil Lindblad nel 1927 misurò la velocità differenziale dei dischi galattici dimostrando che ciò porterebbe, nel giro di poche rotazioni, ad un aggrovigliamento delle spire tale da non permettere più la distinzione della struttura a spirale (vedi fig.3.10)

I bracci delle galassie a spirale sono la traccia della presenza di un'onda di densità che è stata innescata dalla distribuzione su larga scala della materia che costituisce la galassia. L'onda di densità è provocata da perturbazioni che si sovrappongono al campo gravitazionale della galassia, innescate dalla asimmetria nella distribuzione



Figura 3.10 – La rotazione differenziata delle stelle del disco galattico porterebbe, nel giro di poche rotazioni all'aggrovigliamen–to delle spire.

del materiale galattico. Tali perturbazioni ruotano rigidamente sul piano galattico con velocità molto inferiore a quella dalla materia del disco e quando questa materia (stelle, gas e polveri) raggiungono l'onda molto più lenta (anche 10 volte) riduce anch'essa la velocità e, rallentando, si comprime. La curvatura dell'onda diminuisce con la distanza dal centro e ciò genera la forma osservata, anche delle spirali barrate.

Le Galassie irregolari sono caratterizzate da una forma irregolare, senza nessuna regola d'insieme per la loro struttura: ne sono un esempio le Nubi di Magellano, galassie satelliti della Via Lattea. In genere sono galassie la cui forma è stata distorta da effetti mareali prodotti da galassie più grandi poste in loro prossimità.

3.1.2 – La struttura della Galassia

La Galassia è costituita da circa duecento miliardi di stelle disposte a formare un disco. È circondata da un alone costituito essenzialmente da ammassi globulari (ne sono noti circa 150 disposti con una simmetria sferica attorno alla Galassia, ma ne potrebbero esistere almeno altri 50 nelle zone di cielo dall'altra parte della Galassia) e immersa in un alone ancora più am-



pio di materia oscura, rilevabile solo per i suoi effetti gravitazionali.

Come abbiamo già detto la Via Lattea vera e propria è una debole striscia luminosa (di più nella parte visibile nell'emisfero meridionale) costituita di un gran numero di stelle risolvibili già con un binocolo, ed è la parte del disco galattico visibile dalla Terra. Nella Via Lattea sono presenti degli spazi apparentemente privi di stelle, in effetti sono delle nubi di polveri e gas freddi che oscurano la visuale delle parti retrostanti.

Le osservazioni nelle onde radio hanno permesso di stabilire che il materiale della Galassia ha una struttura a disco con braccia spirali che si avvolgono nello stesso piano. Oltre alle osservazioni ottiche e nelle onde radio, un elemento che ci ha permesso di individuare la struttura della Galassia è stato anche l'esistenza di una miriade di altre galassie a spirale viste in tutte le inclinazioni.

Si è potuto quindi dedurre che la Galassia ha un diametro di circa 30 kpc (circa 100.000 anni luce) e il Sole si trova a 9 kpc (circa 30.000 anni luce) dal centro. Nelle regioni esterne lo spessore è di 300 pc (circa 1000 anni luce) mentre al centro c'è un rigonfiamento, un bulbo di stelle (è più usato il termine inglese *bulge*) che ha un diametro di 7 kpc (circa 20 000 anni luce) e uno spessore di 1 kpc (circa 3 000 anni luce).

Visto dalla Terra il centro della Galassia si trova nella costellazione del Sagittario ed è una intensa sorgente di onde radio. Oggi si ritiene che tutte le galassie, compresa la nostra, contengano nel loro nucleo un buco nero. Infatti, anche nel centro esatto della nostra galassia si trova una massa di almeno 2,6 milioni di masse solari, che rivela la sua presenza per via degli effetti gravitazionali sulle stelle circostanti. La spiegazione più ovvia è che si tratti di un buco nero supermassivo. Per diverso tempo questa non è stata l'unica spiegazione; si è pensato che potrebbe trattarsi di una densa nube di stelle scure o forse di un ammasso di neutrini o di qualche altro tipo più esotico di materia oscura. La posizione dell'oggetto è segnata solamente dalla sorgente radio Sagittarius A* (si legge "A star") e da una debole luminosità X scoperta nel 1999 dal Chandra X-Ray Observatory. Ora c'è la prova che si tratta di un buco nero e la scoperta viene ancora dal satellite a raggi X Chandra il quale ha rilevato che i raggi X provenienti da Sagittarius A* variano drasticamente in soli 10 minuti. In un tempo così breve, la luce (e quindi anche la radiazione X) copre una distanza di circa 180 milioni di chilometri, poco più della distanza che separa la Terra dal Sole (1 unità astronomica). Quindi la sorgente non può essere più grande di questa distanza. Inoltre il raggi od Schwarzschild di un oggetto di 2,6 milioni di masse solari è di circa 8 milioni di chilometri.

Nella Galassia possiamo osservare stelle di tutte le età: stelle molto vecchie (da 5 a 10 miliardi di anni), che sono distribuite nel bulge e nell'alone (stelle di Popolazione II) e si ritiene siano quanto rimane del primo periodo di grande formazione stellare all'epoca della formazione della Galassia stessa; stelle giovani (di Popolazione I) per lo più concentrate in uno strato di circa 500 pc (1500 anni luce) di spessore medio sul piano del disco, in cui la formazione delle stelle è ancora in atto; stelle di età intermedia, tra i 2 e 5 miliardi di anni, delle quali fa parte anche il Sole, che sono distribuite sull'intero disco.

