

Astronomia

Lezione 12/1/2012

Docente: Alessandro Melchiorri
e.mail:alessandro.melchiorri@roma1.infn.it

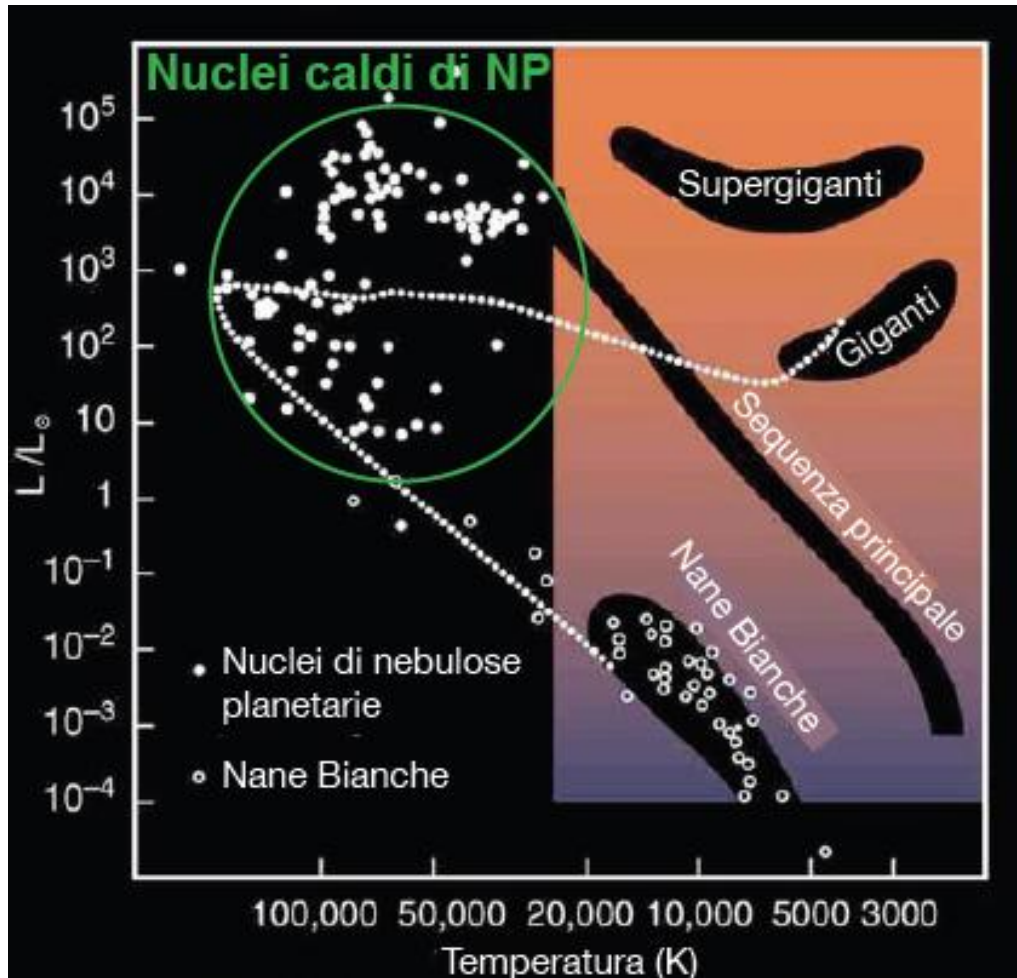
Attenzione ! Domani «Prova» esame scritto (9.30-12.30)

Slides: oberon.roma1.infn.it/alessandro/

Libri di testo:

- An introduction to modern astrophysics B. W. Carroll, D. A. Ostlie, Addison Wesley
- The Physical Universe, an introduction to Astronomy F. Zhou, University Science Books
- Elementi di Astronomia, P. Giannone.

Gli ultimi stadi delle stelle tipo Sole



Gli strati esterni delle stelle giganti vengono espulsi a formare una nebulosa planetaria.

Dopo che l'He è esaurito la fusione termina (il nucleo di C/O non può essere acceso).

Senza una sorgente di energia, il nucleo della NP si raffredda e si contrae.

Ad un certo punto il collasso viene fermato dalla **pressione degli elettroni degeneri**.

La stella diventa una **Nana Bianca**

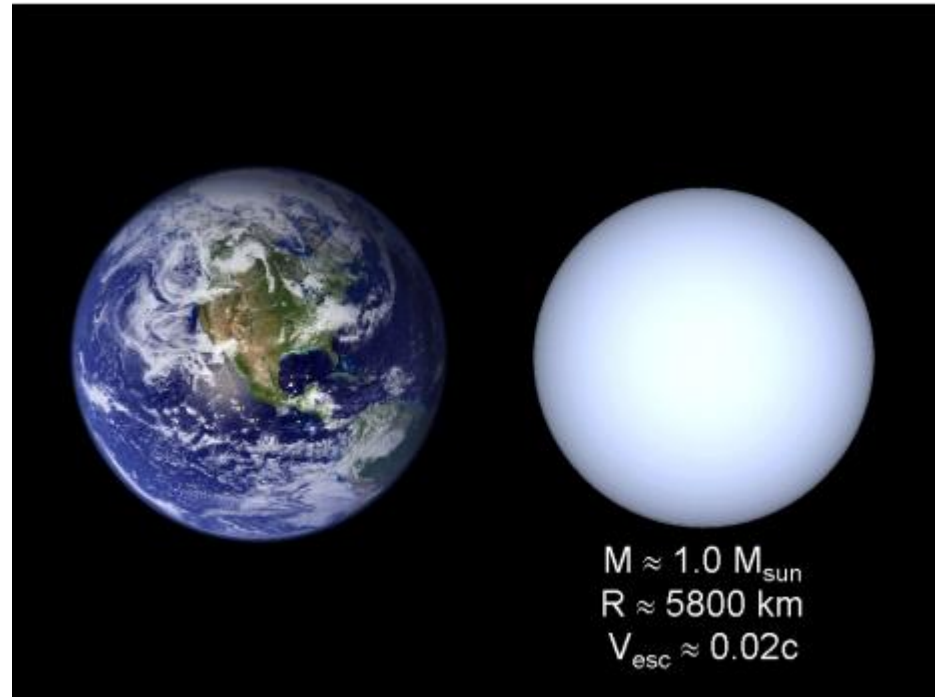
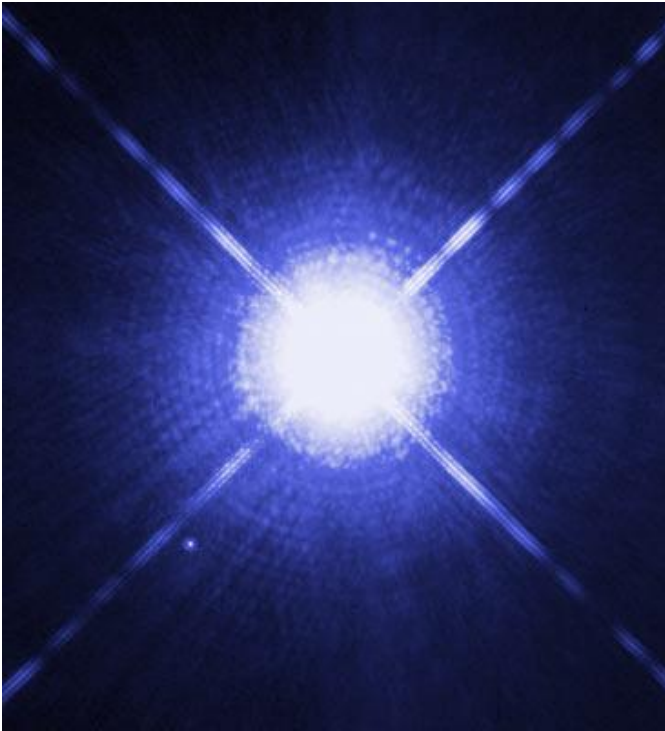
Nebulosa della Clessidra.
Al centro abbiamo una stella
morente che diventera'
una nana bianca.





Nebulosa Eschimese.
Scoperta da Herschel nel 1787.
Ha un doppio involucro.
Si trova a circa 5000 anni luce

Le Nane Bianche: esempio Sirius B



E' distante circa 20 U.A. da Sirius A.

Ha una massa pari a 0.8 masse solari (quindi come il Sole in pratica).

Ha un raggio pari a quello terrestre !

Ha una temperatura superficiale di $T=25200 \text{ K}$.

Quindi nane bianche: stelle molto calde, ma molto piccole e bassa luminosita' (3% del Sole).

Nane Bianche: caratteristiche

- Le temperature superficiali variano tra i 5000 K e 80000 K
- Le masse sono tra 0.5 e 1.4 masse solari
- La distribuzione delle masse ha un picco intorno a 0.56 masse solari.
- Sono l'evoluzione «finale» di stelle con massa iniziale minore di 8-9 Masse solari.
- Estremamente dense!! Un cucchiaino di materia di nana bianca equivale a 16 tonnellate. Un pallone da spiaggia di nana bianca pesa quanto una nave da crociera....
- L'accelerazione di gravità superficiale delle Nane Bianche è $\sim 100,000$ g.
- Non hanno sorgente di energia dalla fusione, per cui si raffreddano lentamente fino a diventare **Nane Nere** (tempo di raffreddamento ~ 1 miliardo di anni).

Massa limite di Chandrasekhar

In una bianca non c'è fusione e quindi non c'è bilanciamento del collasso dovuto alle reazioni nucleari. La nana bianca è però un gas degenerato ed il bilanciamento è dovuto alla pressione del gas di elettroni che essendo fermioni obbediscono al **Principio di esclusione di Pauli**. La pressione di un gas degenerato dipende solo dalla densità e non dalla temperatura.

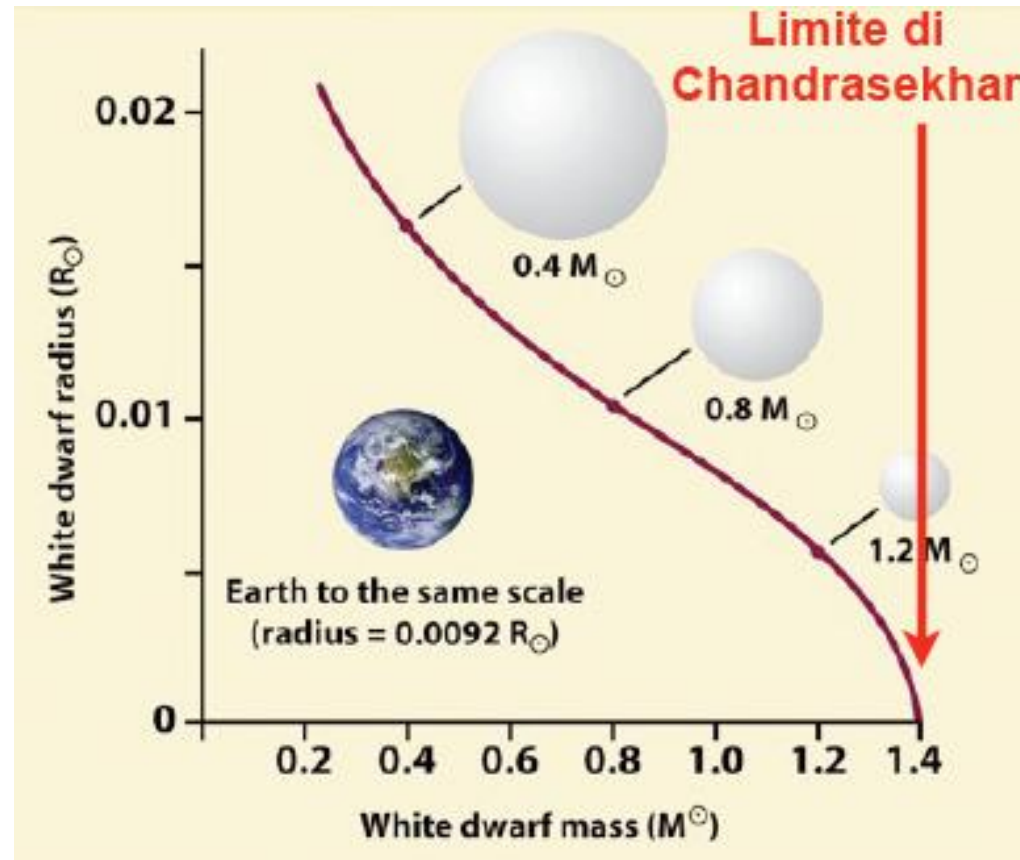
Il raggio di una nana bianca decresce al crescere della massa (massa maggiore, gravità maggiore → densità maggiore, raggio minore)

Esiste una **massa massima** sopra la quale la pressione di degenerazione degli elettroni non può più opporsi alla gravità.

Non possono esistere nane bianche più massicce di **1.4 masse solari**.

Tale massa è detta **massa limite di Chandrasekhar**.

Le perdite di massa nella fase di gigante fanno sì che **le stelle fino a ~8-9 masse solari possono terminare la loro vita come Nane Bianche**.



Scambio di massa nelle binarie

Almeno il 50% delle stelle sono membri di sistemi binari.

In alcuni casi le stelle sono sufficientemente vicine da scambiarsi massa.

