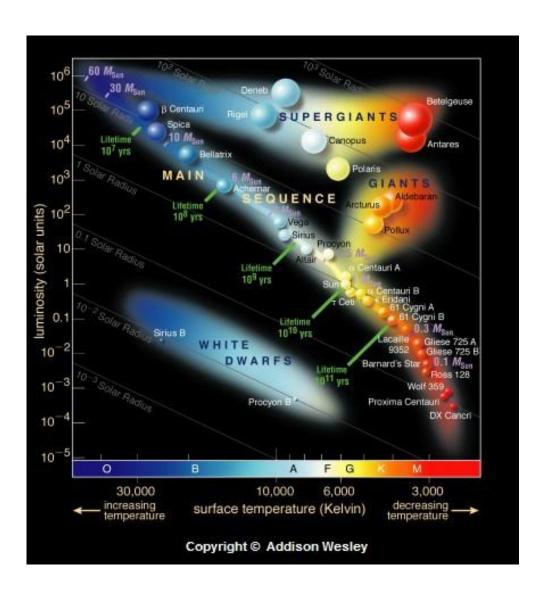
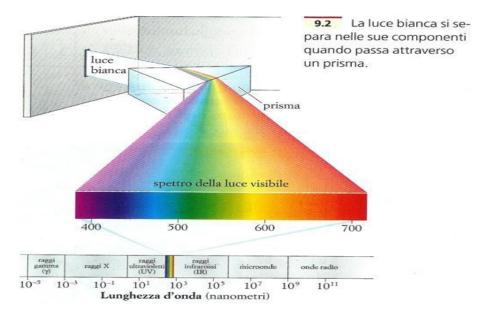
## Evoluzione stellare

Guardando il cielo così pieno di stelle viene naturale chiedersi come siano nate, quale sia la loro vita e il loro destino. Un potente mezzo per iniziare a districarsi in questo vasto panorama ci è stato offerto da due astronomi che, indipendentemente, senza sapere l'uno cosa stesse facendo l'altro, hanno dato vita allo strumento che ha dato uno slancio notevole all'astrofisica contemporanea, e che ha preso il nome dei loro scopritori, ovvero il **diagramma Hertzsprung-Russell,** che vediamo schematizzato qui in figura.



Questo diagramma fornisce una notevole mole di informazioni, ed è quindi necessario fare alcune premesse per poterne comprendere il senso.

Parliamo innanzitutto del colore delle stelle, o in termini più specifici, di classe spettrale: guardando il cielo a occhio nudo le stelle ci sembrano tutte fondamentalmente bianche. Ma già prestando più attenzione ci possiamo accorgere che in realtà non è così: è così che salta agli occhi il colore arancione della stella Antares nella costellazione dello Scorpione, il bianco brillante di Sirio nel Cane Maggiore, oppure il favoloso contrasto tra turchese e giallo della stella doppia Albireo nel Cigno. Ma qual è il motivo di tali diverse tonalità di colore? Nel 1666 Newton scoprì che la luce poteva essere scomposta in quello che egli definì lo spettro dei colori.



Fece passare un fascio di luce solare attraverso un prisma di vetro a sezione triangolare e trovò che si formava la tipica striscia allargata contenente i colori dell'arcobaleno. Successivamente furono scoperte in questo spettro delle righe scure, dovute all'assorbimento della luce da parte dei diversi elementi chimici presenti nell'atmosfera solare.

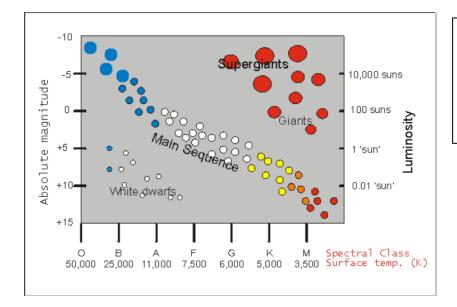
## Linee di assorbimento



Si notò quindi che, dato che ad ogni gruppo di righe è associato un determinato elemento chimico come fosse una sorta di impronta digitale, studiando lo spettro della radiazione che ci giunge dalle stelle possiamo risalire all'esatta composizione chimica delle stesse. Ogni elemento chimico infatti emette, quando è riscaldato, delle righe la cui posizione è caratteristica e individuata dalla lunghezza d'onda delle singole righe. I gas che compongono le stelle emettono radiazioni solo a certe lunghezze d'onda, caratteristiche degli elementi chimici presenti in esse. Ma non solo! Padre Angelo Secchi si accorse che ogni classe spettrale era legata a una particolare temperatura superficiale. È infatti risaputo che un metallo portato all'incandescenza diventa prima rosso, poi

arancione, poi bianco e azzurrognolo man mano che la temperatura aumenta. Da studi successivi sono state trovate sette classi spettrali in cui possono essere raggruppate le stelle, ognuna identificata dal suo colore prevalente e dalla temperatura superficiale. Ogni classe spettrale ha il suo colore prevalente e quindi ad ognuna si può associare un colore.

Classe spettrale	Temperatura di superficie (gradi Kelvin)	Colore	Esempi di stelle
0	30.000		10 Lacerta (O9)
В	20.000		Rigel (B8)
Α	10.000		Sirio (A1)
F	7000		Canopo (F0)
G	6000		Sole (G2)
Κ	4000		Aldebaran (K5)
М	3000		Betelgeuse (M2)



Vediamo quindi che quanto detto fin'ora spiega la parte orizzontale del diagramma.

In esso tuttavia osserviamo che c'è un'altra fonte di informazione in asse verticale: la magnitudine assoluta, cioè la luminosità che la stella avrebbe se fosse a 10 parsec (circa 33 anni luce) da noi. Quindi vediamo come il diagramma H-R rappresenta la luminosità delle stelle in funzione della loro classe spettrale.

In un primo momento il diagramma H-R fu interpretato come una semplice rappresentazione statica di tutte le stelle esaminate. In seguito si scoprì invece la sua grandissima e fondamentale importanza per lo studio e la comprensione dell'evoluzione stellare e delle varie popolazioni di stelle che compongono il diagramma. Il diagramma H-R viene utilizzato per comprendere l'evoluzione e le caratteristiche fisiche delle singole stelle e degli agglomerati stellari: ammassi aperti, ammassi globulari e galassie. A causa dei tempi evolutivi molto lunghi è impossibile per un essere umano seguire l'intero ciclo vitale di una stella. Pertanto per comprendere come esse evolvono si osserva una popolazione stellare che contiene stelle in diverse fasi della loro vita e si costruiscono modelli fisico-matematici che permettano di studiare le proprietà osservate nelle stelle e ricostruirne quindi l'evoluzione. È come entrare in una foresta e accorgersi che ci sono vari tipi di alberi e da essi si ricostruisce il ciclo vitale di un albero. Grazie al diagramma H-R è inoltre possibile: confrontare le predizioni teoriche dei modelli di evoluzione stellare con le osservazioni per verificare l'accuratezza delle prime; determinare l'età, la composizione chimica e la distanza di una popolazione stellare; derivare la storia della formazione stellare di un agglomerato di stelle etc.