Le stelle del disco orbitano introno al centro della Galassia come già detto la loro velocità ha permesso di evidenziare la presenza della materia oscura. Il Sole ha una velocità di 250 km/s e impiega circa 225 milioni di anni a compiere un giro completo.



sinistra.		
colore	braccio	
ciano	Braccio dei 3-kpc e Braccio di Perseo	
viola	Braccio Regolo-Cigno	
verde	Braccio Scudo-Croce	
rosa	Braccio Sagittario-Carena	
	sono presenti anche due bracci secondari:	
arancione	Sperone di Orione (che contiene il Sole e il nostro sistema solare)	
giallo	Sperone del Centauro (esteso fra il Braccio del Savittario e il Braccio Scudo-Croce)	



Figura 3.13 – A sinistra: La costellazione del Sagittario, il circoletto indica la posizione del centro della Galassia; a destra una immagine ai raggi X dei 10 anni luce più centrali della Via Lattea, ripresa dal satellite Chandra X-ray Observatory. Sagittarius A* è la più luminosa a sinistra delle tre sorgenti vicine al centro dell'immagine. Cortesia Chandra Xray Center/NASA/MIT/PSU.

3.1.3 – Origine ed evoluzione delle galassie

Non ci sono ancora delle risposte definitive riguardo la formazione delle galassie. Ci si chiede se le galassie ellittiche e quelle a spirale nascono come tipi diversi oppure una è l'evoluzione dell'altra.

Su una cosa si è d'accordo: le galassie hanno origine dal lento raffreddamento di immense nubi di gas primordiale a seguito di una contrazione e frammentazione in stelle. Se fosse vera la prima ipotesi le galassie ellittiche si sarebbero formate per prime a seguito di un processo di formazione stellare più rapido del successivo collasso. Al contrario le spirali nascerebbero a seguito di processi di frammentazione molto più lenti nei quali prima la nube collasserebbe a formare un disco e poi si frazionerebbe a formare le stelle.

Se invece un tipo viene dall'evoluzione dell'altro, poiché per vari motivi non è possibile che le galassie a spirale si formino dall'evoluzione di galassie ellittiche, si suppone che l'Universo inizialmente fosse formato da galassie a spirale che fondendosi a seguito di "scontri" o meglio "incontri ravvicinati" hanno dato origine alle galassie ellittiche.

Il problema dell'origine del materiale di cui sono costituite le galassie sembra invece risolto nei modelli che descrivono l'origine dell'Universo.

3.1.4 – La determinazione delle distanze

Per stabilire la struttura del cosmo, è necessario conoscere la distanza degli oggetti celesti. Con la misura della parallasse stellare si può stimare la distanza solo di oggetti relativamente vicini. Esistono altri metodi tutti basati sulla individuazione di oggetti celesti appartenenti alle galassie stesse per i quali si ritiene di conoscere con discreta precisione la magnitudine assoluta *M*. Misurata $\binom{m-M+5}{2}$

da Terra la magnitudine relativa m è possibile applicare la relazione $d = 10^{-5}$ per determinarne la distanza. Questi oggetti sono detti anche **indicatori di distanza cosmologici** o anche **candele standard** e vengono classificati in tre categorie: indicatori primari, secondari e terziari.



Gli indicatori primari vengono utilizzati per misurare le distanze degli oggetti fuori della nostra galassia, la cui magnitudine assoluta può essere fissata (ovvero che possono essere calibrati) attraverso l'osservazione degli oggetti della nostra galassia. I secondari sono quelli che per la calibrazione dipendono dalla conoscenza della distanza di galassie vicine misurata attraverso gli indicatori primari. I terziari sono quelli che per la calibrazione dipendono dalla conoscenza della distanza di oggetti (galassie) misurata attraverso gli indicatori secondari. Gli indicatori primari permettono attualmente stime di distanza fino a 30 Mpc, quelli secondari e terziari permettono misure fino a distanze di 13 miliardi di anni luce.

Tra gli indicatori primari più significativi e affidabili ci sono le stelle variabili cefeidi, stelle variabili molto luminose, per le quali esiste una relazione tra il periodo di variazione della luminosità^[vii] e la luminosità stessa. Determinato il periodo è possibile risalire alla magnitudine assoluta media della stella e quindi alla sua distanza. Se la cefeide si trova in un'altra galassia, la sua distanza coincide con quella della galassia stessa. Il telescopio spaziale Hubble ha consentito di stimare distanze fino a 30 Mpc.

$$M = -2,78\log(P) - 1,35$$

La relazione qui sopra è una delle calibazioni (determinazione dei coefficienti numerici della relazione) della relazione tra magnitudine assoluta e periodo per le variabili cefeidi ricavata facendo uso dei dati del satellite Hipparcos.

Altri indicatori primari molto importanti sono le supernovae che raggiungono luminosità assolute più elevate delle cefeidi e quindi possono essere viste a distanze maggiori. Esse presentano una curva di luce^[viii] con una rapidissima ascesa fino al massimo seguito da un altrettanto rapido declino di luminosità che poi rallenta divenendo molto regolare. Analizzando le supernovae finora individuate è stato possibile stimare distanze fino a 1 - 2 Gpc.



Figura 3.15 – Questa è l'immagine più profonda finora realizzata. È stata ottenuta dal Telescopio Spaziale Hubble e vi si possono contare almeno 10 000 galassie, nella costellazione della Fornace, distanti fra 12,7 e 13 miliardi di anni luce. Il campo inquadrato equivale a quello di 1 eurocent a circa 18 m di distanza.

^[vii] Questa relazione fu una scoperta fondamentale fatta da Henrietta Swan Leavitt e permise ad Hubble di effettuare misure della distanza della nebulosa di Andromeda e scoprire che non apparteneva alla nostra galassia.

