

# CLASSIFICAZIONI STELLARI

## E

## DIAGRAMMA HR

### **Le classificazioni stellari**

In astronomia sono utilizzati diversi metodi per classificare le stelle. Sicuramente il parametro più importante è costituito dalla massa, tuttavia tale valore è molto difficile da stimare nella maggior parte dei casi.

Per questo motivo le stelle sono classificate secondo parametri più semplici da rilevare, anche se meno fondamentali.

I criteri di classificazione oggi comunemente usati sono tre: il primo si basa sul legame esistente tra lo spettro stellare e la temperatura superficiale (*classi o tipi spettrali*), il secondo sul legame tra la gravità superficiale (quindi la massa di una stella) e la sua luminosità (*classi di luminosità*) e il terzo sull'abbondanza chimica degli elementi pesanti (*popolazioni stellari*).

Prima di parlare di tipi spettrali stellari, è necessario introdurre la nozione di *spettro* per la radiazione elettromagnetica.

### **Lo spettro della luce**

Nel 1666 Isaac Newton scoprì che la luce solare poteva essere scomposta in quello che egli definì lo "*spettro dei colori*".

Newton fece passare un fascio di luce solare attraverso un prisma di vetro a sezione triangolare, e trovò che il raggio si allargava, formando una striscia colorata costituita a bande di luce rossa, arancione, gialla, verde, blu, indaco e violetta, in cui ogni colore sfumava nell'altro.

Nel 1814 il fisico tedesco Joseph von Fraunhofer compì un passo in avanti nello studio della radiazione visibile, osservando che lo spettro della luce solare era solcato da numerose righe scure. Tali righe vennero poi denominate *righe di Fraunhofer*.

La spiegazione fisica delle righe avvenne nel 1859, ad opera dello scienziato tedesco Gustav Kirchhoff. Le righe scure (*righe di assorbimento*) erano dovute all'assorbimento della luce da parte dei diversi elementi chimici presenti nell'atmosfera solare.

In definitiva, dato che a ogni gruppo di righe è associato un ben determinato elemento chimico, come se fosse una sorta di "impronta digitale", studiando lo spettro della radiazione che ci giunge dalle stelle, possiamo risalire all'esatta composizione chimica della superficie delle sorgenti emittenti.

Misurando l'intensità delle diverse righe spettrali, è inoltre possibile risalire alla temperatura del materiale che produce le righe.

A volte gli spettri possono presentare solo righe brillanti (*righe di emissione*), corrispondenti ad esempio all'emissione della luce da parte di determinati atomi posti in una regione molto calda della stella.

### **La nascita della classificazione spettrale**

Sin dai primi esperimenti di spettroscopia ci si chiese se fosse possibile raggruppare gli spettri delle stelle osservabili, in un numero più o meno ristretto di classi: nacque così l'idea della *classificazione spettrale*.

Fu Padre Angelo Secchi, gesuita, a iniziare l'osservazione sistematica degli spettri stellari, nella seconda metà dell'Ottocento. Lo scienziato si accorse che era possibile suddividere gli spettri stellari in *5 diversi tipi (classificazione di Secchi)* e che al colore di una stella era associato sempre un particolare spettro.

Padre Secchi si chiese quale fosse la ragione fisica delle diversità tra i vari tipi spettrali, riuscendo a intuire che il parametro da cui dipendeva il tipo spettrale delle stelle fosse la temperatura (nonostante che non fossero ancora note le *leggi di Planck* sull'emissione e l'assorbimento della radiazione elettromagnetica).

All'epoca era risaputo che un metallo portato all'incandescenza diventa prima rosso, poi arancione, poi bianco, man mano che la temperatura aumenta.

Padre Secchi, ammettendo che fosse possibile paragonare la stella a un metallo incandescente, capì che il colore rosso, giallo o bianco di una stella non era altro che la manifestazione di una diversa temperatura superficiale.

### La classificazione di Harvard

Quando la tecnologia applicata alle osservazioni spettrali migliorò, grazie soprattutto all'introduzione di tecniche fotografiche, ci si accorse che la suddivisione di Padre Secchi non era più sufficiente a classificare gli spettri stellari.

L'Osservatorio di Harvard iniziò allora una catalogazione sistematica di spettri stellari: si trovò che gli spettri del 99% delle stelle possono essere classificati in 7 *classi* suddivise ognuna in 10 sottoclassi, secondo una sequenza continua.

Le classi furono indicate con le lettere O, B, A, F, G, K, M e le sottoclassi ponendo un numero compreso tra 0 e 9 a fianco della classe.

La *classificazione di Harvard* consiste in una sequenza corrispondente a una variazione continua del colore (o della temperatura), ponendo le stelle azzurre (o più calde) alla sinistra e quelle rosse (o più fredde) a destra.

Si parla così dei *primi tipi spettrali* (O, B), dei *tipi intermedi* (A, F, G) e dei *tipi avanzati* (K, M).

Il rimanente 1% delle stelle è raccolto nelle seguenti classi, estensioni delle classi principali:

- classi WC e WN (*stelle Wolf-Rayet*) poste all'inizio della sequenza spettrale, prima delle stelle O. La classe W è costituita dalle stelle più calde che si conoscano.
- classi R, N, (*stelle al carbonio*) poste all'altro estremo della sequenza, come diramazioni della classe G.
- classe S, diramazione della classe K.

### Tabella della classificazione di Harvard

Classe	Temperatura (K)	Caratteristiche principali dello spettro	Colore	Esempi
WC, WN	60 000 50 000	Righe di emissione molto larghe e brillanti, con C ionizzato (WC) e N ionizzato (WN)	Blu intenso	V444 Cygni
O	50 000 28 000	Righe di assorbimento di He <sup>+</sup> , He, H e C, Si, N, O ionizzati, alcune righe di emissione	Blu intenso	Alnitak, Zeta Puppis
B	28 000 9900	Righe di He neutro alla massima intensità	Blu	Rigel, Spica
A	9900 7400	Righe di H alla massima intensità	Blu-bianco	Sirio, Vega, Altair
F	7400 6000	Righe di H deboli, righe di Ca <sup>+</sup> e dei metalli più intense	Bianco	Stella Polare, Procione, Canopo
G	6000 4900	Righe dei metalli intense (Ca <sup>+</sup> , Fe, Ti, ecc.)	Giallo	Sole, Capella
K	4900 3500	Righe dei metalli neutri molto intense. Compagno bande molecolari	Arancio	Arturo, Aldebaran

M	3500 2000	Bande di assorbimento delle combinazioni molecolari molto intense, soprattutto ossido di Titanio (TiO)	Rosso-arancio	Betelgeuse, Antares
R, N	3500 2000	Bande di assorbimento molecolare di C <sub>2</sub> e delle sue combinazioni quali l'ossido di carbonio (CO) e il cianogeno (CN) ( <i>stelle al carbonio</i> )	Rosso	BL Ori
S	3500 2000	Bande di assorbimento dell'ossido di zirconio (ZrO)	Rosso	U Cas

### Le classi di luminosità

Il secondo criterio utilizzato per classificare le stelle è quello basato sulla loro *luminosità* e fu introdotto da W. Morgan, P. Keeman e E. Kelman dello Yerkes Observatory, nel 1942.

