

Ewolucja Wszechświata

Wykład 8

Ewolucja gwiazd

Zderzenia galaktyk



Obraz z teleskopu
naziemnego

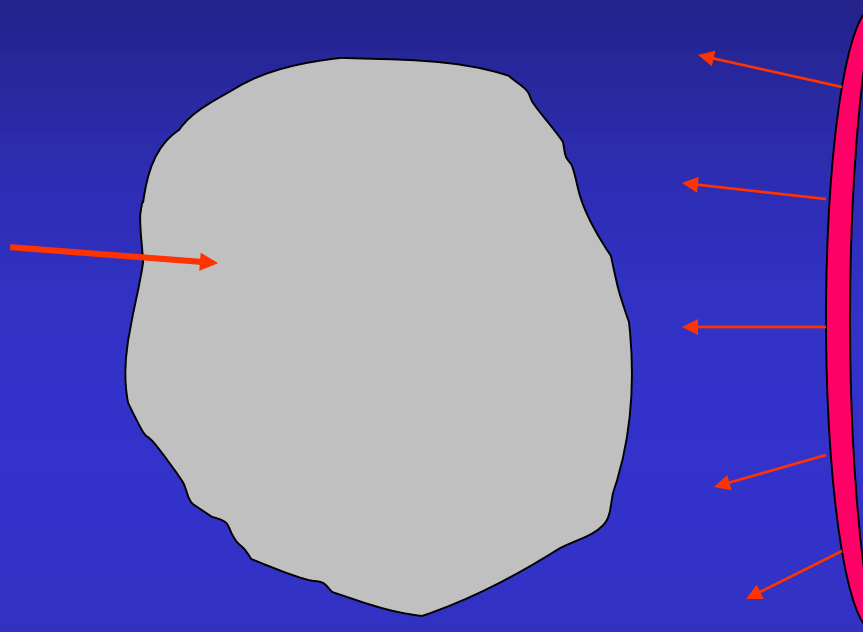
Obraz z teleskopu
Hubble'a

Spiralne ramiona
utworzone z gromad
młodych, niebieskich
gwiazd.

*Burzliwa
działalność
gwiazdotwórcza
wywołana
zderzeniem.*

Powstawanie gwiazd

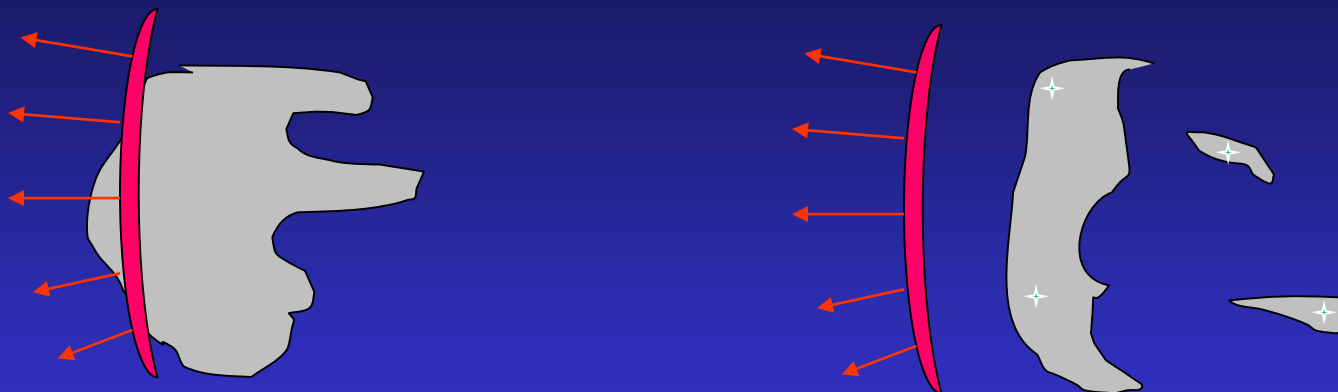
Mgławica gazowo -
pyłowa (masa od
kilkuset tysięcy do
milionów mas Słońca)



Niestabilność grawitacyjną wywołuje zwykle fala uderzeniowa po wybuchu w pobliżu supernowej.

Przyczyną może być również zderzenie galaktyk

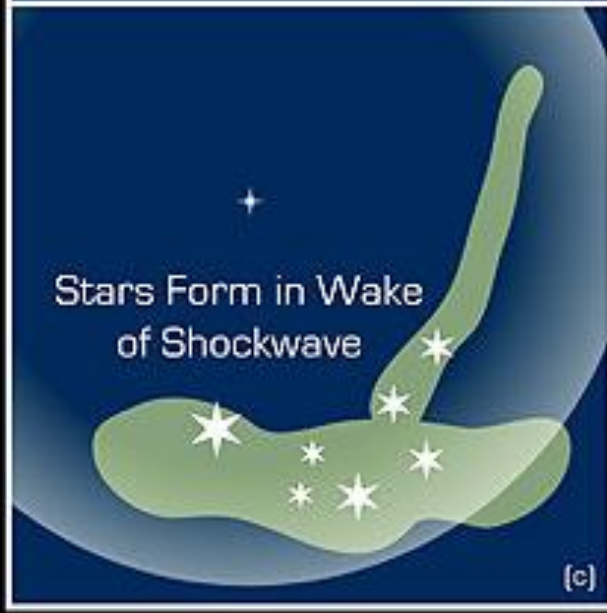
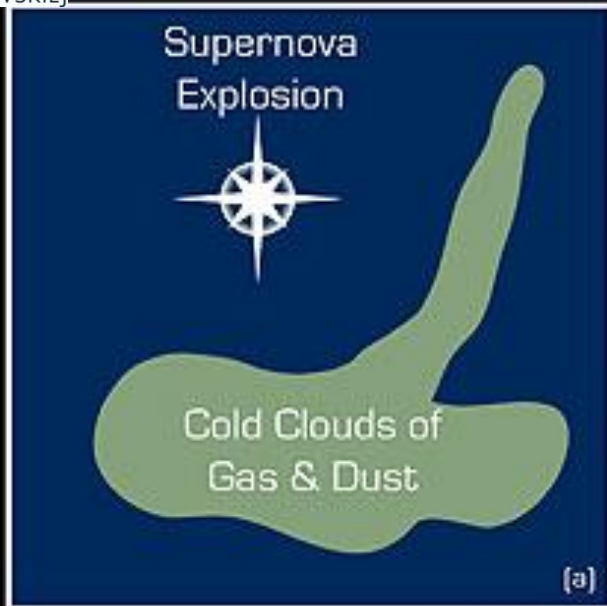
Powstawanie gwiazd



Powstają zagęszczenia materii o masie rzędu 10 do 100 M_{\odot} , które szybko kurczą się pod wpływem grawitacji - powstają protogwiazdy (najczęściej grupowo).

Podczas grawitacyjnego zapadania się gwiazdy, rośnie temperatura i ciśnienie.

Ewolucja gwiazdy to ciągła walka grawitacji z ciśnieniem gazu.