^[viii] Un grafico in cui in ascissa viene riportato il tempo e in ordinata le magnitudine (relativa) che indica appunto la variazione nel tempo della luminosità della stella.

La misura degli oggetti vicini presenta sempre un'incertezza^[ix], è quindi ovvio che man mano che si cerca di misurare la distanza di oggetti sempre più lontani le incertezze siano sempre maggiori.

Un altro problema è la determinazione della quantità di radiazione che viene assorbita dal mezzo intergalattico. In questo caso le idee sono contrastanti tanto da rendere le valutazioni diverse anche del 100%.

3.1.5 – La struttura dell'Universo

Le osservazioni approfondite del cielo evidenziano che la distribuzione delle galassie nello spazio non è affatto uniforme che si pensava. Le galassie si presentato in genere riunite in *gruppi* di alcune decine, in *ammassi* con migliaia di componenti i quali fanno parte di strutture ancora più grandi, dette *superammassi*, composte da dozzine di ammassi e disposte a formare lunghi filamenti. Le ultime ricerche danno per l'Universo una struttura a "schiuma" formata da bolle vuote sulle cui pareti si dispongono i filamenti dei superammassi.

La Galassia appartiene al cosiddetto *Gruppo Locale*, di cui fanno parte la galassia di Andromeda (una spirale un po' più grande della Galassia), la galassia M33 nel Triangolo (anch'essa è una spirale, ma più piccola delle altre due) e circa 70 galassie di piccole dimensioni. Il centro di massa del Gruppo Locale si trova in un punto compreso fra la Via Lat-



tea e la Galassia di Andromeda e le galassie minori si addensano interno ad essa. Il gruppo ha un diametro di circa 10 milioni di anni luce (circa 3 Mpc), diviso principalmente in due grossi centri (attorno alla galassia di Andromeda e alla Via Lattea). La massa totale del Gruppo è di $(1,29 \pm 0,14) \cdot 10^{12} M_s$.

Il Gruppo Locale si trova alla periferia dell'Ammasso della Vergine (una struttura ricca di un migliaio di galassie) e presenta un moto rilevabile in direzione del suo centro; moti su grande scala come questo sono stati rilevati in molti ammassi vicini.



Figura 3.17 – A sinistra la galassia di Andromeda (M31) e a destra la galassia del Triangolo (M33)

Approfondite osservazioni in ammassi locali come quello della Vergine hanno provato che in prossimità del centro dell'ammasso non ci sono galassie a spirale; si sta dibattendo se non vi si siano mai formate a causa degli intensi campi gravitazionali o se si siano distrutte o trasformate. La

 $^{^{[}ix]}$ Già nella misura della distanza della Grande Nube di Magellano (una galassia satellite della Via Lattea), a seconda degli indicatori utilizzati, si ottengono valori compresi tra 44 kpc e 55 kpc; la stima attuale più condivisa è 51 ± 1 kpc.

tendenza attuale è quella di credere che la fusione tra galassie le abbia trasformate, ma è ancora valida l'idea che una qualche specie di mezzo intergalattico possa aver spogliato le spirali di gas e polveri trasformandole (una spirale privata del gas e delle polveri cesserebbe la formazione stellare ed in breve tempo assomiglierebbe ad una di tipo S0).



Figura 3.18 – A sinistra ma mappa della radiazione cosmica di fondo a microonde dedotta dai dati del satellite COBE (1990), a destra dai dati del WMAP (2003) e in basso dai dati della sonda Plank (2013)

Studi dettagliati della distanza e del redshift di galassie vicine hanno aggiunto un altro aspetto nella comprensione della dinamica degli ammassi: sono ancora nella fase di accrescimento!

La distribuzione in gruppi, ammassi e superammassi delle galassie porta con sé informazioni sulla distribuzione della materia nell'Universo primordiale. In breve, se tale distribuzione nella fase precedente alla formazione delle galassie era uniforme, come lasciavano intendere i primi dati del satellite COBE, per avere la struttura attuale sarebbe stato necessario un tempo maggiore dell'età stimata per l'Universo.

Misure della distribuzione della Radiazione Cosmica di Fondo a microonde^[x] fatte prima dall'esperimento Boomerang (con una importante partecipazione italiana) nel 2000 e successivamente dalla sonda WMAP (Wilkinson Microwave Anisotropy Probe) agli inizi del 2003, hanno evidenziato delle strutture iniziali che giustificano la distribuzione osservata degli ammassi e supe-

^[x] Ossia di un "rumore" proveniente da tutte le parti del cosmo e interpretato come il resto del *big bang*; oggi sappiamo che questa radiazione di fondo ha la distribuzione delle energie per frequenze tipica di un'emissione di un corpo nero a 2,7 K. Il satellite Kobe prima, il satellite WMAP poi, e ora il satellite Planck, hanno fornito mappe sempre più dettagliate della distribuzione delle disomogenetià di tale radiazione.

rammassi di galassie. Ulteriori conferma stanno arrivando dalle prime analisi dei dati della sonda Planck [^{xi}]. Non solo ma secondo tali misure l'Universo sarebbe costituito per il 68,3% da *energia* oscura, il 26,8% da materia oscura e solo il 4,9% di materia ordinaria.