La classificazione, denominata *MK*, dalle iniziali degli astronomi che l'hanno proposta, si basa sul legame esistente tra la luminosità e la temperatura per determinati gruppi di stelle; essa aggiunge, per così dire, una "seconda dimensione" alla *classificazione di Harvard*.

La luminosità di una stella (cioè la quantità di energia irradiata ogni secondo) dipende sia dalla sua temperatura superficiale, sia dall'area della superficie stessa (cioè dalla dimensione della stella), e quindi può variare notevolmente all'interno di una determinata classe spettrale.

Infatti, se le temperature delle atmosfere stellari non differiscono che per una decina di volte, la differenza per i diametri raggiunge quasi un milione di volte.

Per tener conto di questi aspetti nella classificazione stellare, sono state introdotte le seguenti *classi di luminosità*:

Classe	Tipo di stella
Ia	Supergigante brillante
Iab	Supergigante intermedia
Ib	Supergigante debole
II	Gigante brillante
III	Gigante normale
IV	Subgigante
V	Nana di sequenza principale
VI	Subnana ( <i>Subdwarf, SD</i> )
VII	Nana bianca ( <i>White dwarf, WD</i> )

La classificazione completa di una stella è allora quella che unisce la *classificazione di Harvard* alla *classificazione MK*. Ad esempio il Sole è una stella *G2V*, Arturo *K1,5IIIp*, Vega *A0V*, Rigel *B8Iae*; il suffisso "p" indica uno spettro peculiare e quello "ae", uno spettro con normali righe di emissione.

### Le popolazioni stellari

La nozione di popolazione stellare fu introdotta da Walter Baade nel 1944, per interpretare le sue osservazioni sulla galassia di Andromeda, la grande galassia più vicina alla nostra. Lo scienziato avanzò l'ipotesi che in Andromeda, nella nostra Galassia e in altre simili, esistessero due classi di stelle, che denominò *Popolazioni*.

- Le stelle di *Popolazione I* sono giovani, poste principalmente sul piano della Galassia e in particolare nei bracci a spirale. Le stelle più brillanti di questa Popolazione sono stelle azzurre molto calde, ma si trovano anche stelle più fredde, compreso il Sole.

Le stelle di Popolazione I sono relativamente ricche di *metalli* (per gli astronomi ciò significa tutti gli elementi tranne idrogeno e elio), poiché esse si sono formate da nubi molecolari “fecondate” da generazioni precedenti di stelle. Le stelle più vecchie, infatti, al termine del loro ciclo evolutivo hanno disperso nello spazio, tramite enormi esplosioni stellari, gli elementi pesanti prodotti al loro interno per nucleosintesi.

Per quantificare l’abbondanza degli elementi pesanti, in astronomia si utilizza il parametro della *metallicità* ( $Z$ ), definita come il rapporto tra l’abbondanza degli elementi più pesanti dell’elio e l’abbondanza dell’idrogeno. Il Sole ha  $Z = 0,02$ .

- Le stelle di *Popolazione II* sono più vecchie di quelle di Popolazione I e non esistono come queste da qualche miliardo di anni ma da circa una decina di miliardi di anni. Esse hanno, infatti, una bassa metallicità, il che significa che esse si formarono in un’epoca remota quando i *metalli* non esistevano ancora. La Popolazione II è generalmente dispersa nell’alone galattico, in zone relativamente povere di gas e polveri. Le stelle più brillanti sono rosse.

Ulteriori ricerche hanno stabilito che la ripartizione delle stelle nelle due popolazioni è un po’ più complessa, anche perché le differenze tra due popolazioni sfumano l’una nell’altra.

Inoltre alcuni astronomi hanno introdotto la *Popolazione III*, un’ipotetica Popolazione composta da stelle di grandissima massa, probabilmente comparse prima della formazione delle galassie, e ormai estinte da tempo.

### Tabella delle Popolazioni stellari nella Via Lattea

Caratteristiche	Popolazione I Gruppo della Popolazione di disco				Popolazione II Gruppo della popolazione di alone	
	Bracci a spirale	Giovane	Intermedio	Vecchio	Medio	Estremo
Oggetti tipici	Gas e polveri interstellari, stelle O e B in associazioni stellari e giovani ammassi aperti, supergiganti, Cefeidi, T Tauri, alcune stelle A	Stelle A, F, da A a K giganti, alcune G, K, nane M e nane bianche	Sole, la maggior parte delle G, alcune nane K e M e nane bianche, alcune subgiganti e giganti rosse, nebulose planetarie	Alcune nane K e M e nane bianche, alcune subgiganti e giganti rosse, stelle moderatamente povere di metalli, variabili a lungo periodo, RR Lyrae con periodi inferiori a 0,5 giorni	Variabili giganti rosse, stelle a alta velocità estremamente povere di metalli	Variabili RR Lyrae con periodi maggiori di 0,5 giorni, alcune subnane, stelle estremamente povere di metalli, giganti rosse
Età in $10^9$ anni	< 0,1	~ 1	~ 5	< 10 (?)	~ 10 ÷ 15	~ 10 ÷ 15
Collocazione	Bracci a spirale	Disco sottile	Disco	Nucleo e disco spesso	Nucleo e alone	Alone
Orbite galattiche	Circolari	Bassa eccentricità	Moderata eccentricità	Considerevole eccentricità	Molto eccentriche	Estremamente eccentriche
Metallicità ( $Z$ )	0,04	0,04	0,03	0,02	0,01	0,003

### La scala delle magnitudini

Sicuramente le informazioni più esaurienti sulla radiazione proveniente dalle stelle sono rappresentate dall’analisi spettrale. Tuttavia, misure spettrofotometriche sufficientemente precise si possono ottenere solo per stelle relativamente luminose, per quelle più deboli non rimane altro che misurare l’energia luminosa ricevuta a Terra.

La scala che si utilizza a questo scopo è la cosiddetta *scala delle magnitudini* o *scala di Pogson*.

