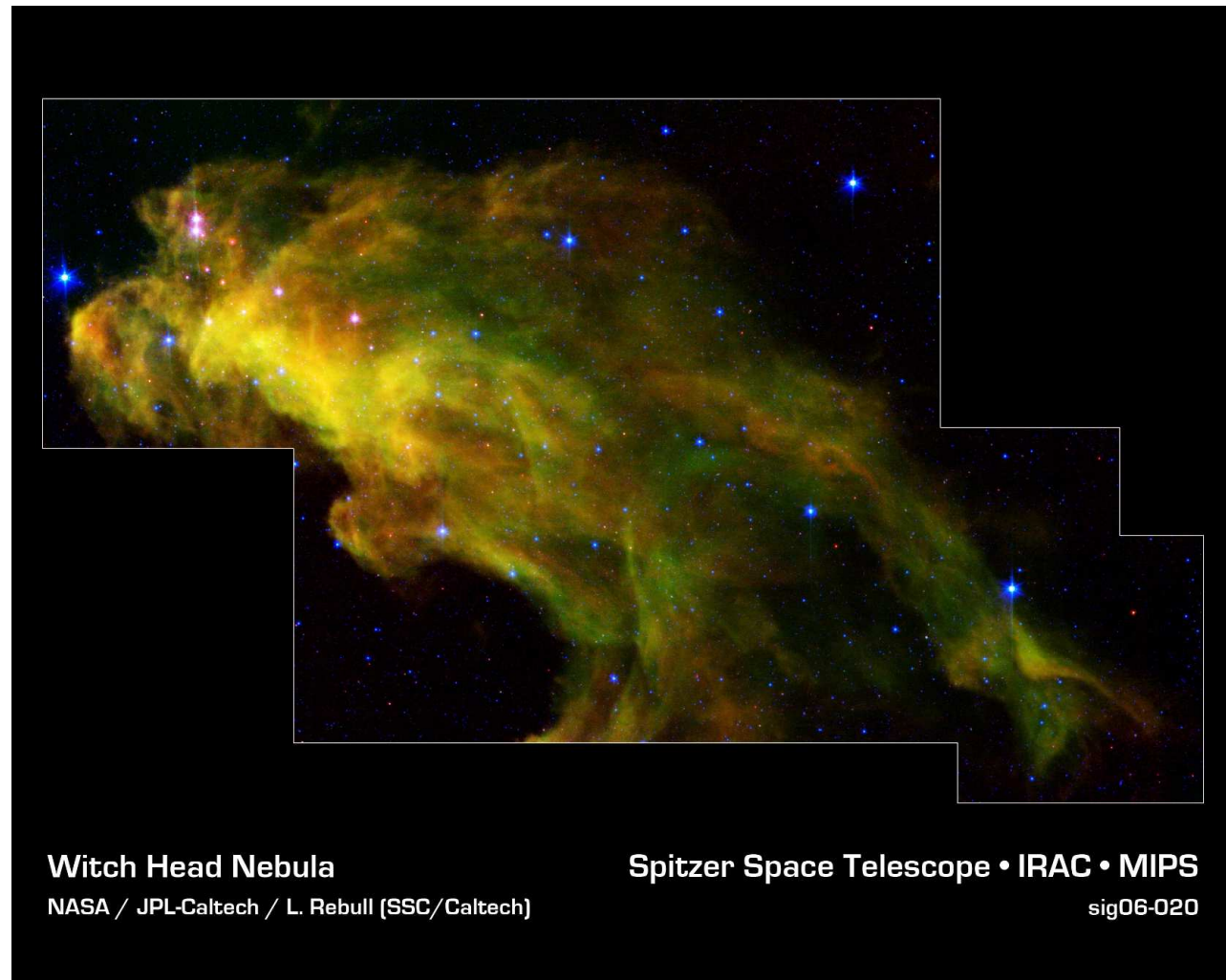




9. L'evoluzione delle stelle

La nascita delle stelle

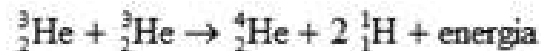
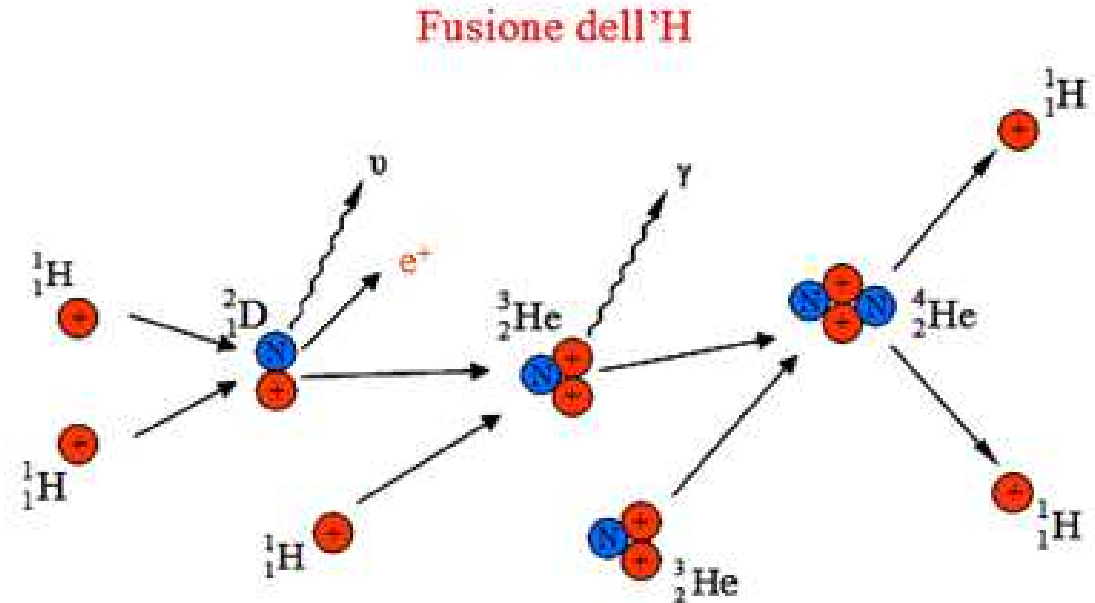
- L'evoluzione stellare comincia quando grandi nubi di gas e di polveri collassano sotto l'azione della gravità dando origine per frammentazione a decine di stelle.
- Le prime fasi di formazione di una stella sono convulse, accompagnate da intensi fenomeni eruttivi e da variazioni irregolari di luminosità (fase T Tauri).
- In queste fasi iniziali, la stella ricava la propria energia luminosa dalla contrazione dei gas, emettendo soprattutto nella parte infrarossa dello spettro em.
- Solo raggiunte le condizioni ρ, T di innesco delle reazioni termonucleari, la stella comincia a bruciare l'idrogeno.