I termini materia oscura ed energia oscura nel linguaggio della teoria della relatività sono equivalenti, in questo caso non è così. Una infelice scelta del termine energia oscura porta a generare qualche confusione. Col termine energia oscura si intende infatti una nuova forma di energia che sembra essere uniformemente distribuita in tutto l'Universo e che è responsabile della sua evoluzione; con materia oscura si intende invece quella materia (di natura ancora incerta) che non emette radiazione elettromagnetica e che per certo è distribuita attorno alle galassie aumentandone di molto la massa tanto da spiegare il moto. La materia ordinaria è quella fatta da atomi che emettono radiazione elettromagnetica. Per differenziare la materi a ordinaria da quella oscura a volte si urano anche i termini di materia barionica per la prima e non barionica per la seconda. Nel caso della materia oscura si ipotizza che potrebbe essere costituita in parte da particelle supersimmetriche che non interagiscono con la materia ordinaria se non gravitazionalmente.

3.2 – IL BIG BANG

3.2.1 - Il paradosso di Olbers

Olbers, nel 1831, cercava di risolvere il problema, a prima vista banale, del perché la notte è buia! La risposta sembra ovvia: perché non c'è il Sole. Ma un'analisi un po' più profonda ci mostra che il motivo non è questo. All'epoca di Olbers si riteneva l'Universo infinito e contenente un'infinità di stelle omogeneamente distribuite. Olbers fece il seguente ragionamento:

• Sia S una stella e supponiamo che emetta una certa quantità di luce *L* per unità di tempo; se consideriamo una superficie sferica di raggio *r* la quantità di luce per unità di tempo e per unità di

superficie è: $\frac{L}{4\pi r^2}$.

^{[&}lt;sup>xi</sup>] La sonda dell'ESA Planck è stata progettata per acquisire un'immagine delle anisotropie della radiazione cosmica di fondo e migliorare le misure precedenti della radiazione cosmica di fondo a microonde. E' stata lanciata il 14 maggio 2009 ed ha completato la sua missione il 23 ottobre 2013.

Supponiamo che la Terra, di raggio R, stia ad una distanza r da una stella S: la Terra ha una sezione trasversale di πR^2 e quindi dalla stella riceve una quantità di luce, per unità di tempo, pari

a: $\frac{L}{4\pi r^2} \cdot \pi R^2 = \frac{LR^2}{4r^2}$. Se *r* è molto grande questo valore è molto piccolo. Ciò dimostra che il

contributo in luce di una singola stella è infinitesimo.

- Consideriamo ora l'intero Universo (infinito e popolate da infinite stelle) e supponiamo che ci siano N stelle per unità di volume; calcoliamo la quantità totale di luce che arriva sulla Terra da queste stelle.
- Con la Terra al centro, suddividiamo il cielo in gusci sferici di spessore d_i . Consideriamo un guscio tipico: il volume vale $4\pi r^2 d_i$ e il numero di stelle in esso contenute è $4\pi r^2 d_i \cdot N$. Il contri-

buto di luce di questo guscio è: $(4\pi r^2 d_i \cdot N) \cdot \frac{LR^2}{4r^2} = \pi R^2 NL \cdot d_i$

La luce totale che arriva sulla Terra da tutte le stelle dell'Universo è data dalla somma della luce che arriva da ogni guscio e quindi: $\sum_{i=1}^{\infty} \pi R^2 NL \cdot d_i = \pi R^2 NL \cdot \sum_{i=1}^{\infty} d_i = \infty$ poiché l'universo è, per

ipotesi, infinito.

Nessuno dei tentativi fatti per superare questo paradosso ebbe successo finché non si giunse ad ipotizzare l'espansione dell'Universo.

3.2.2 – La legge di Hubble

Nel 1912 Shapley scoprì che le galassie presentano uno spostamento verso il rosso delle righe spettrali. Nelle osservazioni che Hubble condusse tra il 1923 e il 1924 scoprì una variabile cefeide nella Galassia di Andromeda, determinandone la distanza con sufficiente precisione.

Nel 1929 propose di interpretare lo spostamento verso il rosso come effetto Doppler e mettendo in relazione la distanza d di alcune galassie (in cui nel frattempo aveva individuato delle variabili cefeidi) e la loro velocità radiale v (determinabile con lo spostamento verso il rosso), trovò la seguente legge oggi nota come legge di Hubble:



$$v = H_0 \cdot d$$
,

dove H_0 è una costante detta *costante di Hubble*.

L'interpretazione di Hubble dello spostamento verso il rosso porta ad conclusione fondamentale per lo studio dell'Universo: l'Universo si espande. Egli inizialmente stimò $H_0 = 520$ km/s per Mpc^[xii]. Attualmente si hanno diverse stime di questo parametro^[xiii]. che sembrano convergere verso un valore intorno a 70 km/s per Mpc, valore che utilizzeremo nei calcoli che seguiranno.

^[xii] Questo significa che una galassia che si trova a 1 Mpc da noi, si allontana alla velocità di 520 km/s.

^[xiii]Nel 2009, utilizzando misure dell'HST, si era ottenuto il valore di (74,2±3,6 km/s/Mpc); determinazioni del 2010 condotte sempre con l'HST hanno dato il valore di (72.6±3.1 km/s/Mpc). Dall'analisi di sette anni di misurazioni condotte con il WMAP, nel 2010 si ottenne una stima di (71,0±2,5 km/s/Mpc). Nel 2011 con il telescopio spaziale Hubble è stato misurato un valore di (73,8±2,4 km/s/Mpc). Sempre con il telescopio Hubble, ma con un approccio diverso si

Si può osservare che la costante di Hubble ha le dimensioni del reciproco di un tempo e tenendo conto delle unità di misura si ha: $H_0 = 2,27 \cdot 10^{-18} \text{ s}^{-1}$.