Questa scala è un sistema vicino a quello introdotto da Ipparco di Nicea nel II secolo a.C. L’importante astronomo greco classificò le stelle in 6 grandezze, definendo le stelle più brillanti di prima grandezza e quelle meno brillanti, a stento percepibili a occhio nudo, di sesta grandezza.

Nel 1854 l’astronomo britannico Norman Pogson dimostrò che l’occhio umano non opera in modo lineare, ma percepisce le differenze di luminosità in modo logaritmico: la differenza di una magnitudine corrisponde a una differenza di luminosità di 2,512 volte.

Nella scala di Pogson la magnitudine 1 è 2,512 volte meno brillante della magnitudine 0, la magnitudine 2 è 6,3 volte ( $2,512^2$ ) meno brillante della magnitudine 0, e così via, come illustrato nella tabella seguente:

Magnitudine	Fattore di diminuzione di brillanza rispetto a una stella di magnitudine 0
1	2,512
2	6,3
3	16
4	40
5	100
10	10 000
15	1 000 000
20	100 000 000

Il sistema così ottenuto si definisce di *magnitudini apparenti*, poiché in questo caso la magnitudine dipende dalla distanza della stella (più è lontana una stella, meno è brillante) e non fornisce indicazioni sulla sua *luminosità intrinseca*, cioè sulla quantità di energia che la stella irradia per secondo in tutte le direzioni.

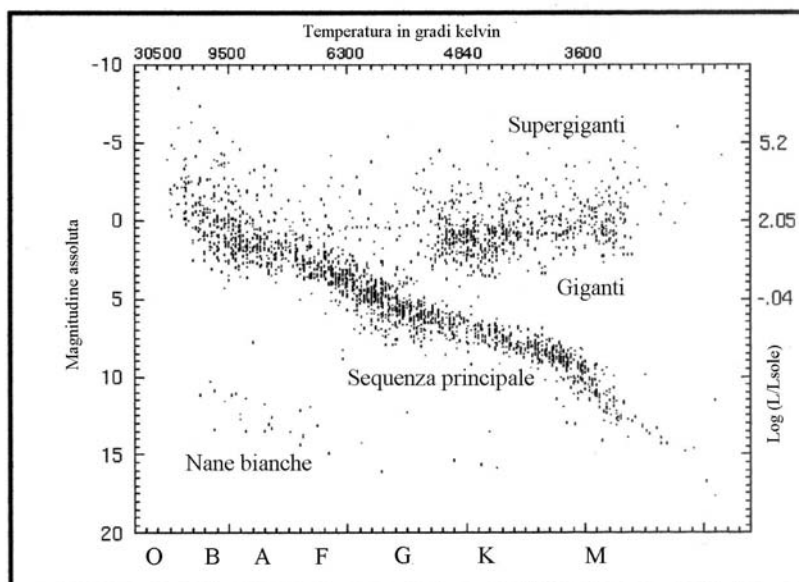
A questo scopo è stata introdotta la *magnitudine assoluta*, che corrisponde alla magnitudine apparente che avrebbe una stella se fosse posta a una distanza standard, pari a 10 parsec (32,6 a.l.), dall'osservatore.

### Il diagramma di Hertzsprung-Russell

Nel 1911 Ejnar Hertzsprung dell'Osservatorio di Copenhagen e, indipendentemente, nel 1913 Henry Norris Russell a Princeton ebbero l'idea di cercare una relazione tra il tipo spettrale delle stelle e la loro magnitudine assoluta.

Il risultato fu il diagramma passato alla storia come *diagramma di Hertzsprung-Russell* (abbreviato in *diagramma HR*), uno dei pilastri dell'astrofisica moderna.

Il diagramma HR ha in ascissa il colore delle stelle (e quindi il loro tipo spettrale, in ordine di temperatura decrescente) e in ordinata la magnitudine assoluta (oppure la luminosità in scala logaritmica).



Si può notare che le stelle non si distribuiscono a caso, ma sono concentrate in alcune zone; esiste cioè una correlazione ben definita tra la magnitudine assoluta (luminosità) e lo spettro (colore) di una stella.

La parte superiore del diagramma è occupata da stelle ad alta luminosità e molto grandi (*giganti e supergiganti*). Come lascia intuire il nome sono stelle dai raggi enormi (sino a 300 raggi solari) e, proprio a causa della grande superficie di emissione, sono le più luminose.

Le stelle della parte inferiore del diagramma sono di debole luminosità e sono chiamate *nane*; in particolare quelle in basso a sinistra, a causa del loro colore, sono denominate *nane bianche*.

Queste ultime sono stelle ad alta temperatura, hanno un raggio molto piccolo (paragonabile al raggio terrestre) e una densità elevatissima.

Il 90% delle stelle si dispone lungo la diagonale che va dall'alto in basso e da sinistra a destra, dalle supergiganti blu alle nane rosse, denominata *sequenza principale*. Queste stelle risplendono traendo energia dalla fusione di idrogeno in elio nei loro nuclei.

La posizione di ogni stella nel diagramma dipende dalla sua natura fisica e dalla evoluzione, perciò si può affermare che il diagramma HR fotografa tutta la storia del sistema di stelle considerato ed è uno strumento formidabile, tra l'altro, per lo studio della composizione chimica e dell'evoluzione stellare.

## I BUCHI NERI

Da quando il fisico americano John Wheeler, alla fine degli anni '60, ha inventato l'espressione *buco nero*, questi enigmatici oggetti non hanno fatto altro che crescere d'importanza sia per gli astronomi sia per il pubblico. È forse diventato l'argomento astronomico più discusso, l'oggetto di molto teorizzare nonché di congetture alquanto confuse.

Quando le stelle a grandissima massa (maggiore di 25 masse solari) concludono la loro esistenza, il processo di supernova le lascia con un nucleo con una massa residua maggiore del *limite di Schwarzschild* (3,2 masse solari).

A questo punto neanche la trasformazione della stella in una stella di neutroni riesce a impedire il collasso completo e la stella precipita sempre più su se stessa. Una situazione particolare si ha quando la massa in contrazione raggiunge un determinato raggio (*raggio gravitazionale di Schwarzschild*) al di sotto del quale neanche i raggi luminosi possono fuggire via.

Tale raggio è dato da:

$$R_{sw} = \frac{2 \cdot G \cdot M}{c^2}$$

dove “*G*” è la costante di gravitazione universale, “*M*” la massa e “*c*” la velocità della luce. A questo punto si ha la formazione di un *buco nero*, un oggetto non osservabile in linea di principio poiché è completamente nero, ma capace di attrarre le masse vicine.