Ogni stella è caratterizzata dal suo “**Lobo di Roche**” all’interno del quale la sua gravità “efficace” (ovvero nel sistema del centro di massa) è dominante. Il **lobo di Roche** è una regione di spazio attorno ad una stella che fa parte di un sistema binario, all’interno del quale il materiale orbitante è

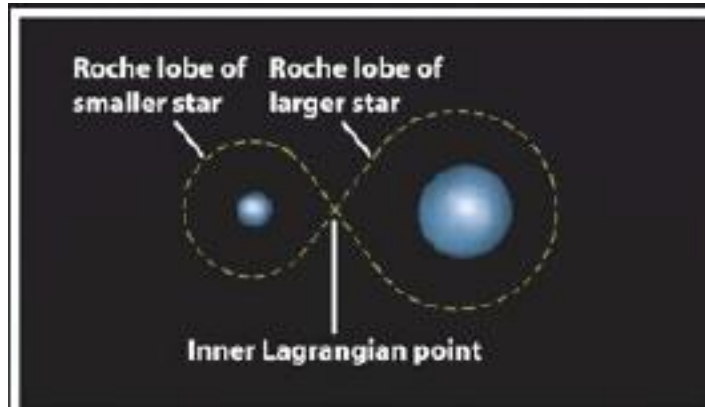
gravitazionalmente legato a questa stella.

Il materiale esterno al lobo può invece cadere sull'altra stella.

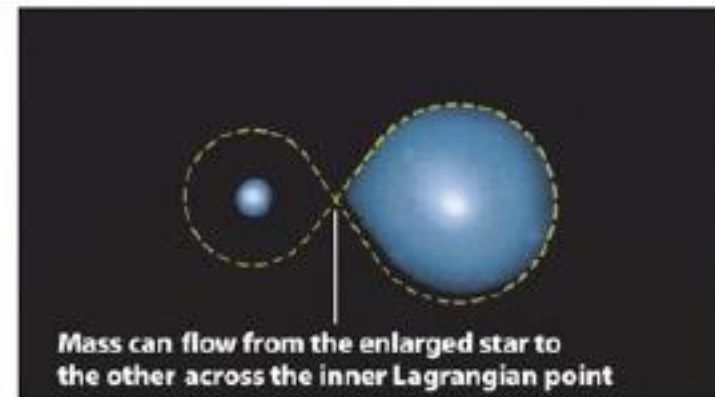
Questo succede quando la stella stessa si espande oltre il proprio lobo di Roche,

e i suoi strati esterni finiscono per cadere sull'altra stella.

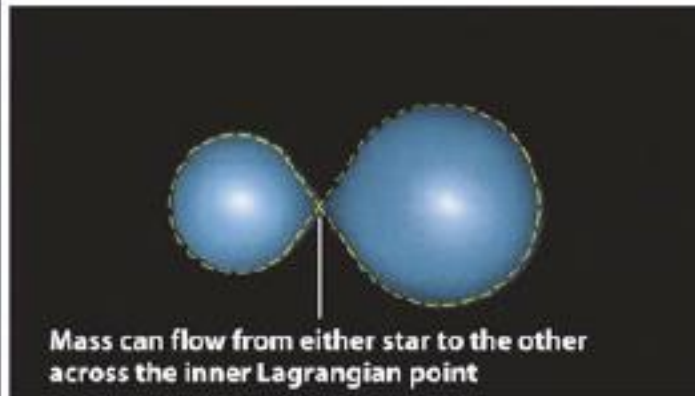
Il trasferimento di massa può avvenire attraverso il punto lagrangiano quando la stella riempie il suo lobo di Roche.



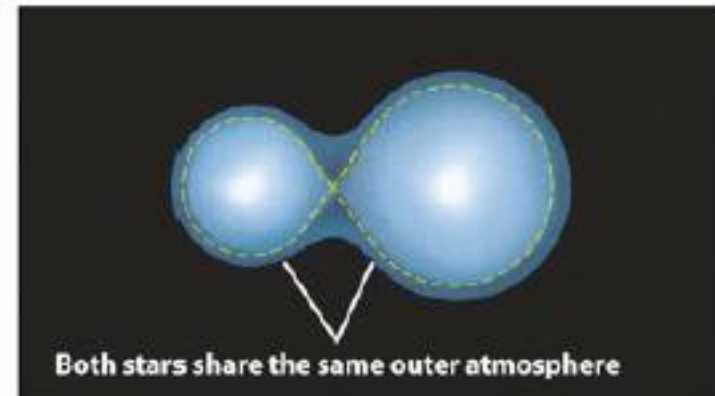
(a) binaria distaccata



(a) binaria semi-distaccata



(a) binaria a contatto



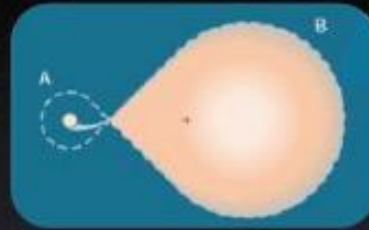
(a) binaria in super-contatto

Evoluzione in un sistema binario

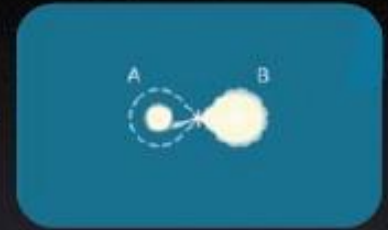
Esempio: stella di $5 M_{\odot}$ (B) con compagna di $1 M_{\odot}$ (A).



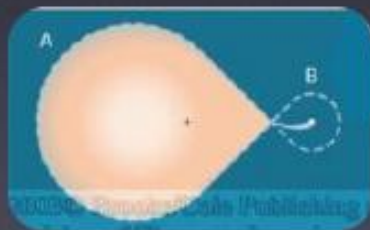
B evolve più rapidamente di A (è più massiccia).



B diventa una gigante rossa, riempiendo il suo Lobo di Roche. A riceve massa da B.



A si accresce a spese di B che diventa sempre meno massiccia.



La stella A diventa una gigante e perde ora massa verso B che ormai è diventata una nana bianca.



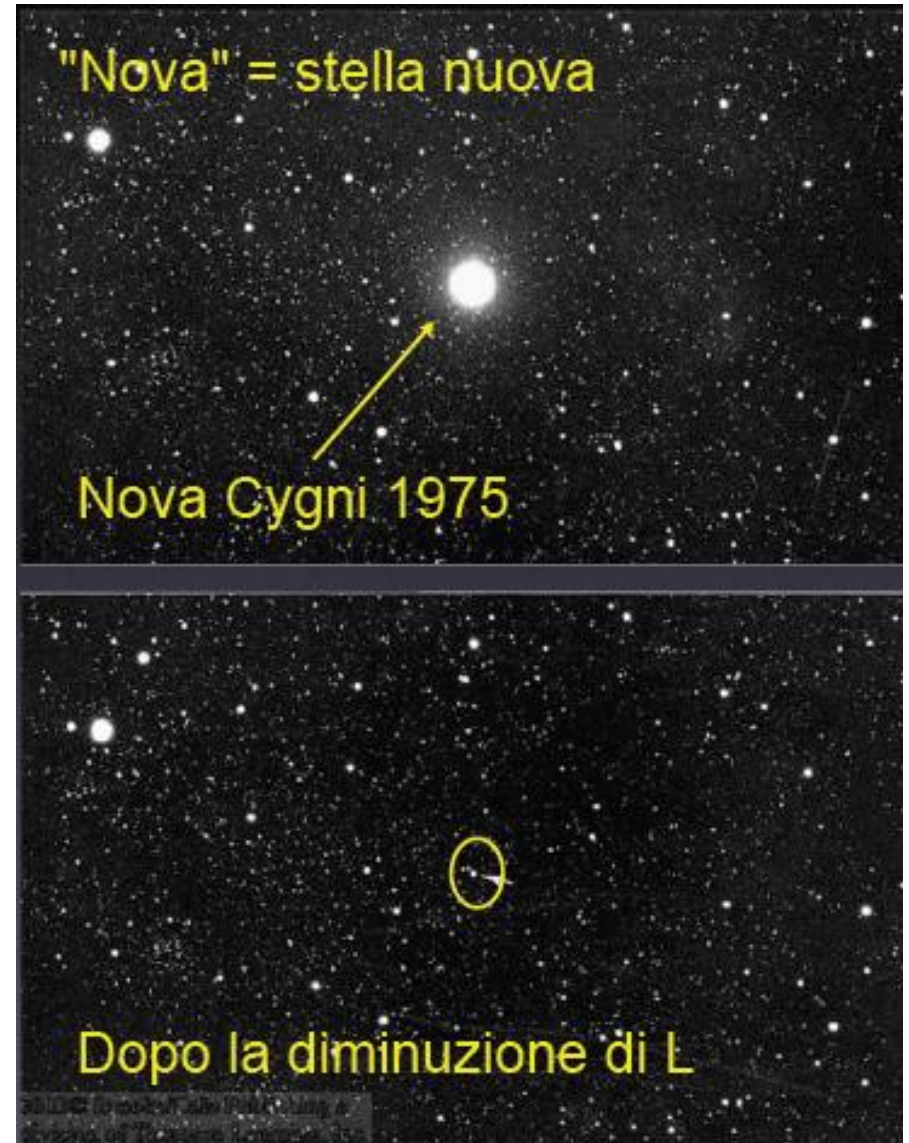
La stella A è diventata un stella massiccia di sequenza principale con una compagna gigante di piccola massa più evoluta (vecchia), un'apparente contraddizione!

Le Novae

Le Novae (stelle nuove) sono brevi flash di alta luminosità da stelle apparentemente deboli.

Si spiegano con l'accrescimento su nane bianche (WD) in sistemi binari:

1. l'accrescimento di massa dal compagno crea uno strato di H sulla superficie della WD;
2. il nuovo gas H diviene degenere;
3. ad un certo punto la temperatura e la densità sono sufficientemente alte da innescare la fusione di H in modo esplosivo (come per il flash dell'He);
4. gli strati superficiali della WD sono sparati via.



Novae Ricorrenti

Una nana bianca può potenzialmente generare altre novae dopo la prima, finché la compagna continua a fornirle gas.

Si parla in tal caso di *nova ricorrente*.

Per esempio, **RS Ophiuchi** è una stella che ha attraversato la fase di nova

sei volte nell'ultimo centinaio d'anni:

nel 1898, 1933, 1958, 1967, 1985 e 2006.

Gli Astronomi sospettano che in realtà tutte le Nove siano ricorrenti con periodi tanto più ampi quanto più è alto il salto di magnitudine durante l'esplosione.

L'esplosione del 1985

raggiunse una magnitudine di 5,4.

L'esplosione del 2006 avvenne il 12 febbraio e raggiunse una magnitudine di 4,5.

In quiete la magnitudine di RS Ophiuchi è 12.

MERLIN Radio observations
of the 2006 outburst of
RS Ophiuchi

(O'Brien, Muxlow,
Beswick et al)



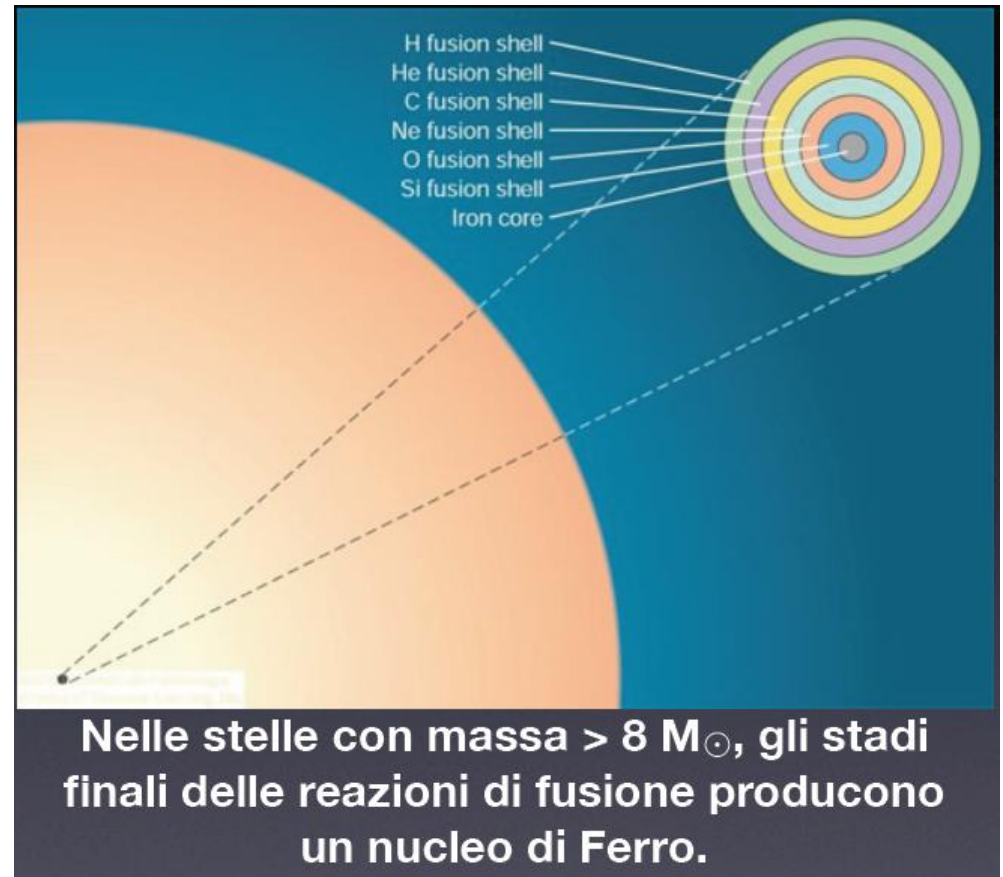
RS Ophiuchi 02/16/06
© 2006 John Chumack

