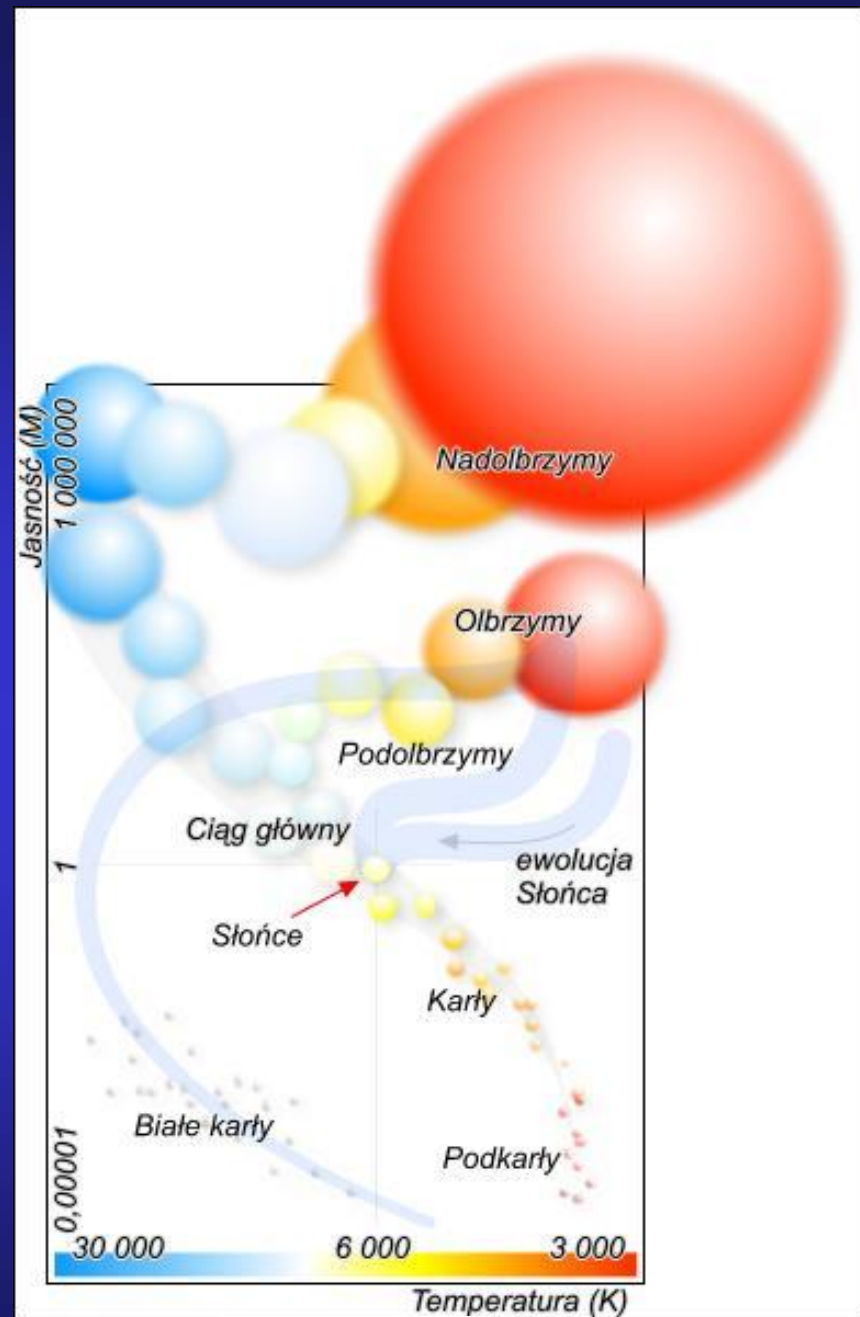


Ewolucja Wszechświata

Wykład 8

Ewolucja gwiazd cz.2

Diagram HR



Biały karzeł

Jeśli n cząstek znajduje się w objętości V ,
to odległość między cząstkami:

$$\Delta x \cdot \Delta p \geq \hbar$$

$$\Delta x \approx \left(\frac{V}{n} \right)^{\frac{1}{3}}$$

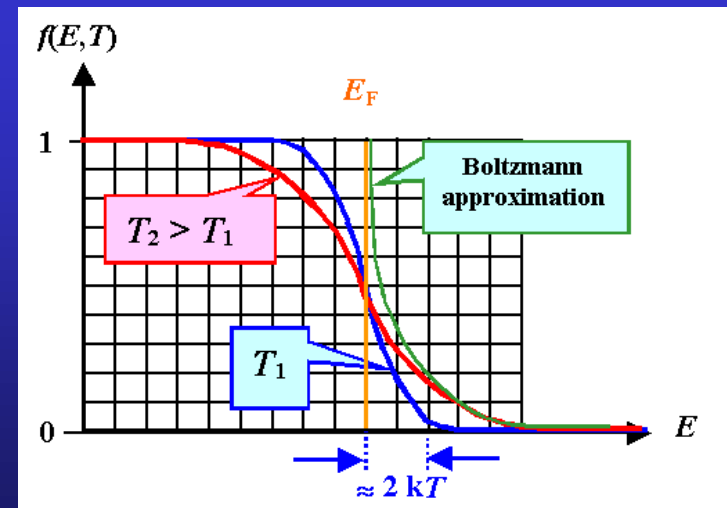
Więc nieokreśloność pędu:

$$\Delta p \approx \frac{\hbar}{\left(\frac{V}{n} \right)^{\frac{1}{3}}}$$

Elektrony (fermiony) stłoczone w
ograniczonej przestrzeni nie mogą
być w spoczynku nawet w $T = 0$.
Zajmują kolejne stany pędowe aż do
pędu Fermiego p_f

Dokładnie:

$$p_f = h \left(\frac{3}{8\pi} \cdot \frac{n}{V} \right)^{\frac{1}{3}}$$



Biały karzeł

Pędoowi Fermiego odpowiada energia Fermiego (nierelatywistycznie):

$$E_f = \frac{p_f^2}{2m} = \frac{h^2}{8m} \cdot \left(\frac{3}{\pi} \cdot \frac{n}{V} \right)^{\frac{2}{3}}$$

Z równania stanu gazu:

$$PV = \frac{2}{3} n \bar{E}$$

Związek między średnią energią kinetyczną a energią Fermiego:

$$\bar{E} = \frac{3}{5} E_f$$

$$PV = \frac{2}{3} n \left(\frac{3}{5} E_f \right)$$



$$P = \frac{2}{5} \frac{n E_f}{V} = \frac{h^2}{20m} \left(\frac{3}{\pi} \right)^{\frac{2}{3}} \left(\frac{n}{V} \right)^{\frac{5}{3}}$$

Biały karzeł

Całkowita energia białego karła:

$$E(R) = n_e \bar{E}_e + U = \frac{3}{5} n_e (E_f)_e - \frac{3}{5} \frac{GM^2}{R}$$

Kwantowo-mechaniczna
energia gazu elektronowego

Energia potencjalna
grawitacji

$$E(R) = \frac{3}{5} \frac{xn}{R^2} \frac{h^2}{8m_e} \left(\frac{9}{4\pi^2} xn \right)^{\frac{2}{3}} - \frac{3}{5} \frac{Gn^2 M_p^2}{R}$$

n – całkowita liczba nukleonów

$x = Z/A$

Masa gwiazdy $M = n \cdot M_p$

Całkowita liczba elektronów: $n_e = xn$

$$E_f = \frac{p_f^2}{2m} = \frac{h^2}{8m} \cdot \left(\frac{3}{\pi} \cdot \frac{n}{V} \right)^{\frac{2}{3}}$$

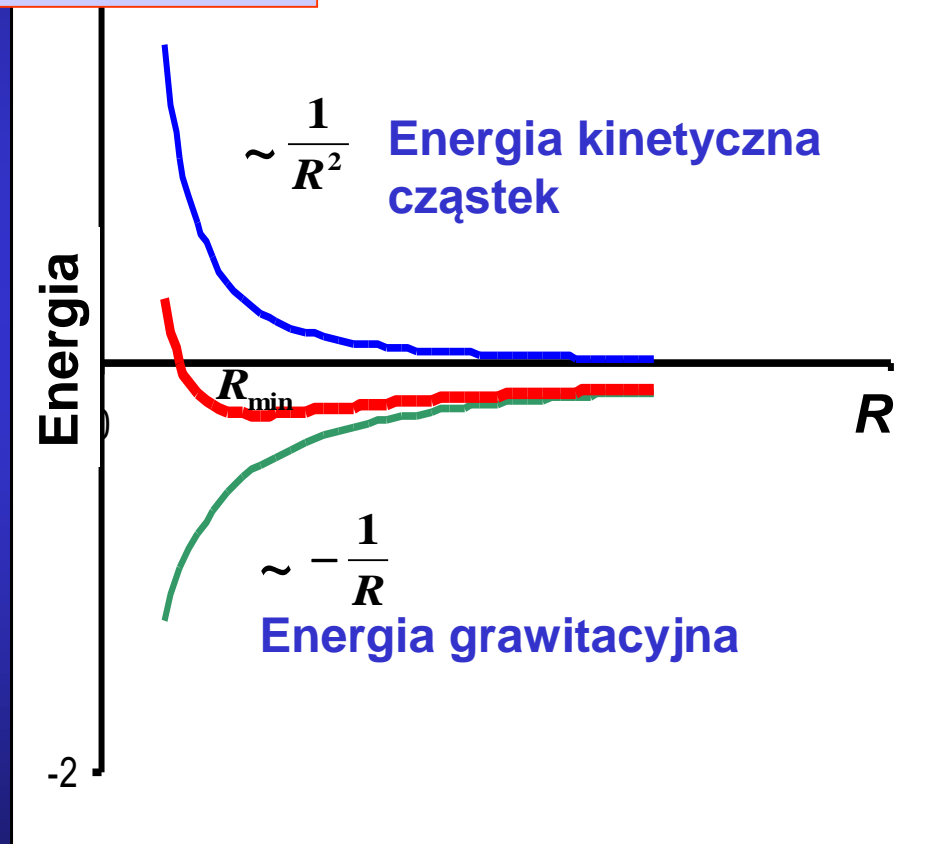
Biały karzeł

$$E(R) = \frac{3}{5} \frac{x n}{R^2} \frac{h^2}{8m_e} \left(\frac{9}{4\pi^2} x n \right)^{\frac{2}{3}} - \frac{3}{5} \frac{G n^2 M_p^2}{R}$$

Energia ma minimum dla:

$$\frac{dE}{dR} = 0$$

Stan równowagi



Biały karzeł

Stan równowagi
dla promienia:

$$R = \frac{xh^2}{4m_e} \left(\frac{9}{4\pi^2} xn \right)^{\frac{2}{3}} \frac{1}{GnM_p^2}$$

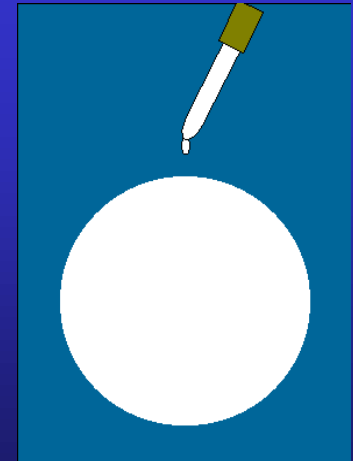
Dla typowego białego karła o masie $\sim 0,85$ masy Słońca ($n = 10^{57}$, $x=1/2$)

$$R \approx 8000 \text{ km}$$

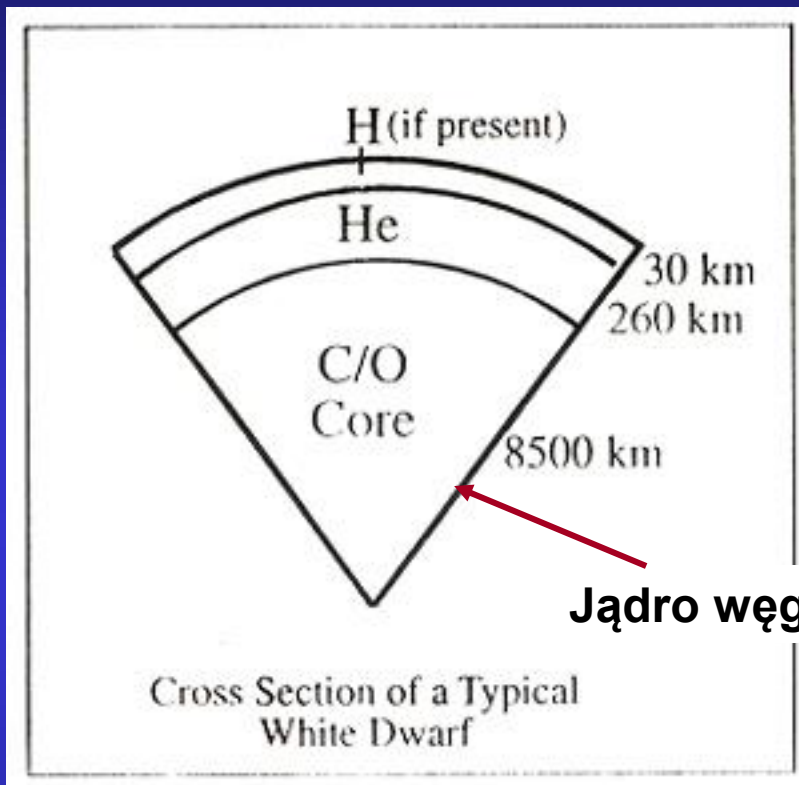
$$\rho \approx 3 \cdot 10^6 \text{ g/cm}^3$$

$$R \propto \frac{1}{n^{\frac{1}{3}}} \propto \frac{1}{M^{\frac{1}{3}}}$$

Masa rośnie – promień maleje!



Biały karzeł



Jądro węglowo-tlenowe

Budowa typowego białego karła

Biały karzeł stygnie i nie zmienia swoich rozmiarów.