Con un piccolo calcolo si osserva che il *raggio gravitazionale di Schwarzschild*, per una stella di 1 massa solare, è di circa 3 km. Se il nostro Sole inesplicabilmente collassasse, formando un buco nero, i pianeti continuerebbero comunque a orbitare attorno a esso come nulla fosse, poiché la forza gravitazionale dipende dalla massa e dalla distanza e non dalle dimensioni della massa.

Quindi i buchi neri non catturano la materia circostante come se fossero degli incredibili aspirapolvere, dato che la forza gravitazionale a una data distanza da un buco nero è la stessa di un qualunque corpo sferico di uguale massa.

La superficie sferica attorno al buco nero, posta alla distanza del *raggio gravitazionale di Schwarzschild*, è denominata *orizzonte degli eventi*. Una volta dentro l'orizzonte degli eventi, la materia perde completamente contatto con il resto dell'Universo.

Ma allora com'è possibile accertare l'esistenza dei buchi neri? I satelliti artificiali hanno scoperto in più punti del cielo, e specialmente nella costellazione del Cigno, un'emissione nella lunghezza d'onda X, che sembra associata a una sorta di spiraleggiamento vorticoso di materia attorno a un punto.

Sembra che la stella supergigante blu *Cygnus X-1* sia lacerata e risucchiata dalla tremenda forza gravitazionale di un'altra stella invisibile che le si trova accanto. Molti astronomi pensano che questa stella "invisibile", con massa compresa tra 8 e 18 volte quella del Sole, sia in realtà un buco nero.

Naturalmente non mancano gli scettici, come in tutte le teorie scientifiche, perché il complesso degli argomenti necessario a determinare la massa dell'oggetto oscuro è piuttosto intricato e discutibile.

Tuttavia i buchi neri sono previsti dalle teorie astrofisiche, anche se a causa della loro tremenda densità le leggi classiche della fisica cessano di valere e si deve ricorrere alla fisica relativistica.

Per questo motivo i buchi neri, insieme alle stelle di neutroni, sono denominati *oggetti relativistici*.

## IL CICLO EVOLUTIVO DELLE STELLE

### **Introduzione**

Le stelle iniziano la loro vita fondendo idrogeno in elio nel nucleo. Nel corso dell'evoluzione cambia il tipo di processo di fusione termonucleare e ciò porta a variazioni notevoli nell'aspetto della stella.

Naturalmente, poiché le stelle hanno una vita lunghissima rispetto a quella umana, non possiamo osservare l'intero ciclo di una singola stella, ma possiamo dedurre le varie fasi studiando migliaia di stelle, ognuna giunta a punti diversi della sua evoluzione.

Ricaviamo le informazioni che ci occorrono studiando la radiazione che giunge da esse e dal loro moto nello spazio. Possiamo così determinare la massa, il raggio, la temperatura e la densità in ogni punto della stella, la sua posizione nella Galassia e l'orbita descritta attorno al centro galattico.

Da tali parametri si cerca di ricostruire il modo in cui le stelle si sono formate, la loro età e la fonte d'energia che permette loro di brillare, per tempi che spaziano dai milioni ai miliardi d'anni.

Sicuramente il parametro stellare più importante è la massa: da essa dipende la posizione della stella nel diagramma HR (quindi la luminosità e la temperatura), il tempo di permanenza nella sequenza principale (in cui "brucia" idrogeno nel nucleo), il tipo di "combustibile" che utilizzerà dopo aver lasciato la sequenza principale e il tipo di fine che farà.

Suddivideremo per comodità le stelle in tre categorie, quelle di piccola, media e grande massa, anche se la linea di suddivisione è alquanto aleatoria, poiché le moderne teorie di evoluzione stellare non sono sofisticate abbastanza per tener conto di tutti i complessi processi fisici in gioco.

### **Le stelle di piccola massa ( $0,08 M_{\odot} < m < 0,4 M_{\odot}$ )**

Le "stelle" con massa inferiore a 0,08 masse solari sono denominate *nane brune*. La temperatura centrale di questi oggetti non salirà mai al punto tale da innescare le reazioni di fusione nucleare nel nucleo. In pratica esse sono "stelle mancate".

Probabilmente nella nostra Galassia si trovano numerose nane brune, ma la loro osservazione è molto difficile. Nel 1995 il Telescopio Spaziale Hubble ha fornito la prima immagine di una nana bruna, in un sistema binario (*Gliese 229B*).

- $0,08 M_{\odot} < m < 0,4 M_{\odot}$

Le stelle con massa compresa tra 0,08 e 0,4 masse solari sono denominate *nane rosse*. Queste stelle appartengono alla sequenza principale e “bruciano” idrogeno nel loro nucleo, ma sono più piccole, meno luminose e più fredde del Sole. Si stima che possano risiedere nella sequenza principale per 300 miliardi di anni, valore di gran lunga superiore all’età dell’Universo ( $14 \div 18$  miliardi di anni), poiché consumano il loro combustibile molto lentamente.

A causa della loro bassa luminosità queste stelle trasportano l’energia dal nucleo all’esterno, interamente per *moti convettivi* (cioè tramite trasporto di materia). Ciò porta la stella a un rimescolamento continuo, tanto che essa è in grado di utilizzare tutto l’idrogeno di cui è composta. Sempre a causa dei moti convettivi, l’elio prodotto nel nucleo si troverà rimescolato in tutta la stella.

Quando tutto l’idrogeno sarà stato trasformato, la nana rossa collasserà sotto la sua gravità e diverrà una *nana bianca* di elio. Con il passare del tempo essa diverrà sempre meno luminosa e più fredda, sinché si trasformerà in una sfera gassosa morta, denominata *nana nera*.

### Le stelle di media massa ( $0,4 M_{\odot} < m < 4 M_{\odot}$ )

Le stelle con massa compresa tra 0,4 e 4 masse solari sono stelle normali di sequenza principale, simili al Sole, che fondono idrogeno nel loro nucleo per la maggior parte della loro vita.

- **$0,4 M_{\odot} < m < 1,2 M_{\odot}$**

Se la massa è compresa tra 0,4 e 1,2 masse solari, le stelle non hanno moti convettivi nel loro nucleo: il trasporto di energia è puramente radiativo, dovuto cioè a fotoni. La caratteristica più importante di queste stelle è che non si verifica un rimescolamento tra l’idrogeno non convertito dell’involuppo e quello del nucleo.