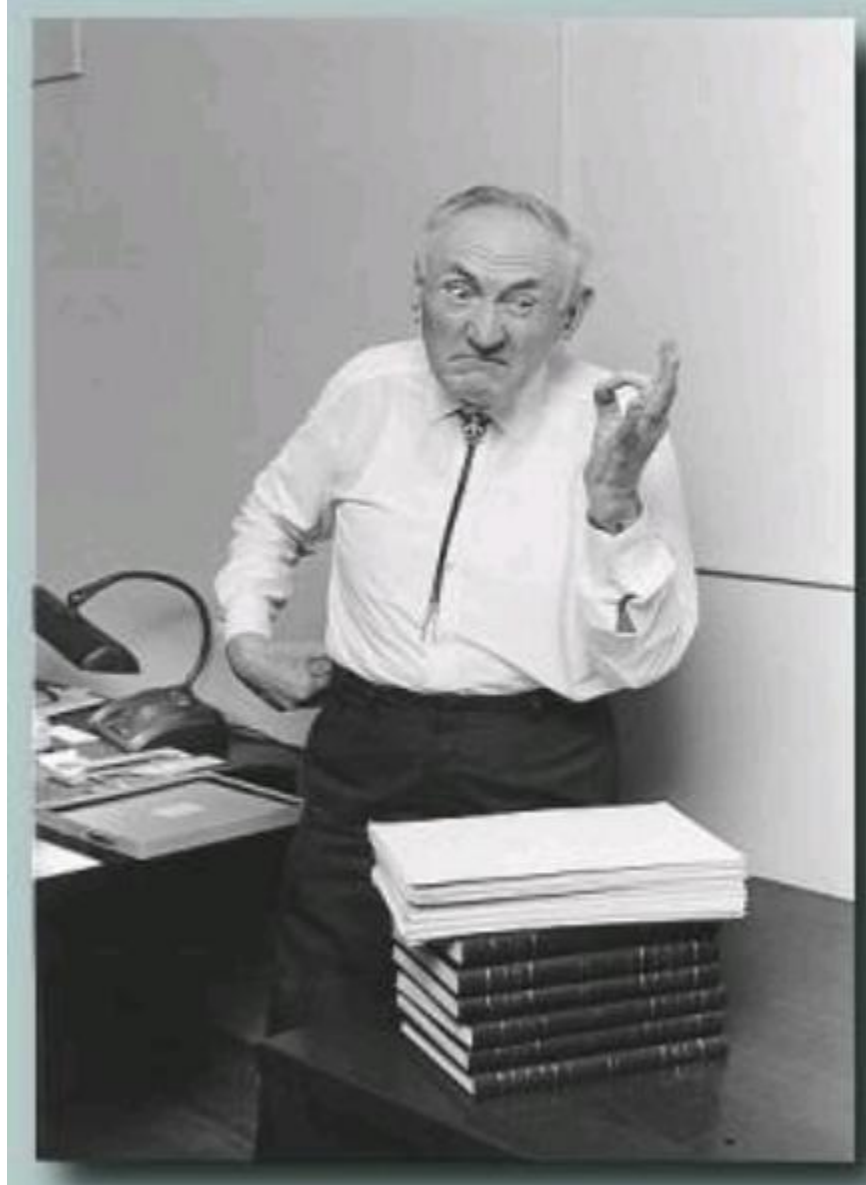
La fine delle stelle massicce

Le stelle massicce attraversano diversi stadi di fusione che portano alla formazione di un nucleo di Fe.

Fe ha la più bassa energia di legame → un ulteriore processo di fusione assorbirebbe energia. La fusione nel nucleo cessa ma la massa continua a crescere a causa della fusione di Si nello strato esterno.

Quando il nucleo raggiunge la massa limite di Chandrasekhar (~1.4 masse solari), la pressione di degenerazione degli elettroni non può più opporsi alla gravità. Il nucleo collassa in modo catastrofico dando luogo alla esplosione di una Supernova!





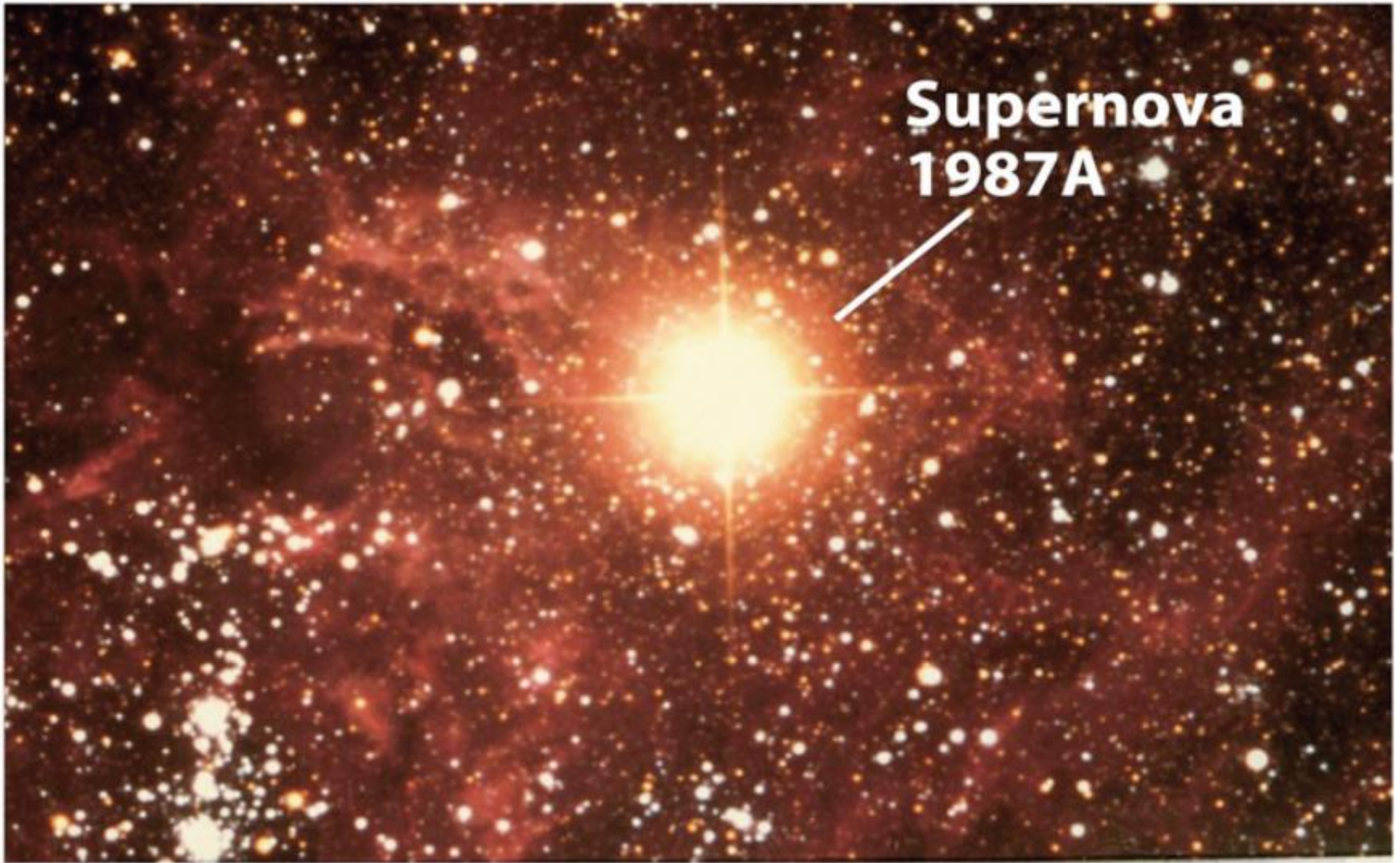
Fritz Zwicky 1898-1974

Supernova 1987a



La SN1987a e' stata l'ultima supernova ad esplodere in prossimita' della nostra galassia (nella Grande Nube di Magellano, galassia satellite). Nella figura si vede la stella prima dell'esplosione

Supernova 1987a



La SN1987a e' stata l'ultima supernova ad esplodere in prossimita' della nostra galassia (nella Grande Nube di Magellano, galassia satellite). Nella figura si vede la stella **dopo** l'esplosione

Rilascio di Energia da parte di SN

Durante il collasso del nucleo di Ferro, le parti centrali raggiungono densità di $\sim 10^{17} \text{ kg/m}^3$
 \sim densità dei nuclei atomici:

i nuclei di ferro si disgregano in $p+n$;
 $p+e^- \rightarrow n+\nu$ (grosso flusso di neutrini);
si forma un nucleo degenere di neutroni
(\rightarrow stella di neutroni) che frena il collasso.

Le parti esterne in caduta libera rimbalzano sul nucleo di neutroni incompressibile, dando luogo ad una violenta onda d'urto (esplosione) che spazza via tutti gli strati esterni della stella.

L'energia rilasciata è $\sim 10^{46} \text{ J}$ \sim energia gravitazionale di una stella con $R= 10 \text{ km}$ e $M= 2$ masse solari ($E_{\text{grav}} \sim GM^2/R \sim 10^{47} \text{ J}$).

Solo 1% dell'energia rilasciata è osservabile (energia cinetica dell'onda d'urto e radiazione). **Il restante 99% è portato via dai neutrini.**

Durante tutta la fase di sequenza principale l'energia rilasciata è $E_{\text{tot}} \approx 10^{44} \text{ J}$, solo $\sim 1\%$ dell'energia di una supernova!

Onda d'urto in SN 1987a vista nei raggi X, 12 anni dopo l'esplosione



Satellite Chandra (NASA)

Supernovae in Altre Galassie



Supernova nella galassia NGC 4526, distante 6.4 Mpc (~20 milioni di anni luce).

Nucleosintesi con SN

Gli elementi fino al Fe vengono prodotti dalle reazioni di fusione nucleare nelle stelle massicce (**reazioni esotermiche**).

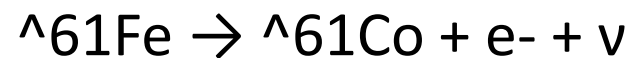
La produzione di elementi più pesanti richiede energia (**reazioni endotermiche**).

La forte onda d'urto prodotta dal "rimbalzo" sul nucleo di neutroni è tale da innescare **reazioni "esplosive" di fusione nucleare nel gas in caduta verso il nucleo.**

Queste reazioni di fusione producono un grosso flusso di neutroni. I neutroni sono assorbiti dai nuclei pesanti a formare isotopi ricchi di neutroni e perciò instabili, per esempio:



Questi decadono rapidamente a formare elementi stabili come:



Modo per formare elementi più pesanti di ${}^{56}\text{Fe}$!

Tipi di Supernovae

Esistono vari tipi di supernove (Ia, Ib, Ic, II) classificate secondo i loro spettri.

Tipo I: Supernove senza righe di idrogeno nel loro spettro

Tipo Ia hanno una forte riga di Si II a 615nm. Tipo Ib hanno righe di Elio, Tipo Ic non hanno Elio.

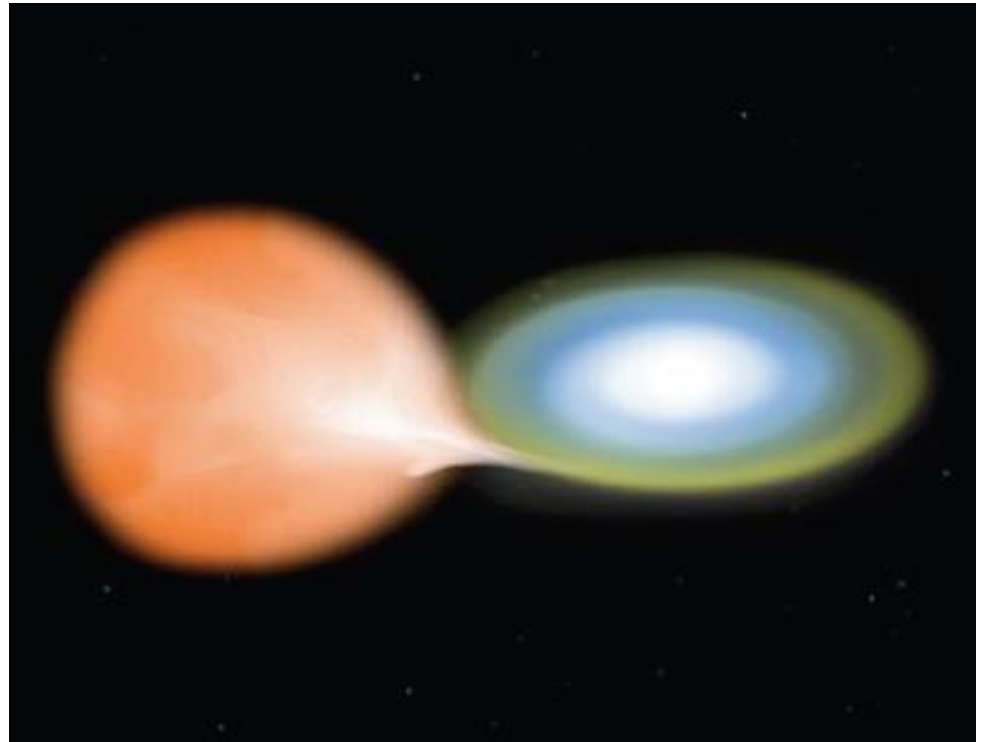
Tipo II: Supernove con righe di idrogeno nello spettro.