Promień zbliżony do promienia Ziemi

Masa: 0,4 – 1,4 masy Słońca

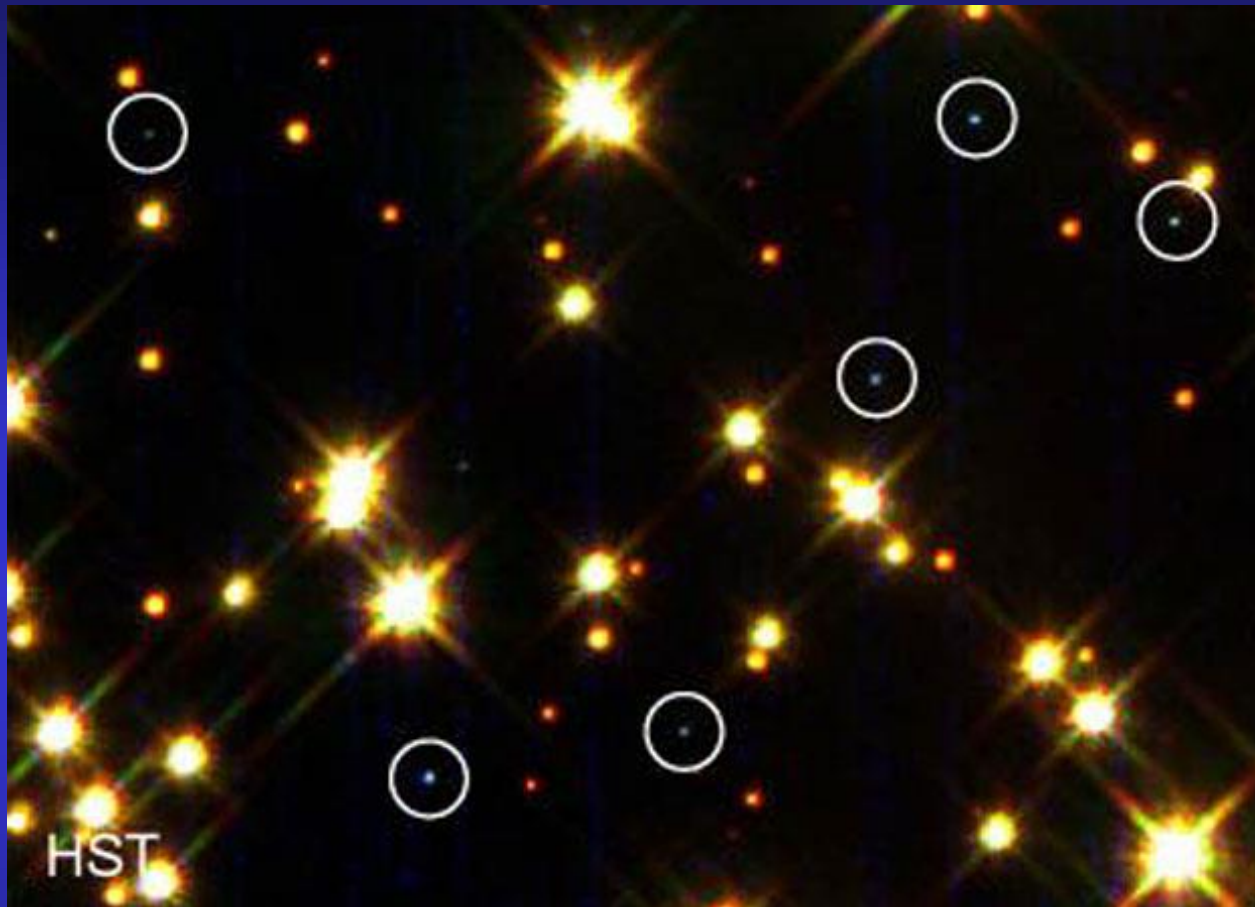
Gęstość: 10^6 g/cm³



Syriusz B – biały karzeł

Syriusz – jedna z najbliższych Słońca gwiazd

Biały karzeł



Zdjęcie z teleskopu Hubble'a przedstawiające mały obszar blisko centrum gromady gwiazd M4 w naszej Galaktyce z dużą koncentracją białych karłów (w kółkach)

Biały karzeł

Jak zależy energia Fermiego od masy gwiazdy?

$$R \propto n^{-\frac{1}{3}}$$

$$E_f = \frac{p_f^2}{2m} = \frac{h^2}{8m} \cdot \left(\frac{3}{\pi} \cdot \frac{n}{V} \right)^{\frac{2}{3}}$$

$$E_f \propto \left(\frac{n}{V} \right)^{\frac{2}{3}} \propto \left(\frac{n}{R^3} \right)^{\frac{2}{3}} \propto \left(\frac{n}{n^{-\frac{1}{3} \cdot 3}} \right)^{\frac{2}{3}} \propto \left(\frac{n}{n^{-1}} \right)^{\frac{2}{3}} \propto n^{\frac{4}{3}}$$

Gdy n rośnie, energia Fermiego staje się porównywalna z masą.

Energia kinetyczna relatywistyczna:

$$E_f = \left(c^2 p_f^2 + m^2 c^4 \right)^{\frac{1}{2}} - mc^2$$

Dla cząstek skrajnie relatywistycznych $p_f \gg mc$:

$$E_f = p_f c = \frac{1}{2} hc \left(\frac{3n}{\pi V} \right)^{\frac{1}{3}}$$

Biały karzeł

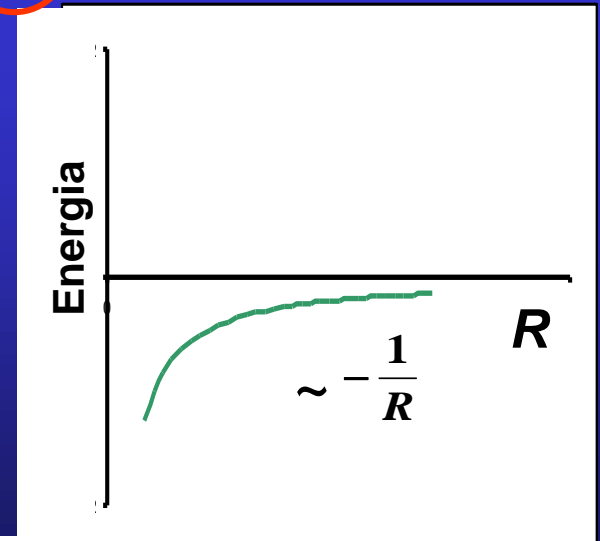
Całkowita energia:

$$E(R) = n_e \bar{E}_e + U = \frac{3}{5} n_e (E_f)_e - \frac{3}{5} \frac{GM^2}{R}$$

$$E(R) = \frac{3}{4} \frac{xn}{R} \frac{hc}{2} \left(\frac{9}{4\pi^2} xn \right)^{\frac{1}{3}} - \frac{3}{5} \frac{Gn^2 M_p^2}{R}$$

Gdy $n \cdot M_p$ dostatecznie duże, drugi składnik dominuje i energia maleje ze zmniejszającym się promieniem.

Brak równowagi!



Biały karzeł

Jak duże musi być $n \cdot M_p$?

$$E(R) = \frac{3}{4} \frac{xn}{R} \frac{\hbar c}{2} \left(\frac{9}{4\pi^2} xn \right)^{\frac{1}{3}} - \frac{3}{5} \frac{Gn^2 M_p^2}{R}$$

wartość krytyczna n_{kr} \longrightarrow równość członów równania

$$n_{kr} \approx \frac{(125\pi)^{\frac{1}{2}}}{4} x^2 \left(\frac{\hbar c}{GM_p^2} \right)^{\frac{3}{2}}$$

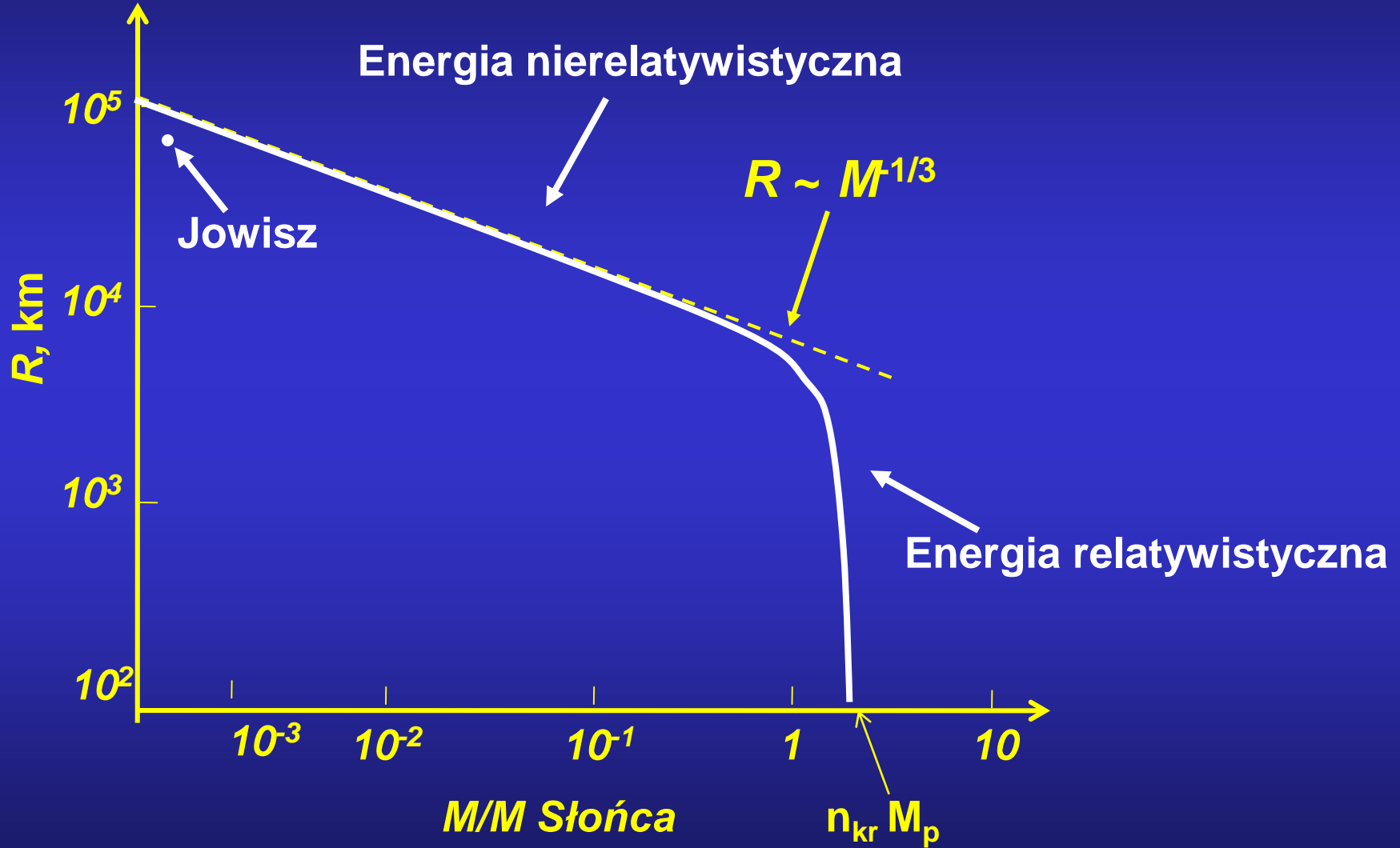
Dokładna wartość n_{kr} –
całkowanie numeryczne

Masa $n_{kr} M_p = 1,44 \cdot M_\odot$ jest największą dopuszczalną masą białego karła (*granica Chandrasekhara*)

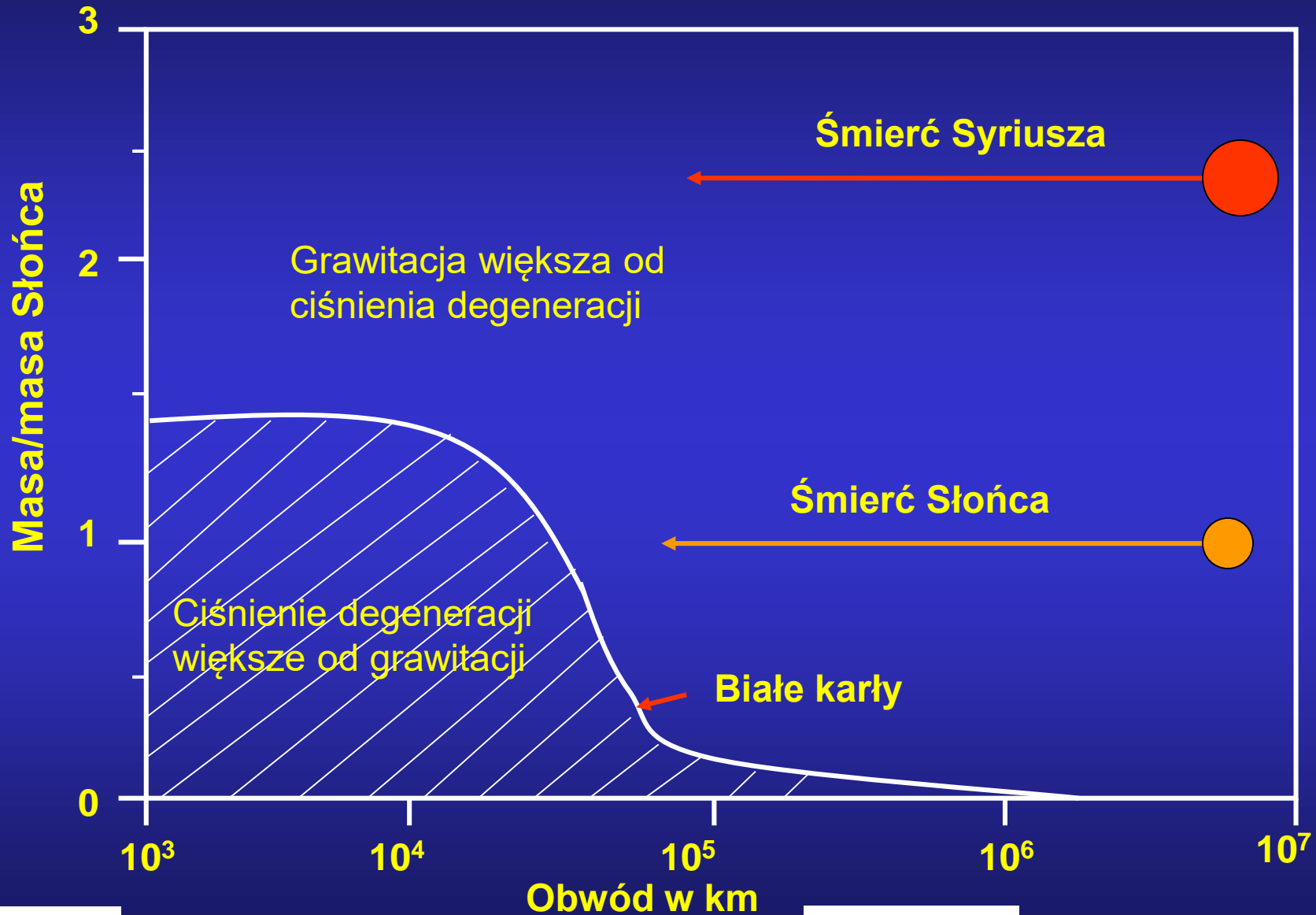
A jeśli masa przekracza $1,44 \cdot M_\odot$?