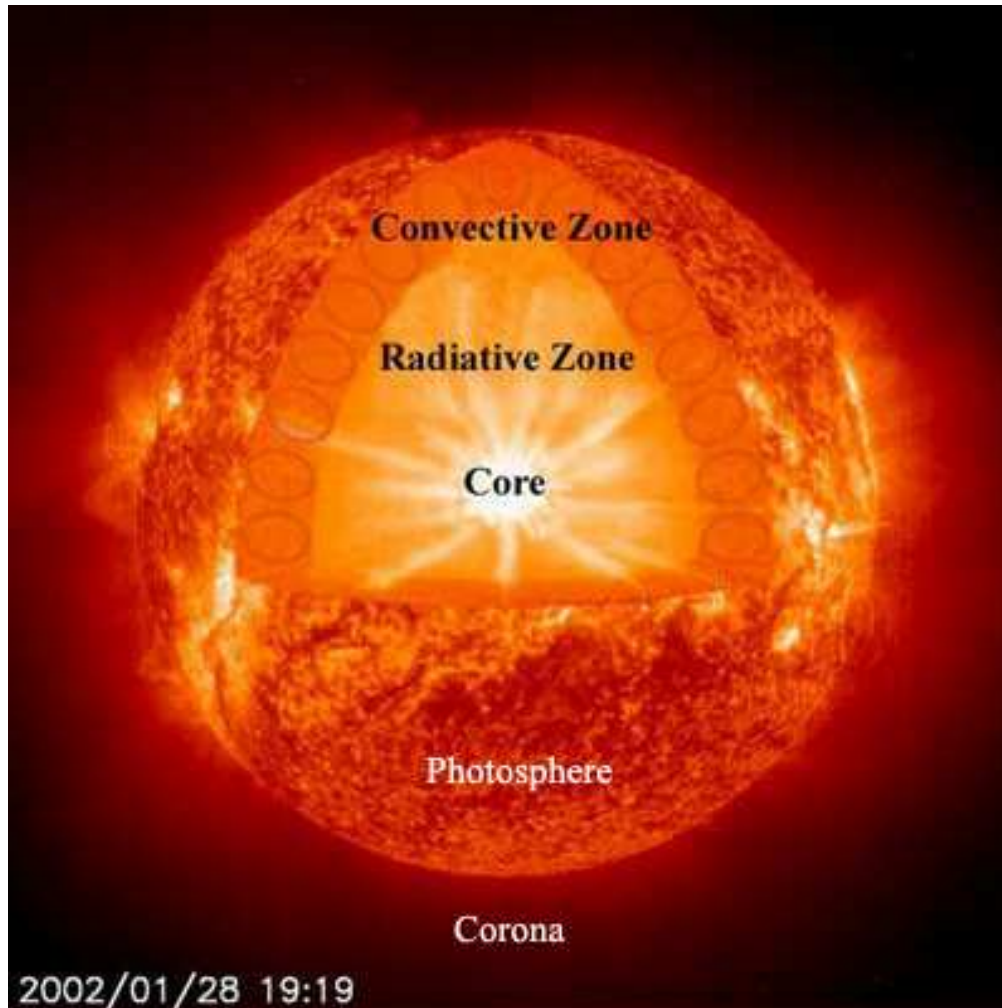
La nebulosa di riflessione «Testa di strega», Eridano

Le reazioni dell'Idrogeno

- Per tutte le stelle di massa $M > 0.1 M_{\odot}$, raggiunte le condizioni $T \approx 10^7 \text{ °K}$ e $\rho \approx 10^2 \text{ g cm}^{-3}$, iniziano le reazioni di fusione dell'Idrogeno attraverso la catena protone-protone.
- Il «bruciamento» dell'Idrogeno H^1 libera grandi quantità di energia che alimentano il calore della stella per una lunga fase della sua evoluzione.
- Il residuo del bruciamento dell'Idrogeno è l'Elio He^4 che si accumula nel nucleo della stella.
- Attualmente il Sole è in questa fase e lo sarà ancora per circa 5 miliardi di anni.