I tipi II, Ib, Ic sono riconducibili al collasso del nucleo in stelle massicce (fase finale della vita delle stelle).

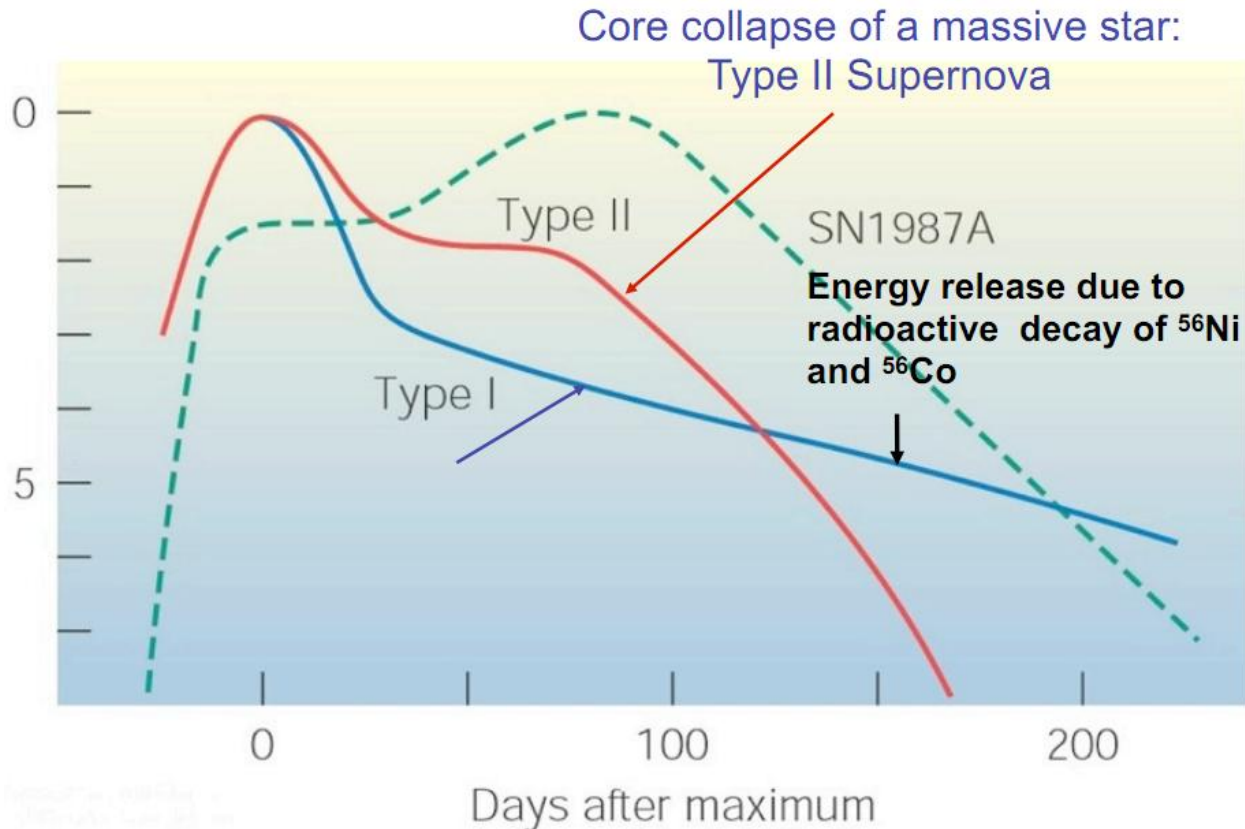
Il tipo Ia invece è riconducibile all'esplosione di una stella di massa \sim solare in sistemi stellari "vecchi". Le supernove di tipo Ia si originano **in sistemi binari costituiti da una gigante rossa ed una nana bianca.**

Supernova Ia

La perdita di massa della gigante rossa aumenta la massa della nana bianca e la porta sopra il limite di Chandrasekar. Si ha il collasso del nucleo e quando la temperatura è sufficientemente alta si innesca il bruciamento esplosivo del C. La stella è completamente distrutta dall'esplosione!



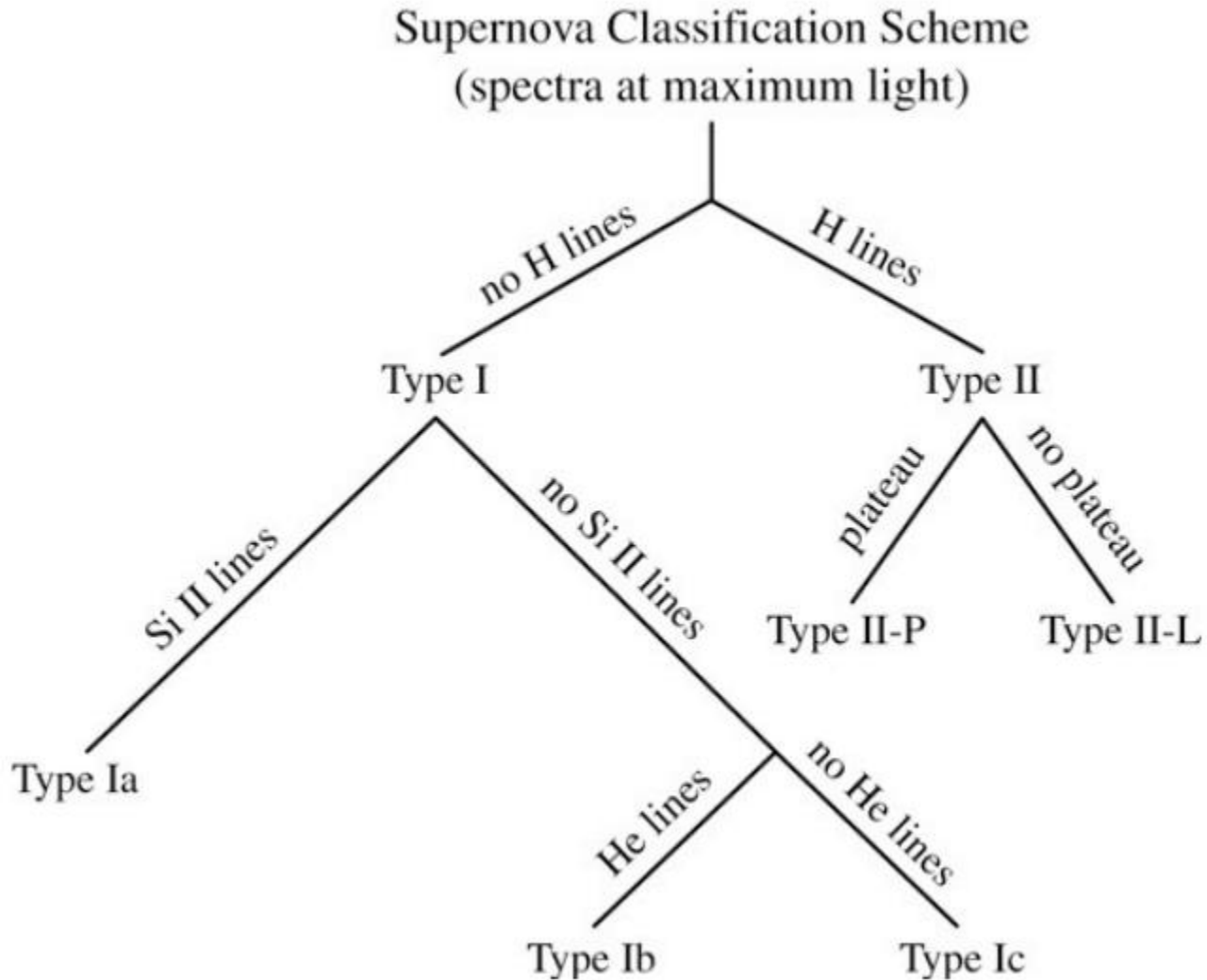
Supernovae: curve di luce



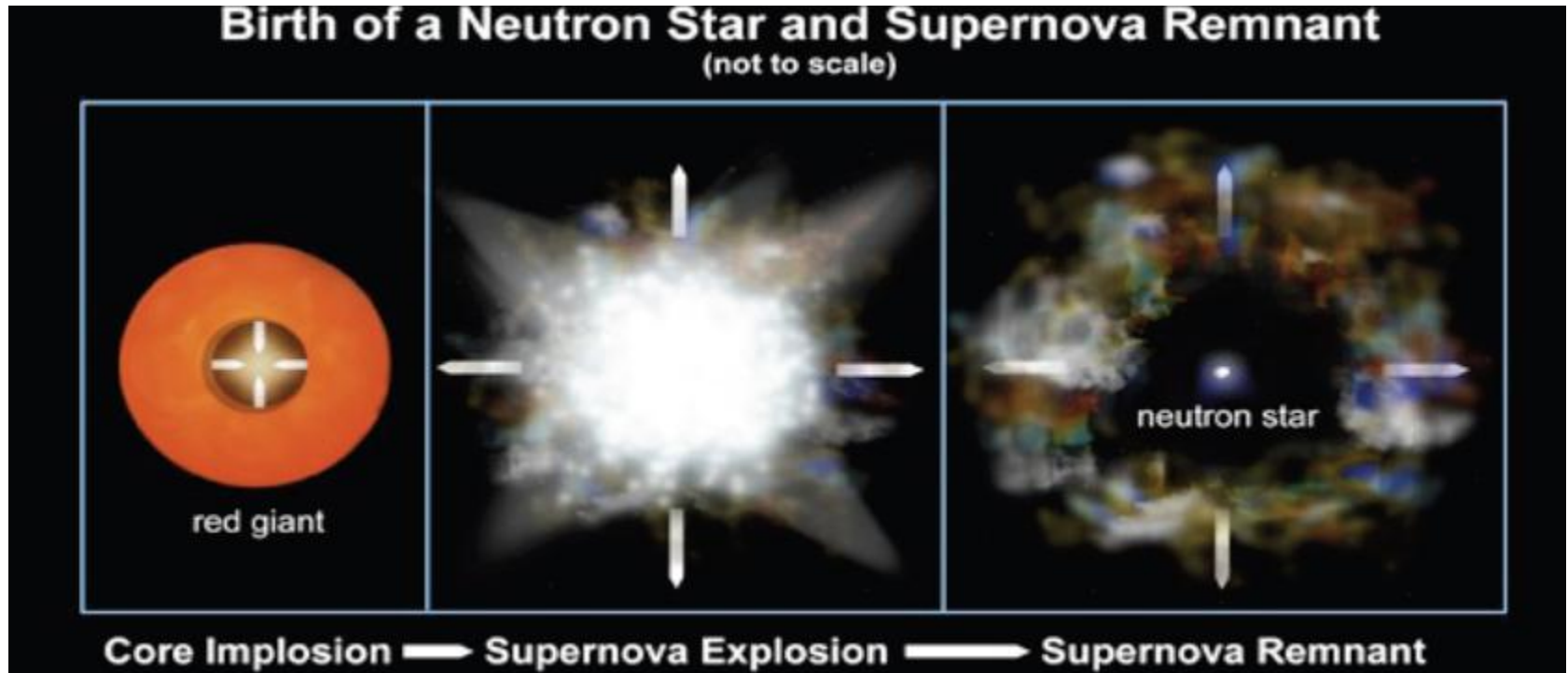
Mettendo in relazione la luminosità di una supernova con un periodo di tempo, la curva di luce che ne risulta mostra un caratteristico picco seguito da un declino.

Le Supernovae di tipo II hanno un tasso di declino medio di 0,008 magnitudini al giorno, un tasso minore rispetto a quello delle supernovae di tipo Ia.