3.2.3 – I principi cosmologici

Le osservazioni e gli studi fin qui svolti ci portano a pensare che l'Universo è tenuto insieme dalla forza di gravità; è quindi ovvio che per costruire modelli matematici per descrivere l'Universo si faccia uso delle teorie che descrivono questa interazione. Attualmente i più completi e attendibili sono forniti dalla teoria della relatività generale^[xiv]. Non manca però chi ritiene che nella determinazione della struttura e dell'evoluzione dell'Universo la forza elettromagnetica sia molto più importante di quanto si pensi^[xv].

Alla base di tutte le teorie sull'evoluzione dell'Universo c'è un assunto detto principio cosmologico. Esistono due versioni del principio cosmologico:

il principio cosmologico

su grandi scale l'Universo è con buona approssimazione omogeneo ed isotropo, non vi sono cioè posizioni o direzioni privilegiate

il principio cosmologico perfetto

su grandi scale l'Universo è con buona approssimazione omogeneo ed isotropo in ogni istante

ovvero, l'omogeneità e l'isotropia siano le stesse anche nel tempo.

3.2.4 – I modelli di Friedman

Nel 1917 Einstein applicò la sua teoria della relatività generale all'universo nel suo insieme ed ottenne un universo in movimento in contraddizione all'idea comune che l'universo fosse statico. Si tenga presente che ancora Hubble non aveva scoperto l'espansione dell'universo!!! Einstein modificò quindi le sue equazioni introducendo un termine correttivo che rendesse conto di questo fatto. Quando successivamente Hubble scoprì l'espansione dell'universo più volte confesso di ritenere l'introduzione di questo parametro il più grosso errore scientifico della sua carriera.

Nel 1927 il prete, fisico e astronomo belga Georges Lemaître (1894 – 1966) ipotizzò che l'universo è in espansione, basandosi sulle misure di redshift di Slipher e di Hubble e su una delle soluzioni dell'equazione di Einstein. Fu il primo a formulare la legge della proporzionalità fra la distanza e la velocità di recessione degli oggetti astronomici. Questa legge, apparsa in un suo articolo pubblicato del 1927 in lingua francese e non tradotta in inglese, non raggiunse mai la comunità scientifica e sarà riscoperta empiricamente da Hubble qualche anno dopo. Egli proponeva che l'Universo si fosse espanso a partire da un punto iniziale, che egli chiamò *atomo primigenio*, Lemaître descrisse la sua teoria come l'uovo cosmico che esplodeva al momento della creazione.La sua stima dell'età dell'universo fu tra 10 e 20 miliardi di anni. Einstein rifiutò la teoria di Lemaître, in quanto in quel periodo considerava l'universo immutabile.

Il russo Aleksandr Aleksandrovič Fridman (1888 – 1925) nel 1929 dimostrò che se si adottava il principio cosmologico esistevano delle soluzioni delle equazioni della Relatività Generale che presentavano un nuovo aspetto: l'Universo infatti deve:

o avere avuto un'origine da una singolarità (uno stato di densità e temperatura infinite); o collassare verso una singolarità;

ottenne (67,0±3,2 km/s/Mpc). Nell'ottobre 2012 un valore (74,3±2,1 km/s/Mpc) utilizzando il telescopio spaziale agli infrarossi Spitzer. Nel 2013 i dati della sonda Planck hanno restituito un valore pari a (67,15±1,2 km/s/Mpc). Dall'insieme di queste misure in continuo aggiornamento si può concludere che la successione di misure della costante di Hubble sta convergendo ad un valore sempre più accurato, che per ora si ferma però solo alla terza cifra significativa. ^[xiv] In realtà è possibile ottenere alcuni risultati qualitativamente validi anche usando la gravitazione di Newton ^[xv] Vedi Lerner E.J. – *Il Big Bang non c'è mai stato*, DEDALO, 1994

o soddisfare entrambe le situazioni.

I modelli di Friedman descrivono quindi tre possibili scenari di evoluzione dell'Universo. In essi gioca un ruolo fondamentale il valore attuale della densità della materia nell'Universo, ρ_0 .

- Se $\rho_0 > \rho_C^{[xvi]}$, l'Universo si espanderà fino a raggiungere un raggio massimo R_{max} dopo di che il moto si inverte fino a diventare un collasso: si avrebbe un *big crunch* (figura 3.21, curva 1). Si parla di universo ellittico e l'universo sarebbe chiuso. Secondo alcuni modelli l'universo potrebbe avere una sorta di rimbalzo e quindi ritornare ad espandersi in una serie infinita di espansioni e contrazioni: si avrebbe un *Universo oscillante*.
- Se $\rho_0 = \rho_C$, l'Universo si espanderà all'infinito, ma con una velocità che tenderà a 0. Si parla di universo parabolico e l'universo sarebbe aperto. (figura 3.21, curva 2).
- Se ρ₀ < ρ_C, le galassie tenderanno ad allontanarsi sempre più, anche quando l'Universo sarà infinitamente grande e diluito. Si parla di universo iperbolico e l'universo sarebbe aperto. (figura 3.21, curva 3).

Spesso si preferisce utilizzare Ω , il rapporto tra la densità di materia totale presente nell'universo e la densità critica. Se $\Omega > 1$ l'universo è ellittico, se $\Omega = 1$ e parabolico, se $\Omega < 1$ è iperbolico.

Di recente però è stato osservato che la curva di luce di supernove molto distanti (oltre cinque miliardi di anni luce) è diversa da quella di simili supernove vicine. Dopo una aver scartato tutta una serie di ipotesi, è rimasta quella secondo la quale l'universo si sta espandendo accelerando (figura 3.21, curva 4) e non rallentando come avviene in tutti i modelli di Friedman. L'espansione accelerata è dovuta alla presenza di una *energia oscura* che agisce come una forza repulsiva (in alcuni modelli si parla proprio di gravità negativa).