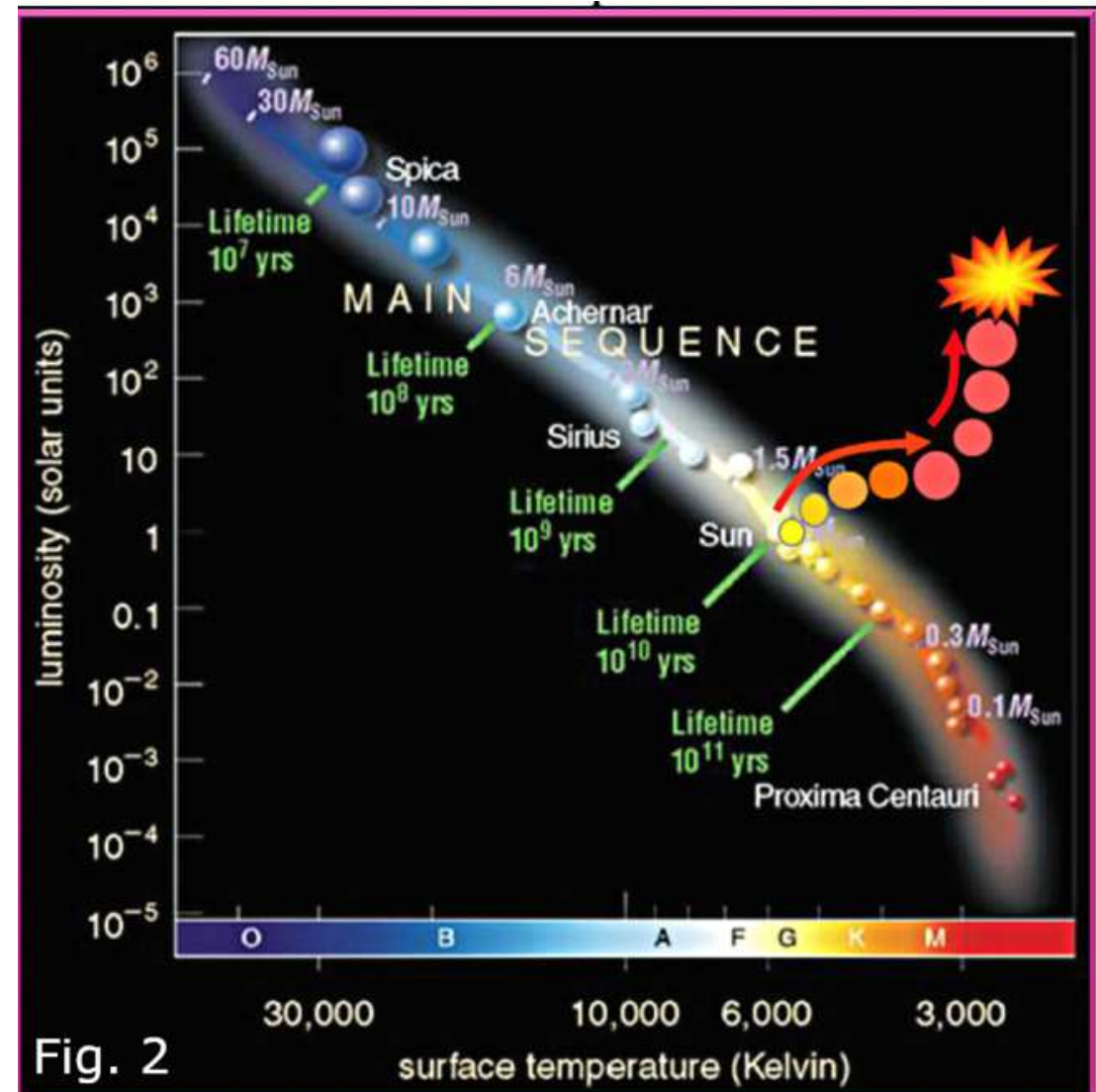
La struttura del Sole



- Il Sole è una stella gialla di tipo spettrale G2, in cui sono attive le reazioni di fusione dell'Idrogeno
- Le reazioni avvengono nel core della stella, da cui il calore si propaga prima in una vasta zona radiativa, e poi, in prossimità della superficie, attraverso bolle di convezione.
- Il plasma caldo risale in superficie attraverso correnti ascensionali visibili come granuli chiari sullo sfondo più scuro della fotosfera.
- Sopra la fotosfera, un gas più freddo (cromosfera) assorbe parte della radiazione (righe di Fraunhofer), che poi va a diffondersi nella corona, estesa alcune decine di raggi solari.

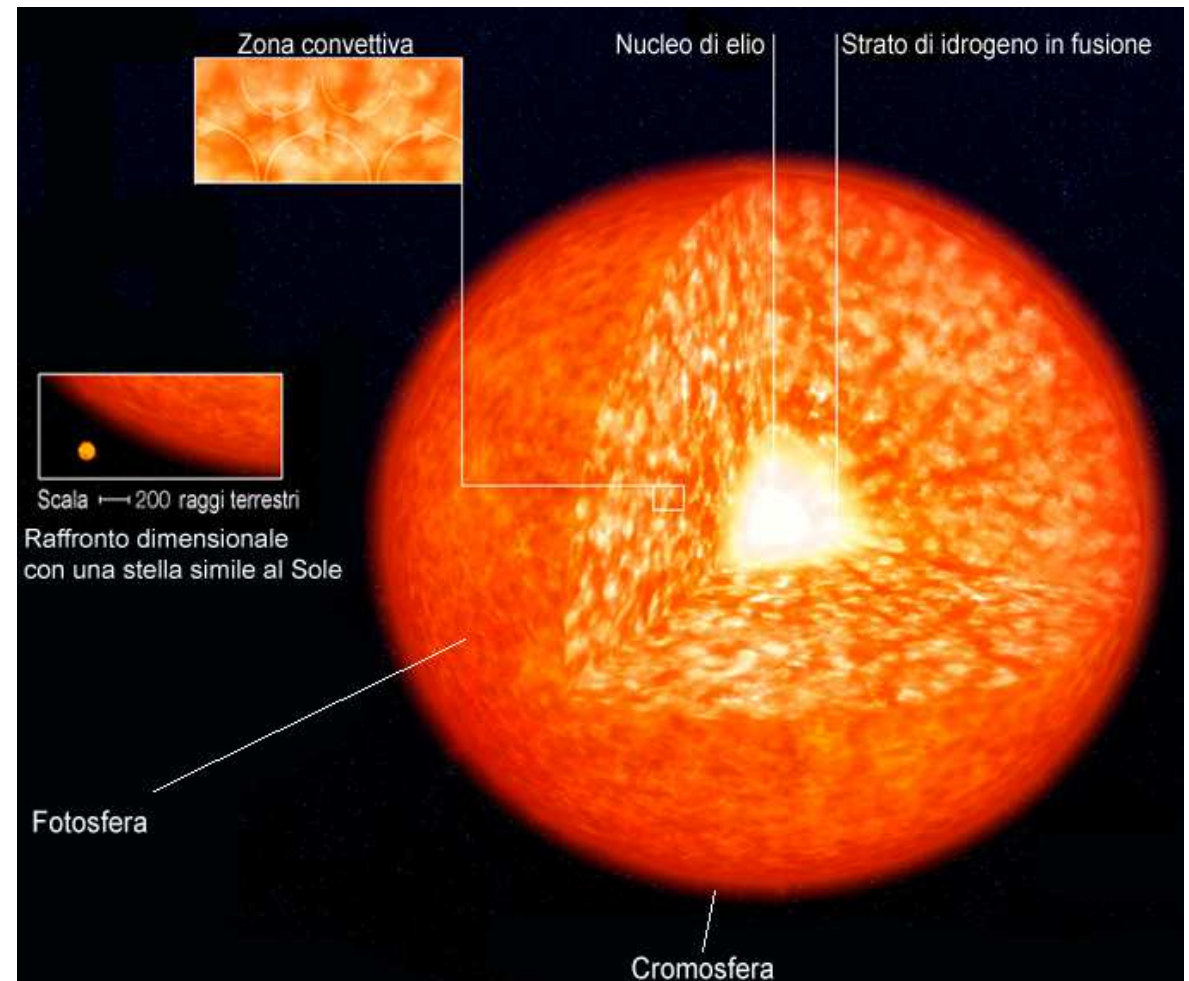
La Sequenza principale

- Durante il bruciamento dell'Idrogeno H^1 , la stella occupa un punto particolare del diagramma HR, posizionandosi lungo la Sequenza principale (MS).
- Il tempo di permanenza τ in Sequenza principale dipende dalla massa secondo la relazione $\tau \approx M^{-3}$, dopo di che la stella abbandona la MS spostandosi sul ramo delle giganti.
- In questa seconda fase, per mantenere l'equilibrio, la stella è costretta a contrarsi portando all'innesco un sottile guscio di H^1 attorno al nucleo centrale di He^4 .
- E' l'accensione della shell H^1 che fa espandere l'involuppo, trasformando la stella in una gigante rossa.