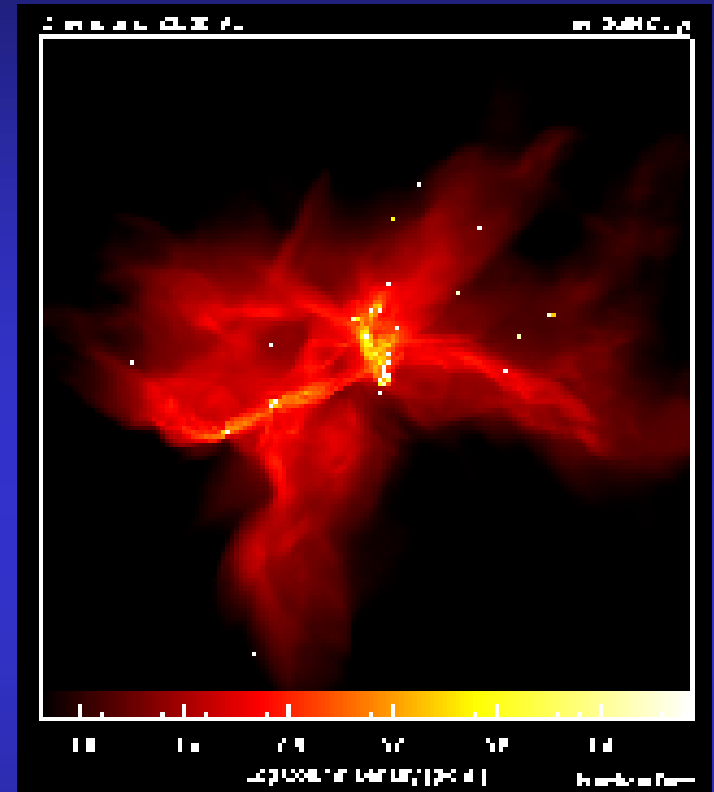


Spitzer Space Telescope • sci2004-0-1b

Ewolucja gwiazd

Obłok gazowy o masie 50 Słońc zaczyna zapadać się pod wpływem grawitacji. Tworzą się gwiazdy, niektóre z proto-planetarnymi dyskami.

Początkowo obłok ma 1,2 lat świetlnych średnicy i temperaturę 10 K.



kliknij ↑

Symulacje powstawania gwiazd:
<http://www.ukaff.ac.uk/movies.shtml>

Gromada otwarta Plejady



Światło gwiazd rozprasza się na pyłe międzygwiazdny

Powstawanie gwiazd



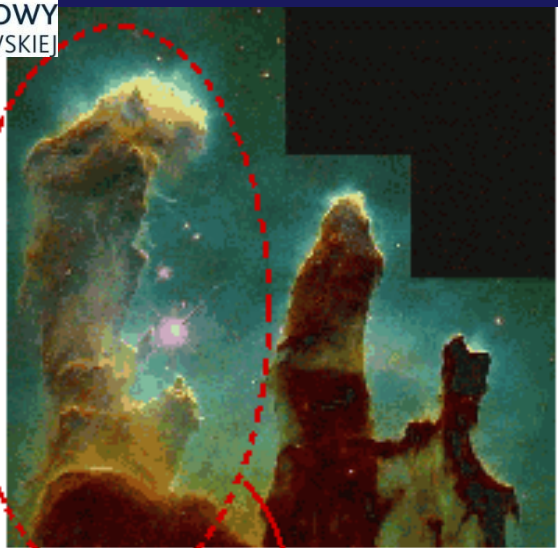
Gaseous Pillars - M16

HST - WFPC2

PRC95-44a - ST-Sci OPO - November 2, 1995
J. Hester and P. Scowen (AZ State Univ.), NASA

Mgławica Orła i związana z nią otwarta gromada gwiazd M16 - proces formowania się gwiazd, zachodzący w odległości ok. 7 tys. lat świetlnych (zdjęcie z teleskopu Hubble'a, 1995). Gwiazdy powstają w gęstych słupach gazowo-pyłowych.

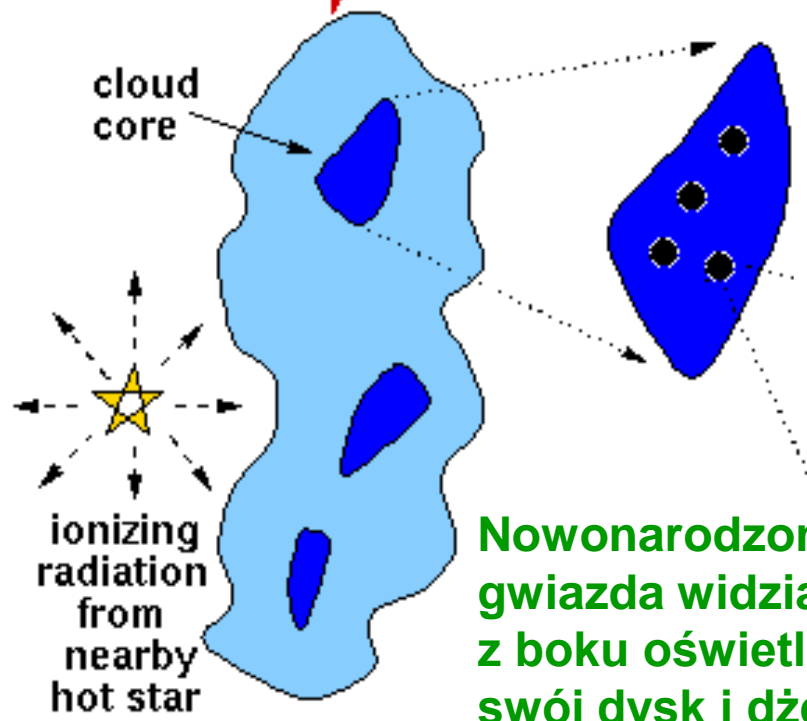




Obłoki gazowo-pyłowe – zimne, ciemne kondensacje pyłów i gazów służą jako „kolebka gwiazd”. Wszystkie gwiazdy (w tym Słońce) powstały w takich obłokach. Materia obłoków to budulec, z którego się składamy.

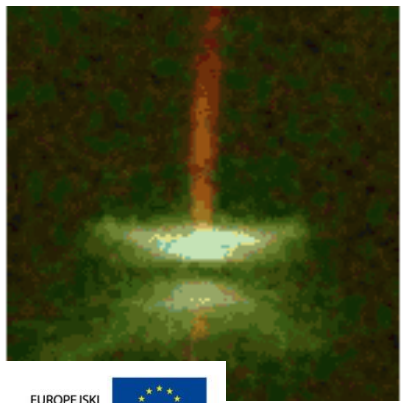
Z powodu pyłów obłoki są nieprzezroczyste dla światła widzialnego. „Zobaczenie” procesu formowania gwiazd wymaga więc obserwacji w podczerwieni.