Classificazione delle SN



«Resti» di Supernovae

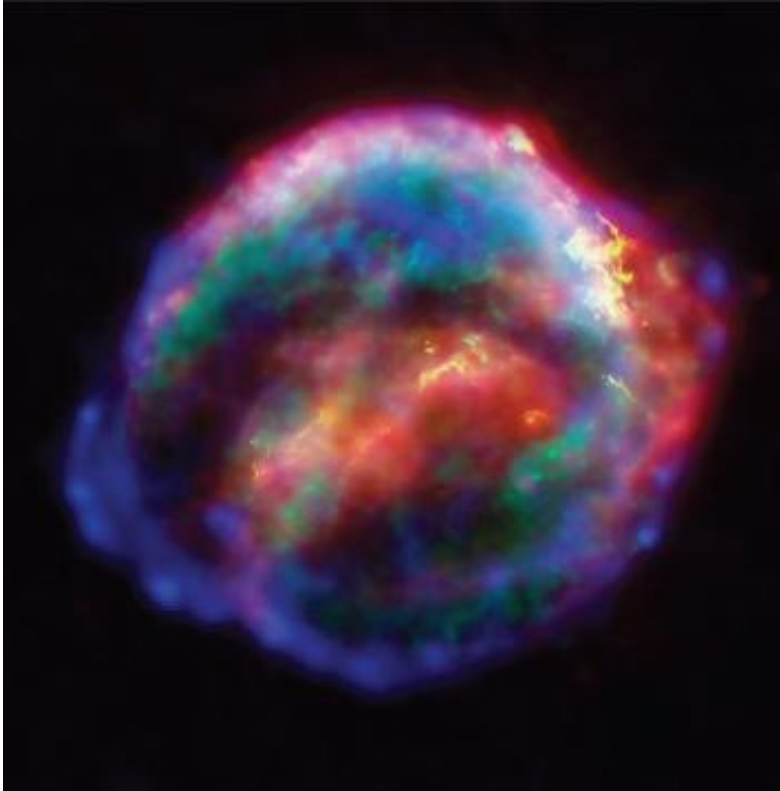


Le supernovae di tipo II lasciano come residuo una stella di neutroni o un buco nero (nucleo della stella).

Le supernovae di tipo I e II producono un "resto" di supernova.

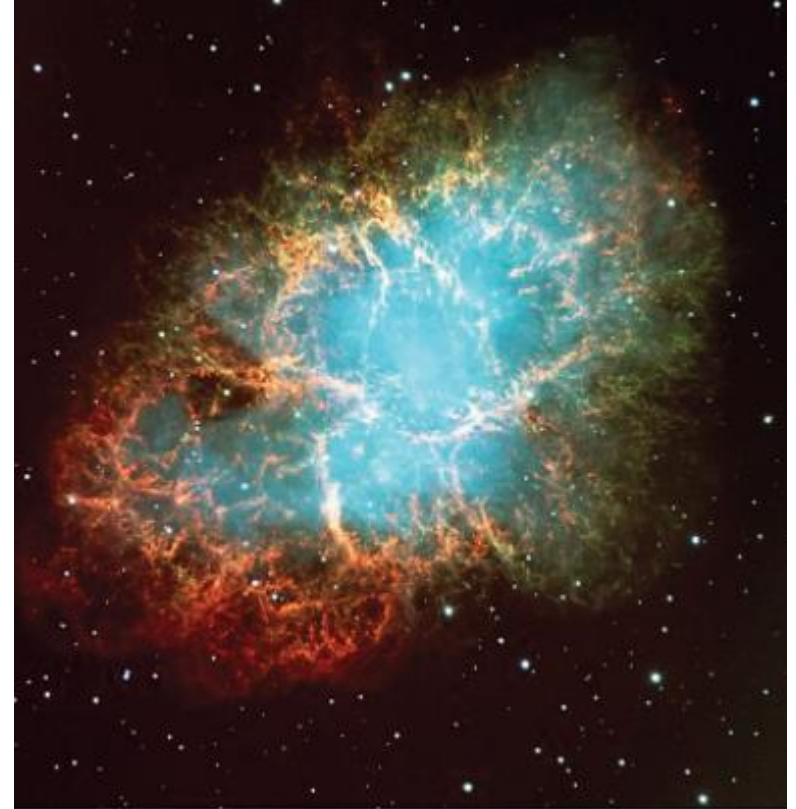
Supernovae Remnants. Prodotto dalla nube di gas caldissimo che spazza via il mezzo interstellare. Dura circa 1000 anni.

Resti di Supernovae



Il resto della supernova di Keplero viene da una supernova esplosa nel 1604.

Nube di gas a ~ 1000 K (verde) spazza via il gas a velocità di ~ 2000 km/s (blu).



Nebulosa del Granchio: resto di supernova esplosa nel 1054 e documentata dagli astronomi cinesi.

Rimase visibile di giorno per 23 giorni!

Stella di Neutroni

Durante l'esplosione di una supernova il nucleo di ferro si contrae, i nuclei atomici si disgregano in neutroni.

Il collasso è arrestato dalla pressione di degenerazione dei neutroni.

Il nucleo di neutroni è quello che poi resta a formare la stella di neutroni.

Proprietà di una stella di neutroni:

massa, $M \sim 1.4 - 3$ (?) masse solari

raggio, $R \sim 10$ km

densità, $\rho \sim 10^{17} - 10^{18}$ kg /m³

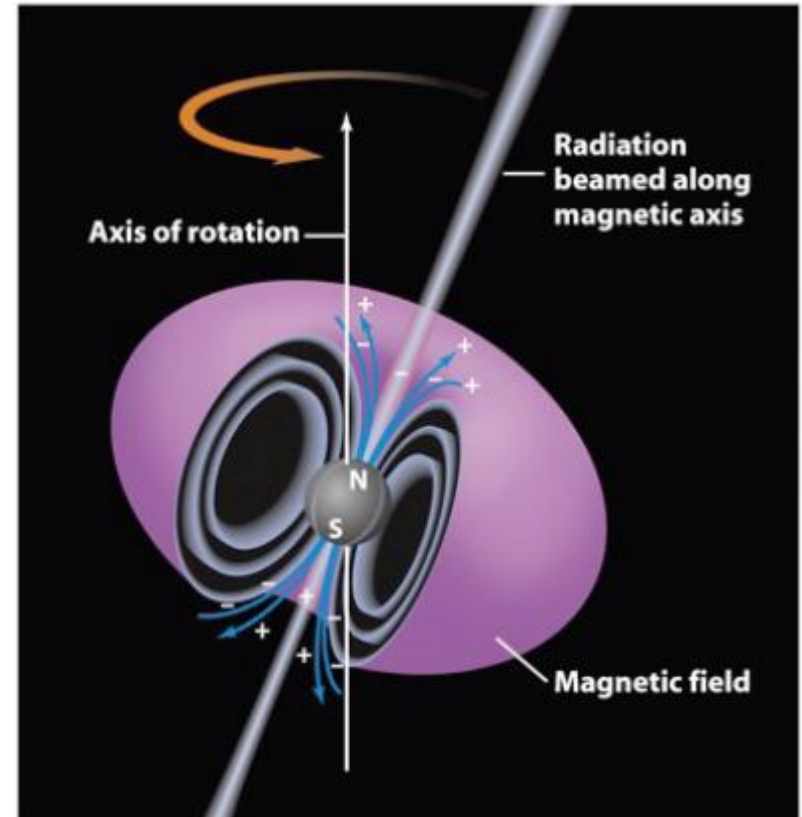
(nucleo atomico $\rho = 2 \times 10^{17}$ kg m/³)

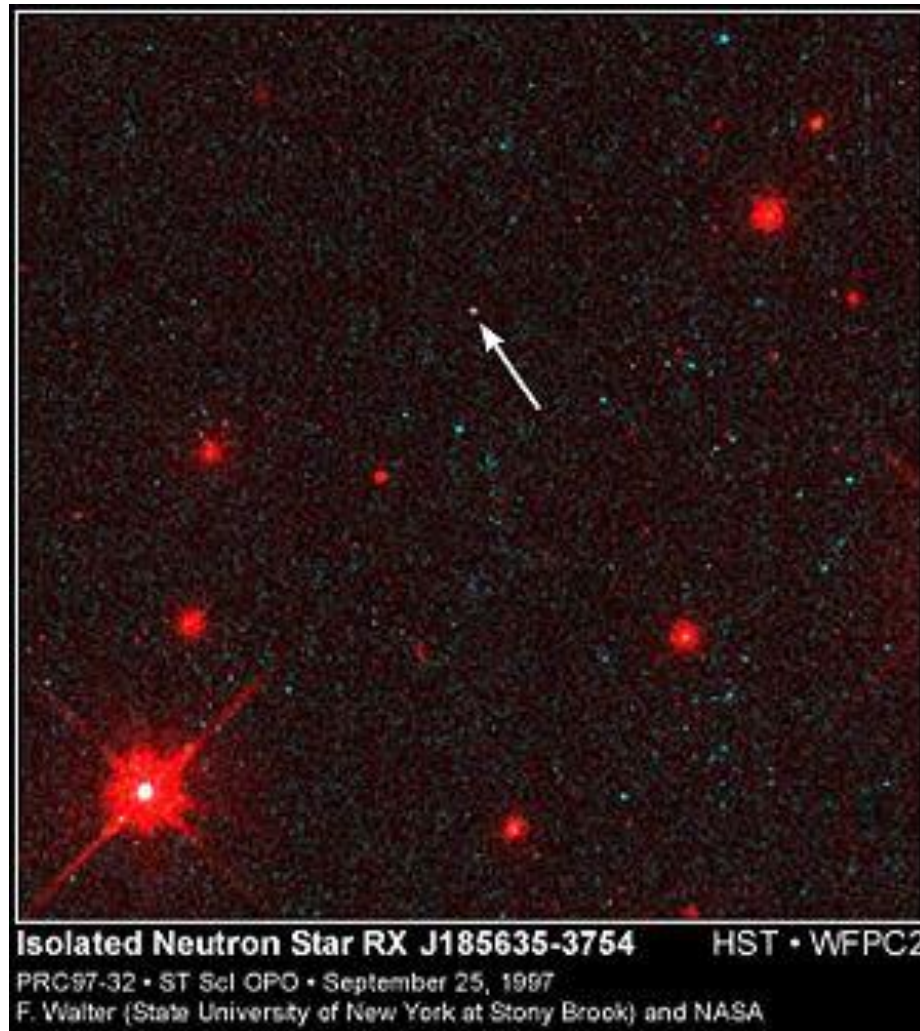
gravità superficiale, $g = GM/R^2 \sim 10^{12}$ m/s² $\sim 10^{11}$ g (!)

velocità di fuga, $V_f = (2 GM/R)^{0.5} \sim 2.3 \times 10^5$ km/s $\sim 0.8 c$ (!)

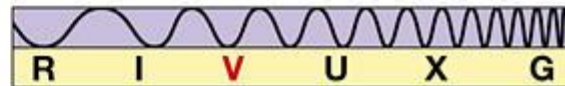
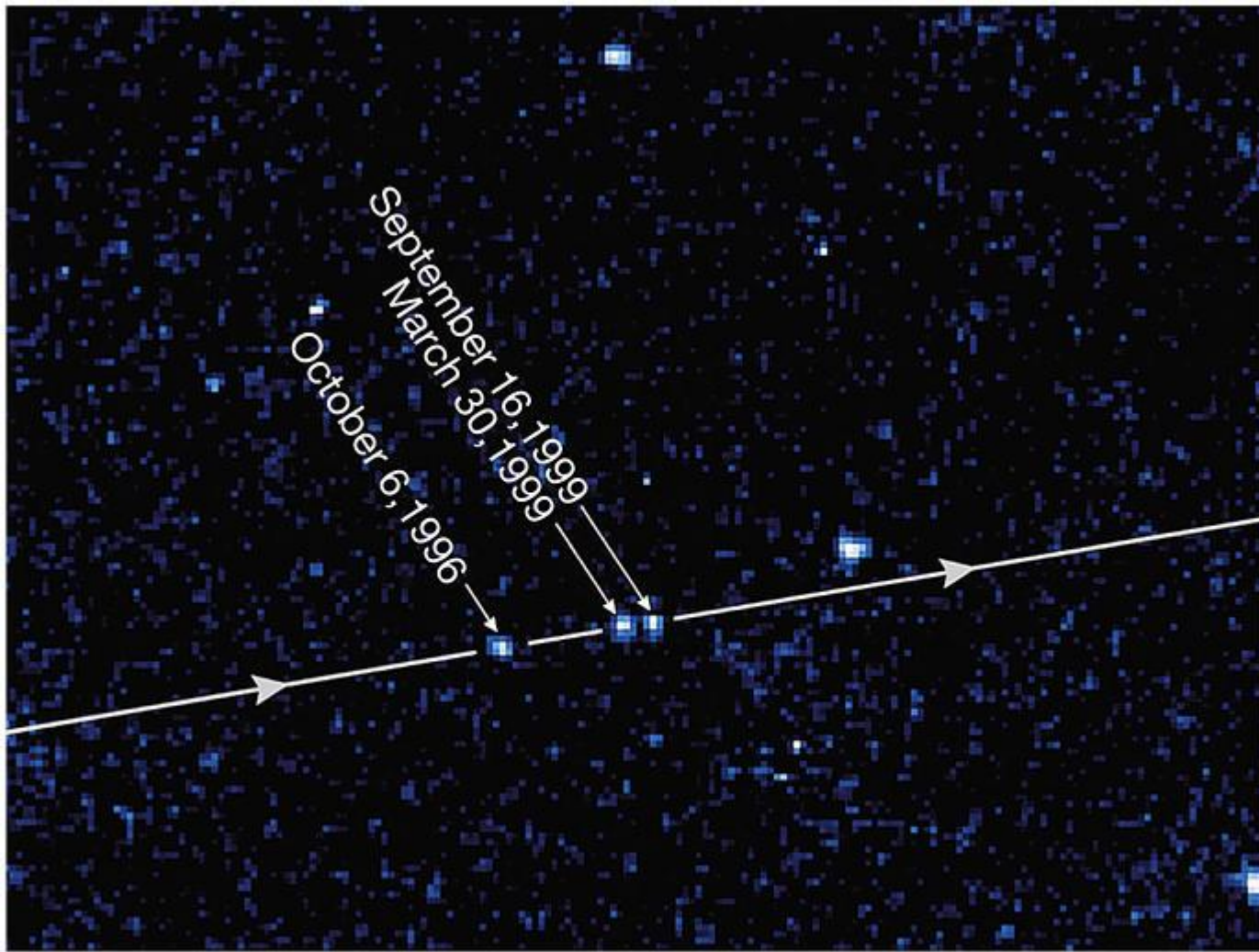
Il momento angolare si conserva \rightarrow ruota rapidamente.