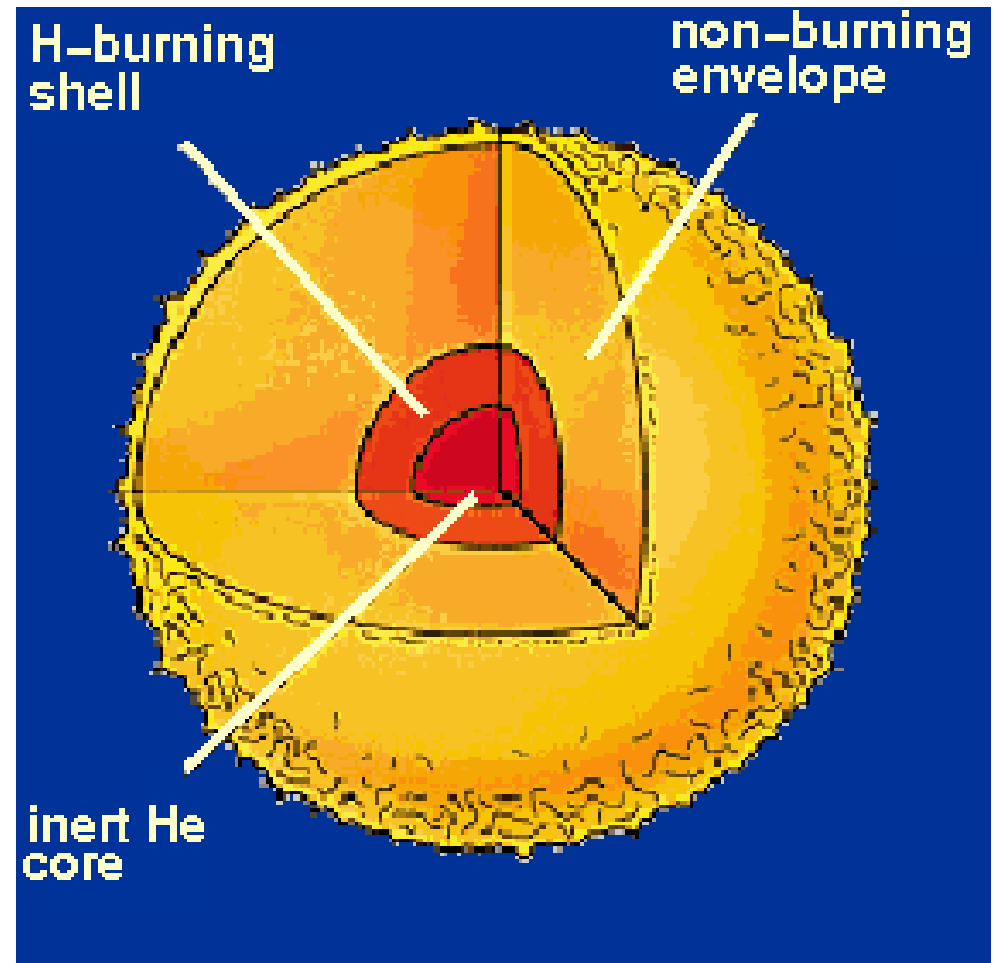
La fase gigante

- Durante l'espansione, l'involuppo si raffredda assumendo una tipica colorazione rosso-arancio (Betelgeuse, Antares, Aldebaran) mentre il nucleo di He^4 continua a contrarsi sotto il peso della stella.
- Il raggio di una gigante è circa 100 volte superiore a quello della stella in Sequenza principale.
- Il Sole diventerà una gigante fra circa 5 miliardi di anni, quando l'atmosfera della nostra stella arriverà a sfiorare l'orbita terrestre.



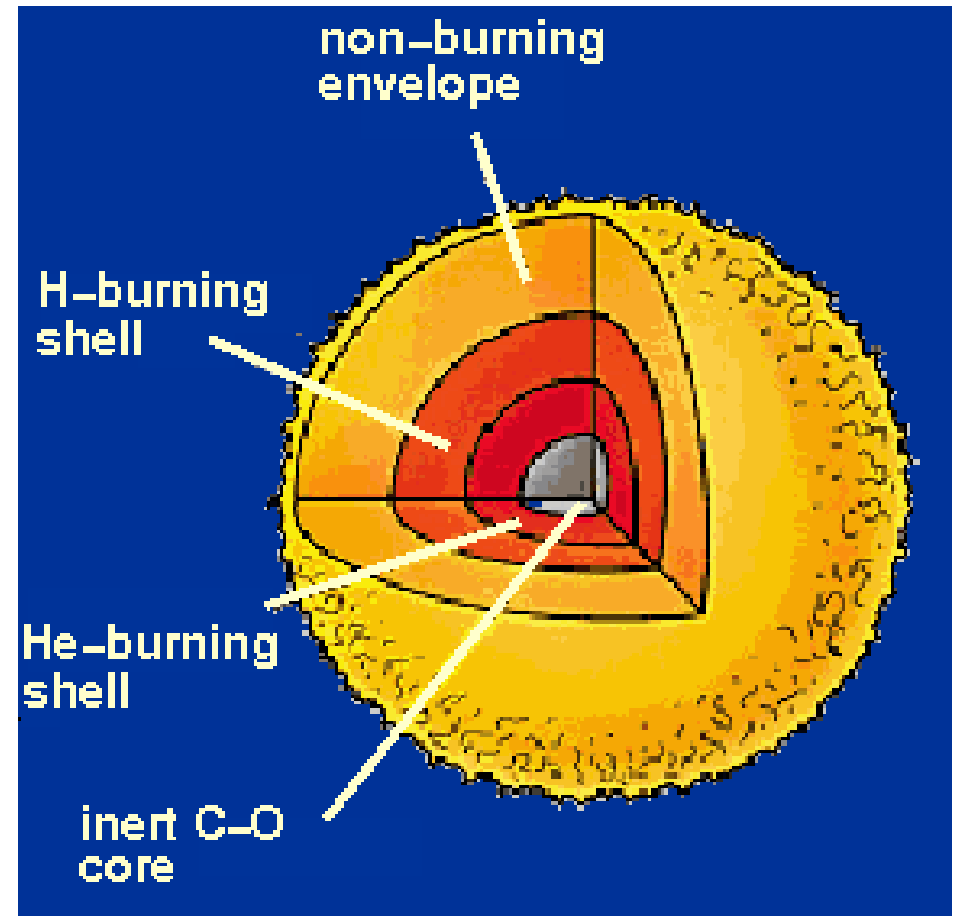
La struttura della stella

- Raggiunta la fase di gigante, la stella assume una struttura a gusci, con un involucro esterno di Idrogeno freddo molto espanso, una sottile shell di H^1 che brucia attorno al nucleo, e un core di He^4 ancora in fase di contrazione.
- Questa struttura è comune a tutte le stelle, dopo di che l'evoluzione procede con sequenze diverse a seconda della massa.
- In linea generale, stelle di piccola massa, con $M < 8 M_{\odot}$ terminano la loro evoluzione con il bruciamento centrale del core di He^4 , mentre stelle più massicce bruciano al loro interno ulteriori elementi chimici fino a sintetizzare il Fe^{56} .