molecular cloud

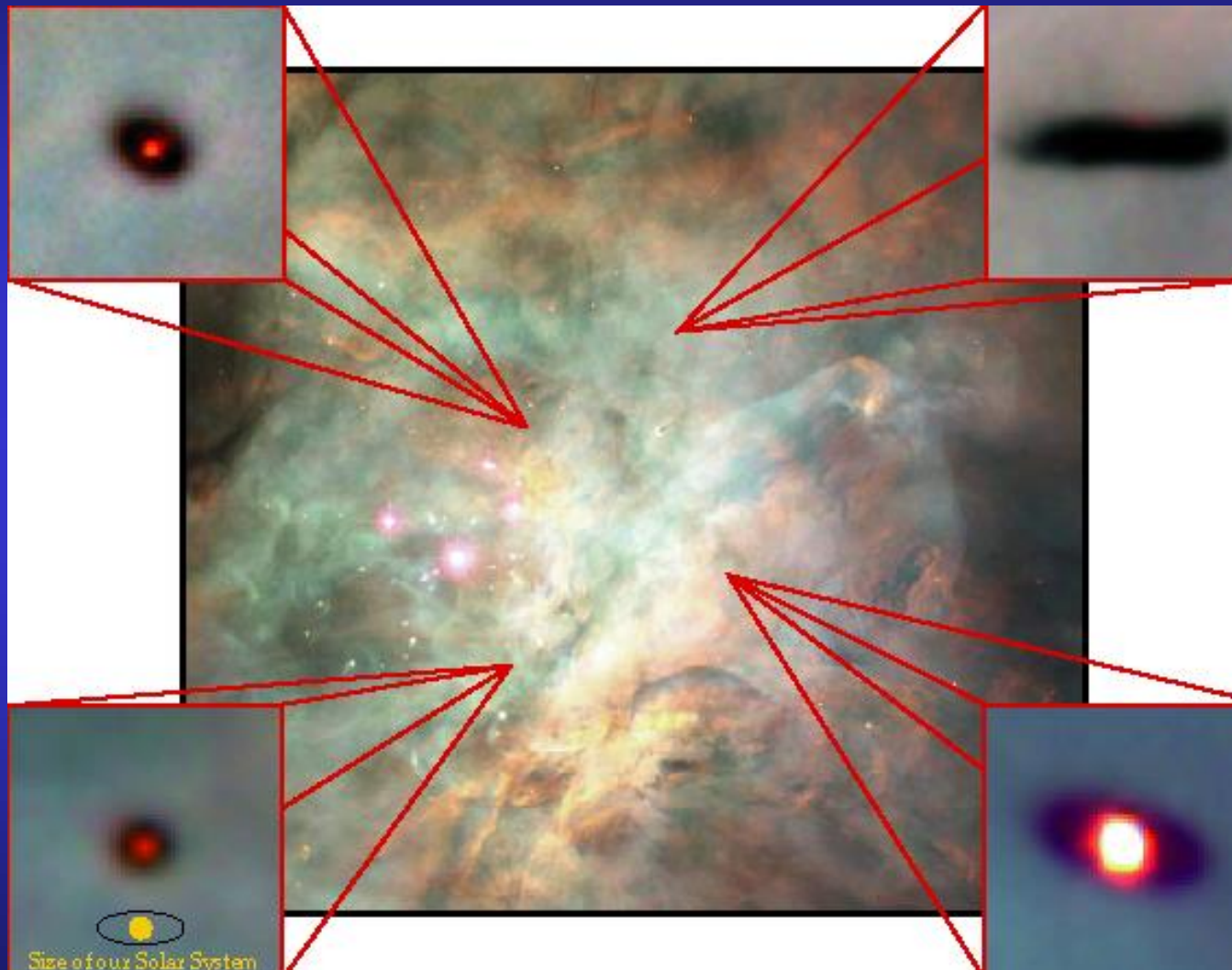


Gęsty fragment zapada się pod wpływem grawitacji, tworząc protogwiazdy. Gromadzą one opadającą materię i formują wirujące dyski i wypływającą w postaci dżetów materię.

Nowonarodzona gwiazda widziana z boku oświetla swój dysk i dżet.



Narodziny gwiazd w Mgławicy Oriona (M42)



Źródło Hubble Heritage NASA
<http://heritage.stsci.edu>

Ewolucja gwiazd



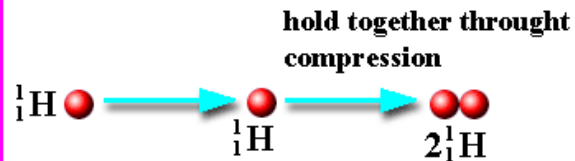
Narodziny gromady gwiazd, październik 2000 - zdjęcie z kosmicznego teleskopu Hubble'a. Nowo powstałe gwiazdy wyłaniają się z mgławicy N81 położonej w Małym Obłoku Magellana. Na zdjęciu widoczny ciemny pył międzygwiazdowy i gaz pobudzony do świecenia przez promieniowanie ultrafioletowe wysyłane przez młode gwiazdy. Autor: NASA.



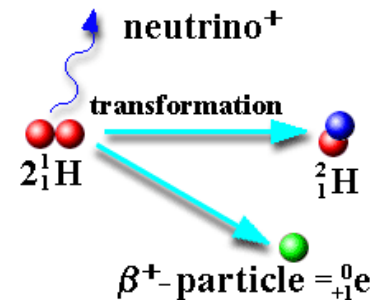
Cykl proton - proton

proton proton cycle
(in the burning zone of the sun)

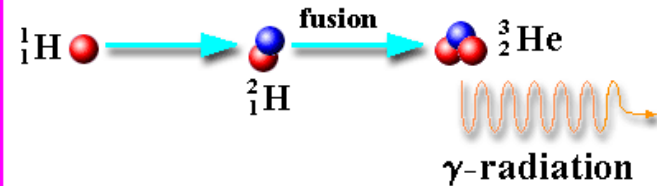
1. step



2. step

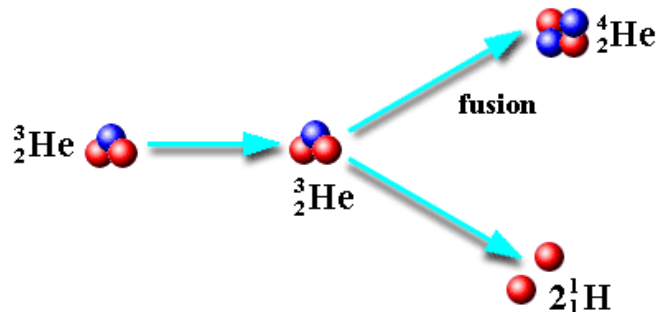


3. step



- proton
- neutron
- electron

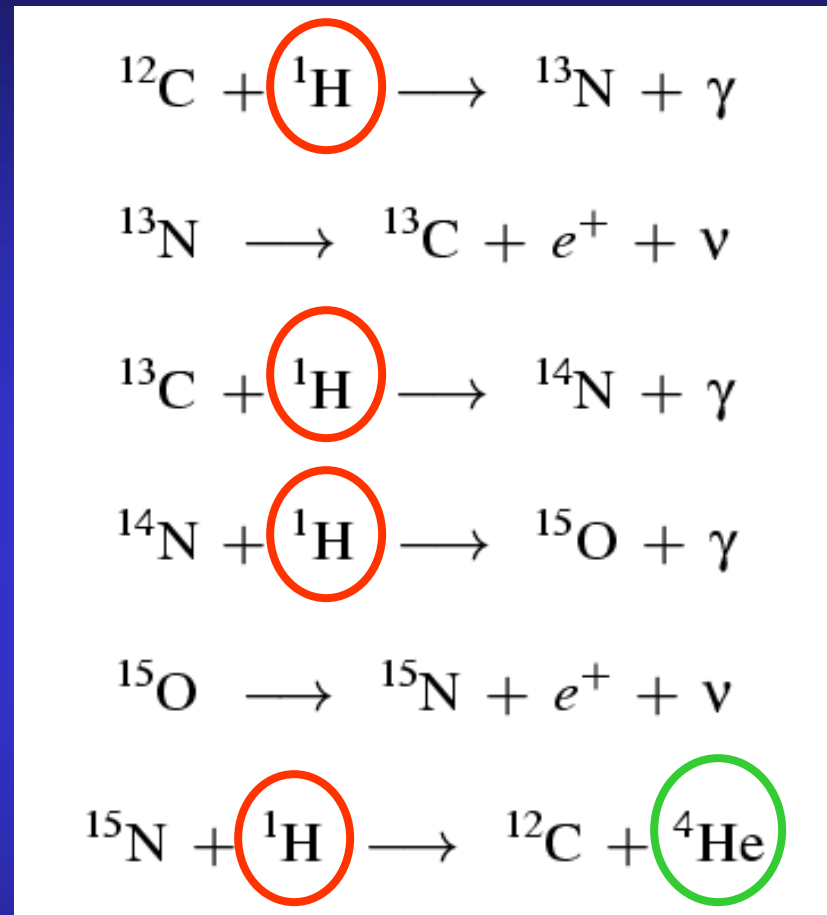
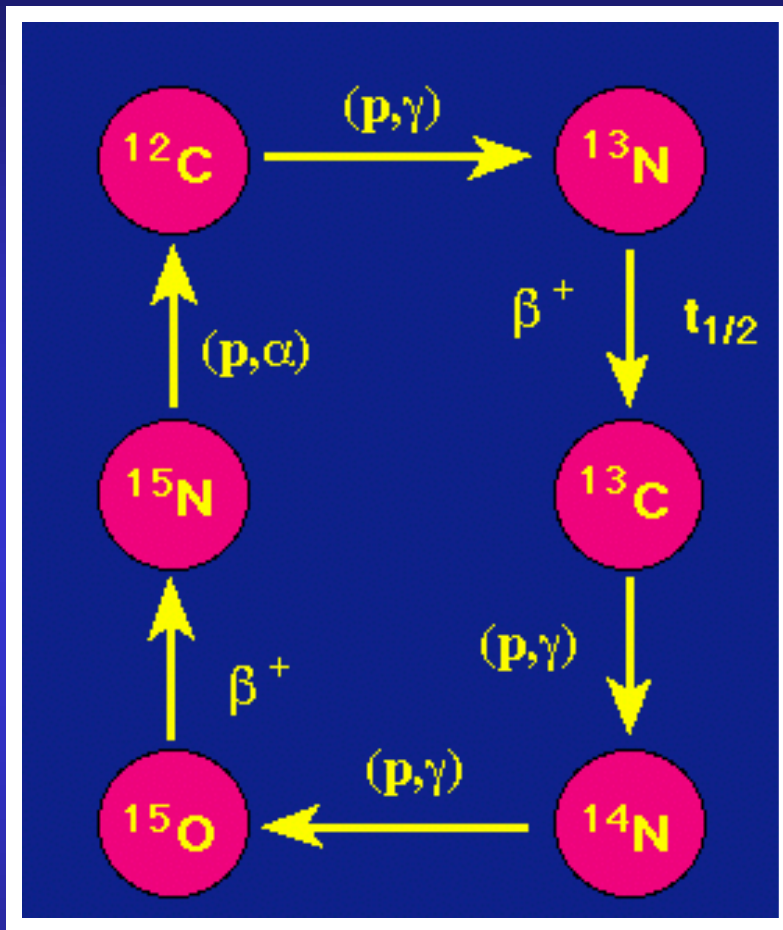
4. step