Biały karzeł

Zależność promienia od masy



Biały karzeł

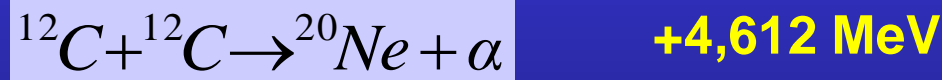
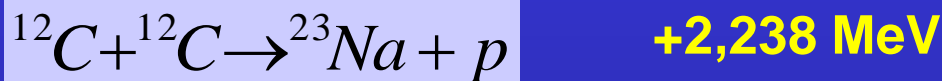
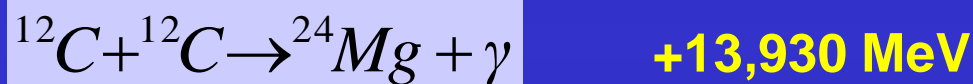


Ewolucja gwiazd masywnych

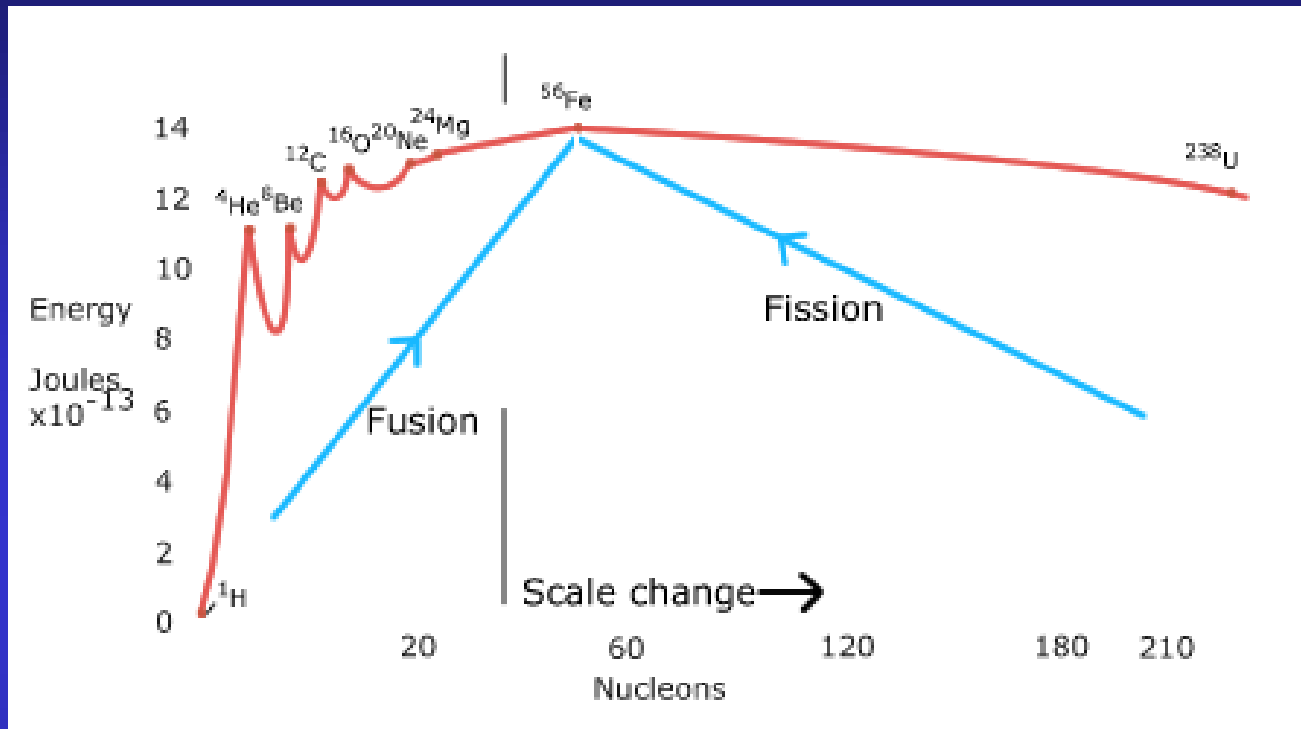
Gwiazdy o masach większych niż 3 masy Słońca

Nukleosynteza nie kończy się na węglu, jak dla gwiazd mniejszych.

Gdy wyczerpią się zapasy helu, jądro gwiazdy kurczy się i osiąga temperaturę ($T > 600$ mln K), przy której dochodzi do zapalenia węgla:

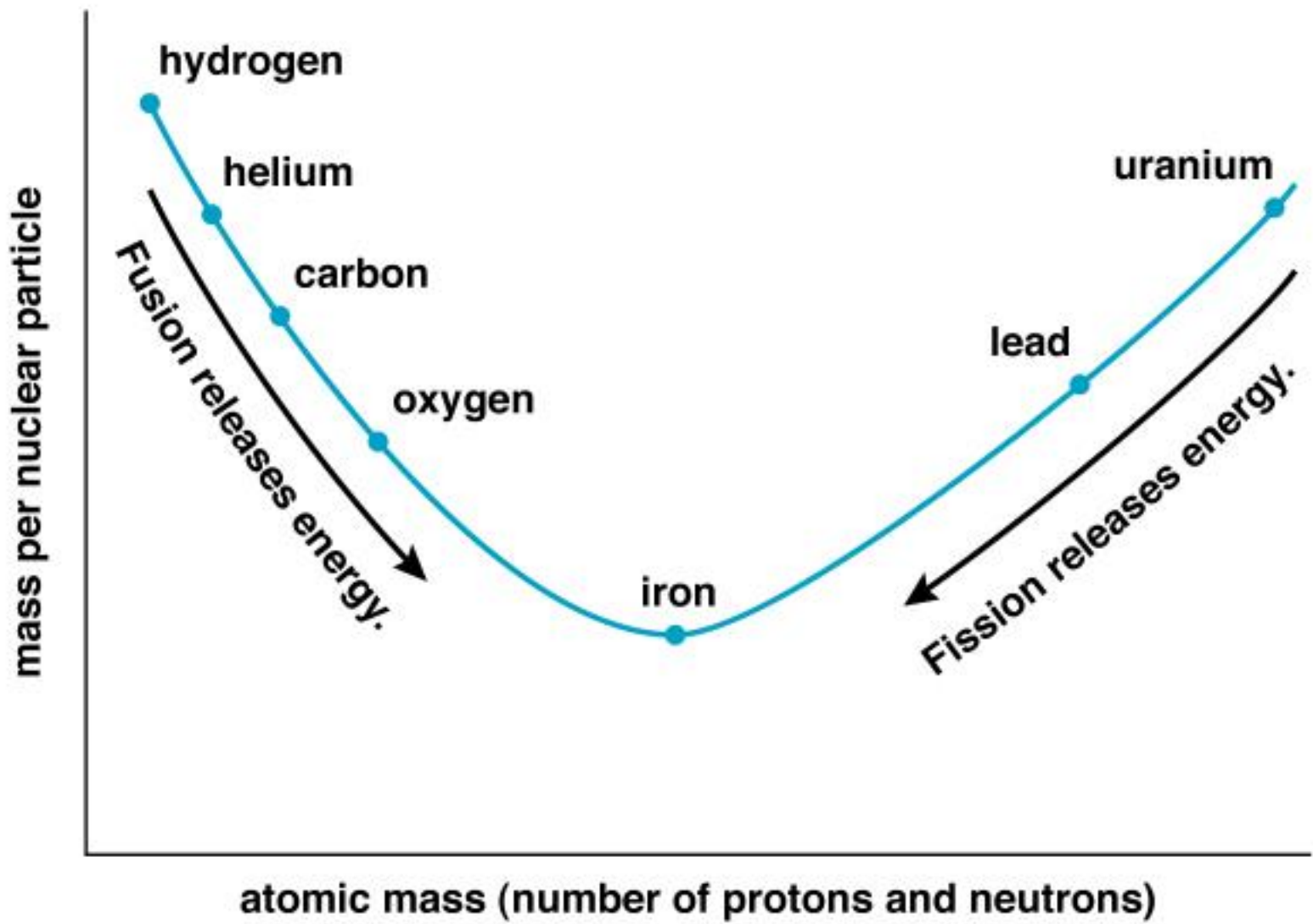


Ewolucja gwiazd masywnych



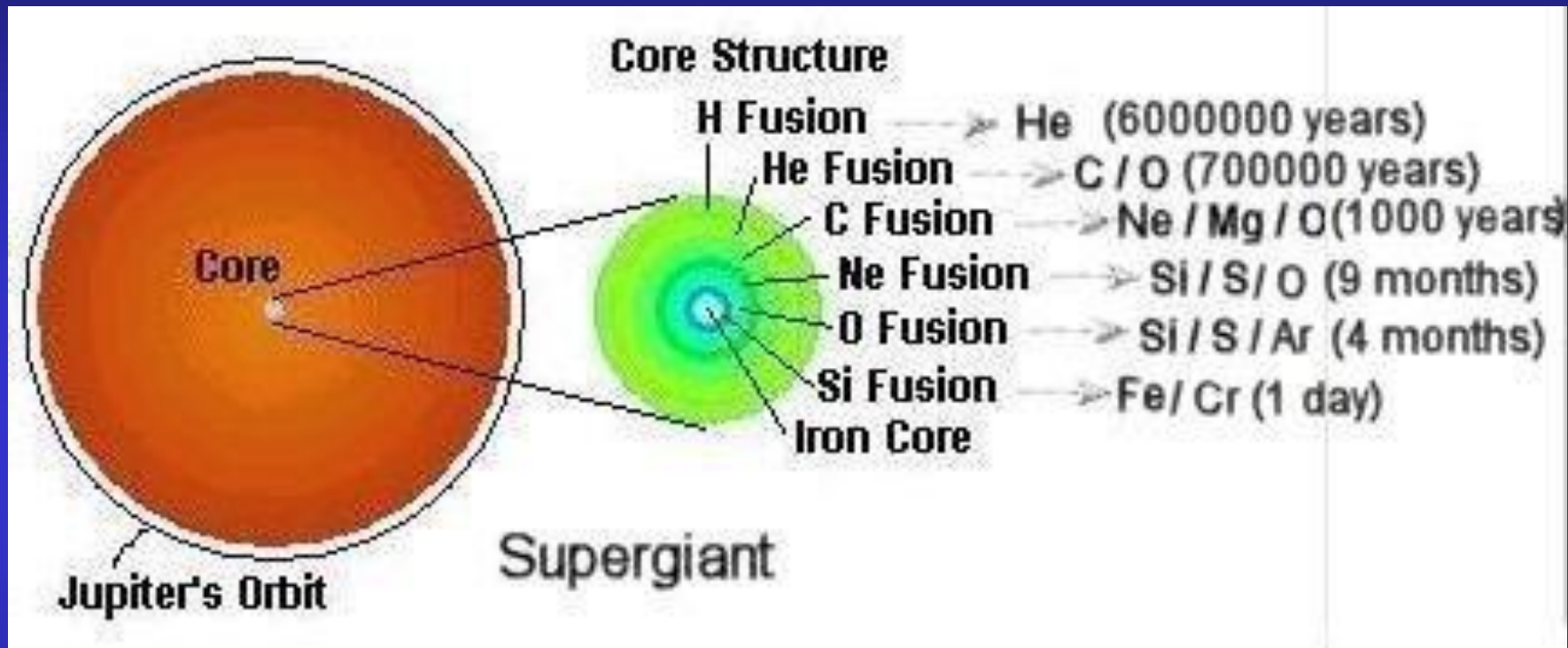
Nukleosynteza kończy się na żelazie ^{56}Fe .

Synteza żelaza jest już procesem endotermicznym.



Copyright © Addison Wesley

Ewolucja gwiazd masywnych



Synteza coraz cięższych jąder trwa coraz krócej!

**Podczas syntezy żelaza
jądro traci energię**

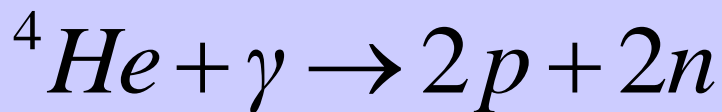
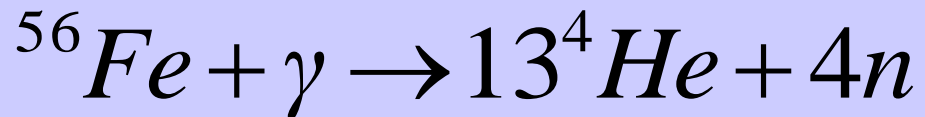


**Jądro zaczyna się zapadać
i ogrzewać.**

Ewolucja gwiazd masywnych

Podczas zapadania jądro przechodzi przez fazę białego karła (zdegenerowany gaz elektronowy), jednak masa jest większa niż $1,44 \cdot M_{\odot}$ i ciśnienie zdegenerowanego gazu nie może powstrzymać grawitacji.