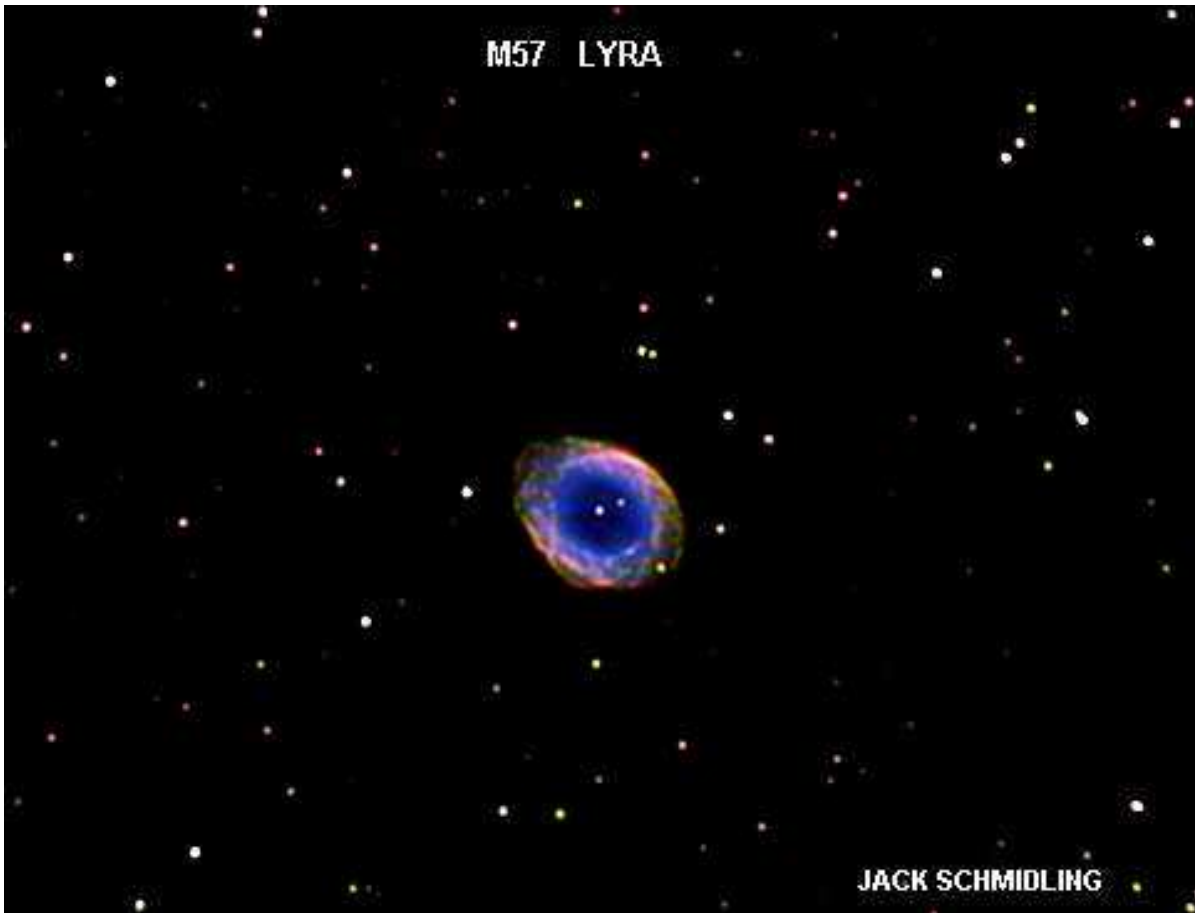


Le nebulose planetarie.

- Nelle stelle di piccola massa, la graduale contrazione del nucleo di He^4 porta la temperatura al punto di innesco delle reazioni 3- α con la produzione di un residuo di Carbonio-Ossigeno.
- In queste stelle, il bruciamento He^4 avviene in maniera esplosiva con irregolari pulsazioni dell'involucro e forti perdite di massa (He-flash).
- Esaurita la fonte di He^4 , per mantenere l'equilibrio, la stella è di nuovo costretta a comprimersi, portando all'innesco una seconda shell attorno al core di C^{12} .
- E' a questo punto che l'azione combinata delle due shell porta al distacco dell'involucro che allontanandosi dal residuo centrale diventa una nebulosa planetaria.
- Mentre la stella si libera dell'involucro, il core di C^{12} - O^{16} diventa degenere e si forma una nana bianca.



La Ring Nebula, costellazione della Lyra



Nebulosa planetaria nella Volpetta



La nebulosa planetaria Helix nell'Acquario



Le nane bianche.

- La nana bianca è un residuo stellare compatto con densità $\rho \approx 10^6 \text{ g cm}^{-3}$ e temperature $T \approx 10^5 \text{ °K}$.
- La materia di queste stelle è costituita da un reticolo di nuclei di $C^{12} - O^{16}$ immersi in un gas di elettroni degeneri, la cui pressione mantiene la stella in equilibrio.
- La massa di una nana bianca non può superare il limite teorico di Chandrasekhar di $1.44 M_{\odot}$, raggiunto il quale anche la pressione degli elettroni degeneri non è più in grado di sostenere il peso della stella.



Confronto fra la Terra e Sirio B

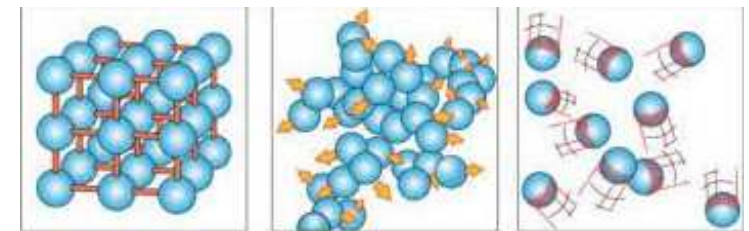
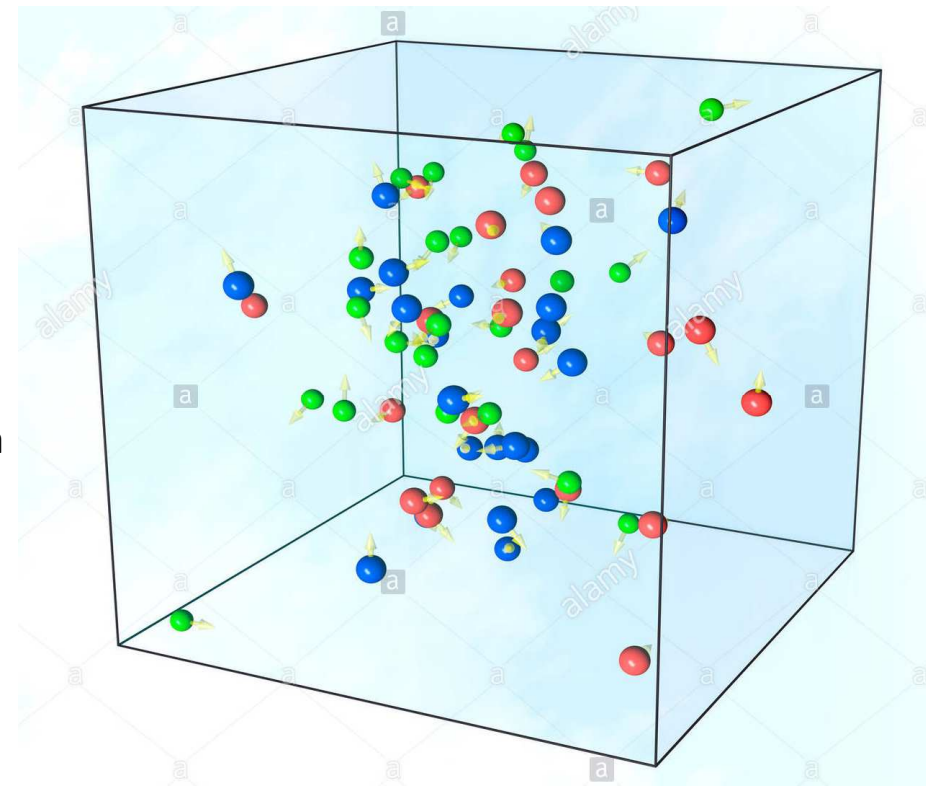
- I tempi evolutivi di una nana bianca sono dell'ordine di 10^{10} anni, durante i quali la stella diventa una nana nera, scomparendo all'osservazione diretta.