Il flusso magnetico ($\sim B \times R^2$) si conserva \rightarrow **forte campo magnetico.**





Stelle di neutroni: molto difficili da trovare...pero' l'1% si puo' trovare facilmente...

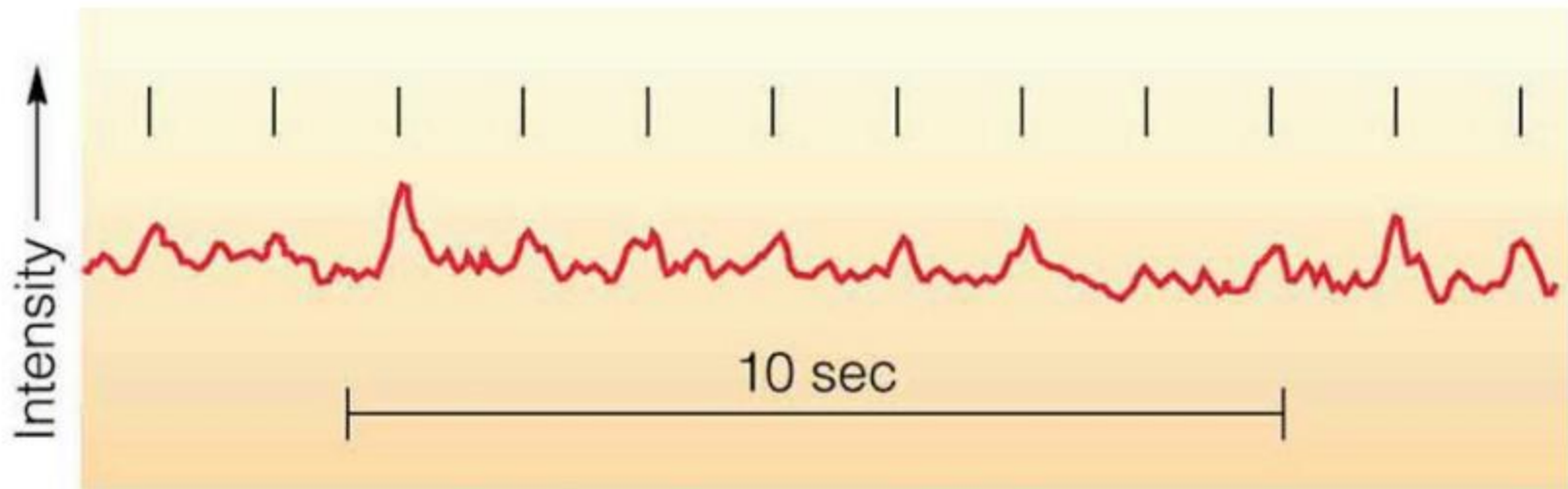


Copyright © 2005 Pearson Prentice Hall, Inc.

Alcune stelle di neutroni hanno moto propri elevati...come se l'esplosione della SN fosse asimmetrica.

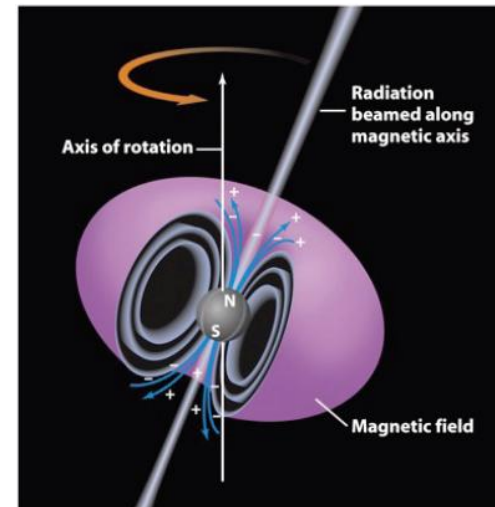
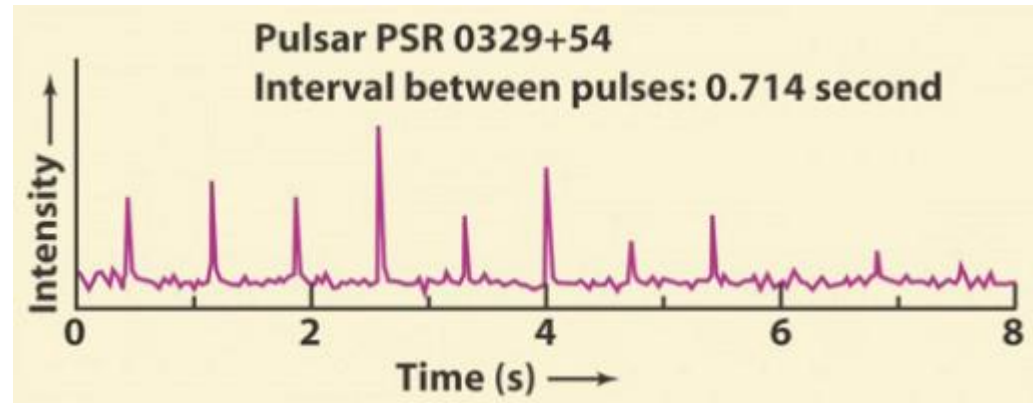
Discovery of pulsars: Bell and Hewish, 1967

Jocelyn Bell

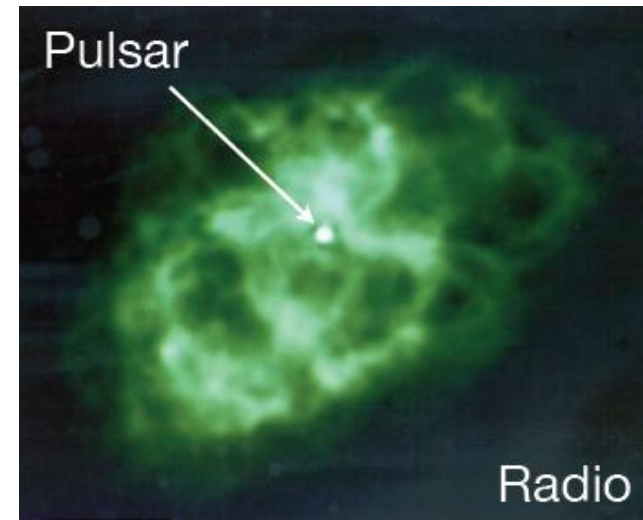
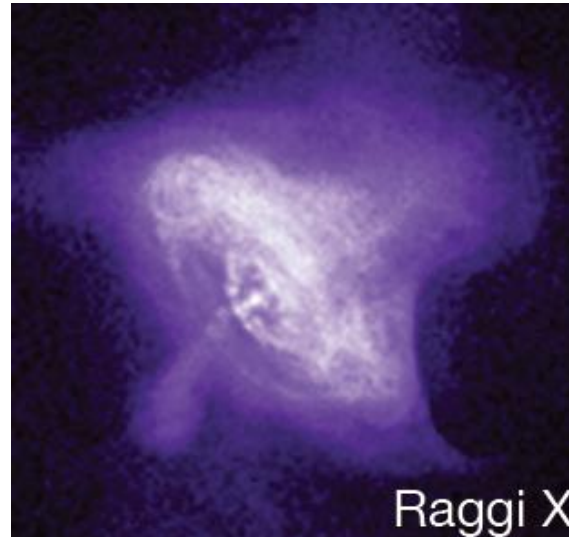
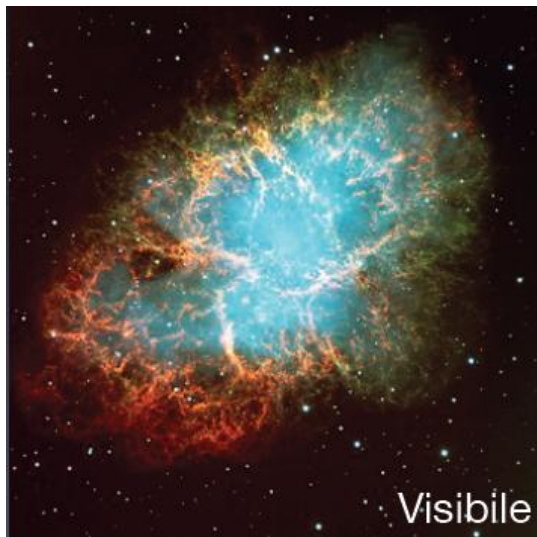


Pulsars

L'esistenza delle stelle di neutroni fu predetta nel 1930 (Zwicky & Baade).
Ma non fu provata fino al 1967, quando Jocelyn Bell-Burnell & Anthony Hewish scoprirono le Pulsar, sorgenti radio con pulsazioni estremamente regolari ($P = 0.001$ s); inizialmente ritenuti segnali da esseri "intelligenti" poi ci si è resi conto che sono stelle di neutroni rapidamente ruotanti; un corpo di massa M e raggio R che ruota con periodo P per non essere distrutto dalla forza centrifuga deve avere $P = (3\pi/G\rho)^{0.5}$:
 $P = 0.001$ s $\rightarrow \rho = 1.4 \times 10^{17}$ kg m⁻³
Le pulsazioni sono dovute all'emissione a "faro" della pulsar.



La Nebulosa del Granchio



Buchi neri

Come per le nane bianche c'è una massa limite anche per le stelle di neutroni:

$M < 3$ Masse Solari

Non esiste nessun processo fisico noto che si possa opporre al collasso gravitazionale di una stella di neutroni.

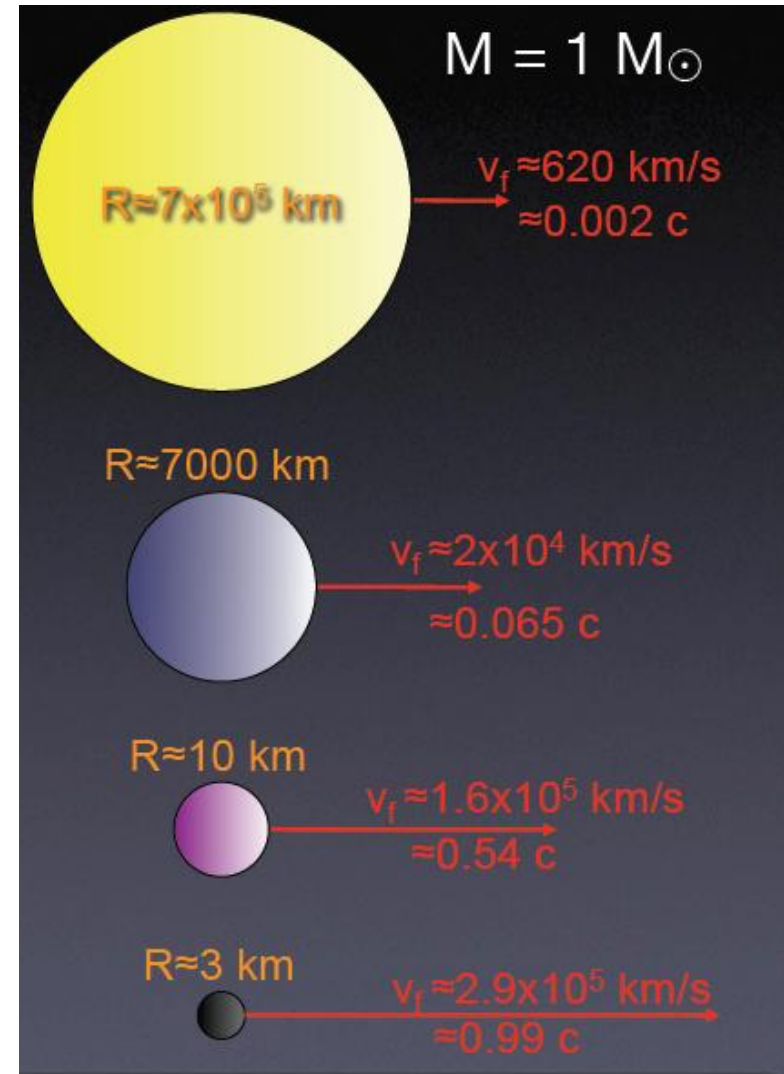
La stella collasserà in un punto di volume nullo e densità infinita, ovvero una singolarità: un **Buco Nero** (Black Hole, BH).