W temperaturze 5 – 10 mld K zaczyna się proces fotodezintegracji jąder:



Jądra atomowe rozpadają się



W procesie tym pobierana jest wielka energia



Jądro gwiazdy zapada się coraz szybciej

Gwiazdy neutronowe

Co dzieje się ze zdegenerowanym gazem elektronowym?

Cząstki 1 i 2 nierozróżnialne

Cząstka 1 w stanie a , cząstka 2 w stanie b : $\Psi_{ab} = \Psi_a(1) \cdot \Psi_b(2)$

Cząstka 2 w stanie a , cząstka 1 w stanie b : $\Psi_{ba} = \Psi_b(1) \cdot \Psi_a(2)$

Bozony (funkcja falowa symetryczna): $\Psi_s = \frac{1}{\sqrt{2}} [\Psi_a(1) \cdot \Psi_b(2) + \Psi_b(1) \cdot \Psi_a(2)]$

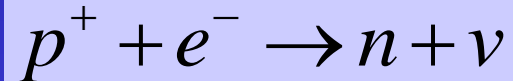
Fermiony (funkcja falowa antysymetryczna): $\Psi_s = \frac{1}{\sqrt{2}} [\Psi_a(1) \cdot \Psi_b(2) - \Psi_b(1) \cdot \Psi_a(2)]$

Funkcja falowa 2 fermionów w tym samym stanie znika.

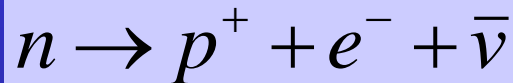
Ewolucja gwiazd masywnych

Energia elektronów większa od różnicy masy neutronu i protonu.

Większość protonów zamienia się w neutrony w wyniku odwrotnego rozpadu beta:



Jest to proces nieodwracalny, ponieważ rozpady beta nie mogą zachodzić.



Na te elektrony nie ma miejsca w przestrzeni fazowej, bo gaz elektronowy jest zdegenerowany

Gdy elektrony zaczynają zniknąć ciśnienie gwałtownie maleje



Gwiazda zapada się

Gwiazdy neutronowe

Neutrony też są fermionami

Powstaje zdegenerowany gaz neutronowy o olbrzymim ciśnieniu, które zatrzymuje proces kontrakcji.

Jądro staje się gwiazdą neutronową

liczba nukleonów - n

$$x = Z/A$$

liczba elektronów i protonów: $n_p = n_e = xn$

Całkowita energia gwiazdy:

$E(R,x) =$ energia neutronów + energia elektronów + energia grawitacji

nierelatywistyczna

relatywistyczna

Gwiazdy neutronowe

W warunkach silnej degeneracji materii jej skład i struktura nie zależą praktycznie od temperatury. Struktura materii może więc być wyznaczona w przybliżeniu $T = 0$ z warunku $E = \min$ przy ustalonej wartości liczby nukleonów w jednostce objętości.

Gwiazdy neutronowe

nierelatywistycznie

$$E(R) = \frac{3}{5} \frac{xn}{R^2} \frac{h^2}{8m_e} \left(\frac{9}{4\pi^2} xn \right)^{\frac{2}{3}} - \frac{3}{5} \frac{Gn^2 M_p^2}{R}$$

relatywistycznie

$$E(R) = \frac{3}{4} \frac{xn}{R} \frac{hc}{2} \left(\frac{9}{4\pi^2} xn \right)^{\frac{1}{3}} - \frac{3}{5} \frac{Gn^2 M_p^2}{R}$$

energia neutronów

energia elektronów

energia
grawitacji

$$E(R) = \frac{3}{5} \frac{(1-x)n}{R^2} \frac{h^2}{8M_p} \left(\frac{9}{4\pi^2} (1-x)n \right)^{\frac{2}{3}} + \frac{3}{4} \frac{xn}{R} \frac{hc}{2} \left(\frac{9}{4\pi^2} xn \right)^{\frac{1}{3}} - \frac{3}{5} \frac{Gn^2 M_p^2}{R}$$

Szukamy R i x , które minimalizują to wyrażenie dla danej masy gwiazdy $M = n \cdot M_p$

Wstawiamy $x = 0$

...i otrzymujemy

$$\frac{dE}{dR} = 0$$

Gwiazdy neutronowe

$$E(R) = \frac{3}{5} \frac{n}{R^2} \frac{h^2}{8M_p} \left(\frac{9}{4\pi^2} n \right)^{\frac{2}{3}} - \frac{3}{5} \frac{Gn^2 M_p^2}{R}$$

Stan równowagi
dla promienia:

$$R = \frac{h^2}{4M_p} \left(\frac{9}{4\pi^2} n \right)^{\frac{2}{3}} \frac{1}{GnM_p^2}$$

Wzór taki jak dla białego karła, tylko zamiast masy elektronu w mianowniku jest masa protonu.

Promień gwiazdy neutronowej o trzy rzędy wielkości mniejszy niż promień białego karła.

Gwiazdy neutronowe

Dla gwiazdy o masie Słońca ($n = 1,2 \cdot 10^{57}$):

$$R \approx 12,6 \text{ km}$$

$$\rho \approx 2,4 \cdot 10^{14} \text{ g/cm}^3$$

gęstość materii jądrowej

Z równania:

$$\frac{dE}{dx} = 0$$

$$x = 0,005$$

Gigantyczne jądro atomowe zawierające
99,5% neutronów i 0,5 % protonów.

(i tyle samo elektronów)

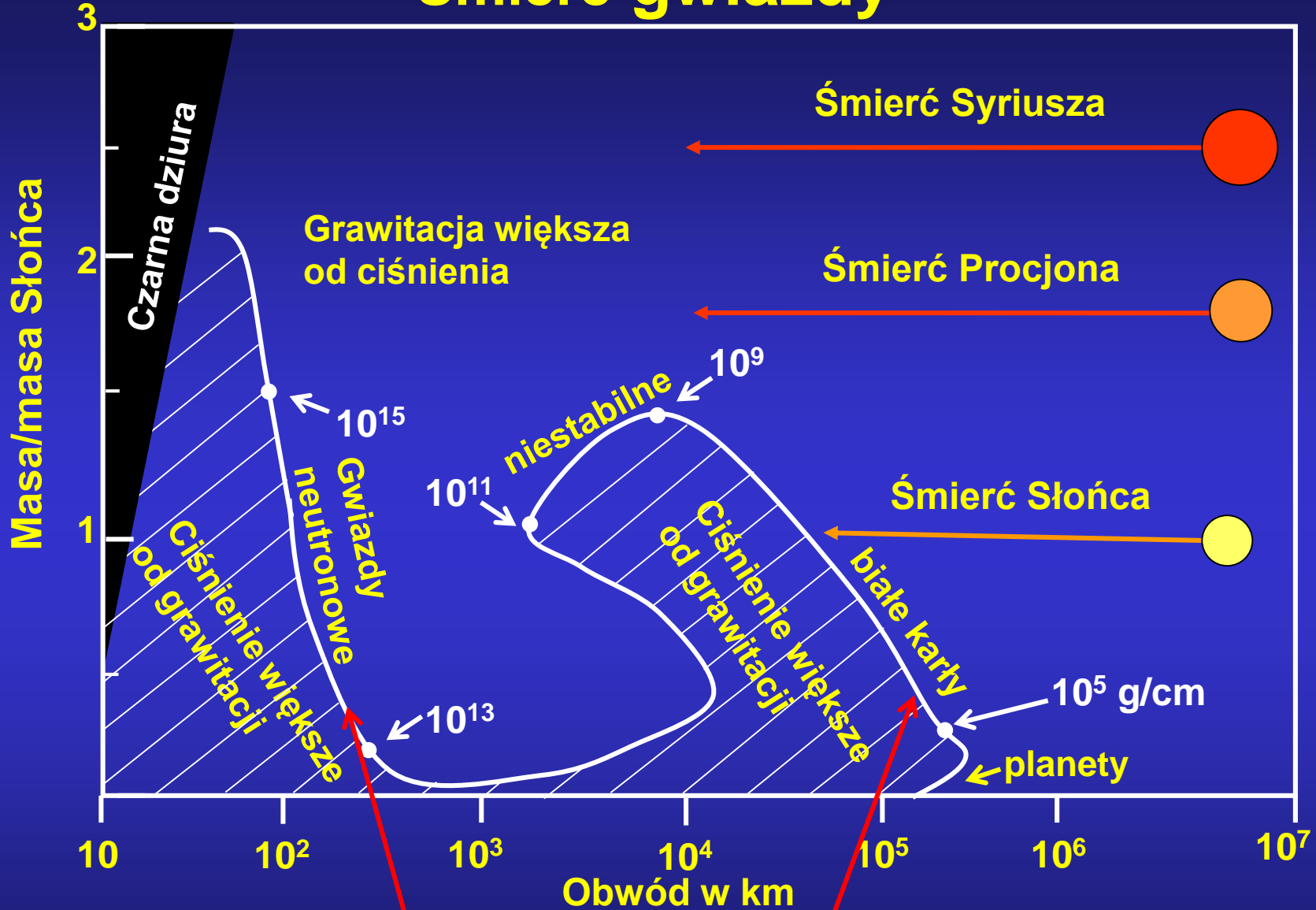
Gwiazdy neutronowe

Obiekt o promieniu około 10 - 20 km, masie równej 1 – 2 mas Słońca i gęstości miliarda ton na cm^3 !

Największą masą gwiazdy neutronowej jest prawdopodobnie 2 - 3 masy Słońca (*masa Oppenheimera-Volkoffa*)

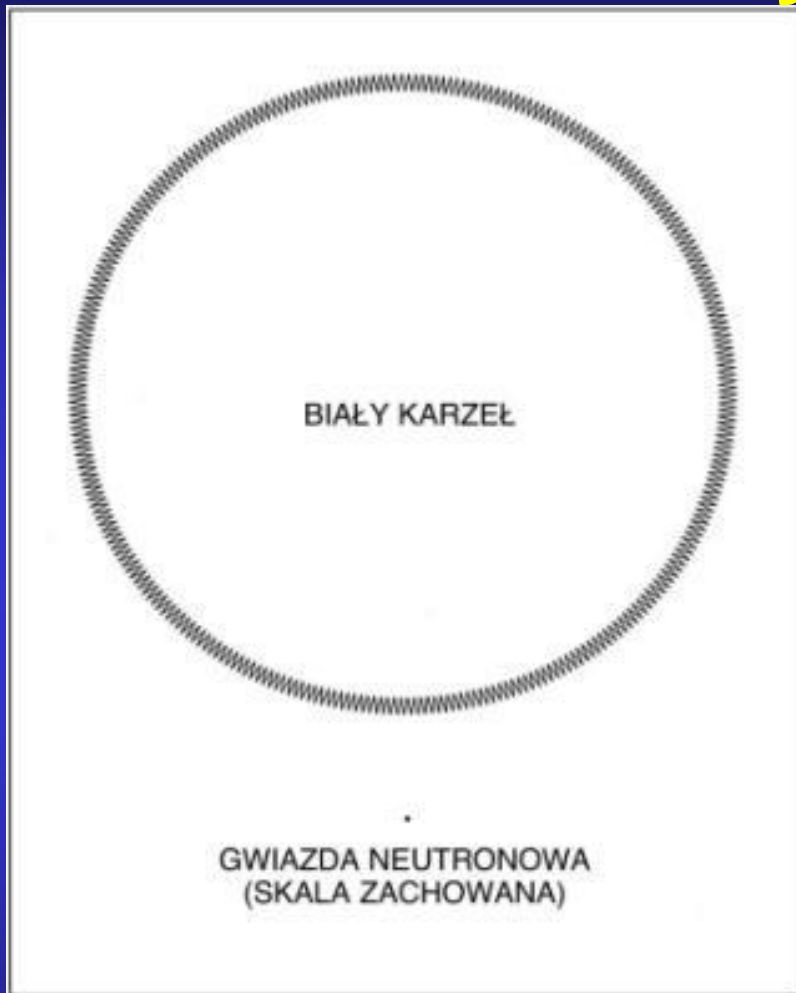
Gdy masa jest większa, ciśnienie zdegenerowanego gazu neutronowego i oddziaływania silne nie mogą powstrzymać kontrakcji jądra i gwiazda zapada się w czarną dziurę.

Śmierć gwiazdy



Wypalone gwiazdy mogą zajmować położenia tylko na tych krawędziach.

Gwiazdy neutronowe



Porównanie wielkości gwiazdy neutronowej i białego karła.

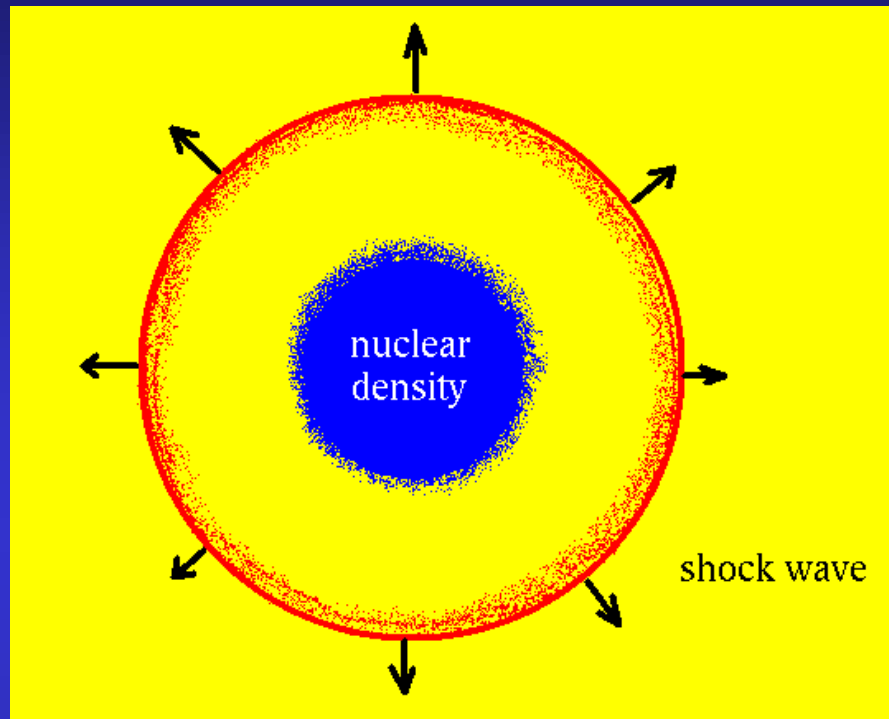


Gęstość gwiazdy neutronowej jest ogromna!