Gdy temperatura osiągnie dostatecznie dużą wartość (15 mln K) rozpoczyna się reakcja termojądrowa.

Źródło energii gwiazd o masie podobnej do masy Słońca

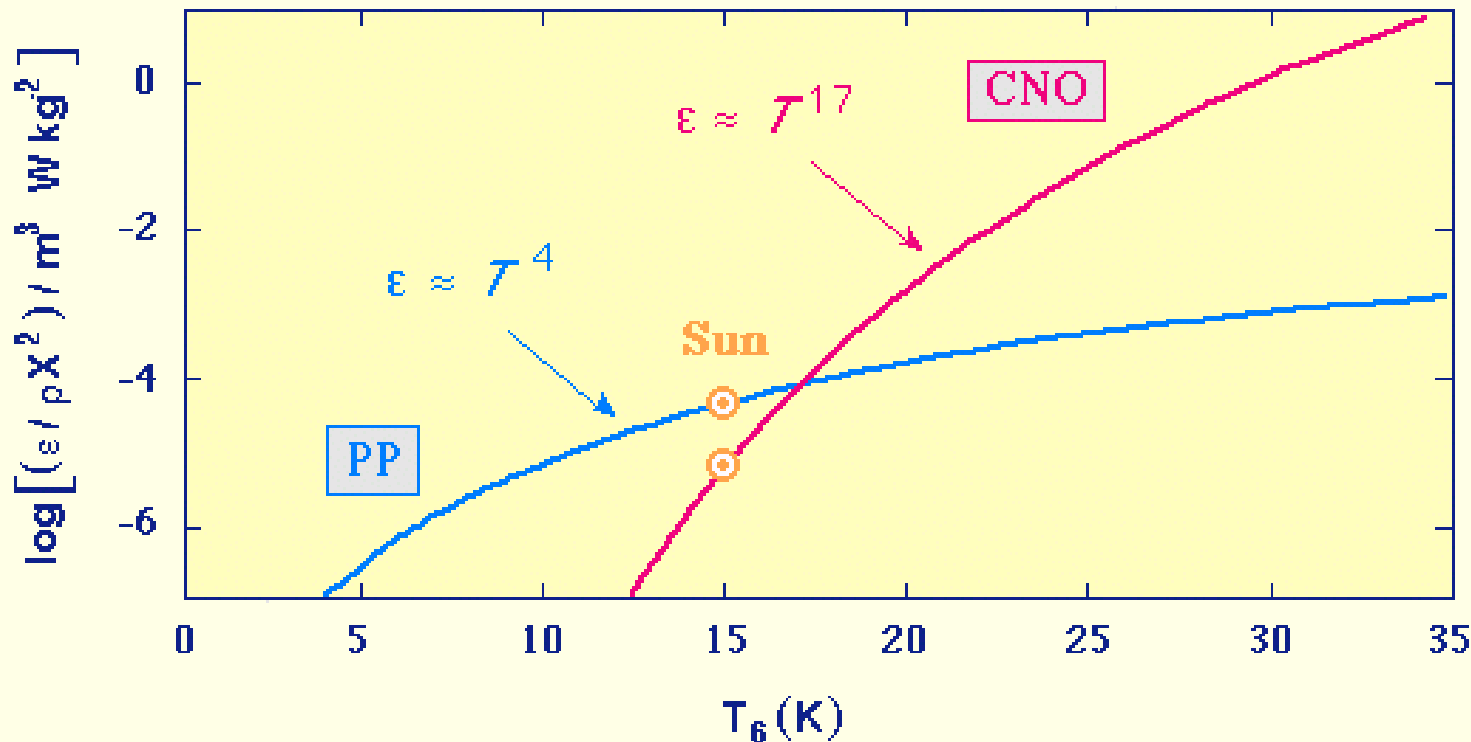
Cyki CNO



Źródło energii gwiazd o masie większej od masy Słońca

W jego wyniku liczba jąder węgla i azotu zostaje nie zmieniona, natomiast znikają 4 protony, na których miejsce pojawia się jądro helu.

Porównanie cyklu p-p i CNO



Energy production rates for the PP chain and CNO cycle as a function of temperature (units of 10^6 K).

Cykl CNO potrzebuje wyższej temperatury, aby przewyżnić odpychanie kulombowskie.

Model gwiazdy

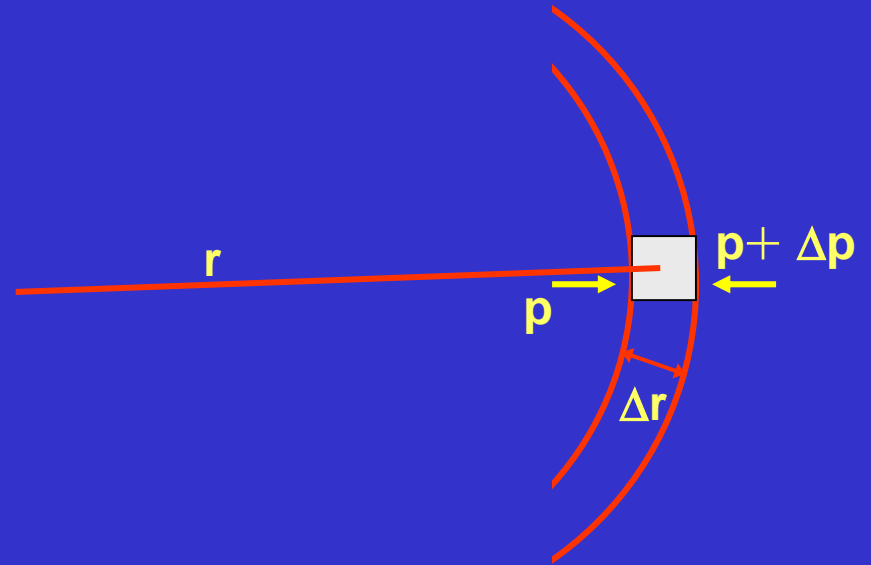
Teoretyczne modele gwiazd opierają się na następujących założeniach:

- **gwiazda pozostaje w równowadze hydrostatycznej (ciśnienie gazu, a w jądrze również ciśnienie promieniowania, równoważone przez siły grawitacji)**
- **emitowana energia jest zastępowana energią, produkowaną we wnętrzu gwiazdy (jest to tzw. zasada równowagi termicznej: poszczególne warstwy gwiazdy mają stałe temperatury)**
- **transport energii w gwieździe następuje poprzez promieniowanie i konwekcję**
- **gaz zawarty w gwieździe w przybliżeniu spełnia równanie stanu gazu doskonałego**

Model gwiazdy

Równowaga hydrostatyczna:

Siły działające na mały prostopadłościan o powierzchni jednostkowej i grubości Δr w odległości r od środka gwiazdy:



Grawitacja:
$$F(r) = \frac{GM(r)m(r)}{r^2}$$

$M(r)$ - masa kuli o promieniu r

$m(r)$ - masa prostopadłościanu:
$$m(r) = \rho(r) \cdot V = \rho(r) \cdot S \cdot \Delta r$$

Dla $S = 1$ mamy:

$$F(r) = \frac{GM(r)\rho(r)\Delta r}{r^2}$$

Model gwiazdy

Równowaga hydrostatyczna:

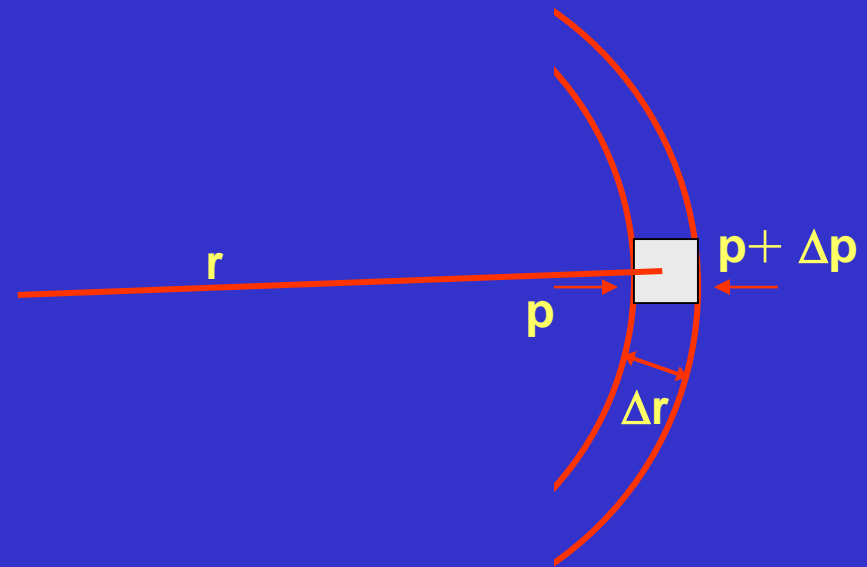
Siłę grawitacji równoważy
różnica ciśnień Δp

$$p - (p + \Delta p) = \frac{GM(r)\rho(r)\Delta r}{r^2}$$

$$\Delta p = -\frac{GM(r)\rho(r)\Delta r}{r^2}$$



$$\frac{dp}{dr} = -\frac{GM(r)\rho(r)}{r^2}$$

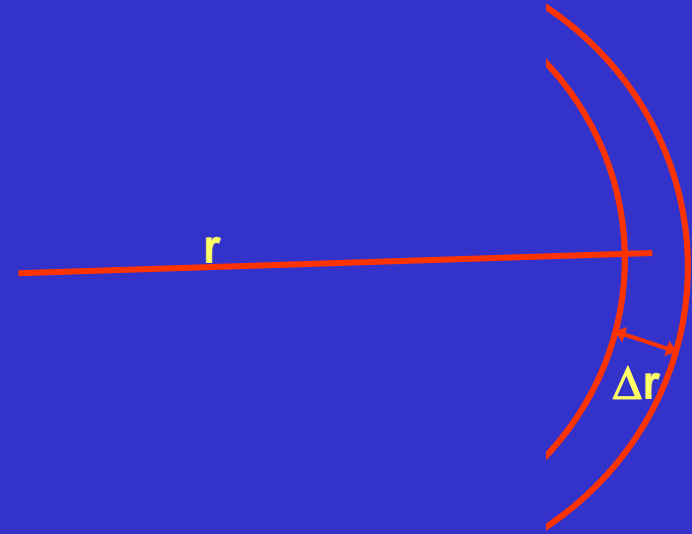


Zależność radialna ciśnienia

Model gwiazdy

$L(r)$ – ilość energii dochodzącej do warstwy Δr

$L(r) + \Delta L$ – ilość energii opuszczająca warstwę Δr

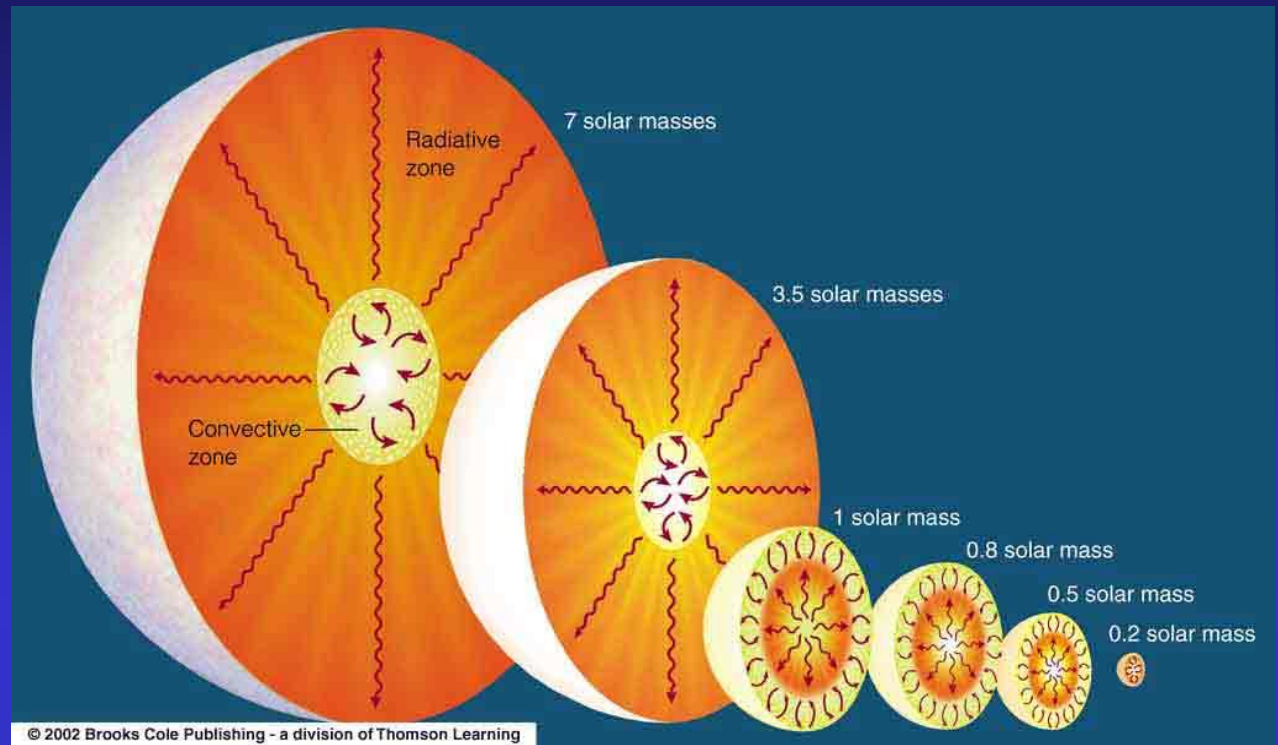


ΔL – zależy od tempa produkcji energii ε i od masy warstwy $\Delta M(r)$:

$$\Delta L(r) = \varepsilon \cdot \Delta M(r) = \varepsilon \cdot 4\pi r^2 \Delta r \rho(r)$$

$$\frac{dL}{dr} = 4\pi r^2 \varepsilon \rho(r)$$

Model gwiazdy



© 2002 Brooks Cole Publishing - a division of Thomson Learning

Transport energii
odbywa się przez:

1. Konwekcję

$$\frac{dT}{dr} = - \frac{\gamma - 1}{\gamma} \frac{GM(r)}{r^2} \frac{\mu}{R}$$

2. Promieniowanie

$$\frac{dT}{dr} = - \frac{3\kappa}{16\pi ac} \cdot \frac{1}{r^2} \cdot \frac{\rho(r)L(r)}{T^3(r)}$$

Gdzie: $\gamma = c_p/c_v$, κ - współczynnik nieprzezroczystości, μ - średnia masa cząsteczkowa, a - współczynnik ze wzoru na ciśnienie promieniowania:

$$p = \frac{1}{3} aT^4$$

Model gwiazdy

Układ równań:

$$\frac{dp}{dr} = - \frac{GM(r)\rho(r)}{r^2}$$

$$\frac{dM}{dr} = 4\pi r^2 \rho(r)$$

$$\frac{dL}{dr} = 4\pi r^2 \varepsilon \rho(r)$$

$$\frac{dT}{dr} = - \frac{\gamma - 1}{\gamma} \frac{GM(r)}{r^2} \frac{\mu}{R}$$

$$\frac{dT}{dr} = - \frac{3\kappa}{16\pi ac} \cdot \frac{1}{r^2} \cdot \frac{\rho(r)L(r)}{T^3(r)}$$

stała gazowa

oraz:

$$p = \frac{R}{\mu} \rho T$$

Z warunkami brzegowymi:

Na powierzchni gwiazdy ($r = R$):
 $M(R) = M_0, p(R) = 0, L(R) = L, T(R) = 0$

W środku gwiazdy ($r = 0$):
 $M(0) = 0, L(0) = 0$

pozwała na znalezienie parametrów gwiazdy

Model gwiazdy

Twierdzenie Vogt-Russel'a

Jeśli gwiazda pozostaje w równowadze hydrostatycznej oraz termicznej, a energia w jej wnętrzu produkowana jest w trakcie reakcji termojądrowych, wówczas jej struktura jest jednoznacznie określona przez jej całkowitą masę i skład chemiczny

Masy gwiazd

Aby mogły zachodzić reakcje termojądrowe, masa gwiazdy musi być nie mniejsza niż 8% masy Słońca.

Mniejsze obiekty: brązowe karły

Emitują słabe termiczne promieniowanie, powoli stygnąc.

Gwiazdy o masach większych niż 150 mas Słońca – niestabilne.

Gdy powstanie tak duża gwiazda, produkuje ogromną ilość energii, która rozrywa ją na kawałki lub pod wpływem własnej masy zapada się, tworząc czarną dziurę.

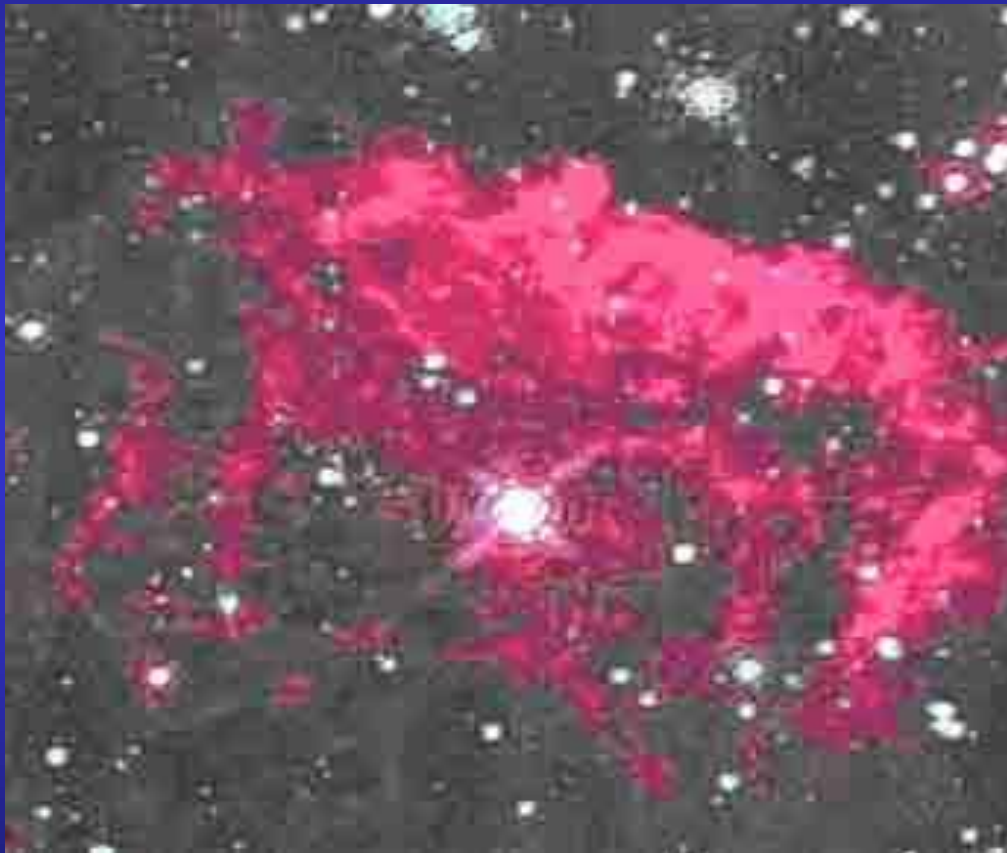
Masy gwiazd mieszczą się w zakresie 0,1 –100 mas Słońca

Mogą różnić się o czynnik 10^3

Dla porównania: masa galaktyki różni od masy atomu wodoru o czynnik 10^{68}

Masy gwiazd

Największa znana gwiazda



Pod koniec lat 90 w centrum naszej galaktyki, odkryto gwiazdę o masie około 200 mas Słońca.