La posizione di una stella, o di un gruppo di stelle, nel diagramma ci dà dunque un gran numero di informazioni riguardanti:

- Età della stella
- Massa
- Luminosità
- Composizione chimica

Dall'osservazione a colpo d'occhio del diagramma si possono subito trovare alcune caratteristiche peculiari:

- Il maggior numero di stelle si dispone in un ramo obliquo che va dalle stelle nane di piccola massa, denominate nane rosse, come Proxima Centauri, passando per stelle di media massa come il nostro sole, fino ad arrivare alle grandi stelle blu come Spica (solitamente anche se impropriamente chiamate giganti blu, dopo capiremo perché). In questo gruppo di stelle vediamo una chiara relazione massa-luminosità –raggio, tale per cui stelle di più piccola massa sono anche poco luminose e di piccolo raggio, mentre l'esatto contrario avviene per le grandi stelle blu in alto a sinistra del diagramma. Inoltre la vita della stella è inversamente proporzionale alla massa della stella. Dato che ogni regione del diagramma occupata da stelle corrisponde a uno stadio possibile della loro vita se ne deduce che le regioni più affollate rappresentano le fasi evolutive in cui una stella trascorre la maggior parte della sua esistenza. La sequenza principale è lo stato in cui la stella passa la maggior parte della sua vita
- Poi abbiamo il ramo delle giganti rosse, come Arturo e Aldebaran, e il ramo delle supergiganti, rosse, come Antares e Betelgeuse, e blu come Rigel
- Un raggruppamento in basso a sinistra di stelle di grande massa ma poco luminose, dette nane bianche, come Sirius B, la compagna di Sirio. Per questi ultimi due gruppi di stelle non vale la relazione massa luminosità –raggio vista in precedenza.

Per comprendere questi meccanismi e questi raggruppamenti stellari è necessario vedere come avviene la nascita della stella e quali sono le forze che ne regolano l'equilibrio interno.

Le stelle si formano all'interno di nebulose di gas e polveri, definite nubi molecolari, che possono essere giganti se arrivano a superare il centinaio di anni luce.



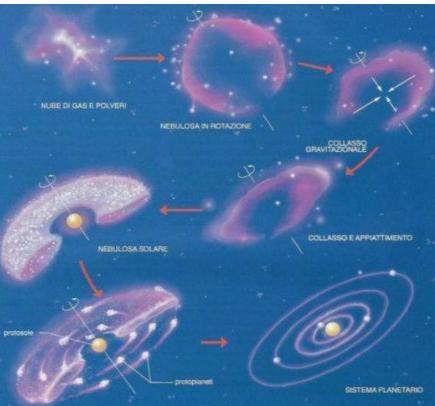
Le sottostrutture presenti all'interno di queste nebulosità costituiscono un complesso motivo fatto di filamenti, foglietti gassosi, bolle e macchie irregolari. La concentrazione delle polveri in queste sotto-strutture della nebulosa è normalmente sufficiente a bloccare la luce proveniente dalle stelle retrostanti, il che le fa apparire come delle nebulose oscure. Ne è un esempio la regione di formazione stellare in M16 (nebulosa Aquila) nella costellazione del serpente, ripresa dal telescopio spaziale Hubble. La nube è particolarmente fredda, di pochi gradi sopra lo zero assoluto



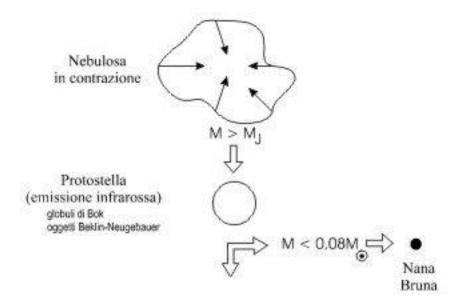
Queste regioni più piccole della nebulosa che le ospita e particolarmente scuri sono chiamati globuli di Bok, e al loro interno si sta formando una stella. Un tipico globulo di Bok ha una massa di poche centinaia di masse solari ed un diametro di un anno luce circa. La nube molecolare è generalmente stabile, e non è ancora molto chiaro come avvenga che in alcuni punti la materia inizia ad aggregarsi a formare una stella. Non sempre il collasso si instaura spontaneamente, a causa delle turbolenze interne del gas, anzi, più spesso, come dimostra la maggioranza dei dati osservativi, è necessario l'intervento di qualche fattore che dall'esterno comprima la nube, causando le instabilità locali e promuovendo dunque il collasso: la pressione del vento di una stella massiccia vicina o la sua intensa emissione ultravioletta; le onde d'urto generate dallo scontro di due nubi molecolari o dall'esplosione di una supernova nelle vicinanze; le forze di marea che si instaurano a seguito dell'interazione tra due galassie, che innescano una violenta attività di formazione stellare.

Il processo di collasso gravitazionale nella nube porta alla formazione di un nucleo protostellare che accresce rapidamente materia da un disco circumstellare. Al termine della fase di accrescimento la protostella emerge come un oggetto circondato da un disco sottile e di massa piccola all'interno del quale la componente solida si aggrega in strutture protoplanetarie che accumulano massa tramite urti e collisioni e il vento stellare che spira dal nucleo neo-formato ripulisce via via la protostella dalla nube in cui si è formata.





Una stella in questa fase si chiama **protostella**, o anche **stella di pre-sequenza**. Una stella in questa fase di pre-sequenza ha come forza principale quella gravitazionale, cioè la stella si comprime fino al punto che la temperatura all'interno della protostella raggiunge i 10 milioni di gradi che danno origine alla fusione dell'idrogeno in elio nel nucleo. L'accensione non avviene repentinamente ma attraversa delle pulsazioni, che si vedono tipicamente nelle stelle T-tauri, il cui nome deriva dal fatto che le prime furono scoperte nella costellazione del Toro.



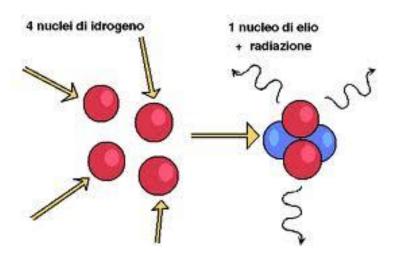
Per accendersi una stella deve avere massa minima di almeno 0,08 masse solari: nelle stelle di massa inferiore la contrazione gravitazionale rimane l'unica fonte di energia. Queste protostelle diventano delle semplici sfere di gas inerte, le nane brune, calde, ma non abbastanza e destinate a morire lentamente nel corso di centinaia di miliardi di anni. Esse irradiano comunque energia dovuta esclusivamente alla lenta contrazione gravitazionale che genera calore, ma osservarle non è affatto facile data la loro scarsa luminosità. Protostelle di 0,01 masse solari diventeranno invece pianeti gassosi come Giove.



Dunque abbiamo detto che quando comincia la fusione nucleare la stella si posiziona nella sequenza principale, ciascuna in un punto diverso a seconda della sua massa, posizionandosi tanto più in alto quanto più è massiccia. Le protostelle di massa simile al sole impiegano tipicamente 10 milioni di anni per arrivare in sequenza principale, mentre stelle di massa maggiore sono molto più veloci: una

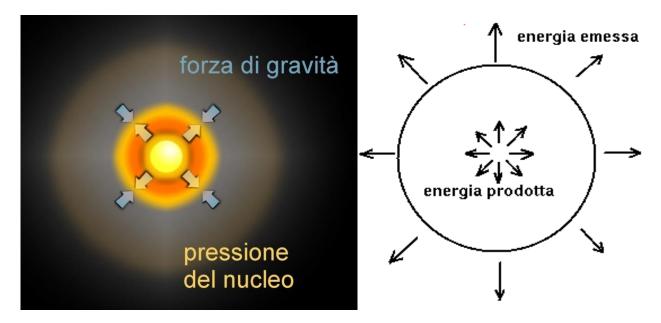
stella di 10 masse solari impiega "solo" 100000 anni per raggiungere la sequenza principale. La massa è un parametro fondamentale per comprendere la vita della stella in sequenza principale, così come lo sono le forze che regolano il suo equilibrio. Ora le vedremo meglio. Nelle condizioni di altissime temperature e pressioni che si trovano all'interno delle stelle i nuclei dell'idrogeno sono molto vicini tra loro e si urtano ad alte velocità. La fusione di due o più nuclei può avvenire solo quando la pressione e la temperatura sono abbastanza alte perché essi possano vincere la loro mutua repulsione elettromagnetica dovuta al fatto di avere carica elettrica dello stesso segno. Quando le reazioni nucleari di accensione della stella divengono stabili si crea al suo interno un equilibrio di forze: la forza gravitazionale di contrazione viene equilibrata dalla forza di pressione del nucleo , data dagli urti delle particelle al suo interno (pressione di radiazione).