S. Chandrasekhar, 1910-1995

La materia degenere

- In un gas, la pressione è dovuta agli urti fra le particelle, e fra le particelle e le pareti del recipiente.
- Se il gas è rarefatto (perfetto) la pressione dipende dal numero di particelle (ρ) e dalla velocità con cui si urtano (T), per cui $p \approx \rho T$.
- Diminuendo il volume della scatola la densità aumenta e lo spazio tra una particella e l'altra si riduce.
- Quando la distanza fra le particelle diventa confrontabile con le loro dimensioni, il gas è come *impacchettato*, e la pressione non dipende più dalla velocità ma solo dal numero di particelle.
- In queste condizioni il gas è degenere e la pressione diventa indipendente dalla temperatura, per cui $p \approx \rho^{\gamma}$.
- Nelle stelle degeneri, $R \approx M^{-3}$ e quando M aumenta per un apporto esterno di massa (in un sistema binario o durante la combustione delle shell) R diminuisce aumentando la temperatura. Non potendo espandersi il nucleo può andare incontro ad una esplosione (He-flash, novae)



Gas degenere

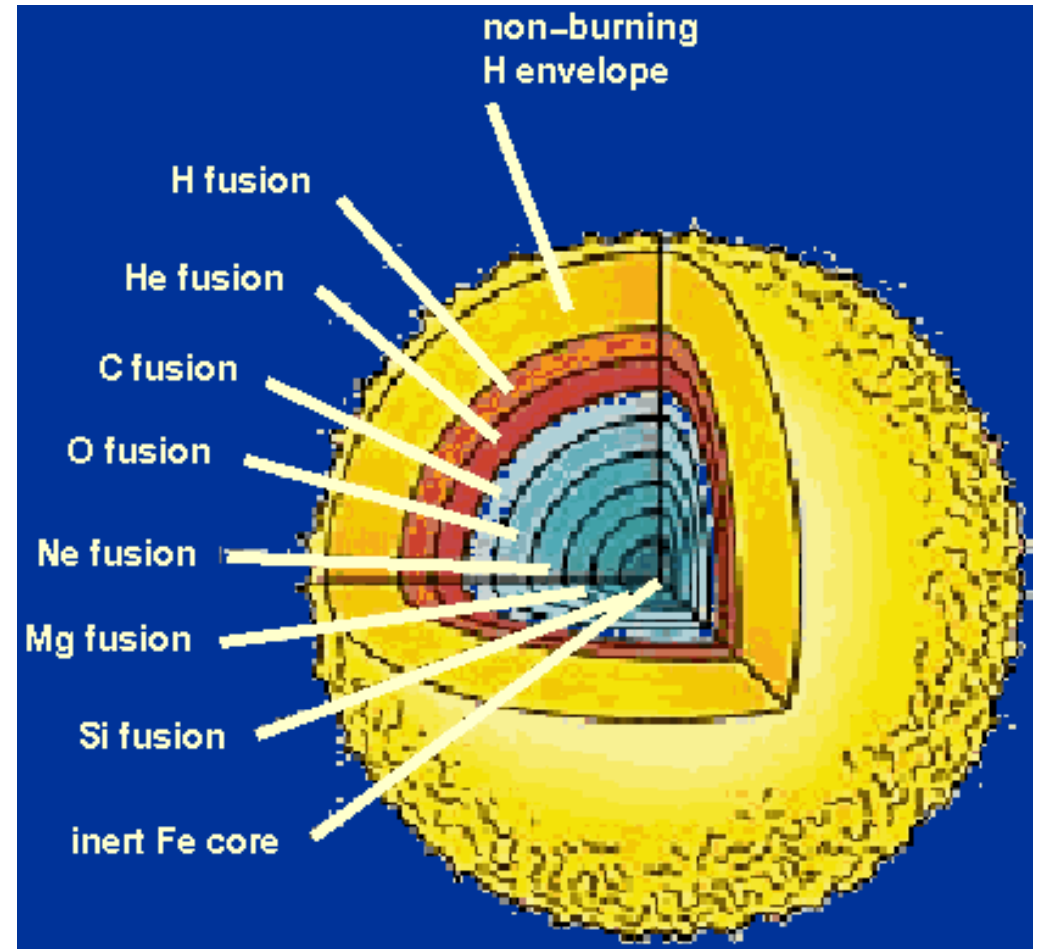
Gas perfetto

Le supergiganti.

- Per stelle di massa $M > 8 M_{\odot}$, la contrazione del core di He^4 avviene in condizioni non esplosive e l'evoluzione procede per successivi bruciamenti delle shell interne fino al Fe^{56} .
- L'interno della stella assume una struttura «a cipolla» mentre l'involuppo esterno si espande in una supergigante rossa.
- A temperature $T \approx 10^{10}$ °K la fotodisintegrazione dei nuclei di Fe^{56} porta ad un rapido raffreddamento del nucleo e al collasso della stella.
- Nel collasso, l'improvvisa liberazione di energia gravitazionale fa esplodere l'involuppo in un evento di Supernovae, mentre nel nucleo centrale, raggiunte densità $\rho \approx 10^{15} \text{ g cm}^{-3}$ le reazioni di cattura