Wybuch supernowej

- Nagle żelazne jądro o masie $\sim M_{\text{Słońca}}$ i promieniu $\sim R_{\text{Ziemi}}$ w ciągu ułamka sekundy kurczy się do $R \sim 10$ km tworząc gwiazdę neutronową
- Zewnętrzne warstwy zapadają się i z prędkością $\sim c/3$ odbijają się od jądra
- Przeciwbieżne strumienie materii zderzają się
- Wytworzona fala uderzeniowa przechodzi przez materię wytwarzając pierwiastki cięższe od Fe
- W końcu odrzucane są najbardziej zewnętrzne części gwiazdy

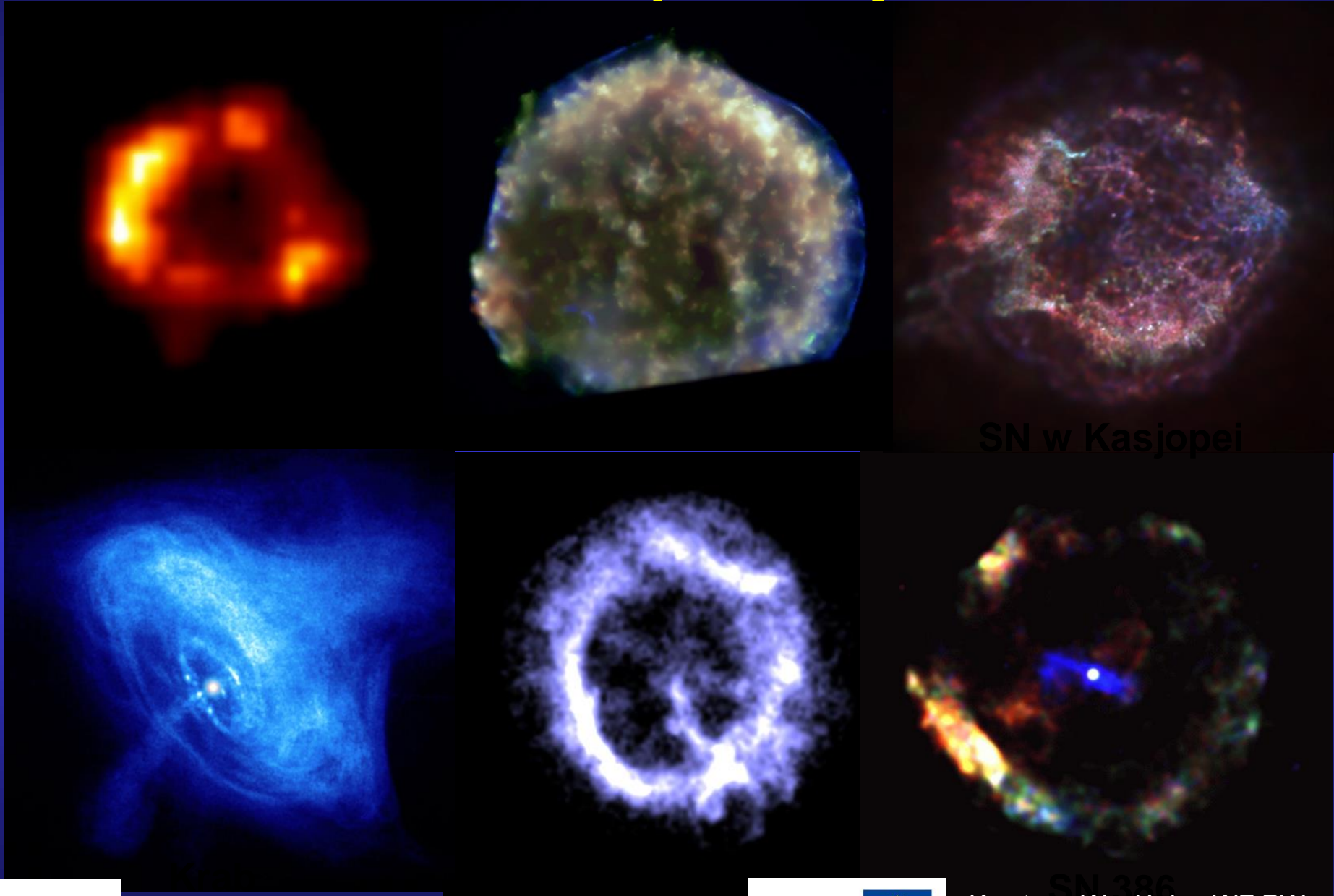
Supernowe



- Wyzwolona energia $\sim 3 \cdot 10^{46}$ J jest unoszona przez neutrina ($\sim 95\%$) i fotony ($\sim 5\%$)
- Gwiazda staje się jaśniejsza niż cała galaktyka (miliardy gwiazd)
- Po kilku tygodniach stopniowo przygasa
- Barwna otoczka pozostaje widoczna przez stulecia



Galeria supernowych



SN w Kasjopei

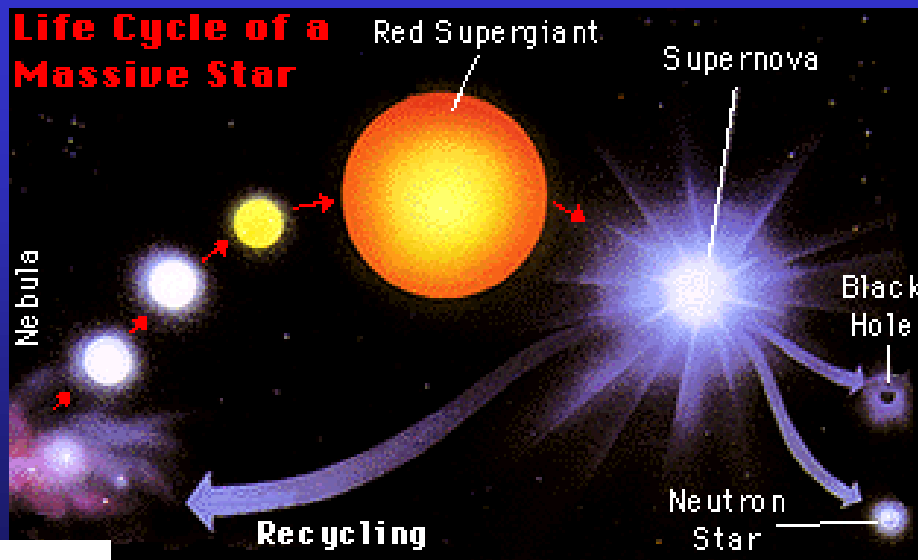
SN 1986
Krystyna Wosińska, WF PW



Supernowa

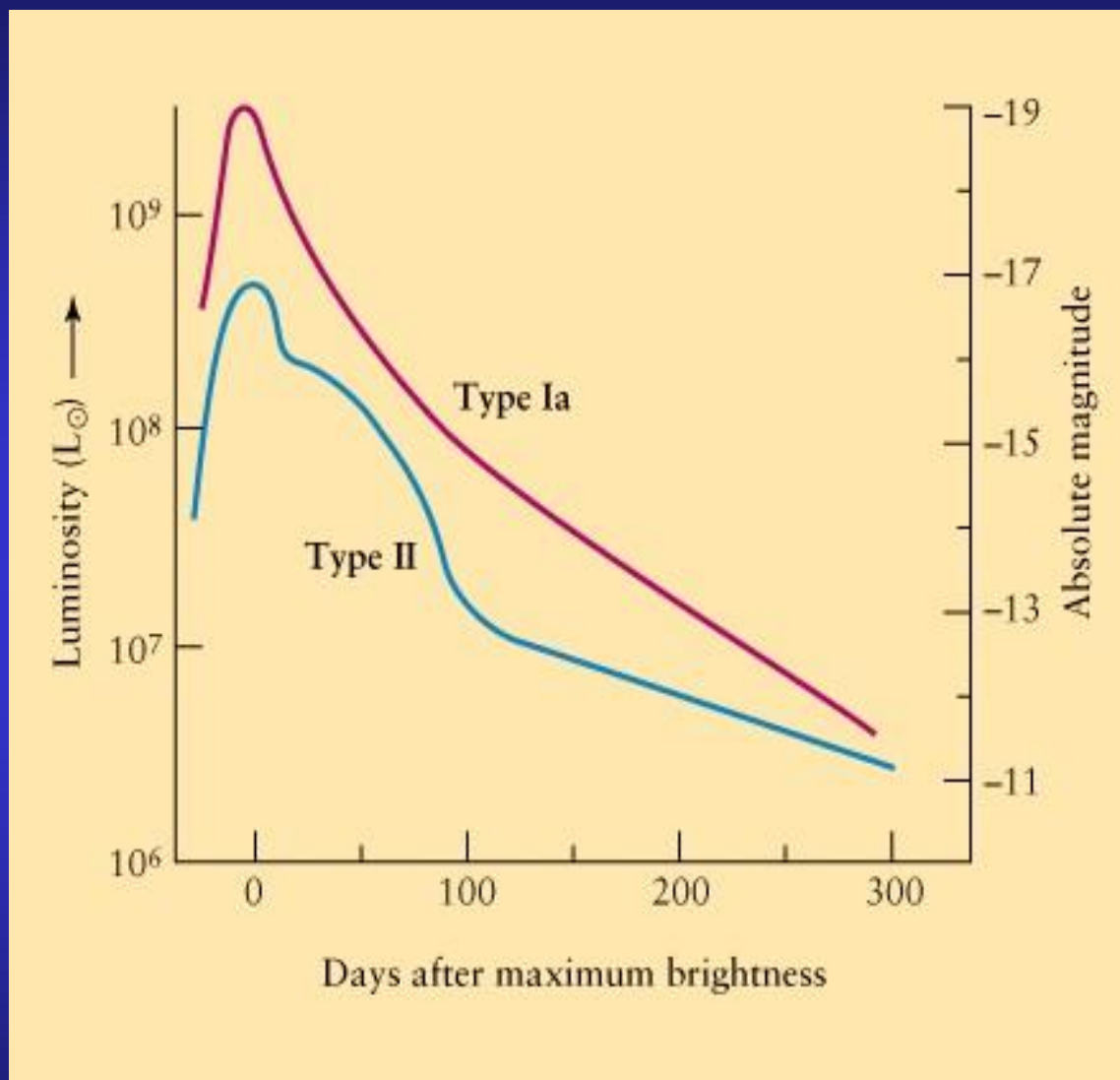
Supernowa emituje tyle energii, ile cała galaktyka (miliardy gwiazd)

W czasie wybuchu zachodzą szybkie reakcje syntezy ciężkich pierwiastków (cięższych od żelaza).



Cykl życiowy masywnej gwiazdy

Supernowa



Zmiany jasności
supernowej w czasie.

Wybuch supernowej trwa zaledwie kilka dni.

Supernowa

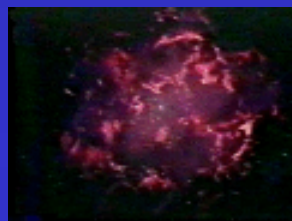
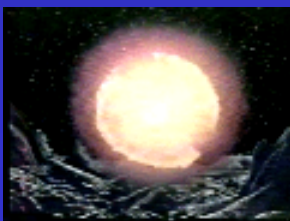