La forza di gravitazione è importantissima nella vita di una stella: essa è data dalla forza di pressione esercitata dagli strati esterni e diretta al centro della stella. Quando avviene un collasso gravitazionale, la temperatura interna della stella aumenta, perché l'energia gravitazionale potenziale liberata nella contrazione viene trasformata in calore. La forza gravitazionale ha intensità diversa a seconda della massa delle stelle: le stelle di massa maggiore generano una forza gravitazionale più intensa, perciò si contraggono più rapidamente e raggiungono alloro interno temperature più elevate, rispetto alle stelle che hanno una massa minore. Il calore prodotto dalla contrazione gravitazionale, in ogni caso, non è sufficiente per spiegare la produzione di onde elettromagnetiche. L'energia emanata dalle stelle, sotto forma di radiazioni elettromagnetiche, viene prodotta al loro interno attraverso reazioni di fusione termonucleare: attraverso di esse la massa contenuta nella stella viene trasformata in energia: sono reazioni nelle quali uno o più nuclei atomici si uniscono a formare un solo nucleo più complesso. Il nuovo nucleo che si forma ha sempre massa minore rispetto alla somma delle masse dei nuclei iniziali. Tale perdita di massa, per effetto della nota equazione E=mc² diventa energia. Nella fusione dell'idrogeno, cioè quel che avviene in una stella di sequenza principale, 4 nuclei di idrogeno si uniscono a formarne uno di elio e ciò che si perde diventa energia.



Le reazioni di fusione termonucleare possibili nelle stelle sono diverse, ma tutte vengono innescate solo quando temperatura e densità raggiungono valori determinati e molto elevati. Perché si realizzi una reazione di fusione è necessario, infatti, vincere le repulsioni elettrostatiche che si realizzano quando i nuclei degli atomi (che hanno carica positiva) si avvicinano l'uno all'altro. Per superare tale repulsione, i nuclei atomici devono avere un'energia cinetica e una velocità considerevoli. Questa condizione si attua solo quando la materia si trova a temperature elevatissime. In questo è fondamentale la forza di gravità esercitata dagli strati esterni: se la forza aumenta, i nuclei sono

costretti a muoversi in uno spazio ridotto e hanno maggiore probabilità di scontrarsi, mentre si muovono caoticamente. Le reazioni di fusione nucleare, quindi, possono avvenire solo nel nucleo delle stelle, dal momento che, nell'involucro esterno, non sussistono normalmente le condizioni di temperatura e pressione indispensabili. Gli strati esterni della stella, quindi, non producono, ma assorbono e trasmettono all'esterno l'energia prodotta al centro della stella. Naturalmente maggiore è la carica positiva dei nuclei maggiori dovranno essere le temperature che ne permettono la fusione: quindi mentre per bruciare l'idrogeno sono sufficienti 10 milioni di gradi per bruciare l'elio ne servono 100 milioni. Riusciamo adesso a capire che la **pressione di radiazione** proveniente dalla reazioni termonucleari all'interno della stella, deve equilibrare la forza di gravitazione proveniente dagli strati esterni: in questa condizione la stella si trova in equilibrio.



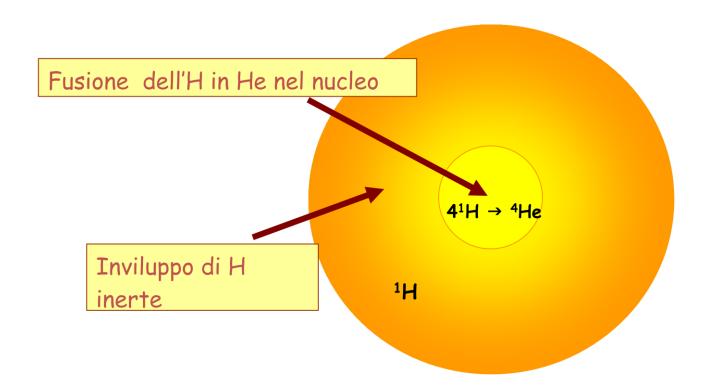
Da tutto quanto spiegato poco sopra derivano una serie di importanti conseguenze:

- La forza del collasso gravitazionale è tanto più intensa quanto maggiore è la massa collassante quindi le stelle di massa maggiore generano una forza gravitazionale più intensa.
- Da ciò ne consegue che maggiore è la forza di gravitazione maggiore dovrà essere la pressione di radiazione per mantenere l'equilibrio.
- Ancora come conseguenza avremo quindi che maggiore è la massa della stella minore sarà la sua esistenza nella sequenza principale, dato che per mantenere l'equilibrio dovrà consumare più combustibile.
- Ancora, maggiore sarà l'energia liberata maggiore sarà anche il raggio della stella atto a disperdere il calore generato nel nucleo; di conseguenza sarà maggiore anche la luminosità perché più grande è la superficie irradiante: infatti oltre all'equilibrio idrostatico deve esserci anche equilibrio termico: vale a dire che quanta energia viene prodotta nel nucleo tanta deve essere irradiata dalla superficie. Quindi più grande è la massa della stella maggiore dovrà essere il suo raggio.

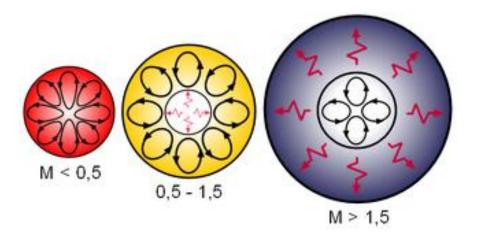
Le due condizioni **dell'equilibrio termico** e dell'**equilibrio idrostatico** spiegano tutto il diagramma H-R e la relazione massa-luminosità: infatti più è grande la massa della stella più è elevata la temperatura centrale in grado di garantire l'equilibrio idrostatico. Questo servirà poi per

comprendere l'evoluzione finale delle stelle in base alla loro massa. Inoltre si può calcolare il raggio di una stella purchè si conoscano la sua magnitudine assoluta e la temperatura superficiale. Date infatti le relazioni precedentemente viste tra luminosità e temperatura due stelle che abbiano la stessa temperatura superficiale e quindi lo stesso colore potranno avere magnitudine diversa solo se hanno un raggio diverso e questo è ciò che accade alle nane bianche e alle stelle giganti: per esse non valgono le relazioni viste in precedenza che valgono invece per le stelle di sequenza principale, perché sono diverse le reazioni nucleari che le regolano.

Nell'immagine qui sotto vediamo la struttura tipica di una stella di sequenza principale.



C'è da tenere presente un altro aspetto riguardante le reazioni termonucleari all'interno della stella per comprenderne poi meglio la sua evoluzione: ovvero come viene trasportata l'energia che si sviluppa nel nucleo. Poiché c'è una differenza di temperatura fra il nucleo e la superficie di una stella (o fotosfera), l'energia prodotta nel nucleo viene trasferita in superficie. Questo trasferimento avviene in due modi: per irraggiamento e per convezione. Si chiamano **zone radiative** le parti della stella in cui l'energia viene trasferita per irraggiamento e **zone convettive** quelle in cui l'energia viene trasferita tramite convezione. Nelle zone radiative ci sono pochi movimenti di plasma e l'energia viene trasportata per mezzo di onde elettromagnetiche; viceversa, nelle zone convettive l'energia viene trasportata mediante movimenti di plasma e in particolare con l'ascesa del materiale caldo e la discesa del materiale più freddo. La convezione è un meccanismo più efficiente di trasporto dell'energia rispetto alla radiazione, ma può operare solo quando è presente un elevato gradiente di temperatura.