Quindi il nucleo non può attingere carburante dalle parti superiori della stella e deve consumare solo quello presente al suo interno, per una quantità compresa tra il 10% e il 13% della massa totale della stella. Per questo motivo il Sole trascorre nella sequenza principale solo 10 miliardi di anni e non 80 miliardi di anni, come potrebbe fare se utilizzasse tutto il suo contenuto di idrogeno.

- **$1,2 M_{\odot} < m < 4 M_{\odot}$**

Le stelle con massa compresa tra 1,2 e 4 masse solari hanno dei moti convettivi nel loro nucleo, ciò porta a un piccolo rifornimento di idrogeno delle regioni centrali (qualche per cento), non sufficiente tuttavia a prolungare di molto la vita della stella.

Ad ogni modo, quando la massa della stella è compresa tra 0,4 e 4 masse solari, il risultato è sempre la formazione di un nucleo di elio inerte al centro, il quale non è in grado di generare la pressione sufficiente a impedire il collasso.

La fase di contrazione permette il rilascio di energia gravitazionale: il nucleo deve ridurre le sue dimensioni di 40 metri per anno per mantenere un’energia pari a 1 luminosità solare.

L’aumento di temperatura che ne consegue permette la fusione dell’idrogeno in un guscio immediatamente a ridosso del nucleo di elio (*hydrogen shell burning*).

Con questa nuova fonte di energia gli strati esterni della stella iniziano a espandersi, a divenire meno densi e a diminuire la propria temperatura. Le dimensioni della stella possono aumentare sino a 25 volte quelle iniziali e la sua luminosità può salire di 10 volte. La stella è diventata una *gigante rossa*. Nel *diagramma HR* queste stelle occupano il *braccio delle giganti*.

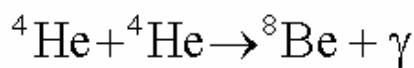
Mentre gli strati esterni si espandono il nucleo di elio si contrae e si riscalda sempre più. Quando la temperatura centrale raggiunge i 100 milioni di kelvin diventa sufficiente a fondere elio in carbonio (e azoto e ossigeno) in un modo che dipende dalla massa.

- $0,4 M_{\odot} < m < 2,5 M_{\odot}$

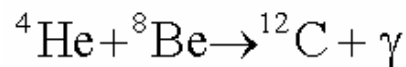
Se la massa della stella è compresa tra 0,4 e 2,5 masse solari, il nucleo è composto da elio *degenere*, uno stato particolare della materia (dominato da effetti quantistici) che si verifica ad altissima densità e che fornisce, tra l'altro, una pressione (*pressione di degenerazione*) verso l'esterno di gran lunga superiore alla pressione derivante dalla materia in condizioni ordinarie.

Nello stato ordinario un atomo si può immaginare come un sistema solare in miniatura, con spazi vuoti tra le orbite degli elettroni. La materia *degenere* è invece “super-impacchettata”, tanto che la struttura dell'atomo è distrutta e i nuclei atomici e gli elettroni sono a stretto contatto. È questo processo che crea la *pressione di degenerazione*, capace di sostenere la stella.

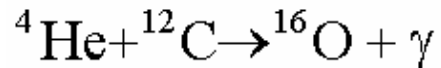
La fusione dell'elio inizia tutta insieme nel nucleo, secondo un fenomeno denominato *helium flash*, in cui in un tempo di circa 1 secondo il nucleo emette una luminosità pari a 10 miliardi di stelle come il Sole.



La fusione prende il nome di *processo 3-alfa*, in cui tre nuclei di elio fondono per formare un nucleo di carbonio.



Una reazione secondaria inoltre produce ossigeno.



Tuttavia nulla traspare all'esterno poiché viene tutto assorbito dal nucleo.

- $2,5 M_{\odot} < m < 4 M_{\odot}$

Se la massa della stella è compresa tra di 2,5 e 4 masse solari, essa non possiede un nucleo di elio *degenere* e la fusione dell'elio avviene gradualmente.

In entrambi i casi la fusione dell'elio frena la contrazione, porta a una piccola espansione del nucleo e l'involuppo esterno si contrae leggermente aumentando la temperatura. La stella quindi dopo aver raggiunto l'apice delle giganti con l'*helium flash*, si sposta nel *braccio orizzontale* del *diagramma HR*. In questa regione del diagramma le stelle convertono elio in carbonio nel loro nucleo e idrogeno in elio, in un guscio attorno al nucleo.

Quando l'elio è stato convertito, il nucleo risulta composto da carbonio e da una piccola percentuale di ossigeno. A questo punto il nucleo si contrae ancora e si riscalda sino a innescare il bruciamento dell'elio in un guscio attorno al nucleo e l'idrogeno in un guscio attorno a questo. La stella raggiunge allora il *braccio asintotico delle giganti* e diventa una *supergigante rossa*. Per queste stelle di massa inferiore a 4 masse solari il nucleo non sarà mai abbastanza caldo da fondere il carbonio.

La fusione dell'elio e l'idrogeno in gusci concentrici “pompa” una notevole quantità di energia verso gli strati esterni che iniziano a essere sospinti via, portando al processo di *perdita di massa*. In questo modo una considerevole frazione della massa della stella viene scagliata nello spazio.

L'involuppo in espansione forma una *nebulosa planetaria*, mentre al centro rimane il nucleo scoperto, bianco e molto caldo, con una temperatura di 10 milioni di kelvin: una *nana bianca*.

Il termine *nebulosa planetaria* a volte genera confusione, poiché le *nebulose molecolari* sono zone di nascita di stelle, mentre le *nebulose planetarie* sono solo i residui di stelle morte.

### Le stelle di grande massa ( $m > 4 M_{\odot}$ )

Per le stelle di grande massa il nucleo di carbonio, azoto e ossigeno, formato dalla fusione dell'elio, diverrà caldo abbastanza da innescare la fusione del carbonio. Esaminiamo i tre casi principali:

- $4 M_{\odot} < m < 8 M_{\odot}$

Per masse comprese tra 4 e 8 masse solari il nucleo è composto da *carbonio degenere* quando la fusione inizia. L'innescò della reazione prende il nome di *detonazione del carbonio*, che, come lascia intuire il nome, è molto più violenta dell'*helium flash* e può portare alla completa distruzione della stella. Si ha così una *supernova di tipo I*, cui spetta il primato di luminosità tra

le stelle, poiché la sua luminosità aumenta di qualche centinaio di milioni di volte (con un salto di oltre venti magnitudini) in poche settimane e poi diminuisce gradualmente in un periodo di almeno sei mesi.