nukleosynteza



Wyczerpanie zapasów i
kontrakcja jądra

Początek wybuchu

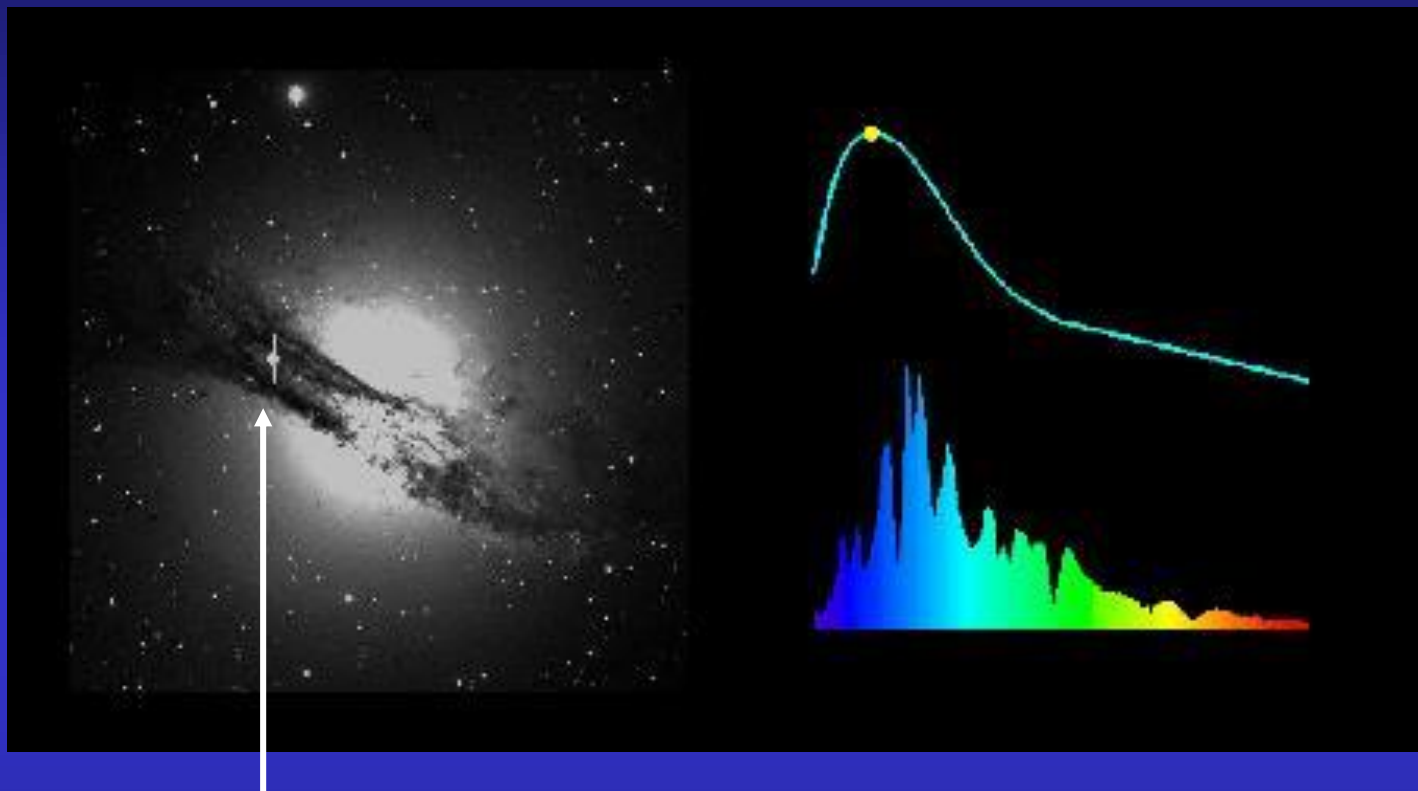


W trakcie wybuchu maleje jasność i zmienia się barwa od niebieskiej do czerwonej



Pozostała wirująca gwiazda neutronowa - pulsar

Supernowa

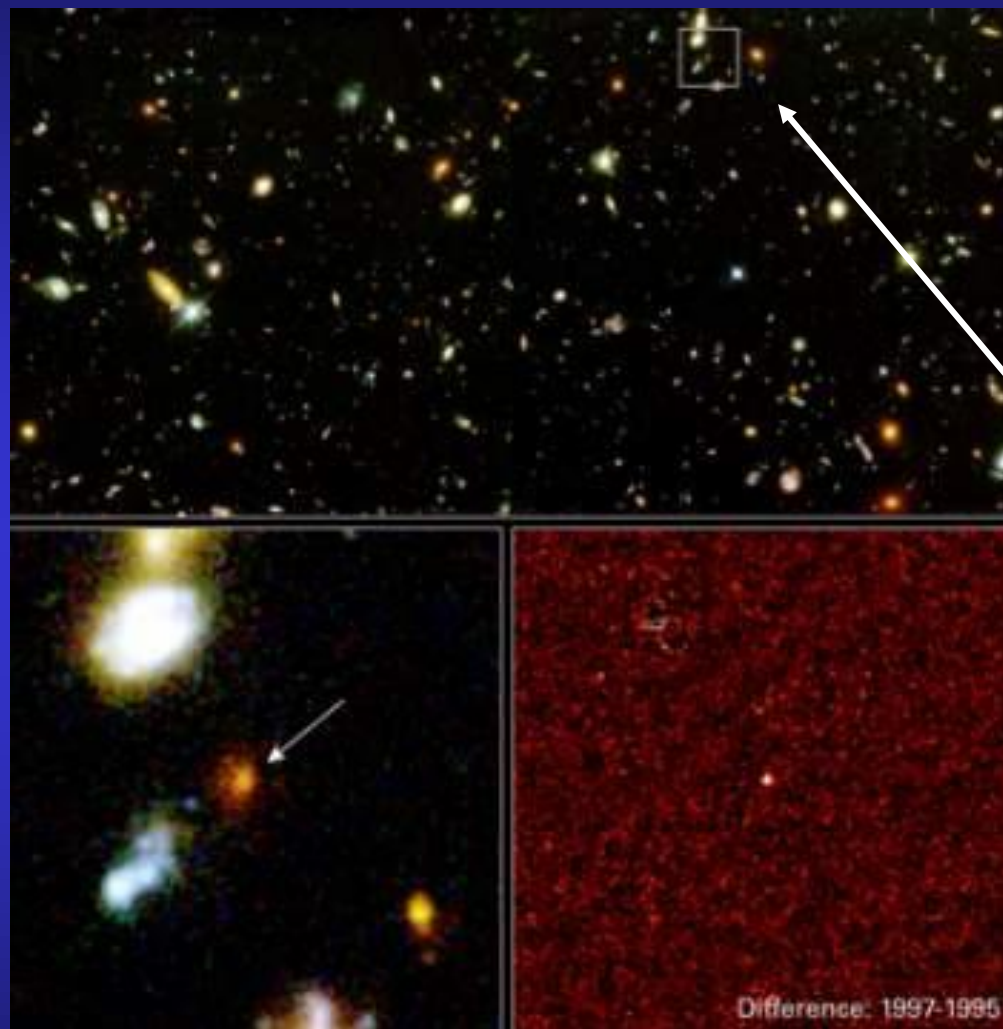


Wybuch supernowej w galaktyce Centaurus A

Zmienność jasności supernowej w czasie

Jej jasność porównywalna z jasnością całej galaktyki

Supernowa



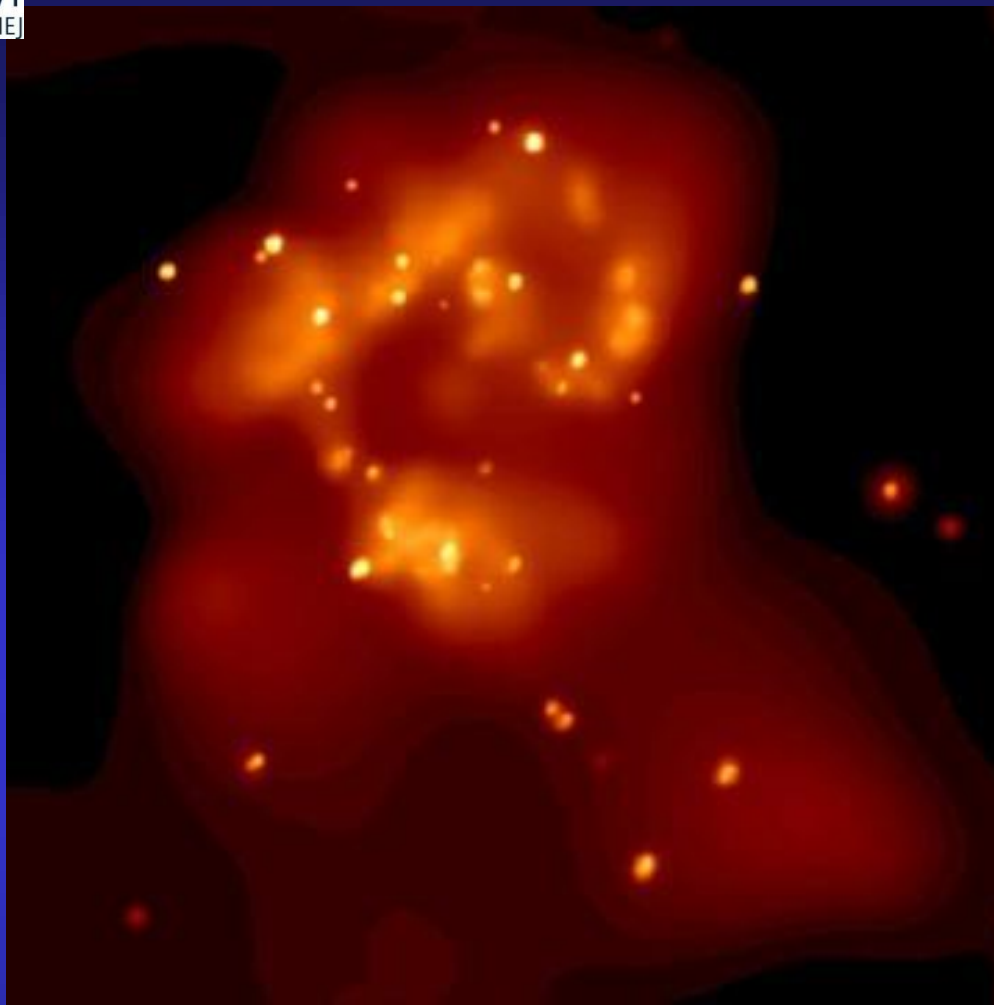
Trzy zdjęcia wykonane za pomocą HST ukazują: (u góry) Głębokie Pole Hubble'a z licznymi odległymi galaktykami;

(u dołu z lewej) strzałka wskazuje galaktykę eliptyczną, w której wybuchła supernowa - obszar ten to powiększony kwadracik na górnym zdjęciu;

(u dołu z prawej) sama eksplodująca gwiazda.

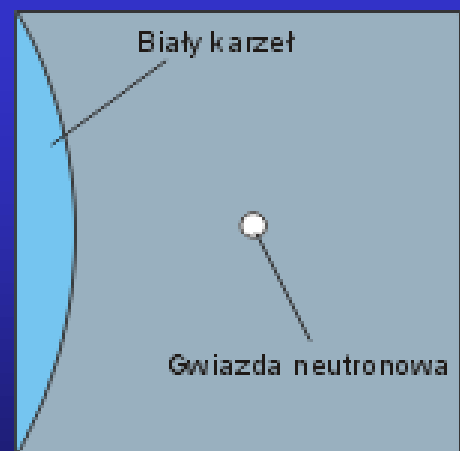
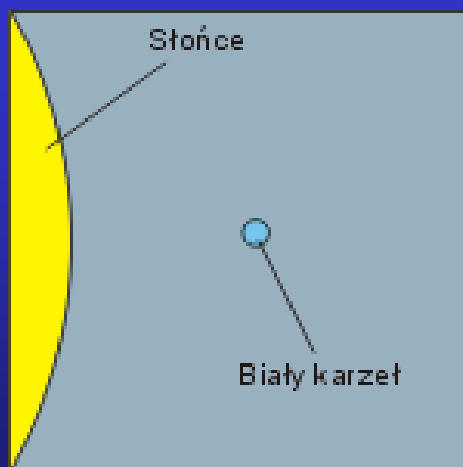
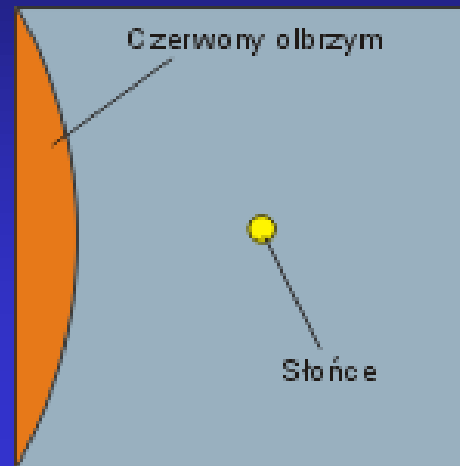
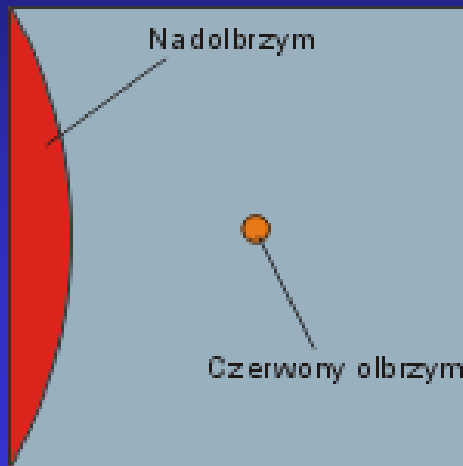
Fot. NASA/Adam Riess/STScI.

Porównano dwa zdjęcia Głębokiego Pola Hubble'a, wykonane w odstępie 2 lat: w 1995 i 1997 r. Porównując komputerowo jasność galaktyk i jej zmiany, odkryto nagłe pojaśnienie na zdjęciu z 1997 r.