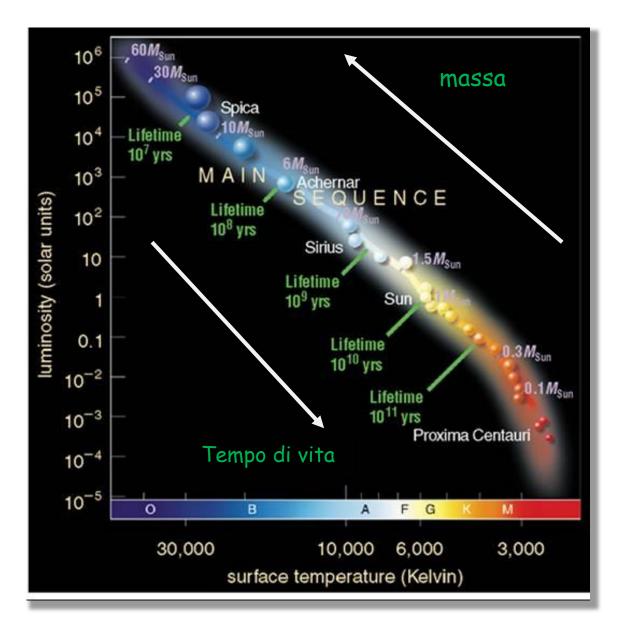


Nelle stelle massicce, oltre le  $10~M_{\odot}$ , il tasso di produzione dell'energia per mezzo del ciclo CNO è estremamente sensibile alla temperatura, sicché i processi di fusione sono molto concentrati nel nucleo interno della stella. C'è pertanto un alto gradiente di temperatura fra la zona in cui avviene la fusione e il resto del nucleo; in queste condizioni la convezione può operare efficientemente all'interno del nucleo stellare in modo da rimuovere dal nucleo interno l'elio prodotto dalla fusione. In tal modo le stelle di questo tipo riescono a consumare grandi quantitativi di idrogeno nel corso della loro permanenza all'interno della sequenza principale. Nelle regioni esterne delle stelle massicce il trasporto dell'energia avviene invece per radiazione.

Sotto le  $10~M_{\odot}$ , le stelle di sequenza principale presentano un nucleo interno di elio inattivo circondato da un nucleo esterno convettivo di idrogeno in cui avvengono le reazioni nucleari: l'elio prodotto tende quindi ad accumularsi al centro. Meno la stella è massiccia, minore sarà lo spessore del nucleo convettivo esterno di idrogeno. Nelle stelle di massa intermedia come Sirio, il nucleo convettivo è molto ridotto e il trasporto dell'energia nella stella avviene primariamente per irraggiamento. Nelle stelle di massa inferiore a  $2~M_{\odot}$  il nucleo convettivo scompare del tutto ed esse presentano un interno completamente radiativo. Sotto le  $1,8~M_{\odot}$  al di sopra del nucleo radiativo stabile si forma una zona convettiva che trasporta l'energia fino alla superficie mischiando gli strati più esterni della stella. Al diminuire della massa incrementa lo spessore di questa zona convettiva a discapito della zona radiativa centrale finché nelle stelle di massa più piccola (meno di  $0,4~M_{\odot}$ ) il nucleo radiativo scompare e zona convettiva si estende per l'intera stella. Di conseguenza l'elio prodotto nel nucleo si distribuisce nella stella in modo relativamente omogeneo.

Poco fa abbiamo accennato al fatto che una volta che la stella è entrata in sequenza principale la sua permanenza in essa è inversamente proporzionale alla sua massa:

- Alcuni milioni di anni per le stelle più grandi e calde
- Alcuni miliardi di anni per le stelle medie come il sole
- Decine o centinaia di miliardi di anni per le nane rosse, che quindi, superando l'età dell'universo, non hanno avuto ancora il tempo di lasciare la sequenza principale



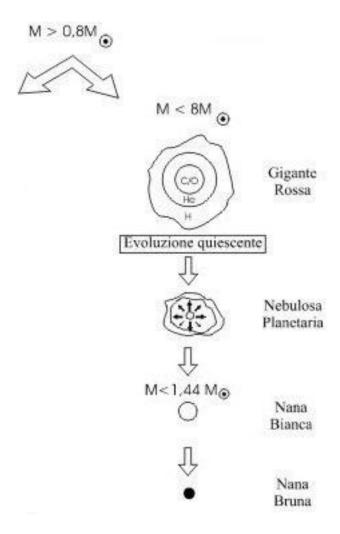
Vediamo quindi cosa avviene quando la stella termina il suo carburante, cioè l'idrogeno. In linea generale quando tutto l'idrogeno è terminato, la stella, non più sostenuta dall'energia prodotta dall'interno, torna a collassare producendo calore interno. Quel che accade poi è però legato alla massa della stella.

Cominciamo dalla prima classe di stelle della sequenza principale, quelle in basso a destra, ovvero le nane rosse: una nana rossa è una stella piccola e relativamente fredda ( $T_{eff} \leq 3500 \text{ K}$ ), di tipo spettrale M. Sono la classe più nutrita dell'universo, anche se di primo acchito non sembra così, ma semplicemente perché essendo stelle poco luminose sono più difficili da notare a lunghe distanze. Si tratta di stelle comprese tra 0,08 e 0.8 masse solari. Ne è un esempio Proxima Centauri, a 4 anni

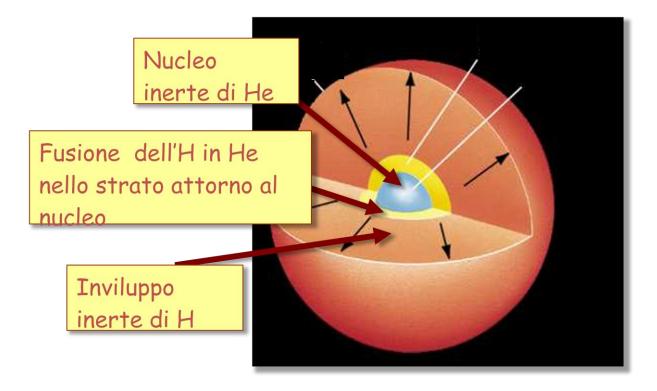
luce da noi. Poiché in queste stelle l'energia prodotta dal nucleo viene trasportata verso la superficie tramite moti convettivi avviene un continuo rimescolamento dell'idrogeno degli strati esterni e quindi anche per questo la durata della loro vita è lunghissima, perché viene utilizzato tutto l'idrogeno di cui è composta. In queste stelle la contrazione gravitazionale non riesce ad innalzare la temperatura fino ai 100 milioni di gradi necessari a innescare la fusione nucleare dell'elio quindi la stella collassa fino a densità notevoli diventando una nana bianca di elio.