La velocità di fuga dalla superficie di un corpo sferico di massa M e raggio R è:

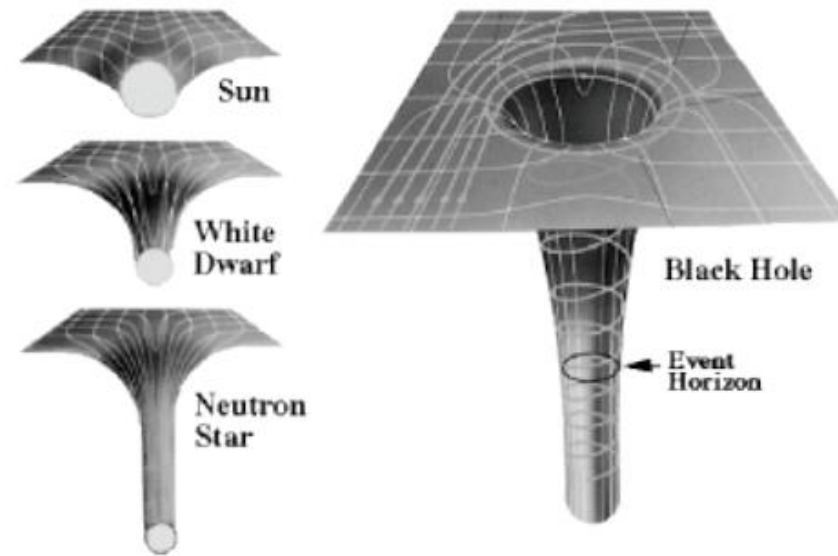
$$v_f = (2GM/R)^{0.5}$$

Supponiamo di comprimere il Sole in una sfera di raggio < 3 km:

$v_f > c$ ($c = 300000$ km/s velocità della luce)
neanche la luce può sfuggire \rightarrow Buco Nero!



I Black Holes



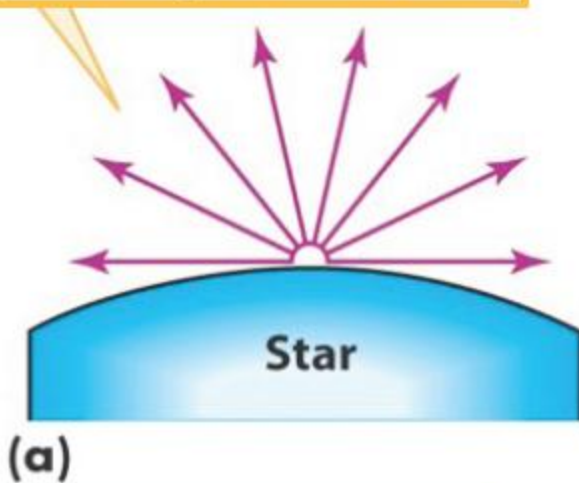
Il forte campo gravitazionale vicino ad un buco nero (BH) può essere descritto solo utilizzando la teoria della relatività generale di Einstein.

Nella relatività generale lo spazio ed il tempo fanno parte di uno spazio-tempo a 4 dimensioni (3 spaziali ed 1 temporale).

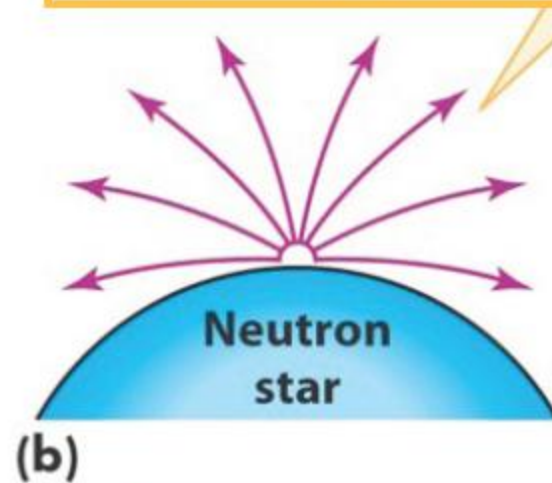
La massa **curva** lo spazio-tempo. La curvatura dello spazio-tempo determina il moto delle masse. La gravità è una manifestazione della curvatura dello spazio-tempo.

I corpi celesti (pianeti, stelle ecc.) abbastanza lontani dal corpo nero continueranno a muoversi secondo le leggi di Newton.

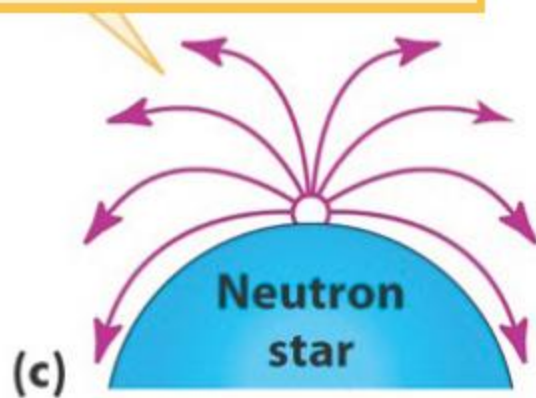
1. Una supergigante ha una gravità relativamente debole, i fotoni emessi viaggiano lungo linee ~rette.



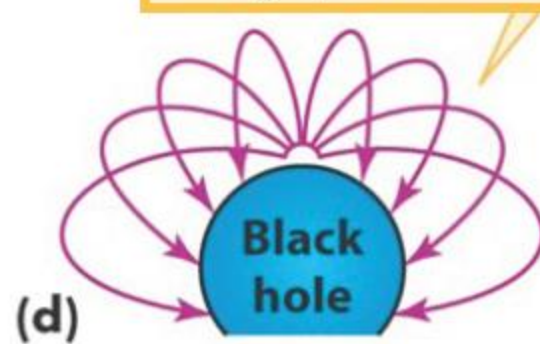
2. Durante il collasso a stella di neutroni, la gravità superficiale è sempre più forte e le traiettorie dei fotoni vengono "curvate".



3. Il collasso continua, la gravità è sempre più forte e le traiettorie sempre più curve.



4. Quando la stella collassa al di sotto di un raggio critico, diventa un BH: i fotoni hanno traiettorie curve che non gli permettono di sfuggire.



Orizzonte degli eventi

La massa di un BH è concentrata in un punto di volume zero e densità infinita: una singolarità (non vale più la fisica nota).

Questa singolarità è “nascosta” dall'**orizzonte degli eventi**: il volume intorno alla singolarità da cui né particelle né fotoni riescono a sfuggire.

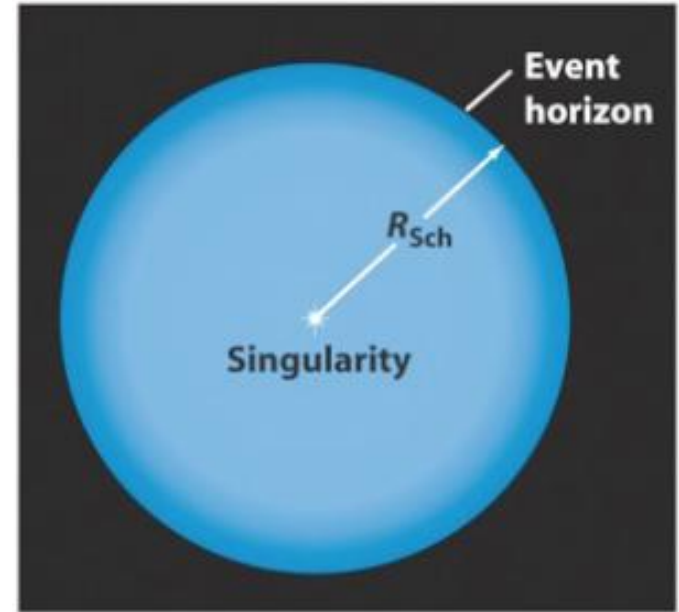
Il raggio dell'orizzonte degli eventi (**Raggio di Schwarzschild**) si ottiene dall'espressione della velocità di fuga sostituendo

$$v_f \rightarrow c; c = (2GM/R)^{0.5} \text{ ovvero:}$$
$$R_S = 2GM/c^2 \sim 3 \text{ km } (M/M_{\text{sole}})$$

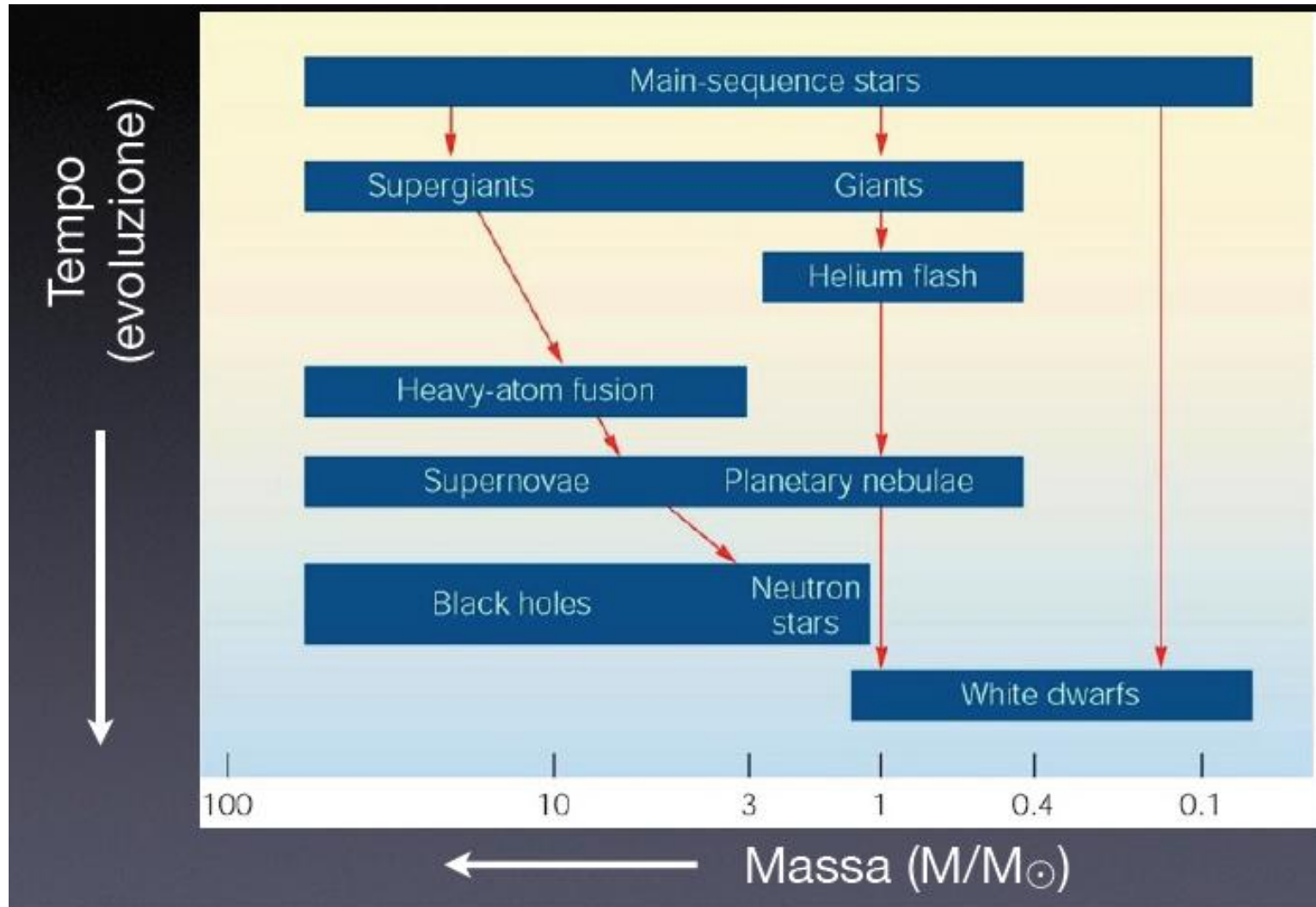
Un derivazione rigorosa richiede la relatività generale.

Un buco nero è completamente caratterizzato da massa M , momento angolare J (velocità di rotazione; $J=0 \rightarrow$ **BH di Schwarzschild**, $J>0 \rightarrow$ **BH di Kerr**) e carica elettrica Q (in pratica $Q \sim 0$).

Le proprietà del materiale che cade in un BH sono irrilevanti una volta che ha passato l'orizzonte degli eventi!



Stadi finali dell'Evoluzione Stellare

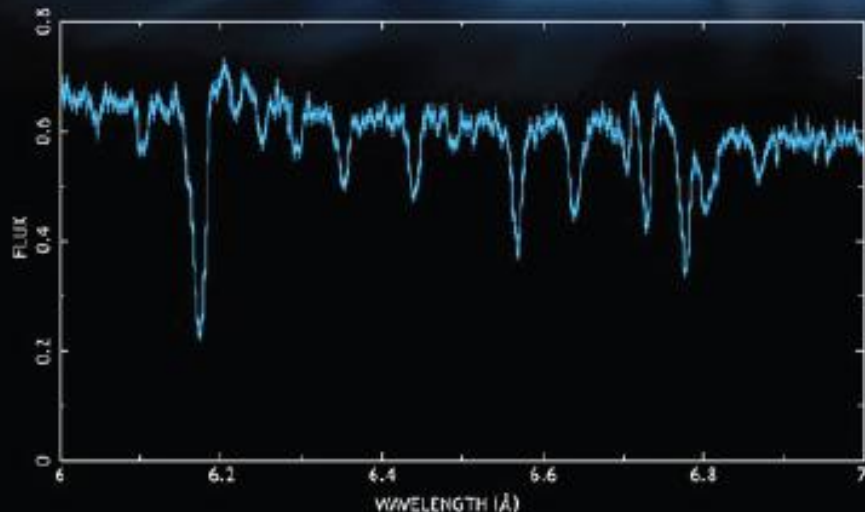


Le binarie X

Sistemi binari composti da una stella normale e da un oggetto compatto: stella di neutroni o buco nero.