- **$8 M_{\odot} < m < 11 M_{\odot}$**

Le stelle più massicce di 8 masse solari non hanno un nucleo di carbonio degenerare quando si innesca la fusione del carbonio, la quale procede regolarmente, producendo neon, silicio, magnesio e zolfo.

La stella diventa una supergigante rossa e si innescano delle oscillazioni nell'involucro che la portano a diventare una variabile Cefeide.

La temperatura del nucleo non è però sufficiente a innescare altre reazioni termonucleari in un nucleo composto da materia degenerare. La stella perciò, priva di fonti di energia, fa implodere il nucleo e lo trasforma in una *stella di neutroni* con una massa compresa tra  $1,4 M_{\odot}$  e  $3,2 M_{\odot}$ , concentrata in qualche chilometro di raggio. Gli strati superiori invece esplodono, generando una *supernova di tipo II*, la quale raggiunge una luminosità 10 volte inferiore a quella di *tipo I*.

- **$m > 11 M_{\odot}$**

Per masse maggiori di 11 masse solari iniziano a fondere nel nucleo elementi via via più pesanti del carbonio: neon, ossigeno e così via. La stella assume così una struttura a strati concentrici, come quella di una cipolla. Le reazioni di fusione nucleare sono esoenergetiche (cioè producono energia) sino alla produzione del ferro, dopo di che per gli elementi più pesanti le reazioni diventano endoenergetiche (cioè richiedono energia).

A questo punto la stella è incapace di sostenersi poiché le reazioni nucleari invece di produrre l'energia necessaria a impedire il collasso, la assorbono. Il risultato è che il collasso viene accelerato e la stella termina la sua esistenza in modo cruento, trasformandosi in una *supernova di tipo II*. Al suo centro si genera una stella di neutroni, se la massa residua è compresa tra  $1,4 M_{\odot}$  e  $3,2 M_{\odot}$ , o un buco nero se la massa residua è maggiore di  $3,2 M_{\odot}$ .

### Il tempo di vita delle stelle

Il tempo in cui una stella risiede nella sequenza principale del diagramma HR, cioè il periodo in cui essa converte idrogeno in elio nel nucleo, si può stimare partendo dall'importante *relazione massa-luminosità*, che lega, seppur in modo approssimato, la massa ( $M$ ) alla luminosità ( $L$ ) delle stelle:

$$L \propto M^{3,5}$$

Il “*tempo di vita*” è direttamente proporzionale alla “*quantità di carburante*” (massa) e inversamente proporzionale al “*tasso di consumo*” (luminosità):

$$\text{tempo di vita} = \frac{\text{quantità di carburante}}{\text{tasso di consumo}} = \frac{M}{M^{3,5}} = \frac{1}{M^{2,5}}$$

Da questa formula è possibile ricavare la seguente tabella:

Tipo spettrale	Tempo di permanenza nella sequenza principale (in anni)
O5	1 milione
B0	5 milioni
B5	80 milioni
A0	1 miliardo
F0	3 miliardi

F5	5 miliardi
G0	9 miliardi
G5	10 miliardi
K0	*20 miliardi
K5	*40 miliardi
M0	*200 miliardi
M5	*300 miliardi
*valore maggiore dell'età attuale dell'Universo	

## LA NASCITA DELLE STELLE

### Le stelle

Le *stelle* possono essere definite come sfere di gas caldo, autogravitanti, capaci di convertire materia in energia, tramite reazioni di fusione termonucleare al loro interno.

Le stelle sono gli oggetti più numerosi dell'Universo e ne concentrano la maggior parte della massa (98%); il resto è disperso nella *materia interstellare*.

Lo studio delle stelle riveste una particolare importanza, non solo perché esse costituiscono i fondamenti della struttura dell'Universo, ma anche perché la loro evoluzione è associata alla genesi di quasi tutti gli elementi chimici conosciuti.

Nella nostra Galassia, la Via Lattea, sono presenti stelle con età molto diverse. La grande maggioranza è formata da stelle vecchie, con età di qualche miliardo d'anni.

Alla fine di un ciclo evolutivo durato diversi miliardi d'anni, le stelle di massa piccola e media si trasformeranno in nane bianche, cioè stelle dalle minuscole dimensioni (paragonabili a quelle della Terra); le stelle di grande massa, invece, evolveranno molto più in fretta e avranno una fine più cruenta.

Prima di intraprendere lo studio dell'evoluzione stellare è necessario conoscere la materia da cui il processo di formazione ha inizio: la *materia interstellare*.

### La materia interstellare

Lo spazio interstellare non è vuoto, ma è occupato da un miscuglio molto rarefatto di *gas* e *polveri*: la cosiddetta *materia interstellare*.

- Il *gas interstellare* ha come componente principale l'idrogeno (90%); sono inoltre presenti elio (9%), azoto, ossigeno, calcio, potassio, sodio, ferro, ossido di carbonio e cianogeno, nonché numerose molecole organiche pluriatomiche.

Le condizioni di rarefazione del *gas* sono estreme: in media è presente 1 particella per  $\text{cm}^3$ . Si pensi che nella nostra atmosfera, in condizioni ordinarie di pressione e temperatura, si trovano  $2,7 \cdot 10^{19}$  molecole per  $\text{cm}^3$  e che nel vuoto più spinto ottenibile in laboratorio (alla pressione di  $1,33 \cdot 10^{-11}$  Pa e temperatura di  $10^{-10}$  K), si trovano ancora 3000 molecole per  $\text{cm}^3$ .

- Le *polveri interstellari* sono particelle solide mescolate al *gas* e rappresentano solo 1% della massa interstellare. Le teorie più recenti considerano i *grani* di polvere costituiti da particelle di grafite, minerali silicatici e polimeri della formaldeide, il cui diametro tipico è di  $10^{-7}$  m. Con ogni probabilità la maggior parte dei *grani* è stata emessa da esplosioni di *supernovae*.

### I bracci a spirale della Via Lattea

Nello scenario attualmente proposto riguardo alla formazione stellare, i bracci a spirale della nostra Galassia rivestono un ruolo determinante.

La materia della Via Lattea non ruota come un corpo rigido, poiché quella più vicina al centro ruota più velocemente di quella posta alla periferia, seguendo la cosiddetta rotazione differenziale. Dato che le stelle e il mezzo interstellare descrivono orbite ellittiche, la materia, durante le varie orbite, forma dei bracci a spirale, cioè zone di maggior densità in cui il mezzo interstellare viene compresso (*teoria delle onde di densità*).

### **Le nubi interstellari**

Nei bracci a spirale la densità è abbastanza alta perché le collisioni di ioni e atomi neutri con i grani di polveri portino alla formazione d'idrogeno molecolare. Quest'ultimo a sua volta si concentra in *nubi molecolari piccole* o in *nubi molecolari giganti*.