La nana bianca è una stella di piccolo raggio e bassa luminosità ma di grande massa e alta temperatura che si trova quindi nella parte in basso a sinistra del diagramma. Nonostante le ridotte dimensioni, paragonabili a quelle della Terra, la massa dell'astro è simile o lievemente superiore a quella del Sole; è quindi un oggetto molto compatto, dotato di un'elevatissima densità e gravità superficiale, ma la massa non può superare il limite di Chandrasekhar, cioè 1,44 masse solari, altrimenti avremmo o una stella di neutroni o un buco nero. Venendo a mancare completamente reazioni nucleari al suo interno l'unica forza che si oppone al collasso infinito è la pressione degli elettroni degeneri. Le nane bianche infatti racchiudono una massa simile a quella del Sole in un volume che è normalmente un milione di volte più piccolo; ne consegue che la densità della materia in una nana bianca sia almeno un milione di volte più alta di quella all'interno del Sole. Le nane bianche sono costituite, infatti, da una delle forme di materia più dense conosciute: un gas degenere di elettroni, superato soltanto da oggetti compatti con densità ancora più estreme, come le stelle di neutroni o i buchi neri. Lo stato degenere è un particolare stato della materia che si verifica ad altissima densità e che fornisce una pressione verso l'esterno di gran lunga superiore alla pressione derivante dalla materia in condizioni ordinarie. Infatti nello stato ordinario un atomo ha spazi vuoti tra le orbite degli elettroni e il nucleo. La materia degenere è invece superimpacchettata, tanto che la struttura dell'atomo è distrutta e i nuclei atomici e gli elettroni sono a stretto contatto. In un gas degenere nello spazio normalmente occupato da un solo atomo si trovano centinaia di migliaia di particelle. A queste densità una quantità di materia delle dimensioni di una zolletta di zucchero peserebbe più di una macchina qui sulla terra!! Un gas degenere è estremamente resistente ad un'ulteriore compressione perché esercita esso stesso una fortissima pressione e questa pressione impedisce un ulteriore collasso gravitazionale. Da ciò consegue che, come avevamo prima accennato, le relazioni luminosità – temperatura che valgono per le stele di sequenza principale non valgono per le nane bianche: infatti non vale la relazione per cui maggiore è la forza di gravitazione e maggiore dovrà essere la pressione di radiazione per mantenere l'equilibrio, perché la pressione di radiazione è sostituita dalla pressione di degenerazione. Inoltre non vale la relazione per cui una maggiore temperatura richiede una maggiore superficie di irraggiamento: infatti nonostante abbiano alta temperatura si tratta di stelle dal raggio piccolissimo e questo perché non esiste nessuna produzione termonucleare di calore interno da disperdere: il calore è emanato esclusivamente dalla superficie della stella stessa sotto forma di radiazione elettromagnetica. Nonostante ciò la nana bianca non durerà così in eterno: il graduale raffreddamento della stella la porta ad assumere un colore via via sempre più tendente al rosso, sino allo stadio terminale di nana nera; si tratta però di un modello teorico, poiché sino ad ora non è ancora stata scoperta alcuna nana nera. Gli astronomi ritengono infatti che il tempo previsto perché una nana bianca si raffreddi del tutto sia di gran lunga superiore all'attuale età dell'universo.

Vediamo ora cosa accade per stelle comprese tra 0,8 e 8 masse solari, la categoria a cui appartiene anche il nostro sole.



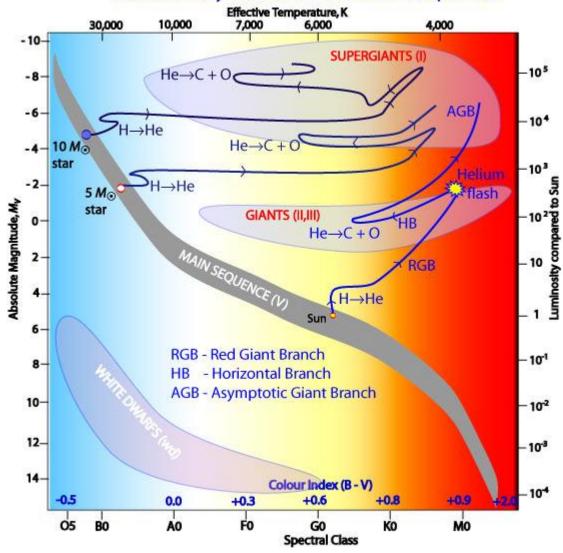
Tutto l'idrogeno nel nucleo è fuso, lasciando un nucleo di elio inerte e che viene schiacciato dal collasso gravitazionale. L'energia di tipo gravitazionale che deriva dal collasso della stella non è in grado di innescare la fusione dell'elio nel nucleo, ma fornisce calore sufficiente a innescare la fusione dell'idrogeno non ancora bruciato che si trova attorno al nucleo di elio, idrogeno che non ha avuto modo di mescolarsi a quello del nucleo per l'assenza di moti convettivi all'interno delle stelle di questa massa. In tal caso quindi il nucleo non poteva attingere idrogeno dagli strati superiori e doveva bruciare solo quello presente al suo interno. Anche per questo motivo il sole trascorre nella sequenza principale solo 10 miliardi di anni e non 80 come potrebbe fare se utilizzasse tutto il suo idrogeno. Il calore generato dalla fusione dell'idrogeno nella zona attorno al nucleo tende a riscaldare a dilatare gli strati superiori che espandendosi si raffreddano e quindi si spostano sullo spettro del rosso: la stella è diventata una gigante rossa. Poiché la sorgente di energia è più vicina alla superficie, la stella inizia ad espandersi. Questo rende la stella più luminosa, ma riduce anche la sua temperatura superficiale. Questo perché il suo raggio aumenta più di quanto non faccia la luminosità. La stella diventa quindi più grande, ma più fredda e più rossa. Anche per le giganti rosse, così come per le nane bianche viste in precedenza, non vale la relazione massa- luminositàtemperatura che valgono per la sequenza principale: pur avendo basse temperature hanno alta luminosità perché gli strati esterni sono così espansi che hanno una enorme superficie irradiante.



Quando anche tutto l'idrogeno dello strato sopra il nucleo di elio sarà bruciato, avremo un nucleo inerte di elio e uno strato inerte di elio sopra il nucleo, quello che prima era lo strato di fusione dell'idrogeno. Sotto la forza gravitazionale di questi strati, non più bilanciata dalla forza di pressione della fascia di idrogeno in fusione, la stella ricomincerà a contrarsi, facendo sì si che la pressione degli strati sovrastanti porti il nucleo di elio a raggiungere 100 milioni di gradi necessari per causare la sua accensione, il cosiddetto flash dell'elio, che inizierà a trasformarsi in carbonio e ossigeno.



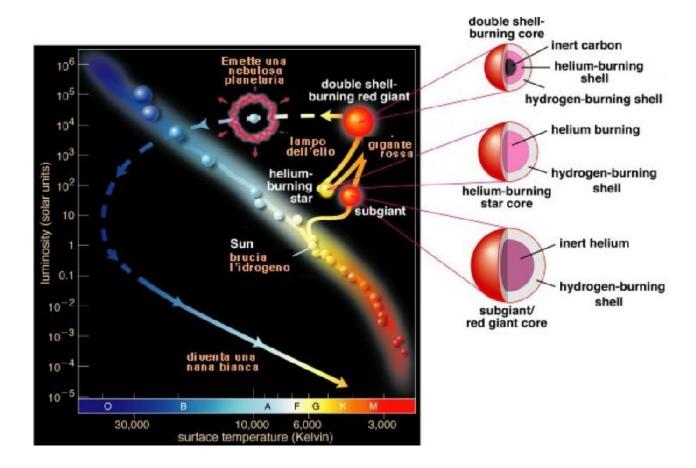
## **Evolutionary Tracks off the Main Sequence**



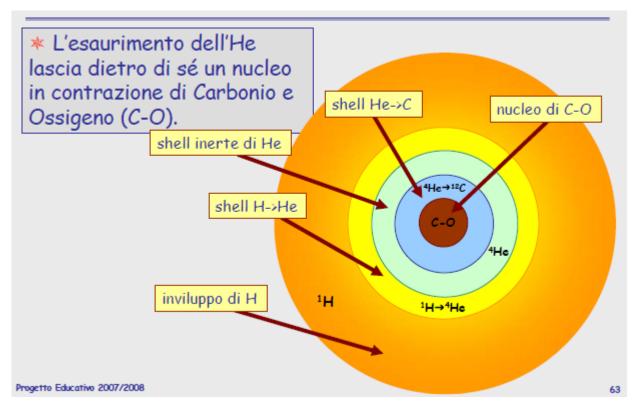
Il fatto che siano riprese delle reazioni di fusione nel nucleo rende la stella più "somigliante" a quelle della sequenza principale, il che intuitivamente spiega la sua prossima mossa, ossia uno nuovo avvicinamento verso la sequenza stessa, nella zona nota come braccio orizzontale. Tuttavia il bruciamento dell'elio dura molto meno rispetto a quello dell'idrogeno (l'efficienza è molto minore e il combustibile si esaurisce più rapidamente), e presto ci si ritrova nella situazione di prima. Ciò che la stella farà a questo punto non è più un mistero: tornerà nei pressi del ramo delle giganti, ma in una zona leggermente diversa (del resto la stella non è esattamente uguale a prima). Non è difficile capire che tratta del ramo asintotico. Il ramo orizzontale (o braccio orizzontale o HB dall'inglese Horizontal Branch) è una regione del diagramma H-R occupata da stelle di piccola massa, in fase di combustione di elio al centro e di idrogeno in un inviluppo più esterno. Tali stelle, dal punto di vista evolutivo, provengono dal ramo delle giganti rosse. Da tempo si è compreso come siano stelle di ramo orizzontale anche le stelle variabili dette RR Lyrae: tali stelle si trovano ad occupare una parte del diagramma H-R caratterizzato da valori di luminosità e temperatura effettiva che rendono le strutture instabili per pulsazioni radiali.