Un'altra questione importante è stabilire rispetto a quale punto si espande l'Universo e quando è iniziata questa espansione. Facciamo un'analogia.



Consideriamo lo spazio come un elastico sul quale sono fissati, a varie distanze, dei segni a simulare la posizione delle galassie. Tendendo l'elastico per gli estremi, le distanze tra questi segni aumentano, infatti, se ne prendiamo in considerazione uno, per esempio A, allora le distanze degli altri aumentano. Se cambiamo il punto di riferimento si ha ancora che le distanze dei segni dal nuovo riferimento aumentano. In conclusione non esiste un segno privilegiato rispetto al quale gli altri si muovono, ma tutti vedono gli altri segni allontanarsi. Si può dimostrare che ognuno vede gli altri segni muoversi con la stessa legge. Le galassie hanno dei moti locali e c'è da riflettere sul fatto che non solo le galassie (i segni) si muovono nello spazio (l'elastico) fisso e immutabile nel tempo, ma lo spazio stesso si espande (o si contrae a seconda del modello).

3.2.5 – L'età dell'Universo

La costante di Hubble ha le dimensioni dell'inverso di un tempo e quindi

$$\tau = \frac{1}{H}$$

ha le dimensioni di un tempo, che viene detto *tempo di Hubble*. Si ha quindi $\tau = 4,41 \cdot 10^{17}$ s ovvero $1,4 \cdot 10^{10}$ anni.

^[xvi] $\rho_{\rm C} = \frac{3H_0^2}{8\pi G}$ è la cosiddetta densità critica. Tenendo conto del valore della costante di Hubble si ha: $\rho_{\rm C} = 9,22 \cdot 10^{-27}$ kg

m⁻³. Da questa relazione si vede l'importanza della determinazione del valore di H_0 .

Il tempo di Hubble sarebbe proprio l'età dell'universo se l'espansione fosse avvenuta sempre con la stessa rapidità. Si può dimostrare che in tutti i modelli l'*età dell'Universo t* è inferiore a τ .

Nei primi modelli il valore di τ era inferiore all'età stimata per le stelle degli ammassi globulari della Galassia, ciò ha creato alcuni problemi, ma misure di parallasse molto più precise hanno permesso di ridurre la stima dell'età degli ammassi globulari facendo in modo che i due valori diventassero compatibili.

3.2.6 – Il modello del Big Bang

Intorno al 1940 il fisico e cosmologo ucraino poi naturalizzato statunitense Georgiy Antonovich Gamov, poi cambiato in George Gamow (1904 – 1968), pose le basi per quello che oggi viene chiamato *Big Bang* (grande botto), che sta ad indicare l'inizio dell'Universo.



Egli stava effettuando una ricerca di luoghi nell'Universo che potessero essere più caldi del centro di una stella e dove potessero aver luogo quelle reazioni termonucleari che portano alla formazione degli elementi chimici. Gamow comprese che, risalendo indietro nel tempo, la materia dell'Universo sarebbe stata più compressa diventando molto calda e si potevano realizzare le condizioni per la sintesi dei nuclei atomici più pesanti. Egli calcolò come la sintesi di tali nuclei potesse essere avvenuta a partire dal nucleo dell'atomo di idrogeno. Ma l'idea che la maggior parte degli elementi più pesanti fosse stata sintetizzata in questo modo si rivelò sbagliata. Solo l'elio si forma in un tempo sufficientemente rapido da poter essere prodotto in grande quantità nei primi istanti dell'Universo. Circa il 25 per cento dell'idrogeno inizialmente presente si convertì in elio nei primi 3 minuti, e praticamente tutto l'elio oggi esistente deriva da quei primi istanti. La soluzione venne proposta da Fred Hoyle, tra l'altro il fondatore della teoria dello stato stazionario^[xvii] che per diversi anni fu contrapposta a quella del Big Bang.

^[xvii] La teoria dello stato stazionario nacque intorno al 1940 tenendo conto dell'espansione dell'Universo e del principio cosmologico perfetto. Gli autori furono Hoyle, Bondi e Gold. Tale teoria prevede che man mano che l'Universo si espande la materia che lascia un certo volume di spazio venga rimpiazzata da altra materia creata dal nulla. Facendo i

La prova decisiva per la teoria del Big Bang fu la scoperta della radiazione cosmica di fondo; oggi sappiamo che questa radiazione ha la distribuzione delle energie per frequenze tipica di un'emissione di un corpo nero a 2.7 K. Fu una importante conferma per la teoria del Big Bang.

Le odierne teorie sulle particelle elementari ci permettono di realizzare il seguente quadro sui primi istanti dell'Universo. La tabella che segue è una sintesi dei momenti essenziali. Vengono riportati: il tempo dal Big Bang, la temperatura, l'energia per particella^[xviii] e gli eventi principali.