Le nubi molecolari piccole hanno un diametro di pochi anni luce e densità comprese tra 1000 e 10 000 molecole/cm<sup>3</sup>.

Le nubi molecolari giganti hanno dimensioni comprese tra 60 e 300 anni luce e massa compresa tra 100 000 masse solari e 10 milioni di masse solari; ciò fa di loro le strutture più massicce della nostra Galassia.

Le nubi molecolari giganti hanno un'importanza particolare in astrofisica, poiché è in queste regioni che si verifica il processo di formazione stellare.

### **I nuclei densi**

Il primo passo verso la formazione stellare avviene nelle dense nubi interstellari. Con il trascorrere del tempo e molto lentamente, la densità della materia aumenta finché, a causa di motivi non del tutto chiariti e in particolari condizioni, la gravità produce una frammentazione delle nubi giganti in numerosi corpi più piccoli, i cosiddetti *nuclei densi* (o *globuli*), che continuano a contrarsi più velocemente.

Una nube tipica può frammentarsi in decine, centinaia e a volte migliaia di frammenti, in un periodo che può durare alcuni milioni d'anni.

In funzione di determinate condizioni iniziali, una nube interstellare può quindi produrre alcune decine di stelle, più grandi del nostro Sole, oppure un ammasso di centinaia di stelle più piccole o simili al Sole.

Alcune stime indicano che *l'efficienza di formazione* dei gruppi di nuclei densi (la frazione di gas e polveri che si converte in stelle) sia di circa il 25%, con una forte predominanza della formazione di stelle di piccola massa (intorno a qualche massa solare), rispetto a quelle di grande massa (maggiore di 10 masse solari).

### **Le protostelle**

Seguiamo ora le fasi che portano alla nascita di una stella di massa pari a una massa solare.

In un periodo compreso tra 100 000 e 1 milione di anni, al centro di un nucleo denso in fase di collasso, si accumula una quantità di materia pari a una massa solare.

La regione densa e opaca che si viene a formare al centro viene denominata *protostella*, un oggetto dal diametro pari a quello del nostro Sistema Solare (10 000 volte la dimensione del Sole).

La temperatura centrale della protostella passa dai 10 K iniziali della nube a 10 000 K, a spese del campo gravitazionale (*teorema del viriale*).

Durante l'evoluzione, la protostella esibisce una fase violenta, denominata "*T Tauri*", dal nome della prima protostella osservata nella costellazione del Toro.

In questa fase la protostella subisce un repentino aumento di luminosità (sino a 6 magnitudini) seguita da un declino irregolare lentissimo (anche decine di anni).

Gli oggetti *T Tauri* sono circondate da un *disco d'accrescimento*, formato da gas e polveri, il cui materiale cade continuamente sulla protostella e a causa della forza gravitazionale si riscalda, per venire poi riespulso mediante due getti perpendicolari al piano del disco.

Anche il Sole attraversò presumibilmente la fase *T Tauri*, all'inizio della sua esistenza.

### La fase della nascita

Man mano che il tempo passa la protostella continua a collassare e si riscalda sempre più.

Trascorsi 10 milioni di anni dalla sua formazione, la protostella è un po' più grande del Sole e la sua temperatura centrale è salita a 10 milioni di kelvin.

A questo punto i nuclei degli atomi di idrogeno (i protoni) hanno velocità tali da superare la barriera elettrostatica che si oppone alla loro fusione e si iniziano a produrre nuclei di elio, emettendo una notevole quantità di energia. È questo il momento in cui si “accendono” le stelle.

Nei successivi 30 milioni di anni seguono dei piccoli processi di aggiustamento di raggio e un aumento di temperatura centrale, sino a 15 milioni di kelvin. La contrazione si arresta, poiché la gravità è ormai in equilibrio con la pressione di radiazione prodotta dalle reazioni nel nucleo; la stella diventa quindi stabile.

Dalla nube in quiete alla nascita di una stella di massa solare occorrono in totale  $40 \div 50$  milioni di anni, e questa è solo una piccola frazione ( $\sim 0,5\%$ ) dell'intera vita della stella.

Le fasi di formazione sono le stesse per le stelle di tutte le masse, quello che cambia è la rapidità con cui avviene il processo.

Massa (in masse solari)	Tempo necessario alla formazione di una stella
0,08	Non fonderà mai idrogeno
0,1	1 miliardo di anni
0,5	150 milioni di anni
1	$40 \div 50$ milioni di anni
3	2,5 milioni di anni
5	580 000 anni
15	60 000 anni

## LE NANE BIANCHE

Le stelle con massa inferiore a 4 masse solari, al termine della loro evoluzione sono composte da due parti ben distinte:

- un involucro esterno, in espansione alla velocità di alcune decine di chilometri al secondo e di dimensioni pari al nostro Sistema Solare, denominato *nebulosa planetaria*.
- un nucleo degenere di elio, se la stella è di piccola massa, o un nucleo degenere di carbonio se la stella è di media massa. Entrambi questi oggetti sono costituiti da materia superdensa e isoterma, che si trova a una temperatura di centinaia di milioni di kelvin: la *nana bianca*.

È questo il destino ultimo del Sole.

Non tutte le nane bianche osservate possiedono però la propria nebulosa planetaria, poiché essa con il passare del tempo si è dispersa nel mezzo interstellare.

Il fenomeno di perdita di massa porta le nane bianche ad avere una massa compresa tra 0,1 e 1,4 masse solari, tutta concentrata in una sfera dalle dimensioni simili a quelle della Terra ( $\sim 10\,000$  km).

Non esistono nane bianche con massa superiore a 1,4 masse solari, poiché questo è il valore limite (*limite di Chandrasekhar*) sopra il quale il nucleo degenere è incapace di sostenere il suo stesso peso e collassa in oggetti estremamente più densi: le *stelle di neutroni* o i *buchi neri*.

La densità al centro della nana bianca può raggiungere un centinaio di tonnellate per centimetro cubico, mentre sulla Terra al massimo si raggiungono 20 grammi per centimetro cubico.

### **La nana bianca Sirio B**

Friedrich Bessel, nel 1844, osservando la stella *Sirio* ( $\alpha$  *Canis Maioris*), si accorse che il suo moto nello spazio non era rettilineo ma presentava un'oscillazione regolare.