Non appena l'elio è stato tutto convertito all'interno del nucleo esso si contrae nuovamente e si riscalda sino a innescare la fusione dell'elio in carbonio in un guscio attorno al nucleo e l'idrogeno restante in elio in una zona più superficiale. la stella entra così nel ramo asintotico delle giganti (AGB, acronimo di *Asymptotic Giant Branch*).

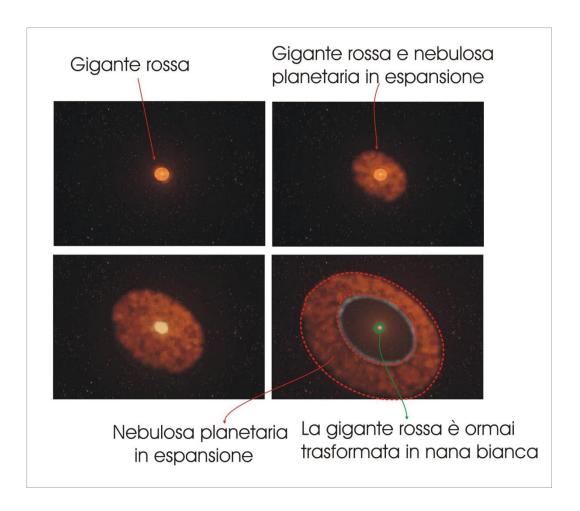
Gli strati più esterni di una gigante rossa o di una stella AGB possono estendersi per diverse centinaia di volte il diametro del Sole, arrivando ad avere raggi dell'ordine di alcune unità astronomiche.



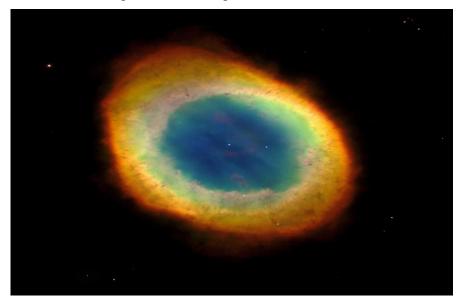
La stella a questo punto ha una struttura per cui nel suo centro c'è un nucleo di C-O in contrazione, una shell in cui continua il bruciamento dell'He, una shell di He inerte, una shell in cui invece abbiamo il bruciamento dell'H ed infine un inviluppo di H inerte, come mostrato nello schema. Generalmente si tratta di stelle di massa non sufficiente a generare il calore necessario nel nucleo per fondere il carbonio.



Questa fusione dell'elio e dell'idrogeno in gusci concentrici pompa una notevole quantità di energia verso gli strati esterni che iniziano ad essere sospinti via portando a perdita di massa: infatti la forza di pressione che deriva da tutte queste fusioni concentriche è troppo grande e quindi il calore deve disperdersi facendo gonfiare la stella mentre il nucleo della stella assume una configurazione degenere a causa della forza gravitazionale degli strati sovrastanti: si forma in questo modo la nana bianca. Infatti mentre da un lato il calore in eccesso sprigionato dalle reazioni di fusione dev'essere sprigionato facendo espandere la stella, da un lato gli strati immediatamente sotto a quelli in espansione iniziano a comprimersi via via che le reazioni di fusione diminuiscono e questa progressiva compressione fa assumere al nucleo una forma degenere dando vita alla nana bianca di carbonio. Quindi le violente pulsazioni termiche all'interno dell'astro causano l'espulsione dei suoi strati più esterni in una sorta di "supervento" che spazza via gli strati esterni della stella formando la nebulosa planetaria.



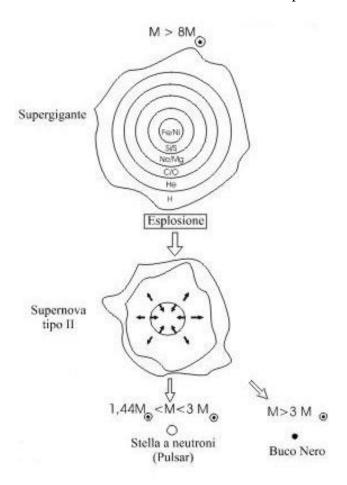
Questo è un esempio di nebulosa planetaria, la nebulosa Helix, nella costellazione dell'Acquario



Una menzione a parte riguarda le stelle supergiganti blu: luminosissime e caldissime (la loro temperatura superficiale è compresa tra 20 000 - 50 000 K) e possiedono normalmente una massa compresa tra 10 e 50 masse solari. Per via della loro grande massa hanno una vita

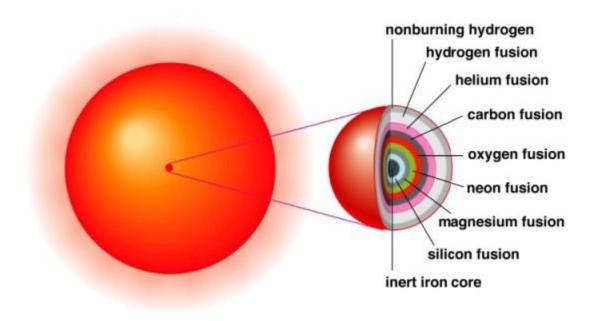
relativamente breve dato che bruciano rapidamente tutto il loro combustibile, e sono osservate principalmente nelle giovani strutture cosmiche, come gli ammassi aperti e i bracci delle galassie a spirale. Una famosa supergigante blu è Rigel (β Orionis), la stella più luminosa della costellazione di Orione, che ha una massa circa 20 volte quella del Sole ed una luminosità di 60 000 luminosità solari. Lo stadio di supergigante blu rappresenta una fase evolutiva durante la quale la fusione nucleare avviene in maniera più lenta ed è il preludio della morte della stella. Per via di tale rallentamento, l'astro si contrae e, poiché una grande quantità di energia viene emessa da una superficie fotosferica più piccola, la temperatura superficiale aumenta notevolmente. Infatti possiamo osservare che, di fatto, una supergigante blu è decisamente più piccola di una supergigante rossa. Una supergigante rossa può in qualunque momento, a patto che rallentino le reazioni nucleari, trasformarsi in una supergigante blu. Col passare del tempo, la stella può passare più volte per gli stadi di supergigante rossa e supergigante blu. Durante la transizione la stella passa attraverso i tipi spettrali intermedi, diventando anche gialla o bianca, come la Stella Polare attualmente. Generalmente la stella è destinata ad esplodere come supernova, come vedremo a breve.

Vediamo infine cosa accade a stelle di massa superiore a 8 masse solari.