Tempo co- smico	Temperatura	Energia per particella	Eventi
0 s			Avviene il <i>big bang</i> . Può darsi che la singolarità fosse un punto; cer- tamente l'Universo era molto piccolo. Da questo momento esso inizia a espandersi. Probabilmente l'energia totale era (ed è) nulla.
10 ⁻⁴³ s	5·10 ³¹ K	6∙10 ¹⁸ GeV	È il cosiddetto <i>tempo di Planck</i> ; è l'epoca in cui vengono create le particelle. Si conosce poco di quanto è successo prima di questo istante. Secondo i modelli matematici, in quel periodo doveva esistere un'unica superforza che comprendeva anche la forza di gravità. Le piccolissime dimensioni dell'universo fanno si che in esso abbiano un ruolo importante i fenomeni quantistici. Doveva esistere solo un tipo di particella che decade in bosoni e fermioni e che li converte continuamente gli uni negli altri cosicché non esiste una reale differenza tra di essi. A 10 ⁻⁴³ s l'interazione gravitazionale di differenzia dalla forza grandunificata.
10 ⁻³⁵ s	5·10 ²⁷ K	6·10 ¹⁴ GeV	Termina l'unificazione dell'interazione forte con quella elettrodebole. Prima di questo istante è l'era della GTU, se i quark e i leptoni sono veramente i costituenti ultimi della materia, si può pensare l'Universo come un gas (alcuni parlano di zuppa) formato di quark, leptoni, anti- quark, antileptoni e bosoni intermedi mediatori della forza di Grande Unificazione (GTU). L'Universo aveva dimensioni molto piccole e densità di materia molto elevata. Si può pensare che prima di questo istante esistesse un solo tipo di materia (il <i>lepto-quark</i>) e una sola forza, la forza Grandunificata. Avviene il disaccoppiamento con la materia oscura che non interagi- sce quasi più con la materia ordinaria. In questo periodo avviene l' <i>inflazione</i> : in una frazione di secondo le dimensioni dell'universo aumentano di 10 ⁵⁰ volte.
10 ⁻¹⁰ s	1,5∙10 ¹⁵ K	200 GeV	Termina l'unificazione della forza elettromagnetica con quella debole. Prima di questo istante sono scomparte le particelle X, e i quark e i leptoni hanno una loro identità individuale e non possono più conver- tirsi gli uni negli altri. Sono presenti quark (ancora liberi), leptoni, fo- toni, neutrini, W^{\pm} , Z^0 e gluoni. Da quest'istante la forza debole e quella elettromagnetica sono diverse l'una dall'altra e nell'Universo ci sono le quattro interazioni così co- me le vediamo oggi.
10 ⁻⁴ s	1,5·10 ¹² K	200 MeV	Avviene l'annichilazione protone-antiprotone. Prima di questo istante avviene il confinamento dei quark per formare barioni e mesoni. Come risultato dell'annichilazione protone-antiprotone e di quella elettrone-positrone (che avverrà in un secondo momento) si ha la scomparsa dell'antimateria, lasciando un numero (relativamente limi- tato) di protoni ed elettroni.

calcoli si ricava che si dovrebbe avere la creazione di un protone per m³ ogni miliardo di anni. Pur essendo estremamente piccolo, questo tasso di creazione deve essere spiegato nel contesto della fisica; è anche vero che il principio di conservazione della massa (o, che è lo stesso, dell'energia) non è mai stato verificato con tanta precisione da poter escludere questa creazione. ^[xviii] La relazione tra temperatura ed energia si determina dalla teoria cinetica dei gas in base alla quale si ha

$$E = \frac{3}{2}kT = \left(1, 29 \cdot 10^{-4} \frac{eV}{K}\right)T$$
, ma data l'imprecisione sui valori vale come ordine di grandezza.

Tempo co- smico	Temperatura	Energia per particella	Eventi
30 minuti	3·10 ⁸ K	40 KeV	Avviene la <i>nucleosintesi di elio e deuterio</i> . Precedentemente, a 1,1 s, l'energia media dei neutrini è diminuita e questi non interagiscono più con il resto della materia diventando in- dipendenti. A 14 s avviene l' <i>annichilazione delle coppie</i> e ⁺ e ⁻ e contemporanea- mente si ha un aumento del numero di fotoni. Inizia l' <i>era della radia- zione</i> . L'Universo contiene ora fotoni, neutrini e materia oscura e sono pre- senti (relativamente) piccole quantità di materia, composta in peso per il 24% di elio e per il 76% di protoni. Non ci sono quasi più neutroni liberi. Dopo 30 minuti si dice che inizia <i>l'era della materia</i> (prosegue fino a oggi). Non si possono ancora formare gli atomi perché ogni volta che un protone cattura un elettrone, immediatamente avviene una collisione con un fotone che rompe l'atomo.
3·10 ⁵ anni	4.000 K	0,5 eV	È il momento della <i>formazione degli atomi</i> . L'energia dei fotoni è diventata così bassa che essi non sono più in grado di distruggere gli atomi che si vanno formando. Gli elettroni si uniscono ai protoni formando atomi di idrogeno; i nu- clei di elio con gli elettroni formano atomi di elio. L'Universo diventa trasparente alla radiazione elettromagnetica, che da questo momento si disaccoppia dalla materia e ha vita autonoma. Un fotone interagisce con una carica elettrica, quale quella dell'elettrone, ma interagisce molto poco con un atomo neutro. Un elettrone che si unisce a un protone per formare un atomo di idrogeno non avverte quasi più i fotoni e interagisce principalmente con il cam- po elettrico del protone. È questo l'istante in cui viene emessa quell'energia che oggi vediamo come radiazione di fondo.
2.10^8 anni			<i>Formazione delle galassie.</i> La materia si addensa sulle disuniformità presenti e si formano nubi di materia (protogalassie e protostelle). Le prime stelle, molto massicce e che producono i primi elementi pesanti si sono accese circa 200 mi- lioni di anni dopo il big bang. Lentamente si formano le galassie. Circa 5 miliardi di anni fa si è formata la nube stellare dalla quale na- sceranno il nostro Sole e i suoi pianeti, fra i quali la Terra. Il materiale raccolto dalla nostra nube contiene in prevalenza idrogeno ed elio, cioè il materiale prodotto all'inizio dell'Universo, ma sono presenti anche quantità importanti di materiali come il ferro, sintetizzati in pre- cedenza in una stella massiccia che poi è esplosa.
anni	2,7 K		domandarsi come è fatto questo nostro Universo.