Disco di accrescimento



Si forma un disco di accrescimento molto caldo attorno all'oggetto compatto.

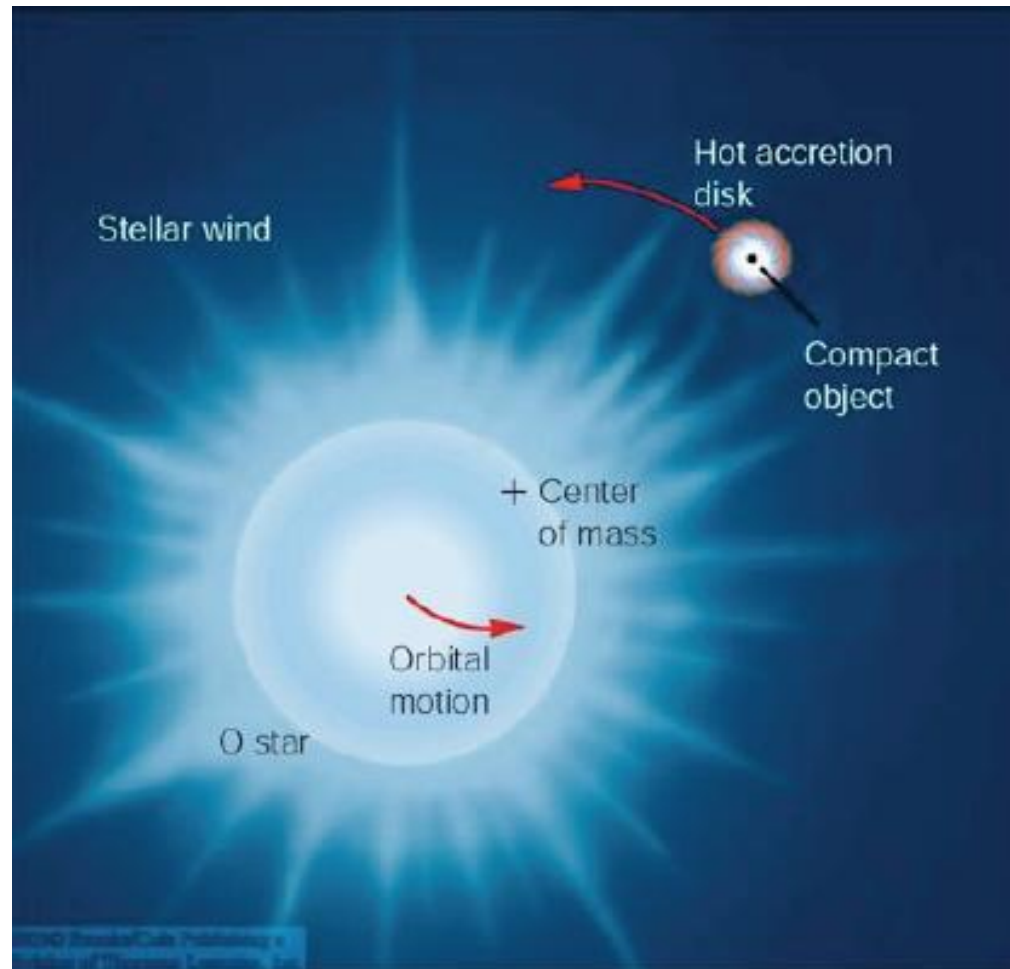
Sono sorgenti X brillanti e molto variabili.

Lo spettro X mostra righe di assorbimento da un vento molto ionizzato proveniente dal disco.

Come si osservano i BH ?

I buchi neri non possono essere osservati direttamente, ma solo attraverso i loro effetti gravitazionali.

Un esempio è la scoperta dei BH nelle binarie X:
la massa può essere misurata dalla oscillazioni periodiche (effetto Doppler) della stella compagna.
Se la stella compatta ha massa $> 3 M_{\text{solari}}$ allora deve essere un BH.



Gamma Ray Bursts (GRB)

Brevi e intensi lampi (bursts) di raggi γ .
Durata del singolo lampo \sim pochi secondi.
L'alone nei raggi X e nell'ottico sparisce in alcuni giorni.

Due tipi di GRB:
di **lunga durata**: 2 \rightarrow 1000 s (più comuni)
di **corta durata**: 0.01 \rightarrow 2 s

Sono distribuiti a caso su tutto il cielo \rightarrow
hanno un'origine extragalattica.

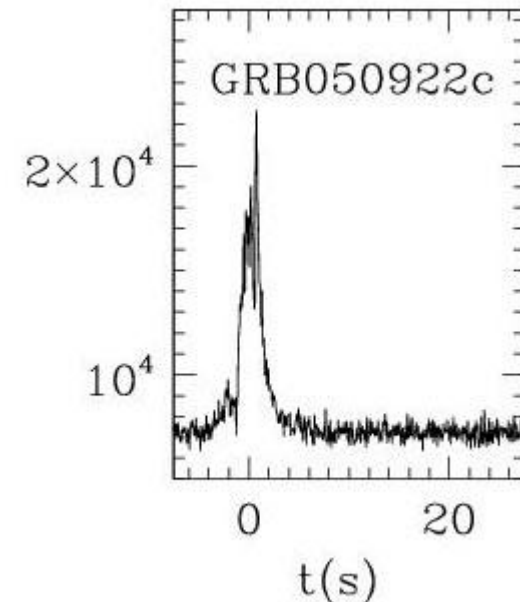
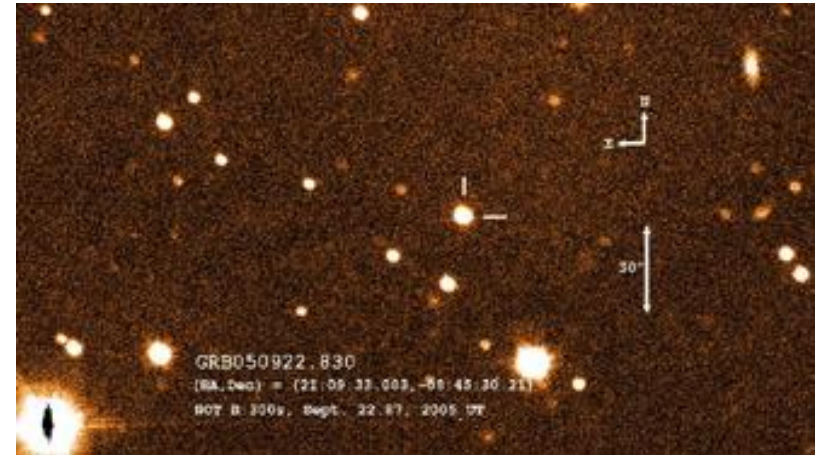
L'origine extragalattica comporta
luminosità ed energie estreme:

$L \sim 10^{43}$ W

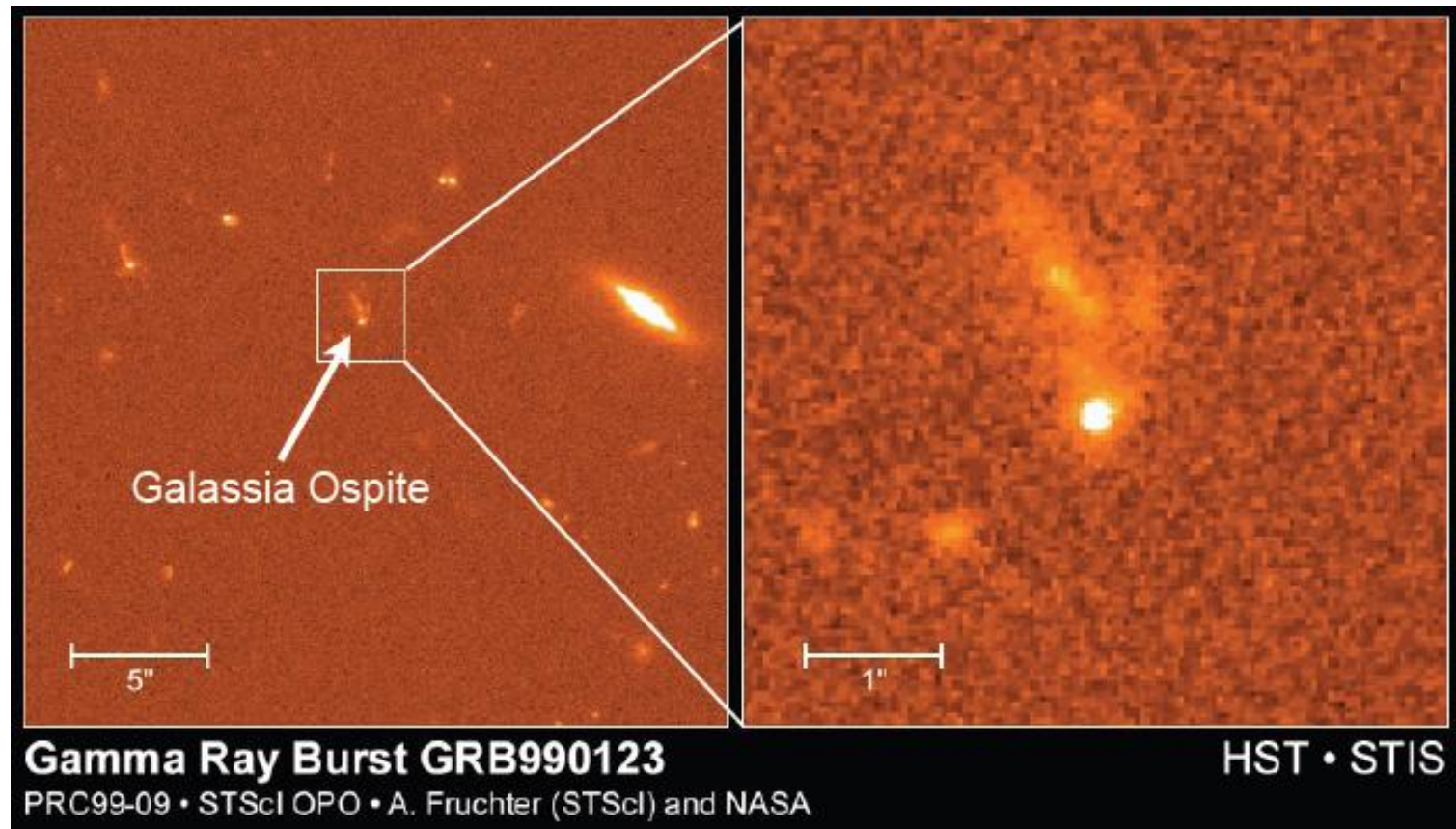
$E \sim 10^{45}$ J

Nei casi più estremi:

$E \sim 10^{47}$ J \sim $M_{\text{solare}} c^2$ (!)



Natura Extragalattica dei GRB

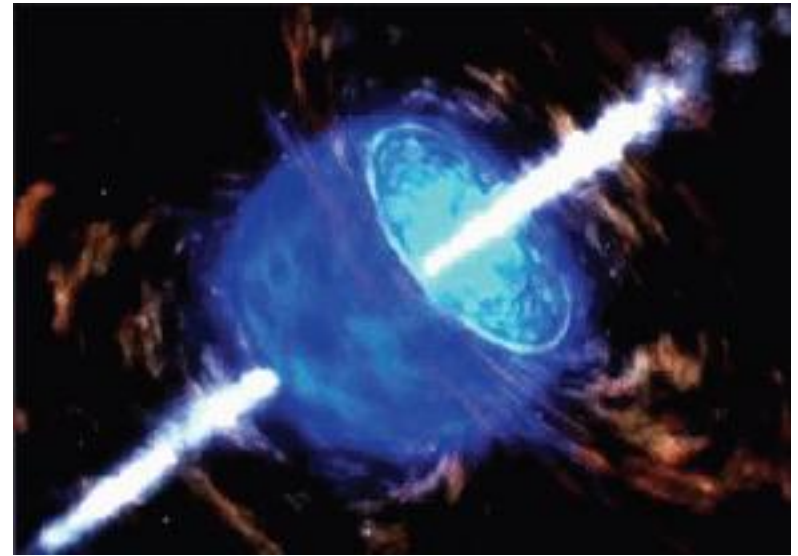


La natura extra-galattica dei GRB e' stata confermata dalle misure combinate del satellite Italiano Beppo-Sax e dell'HST. GRB e galassia ospite sono nelle stesse coordinate.

Cosa produce i GRB ?



Durata corta:
stadio finale della fusione
di una binaria composta
da stella di neutroni e
buco nero (o altra stella di
neutroni).



Durata lunga:
collasso del nucleo di una
stella massiccia ($> 25 M_{\text{solari}}$)
rapidamente ruotante