Quando termina il processo di fusione dell'idrogeno in elio ed inizia la conversione di quest'ultimo in carbonio, le stelle massicce si espandono raggiungendo lo stadio di supergigante rossa. Una stella di tali dimensioni infatti ha la massa sufficiente a innescare al suo interno la fusione del carbonio in elementi più pesanti (neon, ossigeno e silicio). La stella si espande e si contrae mentre il suo nucleo

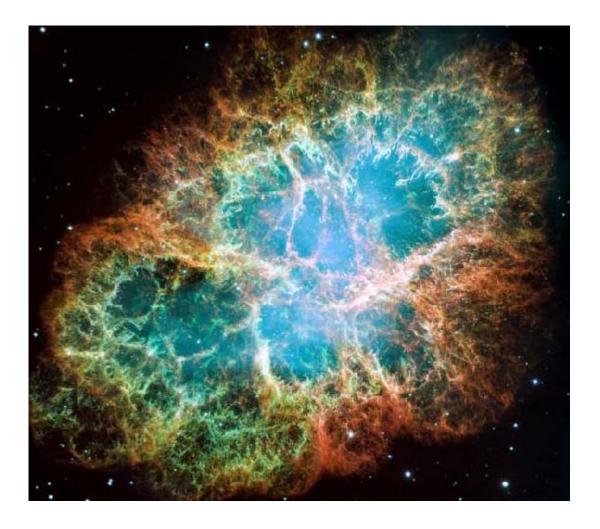
viene circondato dagli strati di combustione degli elementi precedenti: come negli strati della cipolla in ciascun guscio avviene la fusione di un elemento differente. Il collasso di ciascuno strato è sostanzialmente evitato dal calore e dalla pressione di radiazione dello strato sottostante.



Copyright © Addison Wesley

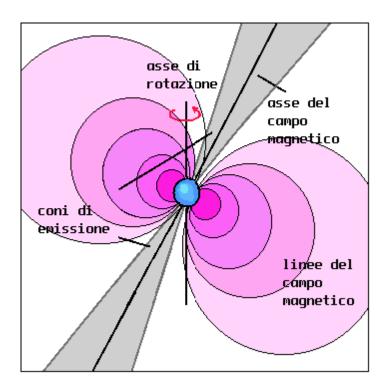
Quando anche il silicio brucia si forma al centro della stella un nucleo di ferro. A questo punto però il processo di fusione si arresta: poichè i nuclei del ferro possiedono un'energia di legame nettamente superiore a quella di ogni altro elemento la fusione degli atomi di ferro richiede energia anziché produrla, pertanto la catena di reazioni nucleari si interrompe. La stabilità della stella è bruscamente interrotta perché manca un contrasto alla gravità di tutti gli strati pesanti formatisi in precedenza, quindi sotto il suo peso il nucleo centrale di ferro viene compresso fino a superare il limite di Chandrasekhar, limite oltre il quale il nucleo non riesce a tollerare la sua stessa massa e va incontro al collasso: esso viene disintegrato e tutta la materia collassa verso il centro provocando una immane esplosione di supernova che getta nello spazio tutti gli strati della stella.

Questo è un esempio di resto di supernova, la nebulosa granchio lasciata da una supernova esplosa nel 1054, osservata da astronomi cinesi e arabi e che illuminò il cielo diurno per giorni e nel cielo notturno per quasi due anni.

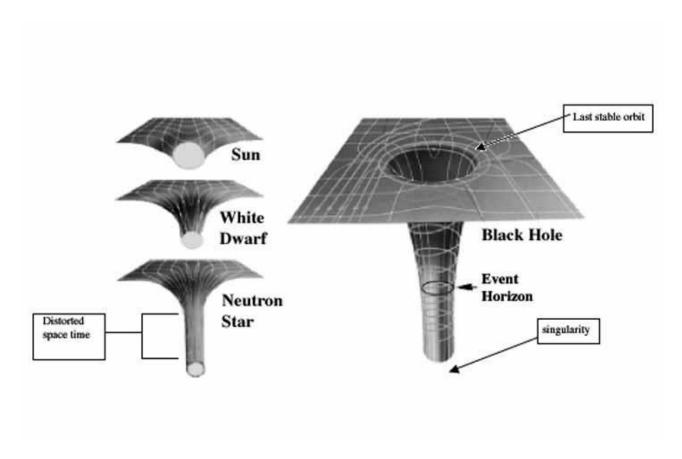


Vediamo cosa accade al nucleo restante della stella esplosa: esso sopravvive in uno stato altamente degenere. Se la massa del residuo è compresa tra 1,4 e 3,8 masse solari, esso collassa in una stella di neutroni che si configura stabile poiché il collasso gravitazionale, cui andrebbe naturalmente incontro, è contrastato dalla pressione della materia degenere di cui tali oggetti sono costituiti, ancora più compressa della nana bianca: in queste stelle supercompatte non è solo la struttura dell'atomo ad essere distrutta, ma è il nucleo stesso. Tali oggetti hanno una densità elevatissima e sono costituiti da neutroni. Le stelle di neutroni ruotano velocissime a causa della legge di conservazione del momento angolare (la velocità di una massa rotante in contrazione aumenta progressivamente al diminuire del raggio), tanto da compiere anche trenta rotazioni al secondo ed hanno dimensioni estremamente ridotte, di poche decine di km. La densità della materia è un milione di volte maggiore della nana bianca e ha un campo magnetico pari a 100 miliardi di volte quello terrestre, con una velocità di fuga di 100000 km/s (la velocità di fuga è la velocità con la quale un corpo lascia il campo gravitazionale di un pianeta). La velocità di rotazione tuttavia rallenta col tempo perché il campo magnetico disperde lentamente l'energia. La materia è pesantissima e densissima: un cm cubo di una stella di neutroni contiene in media una massa pari a quella di un miliardo di tonnellate. La pressione è talmente elevata da vincere la repulsione elettrica tra protoni ed elettroni: essi vengono spinti l'uno contro l'altro a formare neutroni e dunque i nuclei stessi degli atomi vengono distrutti. La pressione dei neutroni degeneri sostiene la stella, impedendone un'ulteriore collasso. Le stelle di neutroni non emettono luce come le stelle, percio' non sono "visibili" nel senso stretto del termine. Tuttavia ne sono state individuate diverse sulla

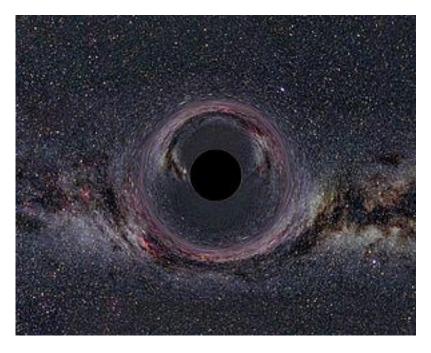
base di evidenze indirette: esse danno luogo infatti al fenomeno delle *pulsar*. Nel 1967, i radioastronomi si accorsero di alcune strane sorgenti, delle specie di "radiofari" che emettevano impulsi radio ad intervalli regolari e molto brevi, dell'ordine delle frazioni di secondo. In seguito questo fenomeno venne spiegato come una stella di neutroni in rapida rotazione e dotata di una campo magnetico molto intenso: quest'ultimo creerebbe infatti un forte campo elettrico. Sottoposti a questo campo elettrico, gli ioni e soprattutto gli elettroni presenti vengono sospinti fuori dai poli magnetici della stella. Se l'asse magnetico della stella (che non necessariamente coincide con quello di rotazione) e' inclinato rispetto a noi, ogni volta che un polo magnetico si trova nella direzione della nostra linea di vista, osserviamo un lampo di radiazione X e gamma.