3.2.7 – La teoria dell'inflazione.

Nel 1980, il fisico statunitense Alan Guth propose una modifica al modello classico del Big Bang per risolvere due dilemmi cosmologici: il problema dell'*orizzonte cosmologico* e della *piattezza* dell'universo. La soluzione da lui proposta prende il nome di *teoria dell'inflazione*.

In ogni istante della storia dell'universo, esiste un *raggio* caratteristico dell'universo osservabile che corrisponde alla distanza percorsa dalla luce a partire dal Big Bang. Così, per esempio, a 1 s dalla nascita del cosmo, il raggio dell'universo osservabile era pari a 300 000 km, cioè qualsiasi osservatore non avrebbe potuto vedere oggetti posti a distanze superiori a 300 000 km, dato il valore finito della velocità della luce! Ovviamente, con il passare del tempo, per l'osservatore questo "orizzonte cosmologico" si espande, poiché la luce ha più tempo per percorrere distanze più grandi. Attualmente, in un cosmo di circa 14 miliardi di anni, la nostra visione arriva a una distanza di 14 miliardi di anni luce, in ogni direzione. Una conseguenza importante è che se noi non possiamo vedere al di là dell'orizzonte cosmologico, allora non possiamo essere influenzati da alcun processo fisico originatosi al di là di tale orizzonte. Regioni dell'universo tra loro molto lontane, ciascuna al di fuori dell'orizzonte cosmologico dell'altra, non possono conoscere nulla l'una dell'altra, non potendo scambiare alcun tipo di informazione e quindi influenzare le reciproche condizioni fisiche. Al contrario, se noi osserviamo l'universo in cui viviamo, notiamo che anche se vi sono addensamenti di galassie e regioni relativamente vuote, l'universo appare nel complesso omogeneo e isotropo. Anche regioni dello spazio al di fuori dei rispettivi orizzonti cosmologici sembrano avere proprietà simili. Come hanno fatto a comunicarsi le informazioni necessarie per assumere caratteristiche simili? Il modello inflazionario prevede che nei primi istanti di vita dopo il Big Bang, dopo 10⁻³⁵ secondi, l'universo abbia subito una rapidissima espansione che nel giro di pochissime frazioni di secondo ha aumentato le sue dimensioni di un fattore 10⁵⁰!! In sostanza, la teoria dell'inflazione sostiene che in quella infinita frazione di secondo, nell'universo si sia verificata una deflagrazione che ha dilatato il suo diametro in maniera esponenziale che poi sia ritornata una espansione pressoché lineare a cui assistiamo oggi, prevista dalla teoria classica del Big Bang. Di conseguenza, prima della fase inflattiva l'universo era così piccolo che le regioni di spazio che adesso sono al di fuori dei rispettivi orizzonti cosmologici potevano trovarsi in contatto! Viene così risolto il problema dell'orizzonte cosmologico.

Il nostro universo è inoltre apparentemente piatto, cioè, sembra avere all'incirca il valore di densità pari alla densità critica. Poiché entrambi i valori della densità media e della densità critica della materia presente nell'universo cambiano nel tempo, avendo subito delle variazioni molto rapide nelle prime fasi evolutive dell'universo, se la densità media fosse stata appena maggiore della densità critica un istante dopo il Big Bang, l'universo sarebbe collassato rapidamente sotto l'azione del suo stesso peso; se fosse stata appena minore l'universo si sarebbe rapidamente espanso all'infinito, raffreddandosi velocemente.

Il fatto che, dopo circa 14 miliardi di anni, il valore di Ω sia ancora prossimo a 1 è un'evidenza del fatto che tale rapporto doveva essere già molto prossimo a 1 subito dopo il Big Bang. Il modello inflazionario risolve il problema: la rapida espan-



sione dell'inflazione forzò lo spazio a diventare piatto, e di conseguenza il valore di Ω a diventare prossimo a 1 (qualunque fosse stato il suo valore iniziale).

Nel marzo 2014 è stato annunciato il risultato della collaborazione BICEP2 secondo la quale state rilevate tracce di polarizzazione della radiazione cosmica di fondo lasciati dalle onde gravitazionali subito dopo il Big Bang. Questa misura sarebbe un'ulteriore prova indiretta dell'esistenza delle onde gravitazionali e confermerebbe anche l'idea dell'inflazione. I dati analizzati da BICEP2 hanno prodotto una misura con un'altissima precisione. Tale risultato dovrà però essere verificato in modo indipendente con ulteriori esperimenti.

3.3 – CONCLUSIONE

Oggi la tecnologia al servizio dell'osservazione del cielo ha fatto passi da gigante e ha permesso di ottenere una notevole quantità di dati sull'Universo; la cosmologia che negli anni cinquanta del secolo scorso era prevalentemente teorica, oggi è diventata una scienza sperimentale. Questo fatto consente di conoscere meglio il mondo che ci circonda, ma nello stesso tempo ha proposto inevitabilmente numerosi problemi interpretativi che gli scienziati stanno cercando di risolvere. Ma altri ne verranno !

In fondo solo 400 anni fa Galileo alzava verso il cielo il suo primo rudimentale telescopio e oggi parliamo di un universo che si sta evolvendo da circa 14 miliardi di anni; come dice l'astronomo americano C.S.Powell: L'Universo ha impiegato miliardi di anni a scrivere la storia della creazione. L'uomo, senza dubbio, dovrà continuare a cercare di imparare a leggerla ancora per molto tempo.

E anche se siamo in grado di rispondere a molte domande sul nostro universo, molte rimangono ancora senza risposta . . . e molte altre devono ancora essere formulate!!!