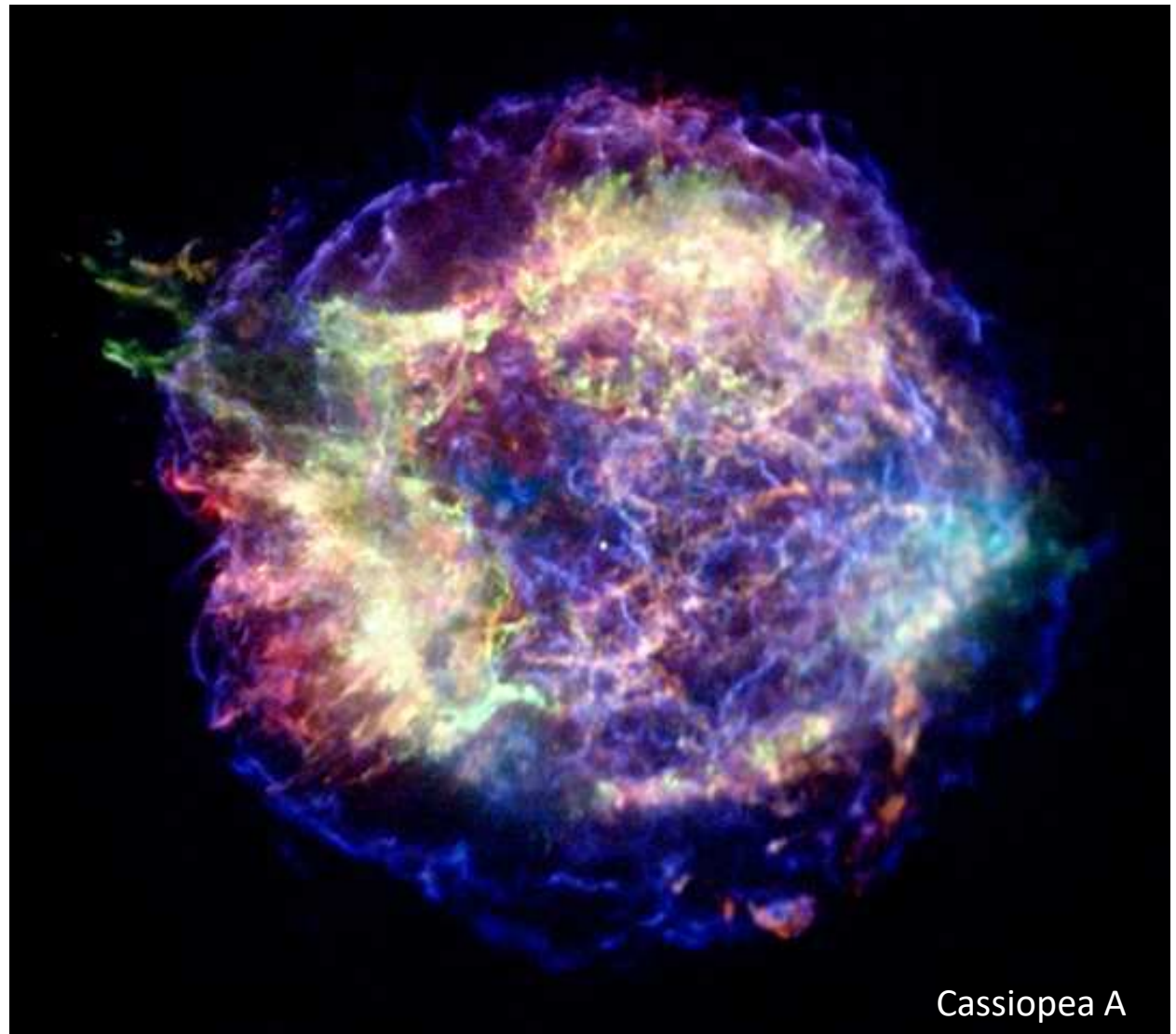


trasformano la stella in un fluido di neutroni.



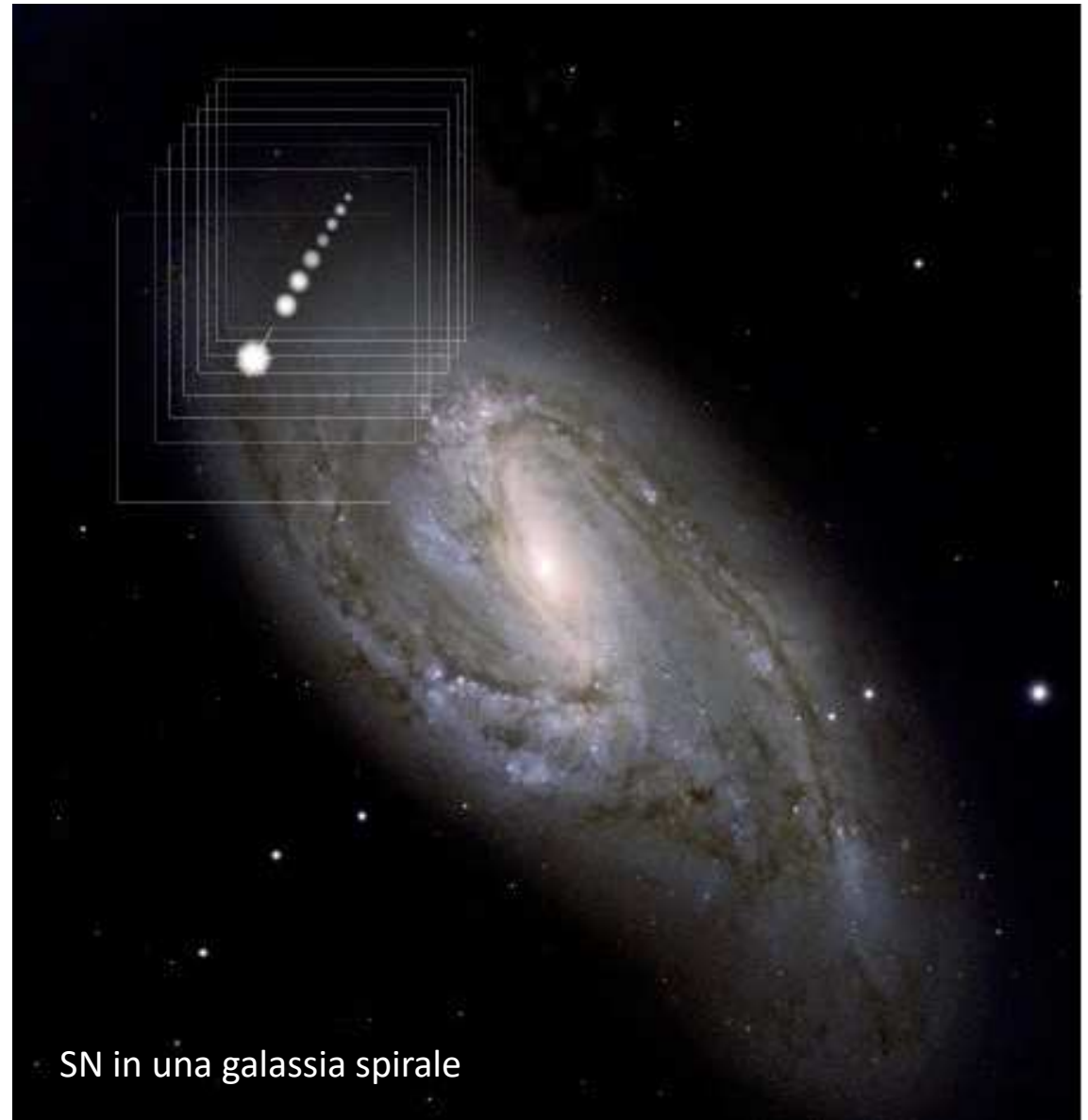
Le Supernovae.

- In un evento di Supernovae l'involucro stellare è espulso nello spazio a velocità superiori ai 1000 km sec^{-1} .
- Nell'esplosione, processi di cattura portano alla formazione degli elementi chimici pesanti, dal Ferro all'Uranio, che andranno a formare nuove stelle.
- La luminosità di una SN può eguagliare quella di un'intera galassia, per poi decadere nell'arco di alcuni mesi.
- Il Sole ed il Sistema solare sono nati circa 5 miliardi di anni fa dalla condensazione di una nube già contaminata da resti di SN precedenti.
- Gli elementi chimici presenti sulla Terra, e noi stessi, proveniamo da una esplosione di SN.