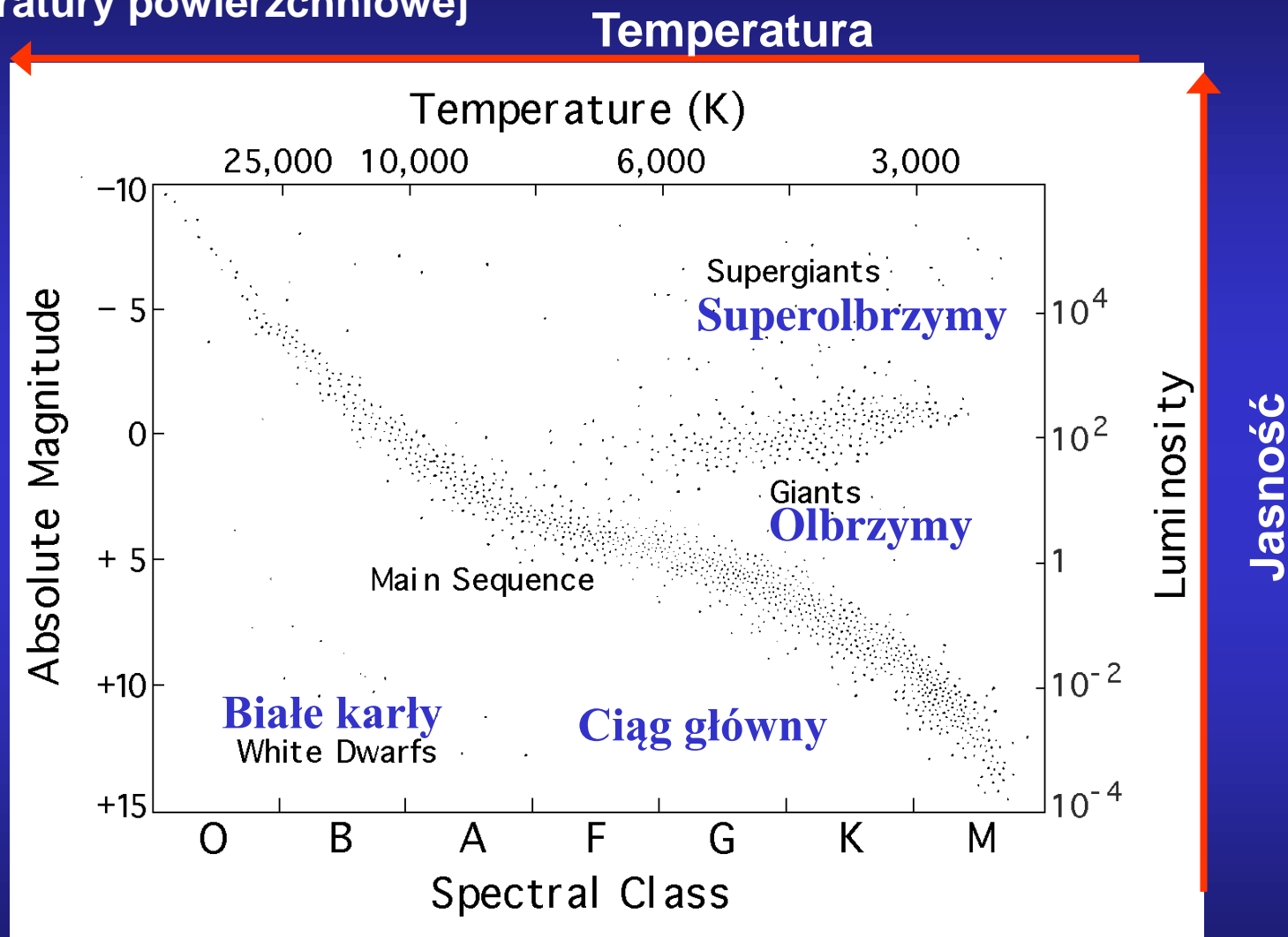
Wykryto ją kamerą na podczerwień znajdującą się na teleskopie Hubble'a, ponieważ jest otoczona wielką chmurą pyłową w kształcie pistoletu (powstała przez odrzucenie przez gwiazdę zewnętrznych warstw w wyniku wybuchu ok. 4-6 tys. lat temu).

Nie wiadomo, jak mogła powstać tak wielka gwiazda.



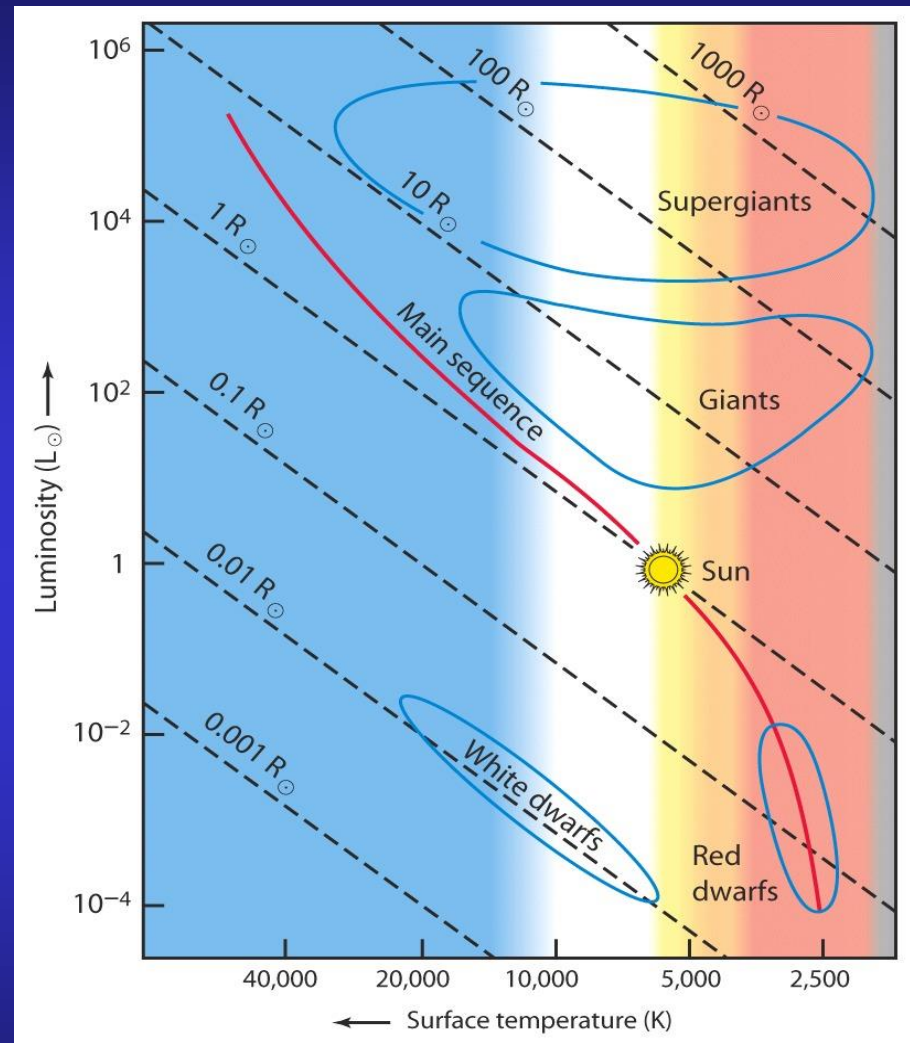
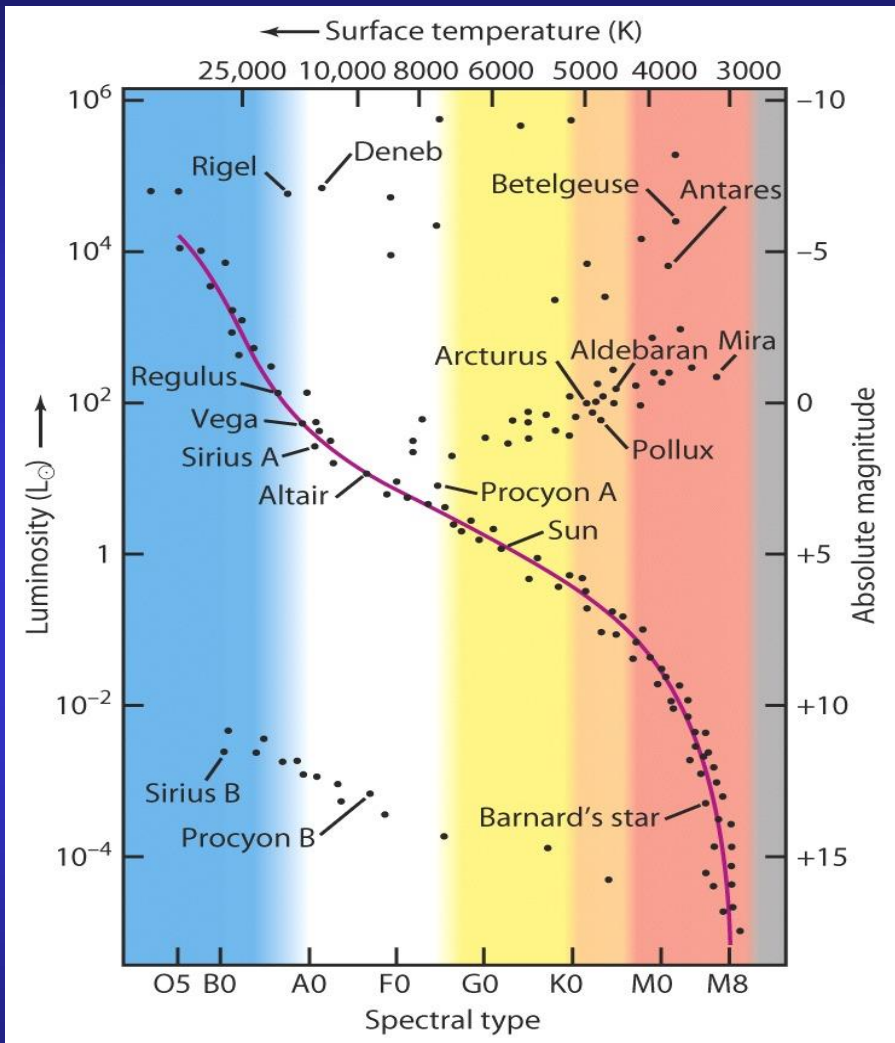
Diagram HR