L'astronomo attribuì questo moto all'influenza gravitazionale di una stella compagna, ma non riuscì mai a vederla. Nel 1862 Alvan Clark, un costruttore di telescopi americano, provando il suo nuovo strumento, un rifrattore con un obiettivo da 47 centimetri di diametro (all'epoca il più grande del mondo), trovò la stella compagna di Sirio, Sirio B.

Nel 1915 Walter Adams, dell'Osservatorio di Monte Wilson in California, stimò la temperatura superficiale di Sirio B in 9000 K. Data l'elevata temperatura e la bassissima luminosità si doveva trattare di un oggetto molto piccolo: una massa 0,9 volte quella del Sole concentrata in una sfera di 9000 km di diametro. Questo fu il motivo per cui si coniò il termine *nana bianca*.

La densità media di Sirio B è 200 000 volte quella dell'acqua, tanto che una scatola di fiammiferi riempita col suo materiale peserebbe quanto 2 grossi elefanti (8 tonnellate).

Si pensa che Sirio B sia il risultato del processo evolutivo di una stella di circa 4 masse solari.

### **Evoluzione di una nana bianca**

La pressione di degenerazione in una nana bianca dipende solo dalla massa della stella e non dalla sua temperatura, e questo porta la stella a essere molto stabile. Il calore associato alle particelle nucleari che compongono la stella le permetterà di irradiare energia per molti miliardi di anni, finché si raffredderà completamente sino a una temperatura vicina allo zero assoluto, divenendo una *nana nera*.

Discorso diverso si applica al caso in cui una nana bianca sia membro di un sistema binario, in cui la compagna è una stella di sequenza principale o una gigante.

Se la distanza tra le due stelle è piccola, il campo gravitazionale della nana bianca inizia a strappare idrogeno dall'involucro della compagna. Il gas inizia a ruotare attorno alla nana bianca e forma un *disco di accrescimento* simile a quello dei *dischi protostellari*.

La materia ruota a spirale, e a causa dell'accelerazione gravitazionale si riscalda man mano e produce un'intensa radiazione nelle lunghezze d'onda del visibile, dell'ultravioletto e dell'X. Quando la materia cade sulla nana bianca possiede una temperatura di 10 milioni di gradi e fonde in elio, provocando ulteriori emissioni di energia e aumenti di luminosità. In questo caso si ha fenomeno della *nova* che diventa *ricorrente* se esso si ripete nel tempo (anche diverse volte nel corso di alcuni decenni).

## **LE STELLE DI NEUTRONI**

Quando una stella possiede una massa maggiore di 8 masse solari (stella di grande massa), non termina il suo ciclo evolutivo con la produzione del carbonio, ma si continuano a produrre altri elementi pesanti a temperature centrali sempre più alte e in tempi sempre più brevi.

Per esempio, una stella di 20 masse solari brucia idrogeno per 10 milioni di anni, elio per 1 milione di anni, carbonio per 1000 anni, ossigeno per 1 anno, silicio per 1 settimana e il nucleo di ferro cresce per meno di un giorno. A questo punto la stella non produce più energia, anzi è come se il ferro fungesse da estintore, perché la fusione nucleare di questo materiale e di quelli più pesanti richiede energia invece di cederne.

La stella, incapace di sostenersi, implode catastroficamente in meno di un secondo e il nucleo raggiunge i 10 miliardi di kelvin. A questa temperatura i fotoni sono tanto energetici da rompere i

nuclei di ferro in nuclei più leggeri, finché non rimangono solo i protoni e i neutroni (*processo di fotodisintegrazione*) assieme agli elettroni. Man mano che il collasso continua gli elettroni si compattano nei protoni e formano neutroni (*neutronizzazione del nucleo*) e neutrini. Questi ultimi attraversano il nucleo come se nulla fosse e fuggono nello spazio portando via energia.

Si forma così una *stella di neutroni*, un oggetto simile a un enorme nucleo atomico, dalla massa di una stella. Le stelle di neutroni sono oggetti stabili poiché i neutroni svolgono lo stesso ruolo della materia degenere nelle nane bianche, impedendo un ulteriore collasso della struttura.

La densità di una stella di neutroni continua a crescere ancora, sino all'altissimo valore di  $10^{14}$  g/cm<sup>3</sup>, cioè finché ogni neutrone avrà uno spazio limite pari al suo raggio ( $10^{-13}$  cm).

Per questa stella si può applicare il concetto di superficie, poiché il suo strato esterno (*crosta*) è in uno stato solido ed è costituito da nuclei di ferro e elio. Lo spessore della crosta è di 1 km, con un raggio totale della stella di 10 km. Sotto la crosta si trova una zona spessa  $3 \div 5$  km composta dal *superfluido* di neutroni (uno stato quantistico particolare della materia). Alcuni astrofisici ipotizzano che il nucleo sia solido e composto da un qualche bizzarro stato della materia.

La massa limite di questo oggetto è denominata *limite di Schwarzschild* ed è pari a 3,2 masse solari (simile al *limite di Chandrasekhar* per le nane bianche), quindi se il processo di supernova non è stato in grado di espellere una quantità sufficiente di materia, e la massa residua supera tale limite, neanche la pressione dei neutroni riesce a impedire il collasso definitivo del nucleo, che precipita verso lo stato di *buco nero*.

### **Le pulsar**

Nel 1967 fu scoperto un nuovo tipo di oggetto stellare: la *pulsar* (contrazione di *PULSating Radio source, radiosorgente pulsante*). L'impresa fu opera di Jocelyn Bell Burnell, una giovane radioastronoma che lavorava a Cambridge, la quale si accorse che da un determinato punto del cielo provenivano impulsi radio, a cortissimo periodo e di breve durata.

Successivamente si è compreso che le pulsar sono stelle di neutroni in rapida rotazione che emettono un fascio radio molto ristretto, il cui asse non coincide con quello di rotazione (*modello del rotore obliquo*), per questo riceviamo il segnale a intervalli regolari, come la luce di un faro.

L'emissione radio proviene dalla *radiazione di sincrotrone* prodotta da particelle ad alta energia che viaggiano lungo le linee di forza del forte campo magnetico che parte dai poli della pulsar.

La pulsar più famosa è quella all'interno della *Crab Nebula*, che attraverso la sua energia rotazionale e magnetica rifornisce di energia l'emissione luminosa della nebulosa. La *Crab pulsar* ruota in un periodo di 0,033 secondi, ma questo periodo rallenta lentamente a causa delle perdite di energia dalla pulsar verso la nebulosa.

Attualmente sono note circa 500 pulsar con periodi che vanno da 0,001 secondi alle decine di secondi. Alcune di esse pulsano alle lunghezze d'onda ottiche, X e Gamma.