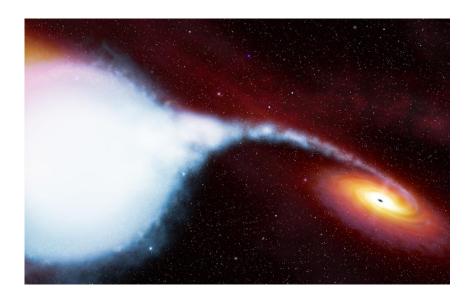
Ma cosa accade se la massa del residuo di supernova è superiore a 3 masse solari? In tal caso la massa è troppo grande anche per una stella di neutroni: il collasso non si arresterà e la stella tenderà a contrarsi fino a un punto di massa infinita la cui forza di gravità è talmente elevata da non permettere neppure alla luce di uscire. la materia viene ridotta in uno stato fisico sconosciuto, ma sicuramente diverso da quello della materia che conosciamo. Per immaginare meglio la cosa basti pensare che per uscire dall'orbita della terra per sfuggire al suo campo gravitazionale dovremmo raggiungere la velocità di 11 km/s. per una stella di neutroni dovremmo, come abbiamo detto, raggiungere la velocità di 100000 km/s. il buco nero invece ha una forza di gravità così elevata che la sua velocità di fuga supera quella della luce, cioè 300000 km/s.



Un corpo con tali proprietà risulterebbe invisibile e la sua presenza non potrebbe essere rilevata se non indirettamente per gli effetti del suo intenso campo gravitazionale



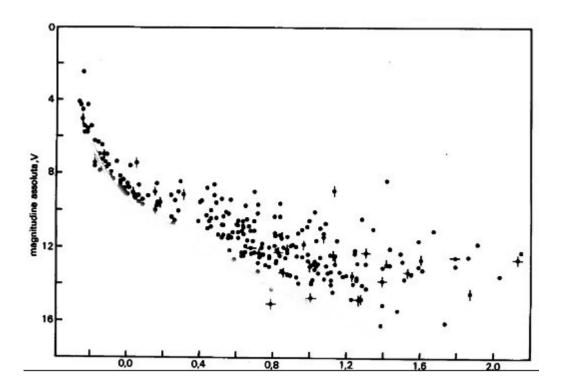
Oppure può essere rilevato nel caso dei sistemi binari, come nel caso della supergigante blu Cygnus X1, la cui materia è risucchiata dalla tremenda forza gravitazionale di un'altra stella invisibile che si pensa sia un buco nero



Le supernove sono molto importanti per l'evoluzione stellare perché la loro esplosione va ad arricchire il mezzo interstellare di metalli pesanti che originariamente non erano presenti: le cosiddette stelle di popolazione 2 infatti non li contengono e si tratta di stelle povere in metalli pesanti, dai cui sistemi planetari è difficile che possa nascere dunque la vita. Le stelle di popolazione 1 invece sono stelle che derivano da un mezzo interstellare arricchito dai resti delle supernove.

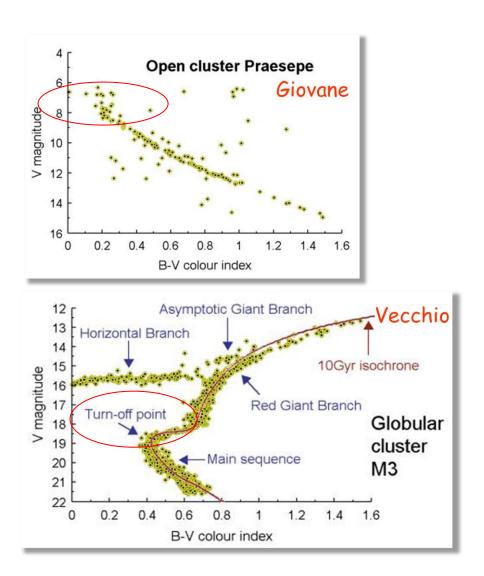
C'è una funzione fondamentale per l'evoluzione stellare, riguardante il diagramma H-R: ovvero lo studio evolutivo negli ammassi stellari. Gli ammassi (globulari o aperti a seconda della loro morfologia) sono famiglie di stelle i cui membri si sono presumibilmente formati più o meno nella stessa epoca e dalla stessa nebulosa, quindi dallo stesso materiale di partenza. In questo caso pertanto due dei tre parametri del diagramma H-R diventano delle costanti: la composizione chimica iniziale e l'età. Appare allora evidente che la posizione di una stella nel diagramma H-R di un ammasso dipende solo dal parametro massa. Inoltre, il diagramma é valido anche se non si conosce la distanza dell'ammasso e quindi le magnitudini assolute delle stelle: appartenendo allo stesso ammasso, infatti, possiamo considerare le stelle con buona approssimazione tutte alla stessa distanza, per cui la forma del diagramma in funzione della magnitudine apparente e dei tipi spettrali sarà in ogni caso valida.

Prendiamo in considerazione ad esempio le stelle di un ammasso giovane come quello di Orione in cui le stelle si stanno ancora formando. Dato che esse, provenendo tutte dallo stesso materiale, hanno più o meno la stessa composizione chimica iniziale oltre che un'età più o meno uguale, è evidente che, se venissero generate tutte con la stessa massa, raggiungendo l'equilibrio dopo la fase di protostella dovrebbero avere tutte temperatura e luminosità uguale, e quindi dovrebbero essere rappresentate nel diagramma H-R da un unico punto!. Vediamo perché ciò non accade: notiamo infatti che il diagramma H-R costruito in base ad osservazioni su quell'ammasso mostra che le sue stelle sono distribuite lungo tutta la sequenza principale. E dato che la composizione chimica é la stessa così come, grosso modo l'età, é evidente che temperatura e luminosità, cioè la posizione sul diagramma, sono determinate soprattutto dalla massa.

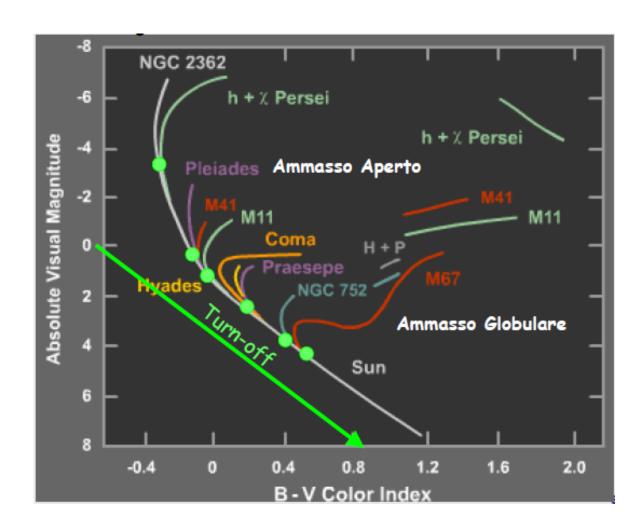


Nello studio degli ammassi stellari esiste un'altra informazione che è di vitale importanza ed è il TURN-OFF. Questo è estremamente importante perché ci può dare informazioni sull'età delle stelle che appartengono all'ammasso. In particolare la temperatura e la luminosità del Turn-Off varia da ammasso ad ammasso. Se una stella in MS è una stella in cui avviene la fusione dell'H in He, possiamo dire che il TO indica il momento in cui la stella esaurisce l'H nel suo centro, momento che avviene sempre più tardi via via che la massa della stella diminuisce. Quindi possiamo dire che il Turn-Off è un indicatore dell'età dell'ammasso.

Nelle immagini sono mostrati i diagrammi-HR relativi ad un ammasso aperto ed un ammasso globulare. Si vede come la sequenza principale dell'ammasso aperto è molto più lunga (TO alto – età giovane) di quella dell'ammasso globulare (TO basso – età vecchia). Ovvero possiamo affermare che un ammasso aperto è in genere un ammasso giovane, mentre un ammasso globulare è un ammasso vecchio.



Se prendiamo un diagramma come quello mostrato in figura in cui vengono sovrapposti i diagrammi-HR di ammassi diversi, si nota subito come la lunghezza della MS vari. Ad esempio se confrontiamo un ammasso aperto come quello delle Pleiadi con un tipico ammasso globulare come M67 si vede che la MS dell'ammasso delle Pleiadi è più "lunga" di quella di un ammasso globulare.



A cura di CHIARA PICA