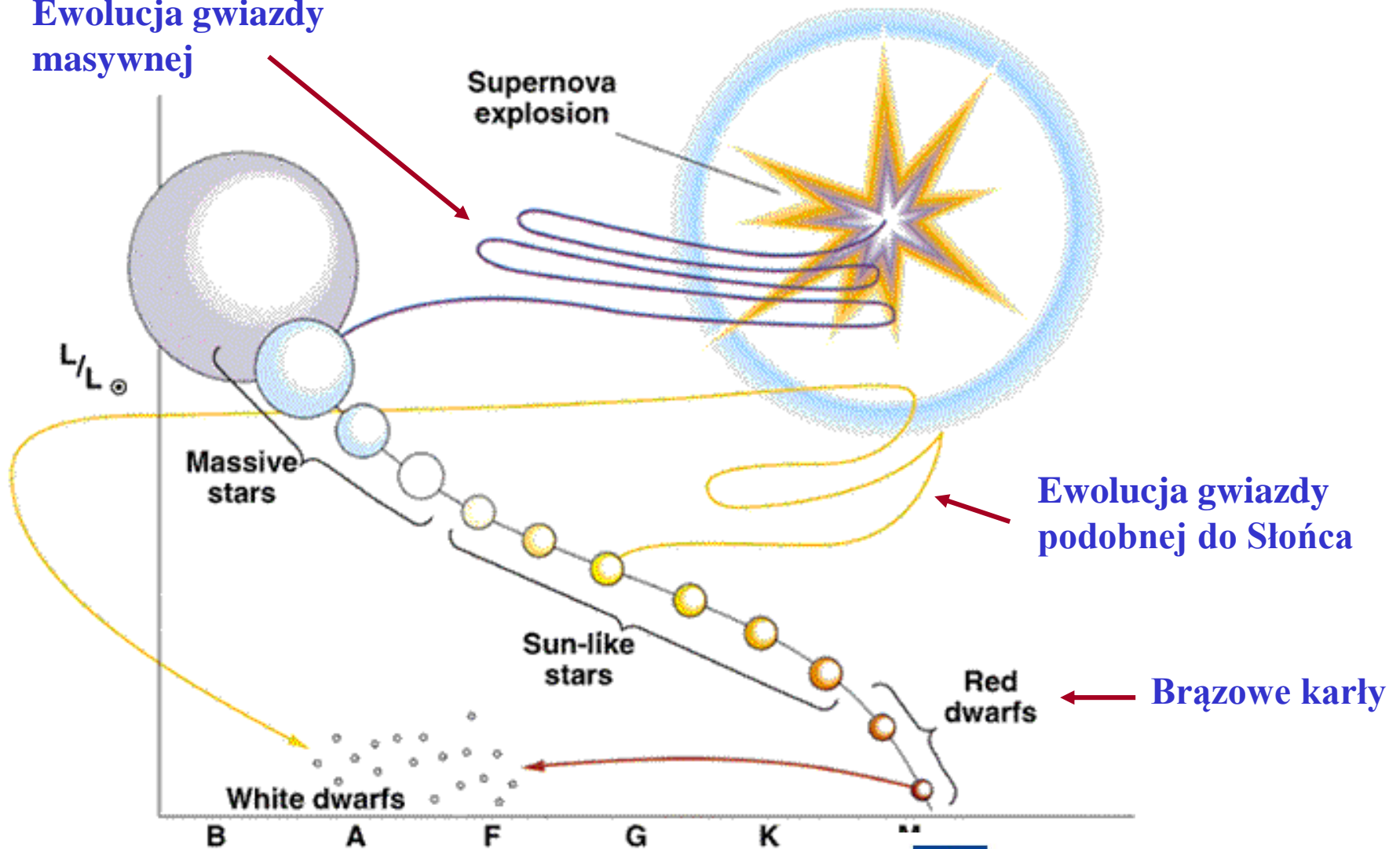
Kolizja dwóch galaktyk NGC 4038 i NGC 4039 w konstelacji Kruka (zdjęcie z obserwatorium Chandra). Czarne dziury i gwiazdy neutronowe widoczne jako silne źródła promieniowania rentgenowskiego (jasno świecące plamy). Autor: NASA

Wielkości gwiazd - porównanie



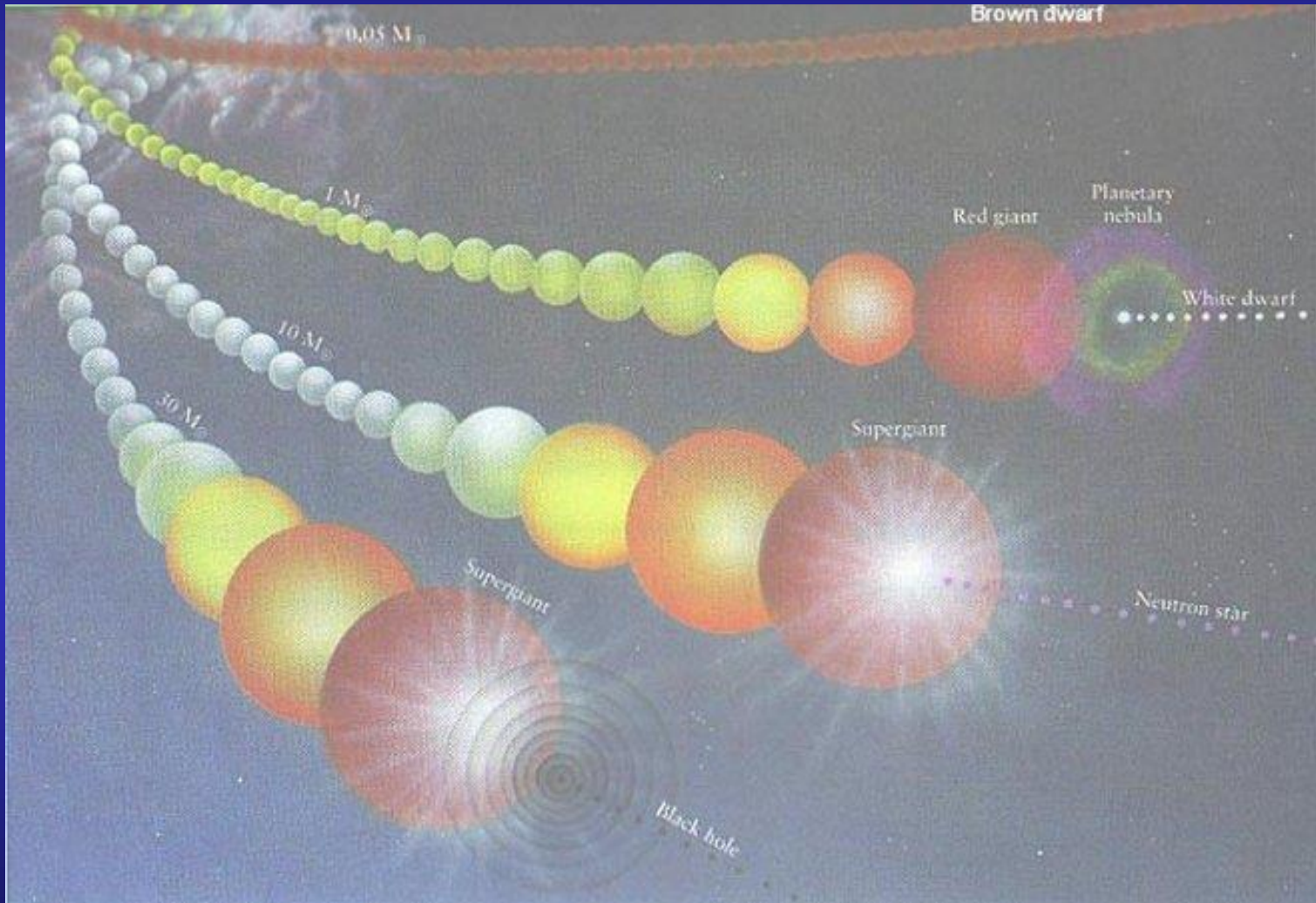
Ewolucja gwiazd - podsumowanie

Ewolucja gwiazdy masywnej

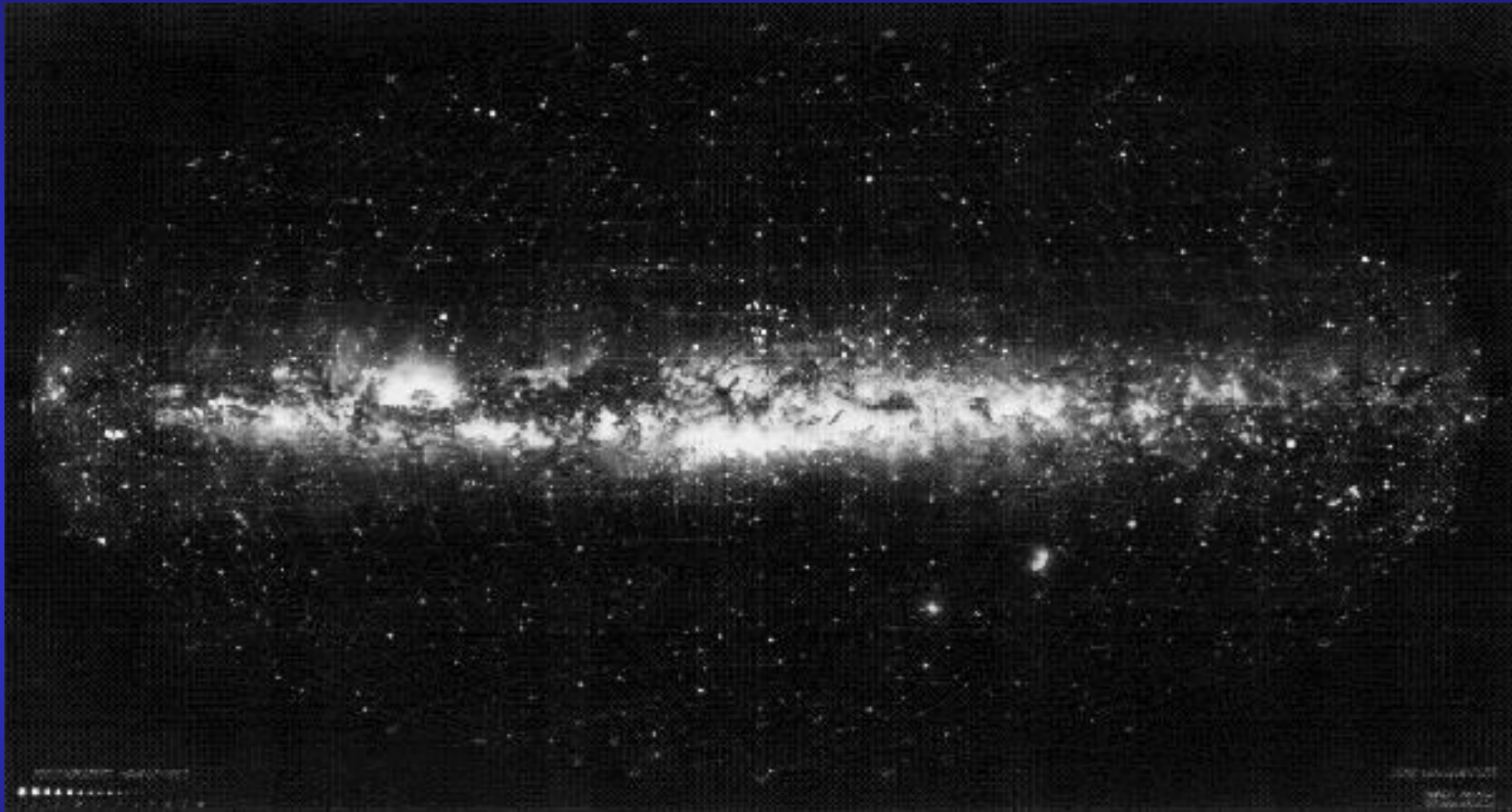


Ewolucja gwiazd - podsumowanie

Masa gwiazdy



Gromady gwiazd



Droga Mleczna w otoczeniu gromad gwiazd.
Fot. Obserwatorium w Lund

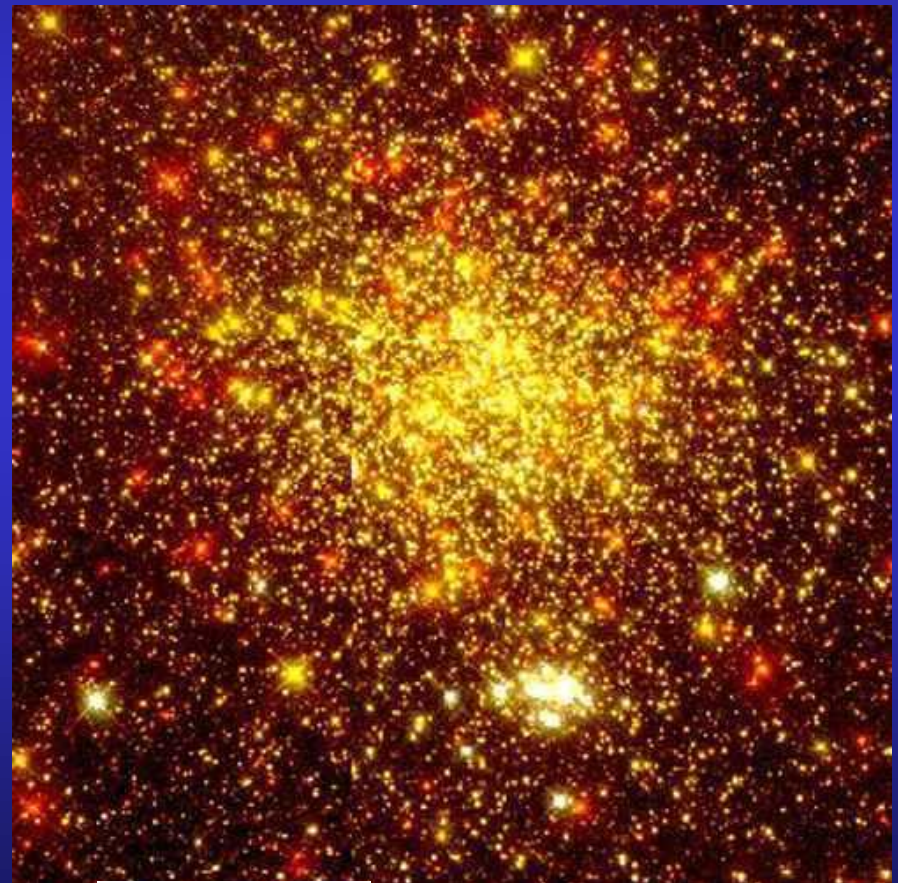
Gromady gwiazd

Gromady otwarte

Gromady otwarte są mniejsze od gromad kulistych. W ich skład wchodzi do kilku tysięcy gwiazd.

Są stosunkowo młode, ich wiek dochodzi do kilku miliardów lat, ale najmłodsze z nich liczą sobie zaledwie kilka milionów lat.