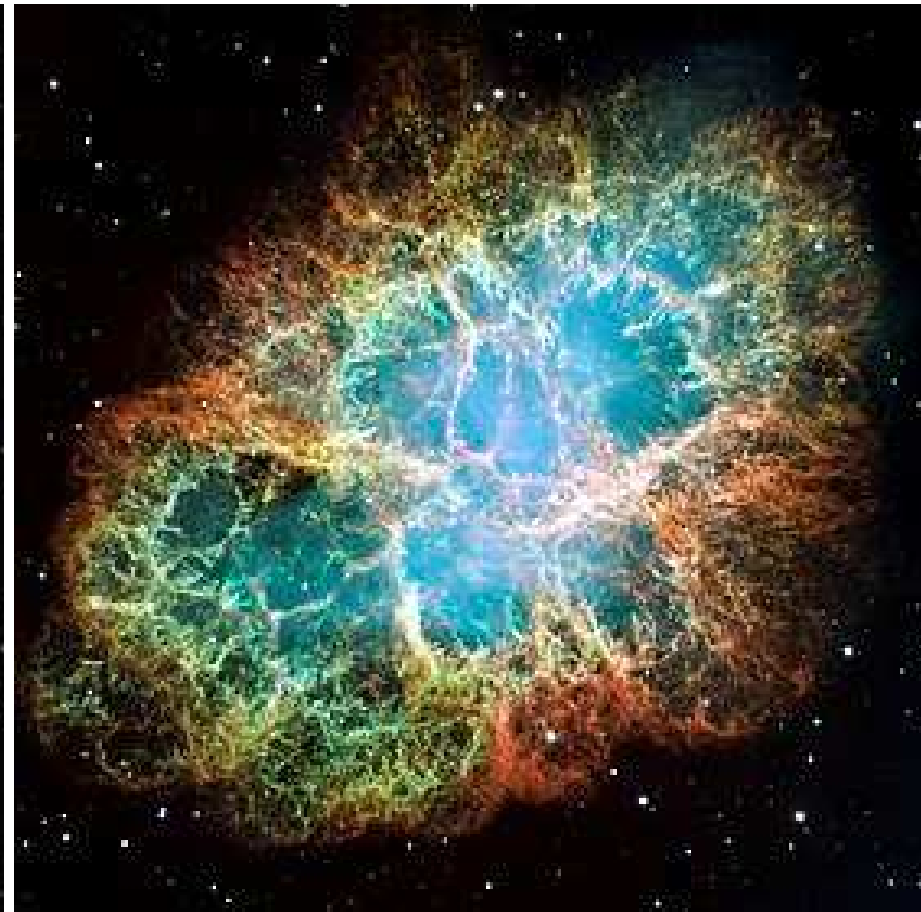


Cassiopea A

- Nella nostra galassia avviene una esplosione di SN ogni ~ 50 anni, ma la maggior parte degli eventi è oscurata dal mezzo interstellare.
- La più antica SN di cui si ha notizia esplose nella Costellazione del Centauro nel 185 d.C. e fu osservata da astronomi cinesi. Dalle cronache, sembra che la sua luminosità rivaleggiasse con quella della Luna.
- SN più recenti sono quella del Granchio del 1054, e le SN di Tycho, 1572, e di Keplero, 1604. Da allora non si sono più registrate SN nella Via Lattea.
- La SN più recente 1987 A è esplosa nella Grande Nube di Magellano e per alcuni giorni è stata anche discernibile ad occhio nudo.
- Si stima che nell'intero universo avvenga in media 1 esplosione di SN al secondo.

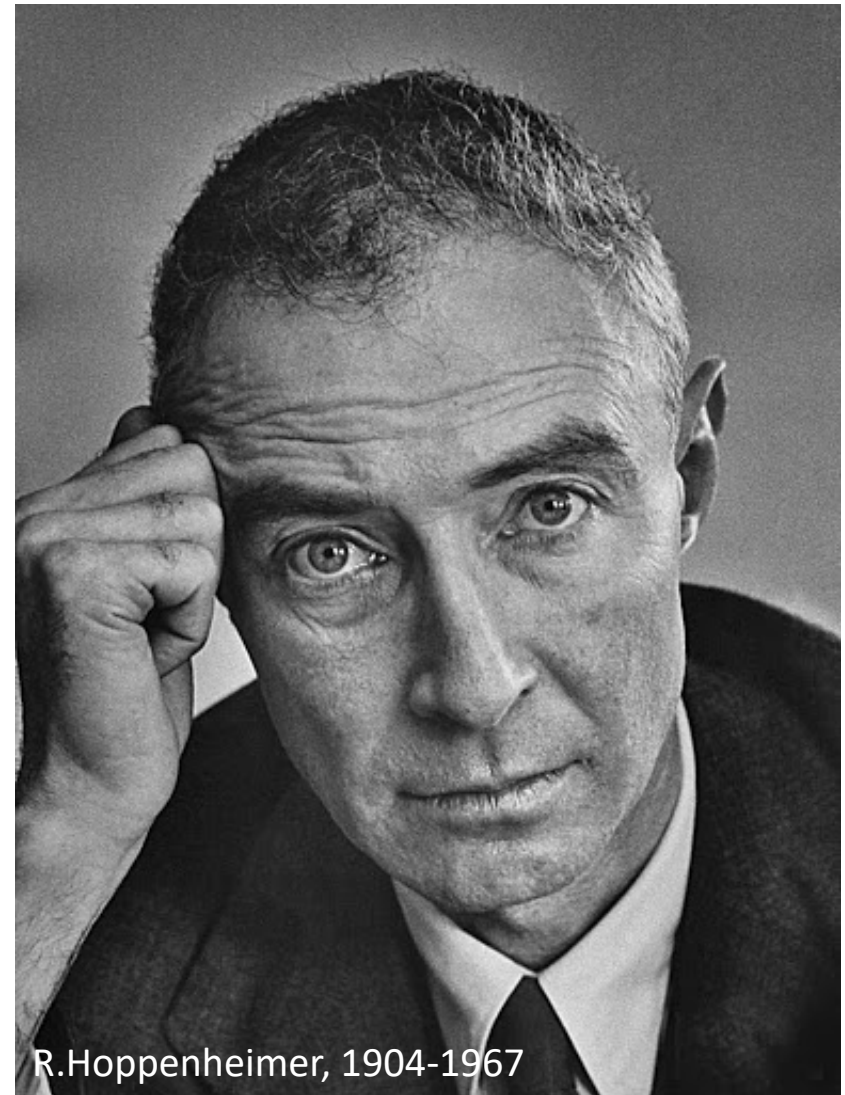


La Nebulosa del granchio M1



Le stelle di neutroni.

- Per masse stellari comprese tra 8 e 25 M_{\odot} il residuo centrale di una esplosione di SN è una stella di neutroni con un raggio di appena 10 Km.
- La materia di queste stelle è un fluido semi-solido di neutroni degeneri in cui la densità raggiunge i valori estremi di $\rho \approx 10^{15} \text{ g cm}^{-3}$, paragonabili alla densità di un nucleo atomico.
- La massa di una stella di neutroni non può superare il limite teorico di Hoppenheimer-Volkoff di $\sim 3 M_{\odot}$, raggiunto il quale anche la pressione dei neutroni degeneri non è più in grado di sostenere la gravità.
- Per masse stellari maggiori di 25 M_{\odot} l'evoluzione termina con la formazione di un buco nero BH.
- La massa limite per una stella è dell'ordine di 100 M_{\odot} (limite di Eddington) in cui la pressione di radiazione impedisce la formazione stellare.



R.Hoppenheimer, 1904-1967

Conclusioni