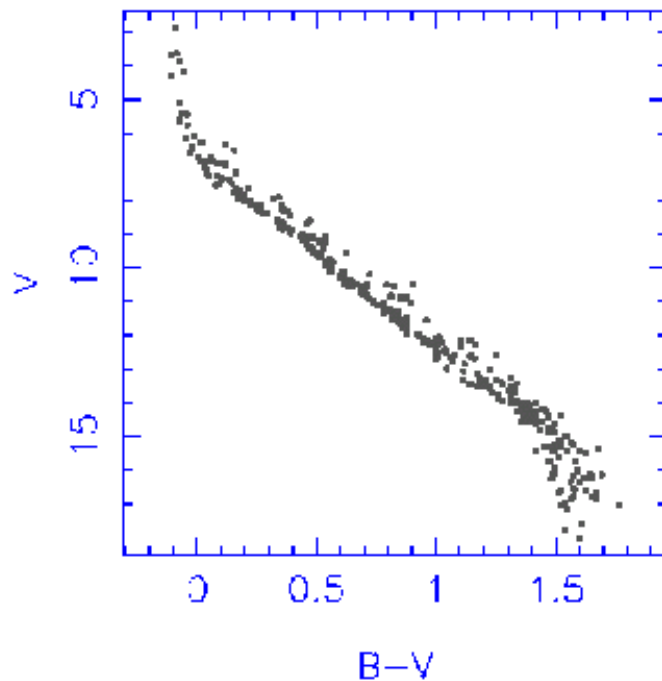
Gromada otwarta NGC1850



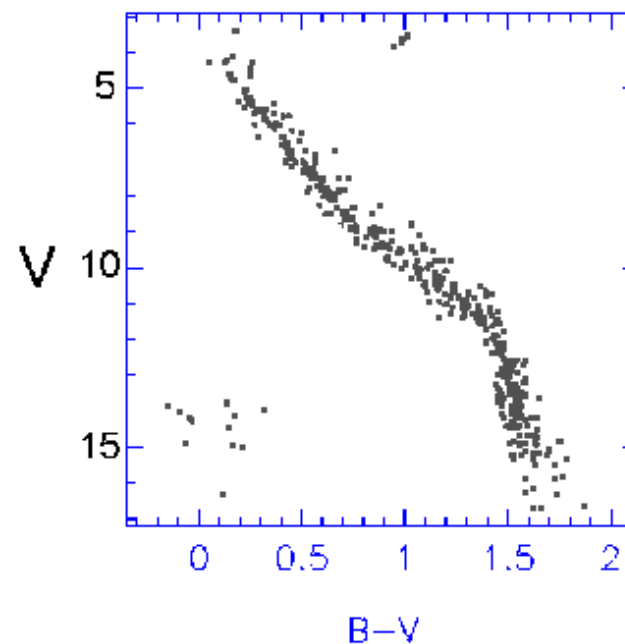
Gromady gwiazd

Diagramy HR dla gromad otwartych – prawie wszystkie gwiazdy leżą na ciągu głównym. Wiek gromady liczony w milionach lat.

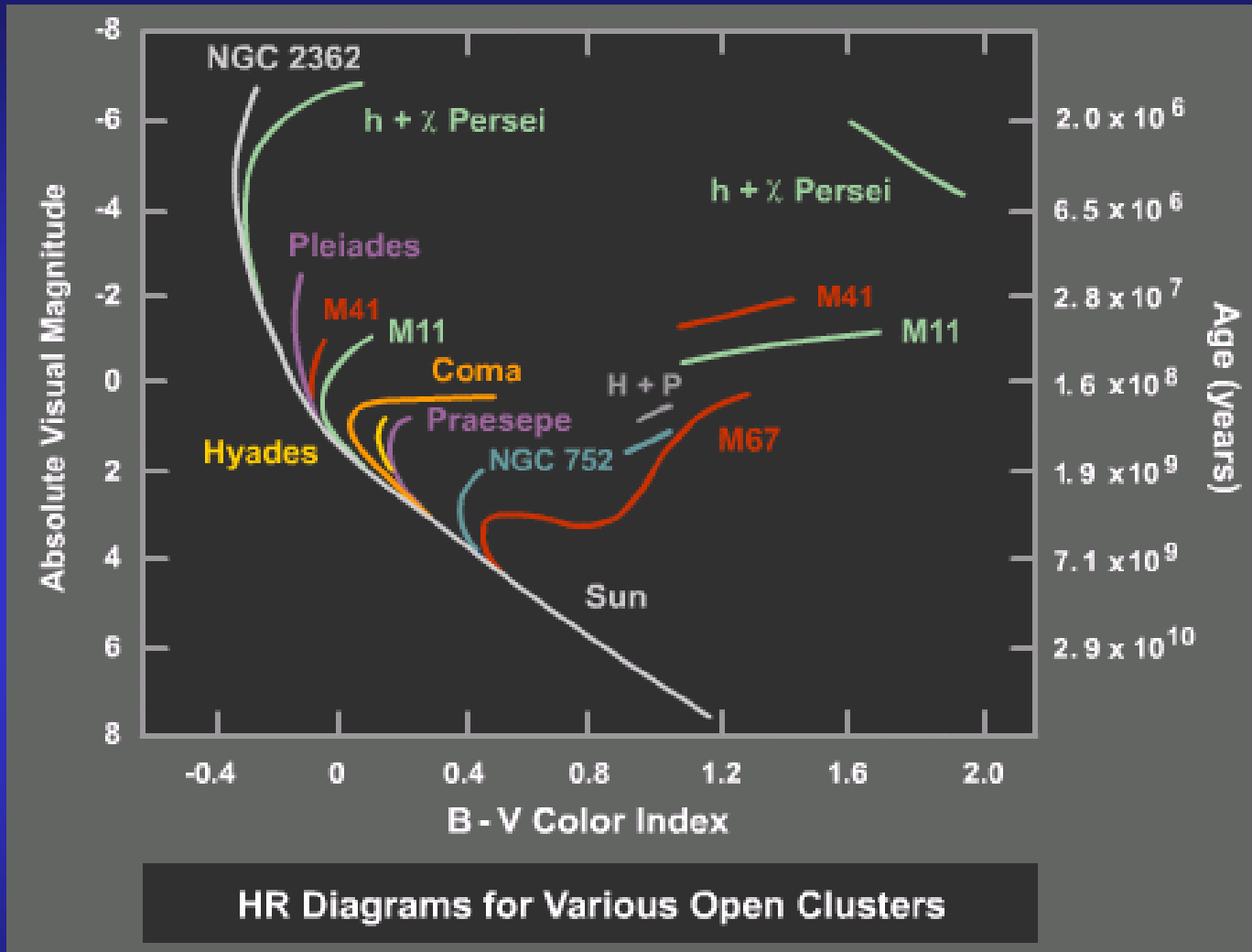
Pleiades



Hyades

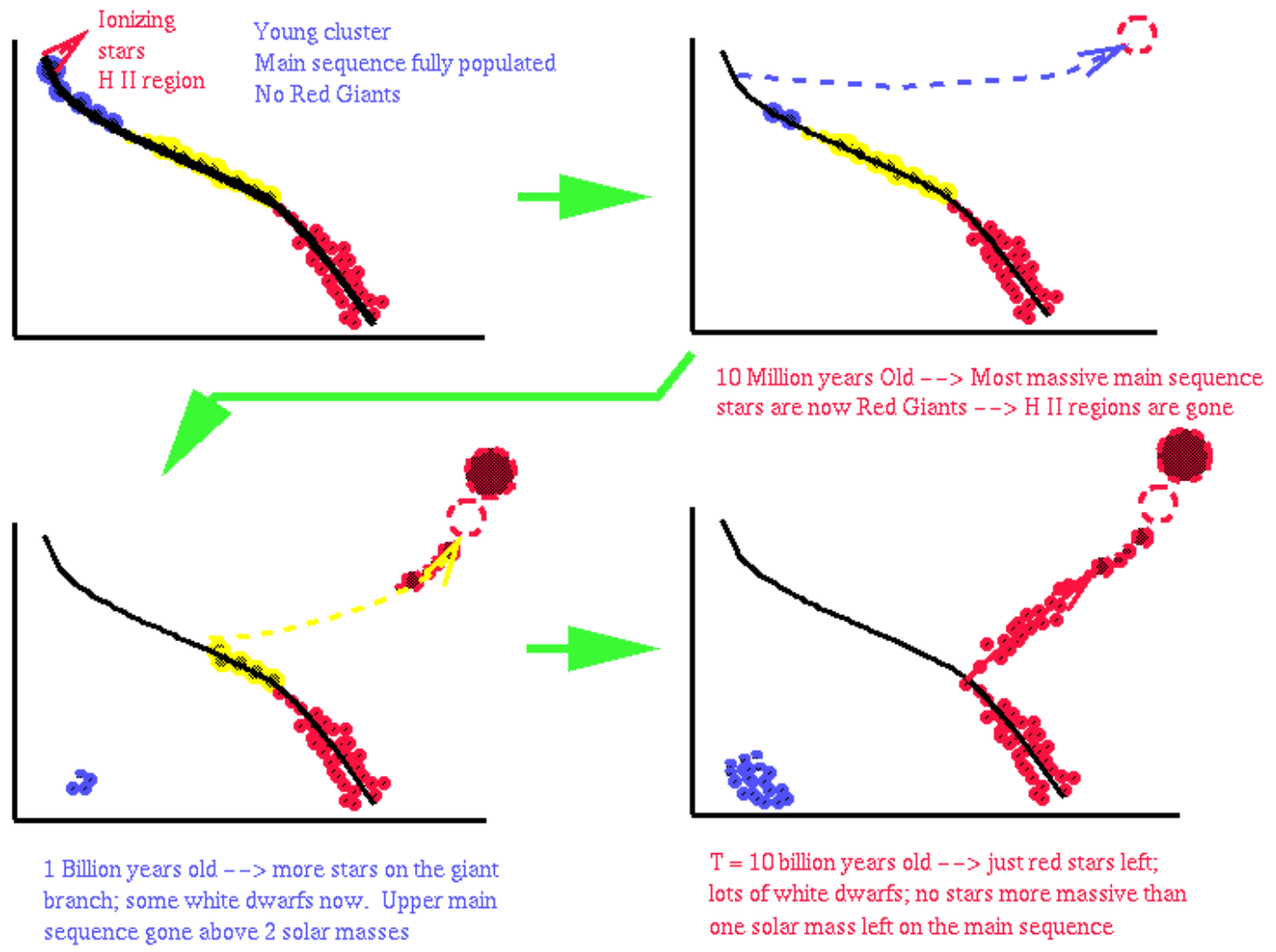


Gromady gwiazd



Wiek gromady można określić na podstawie punktu odejścia od ciągu głównego.

Evolution off the Main Sequence



Gromady gwiazd

Gromady kuliste

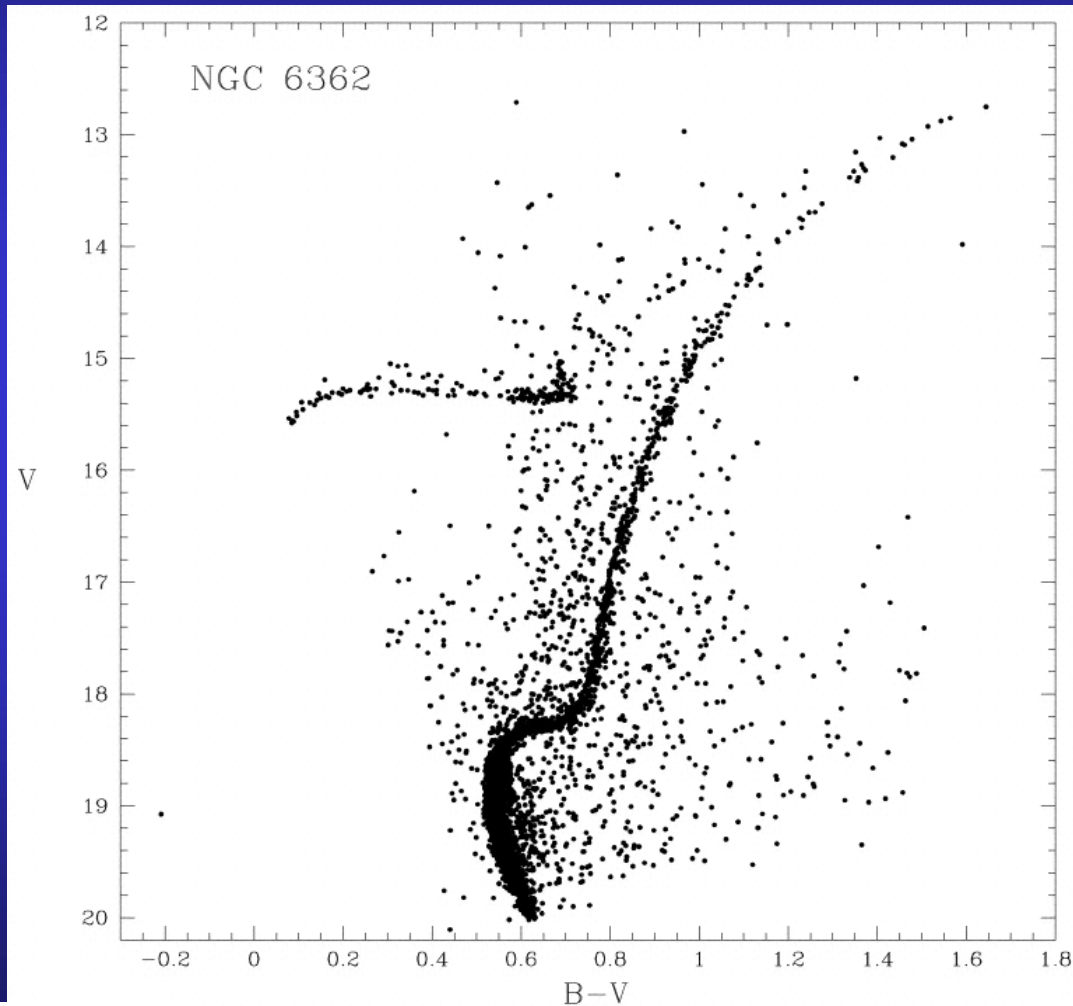
W skład gromad kulistych wchodzi wiele tysięcy lub nawet milionów gwiazd, które tworzą sferę.

Gromady tego typu są bardzo stare - czasem ich wiek jest zbliżony do wieku Wszechświata.



Gromady gwiazd

Diagram HR dla gromady kulistej NGC6362



Wiek gromady: 12 mld lat

Populacje gwiazd

Podział gwiazd wprowadzony przez W. Baadego w latach 1940:

Populacja I - gwiazdy względnie młode, występujące w ramionach spiralnych galaktyk, zwykle w sąsiedztwie gazu i pyłu.

Populacja II - gwiazdy starsze, występujące zwykle w obszarach pozbawionych gazu i pyłu takich jak gromady kuliste i jądra galaktyk.