Diagram Hertzsprunga - Russella –zależność jasności gwiazdy od temperatury powierzchni



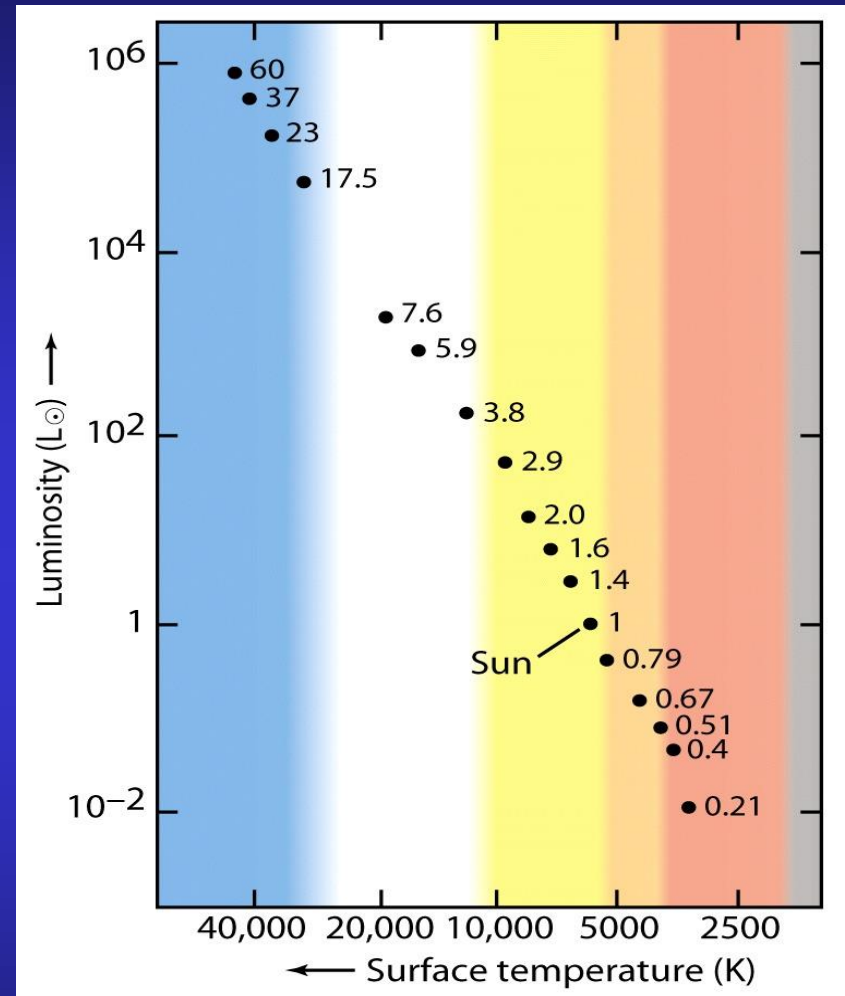
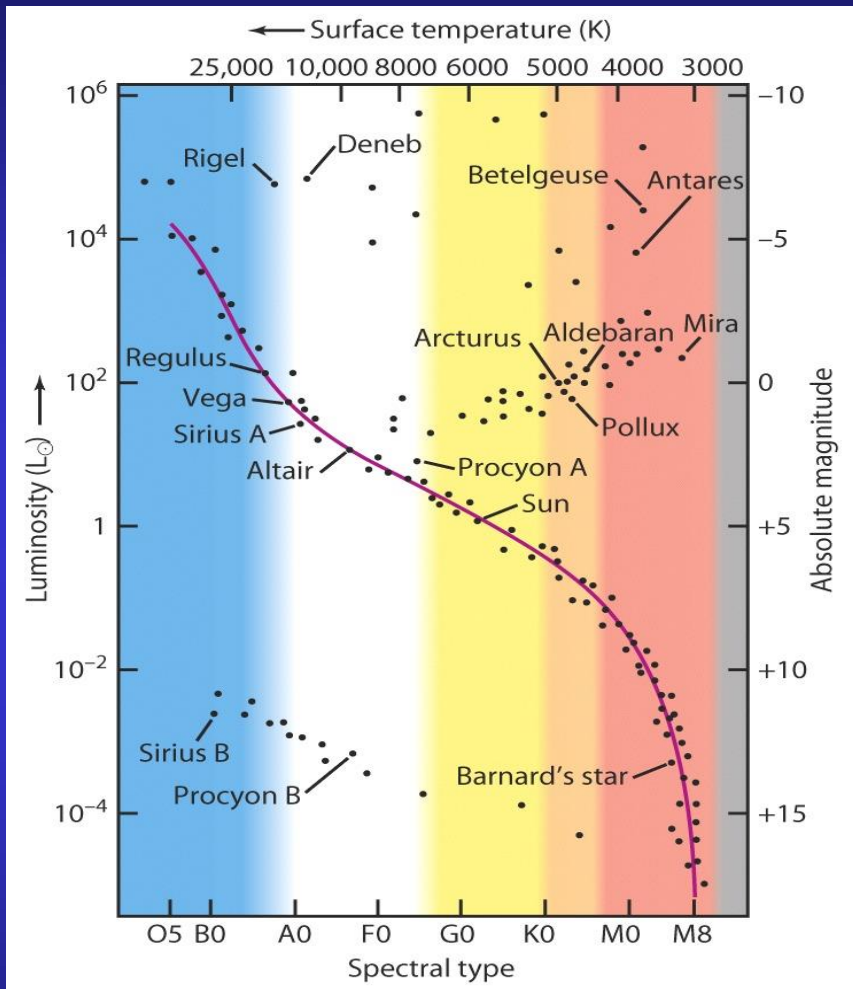
Absolutna wielkość gwiazdowa jest to jasność, jaką miałaby gwiazda obserwowana z odległości 10 parseków (32,6 l.św.). Słońce ma absolutną wielkość gwiazdową 4,79 mag.

Diagram HR



Na diagonalu leżą gwiazdy o podobnych promieniach.

Diagram HR



Zależność położenia na diagramie od masy gwiazdy tylko dla gwiazd ciągu głównego.

Ewolucja gwiazd

Przebieg ewolucji gwiazdy zależy jedynie od jej masy w momencie rozpoczęcia reakcji termojądrowych w jej wnętrzu.

Duża masa – szybsza ewolucja

Gwiazdy o masach mniejszych niż 0,08 masy Słońca (brązowe karły) nie są w stanie zapoczątkować przemiany wodoru w hel.

Gwiazdy o masach mniejszych niż 0,8 masy Słońca (czerwone karły) nie są w stanie zapoczątkować przemiany helu w węgiel.

Gwiazdy o masach (0,8 – 3) masy Słońca nie są w stanie zapalić węgla.

Gwiazdy o masach większych niż 3 masy Słońca mogą zapoczątkować spalanie węgla ($T > 600$ mln K).

Ewolucja gwiazd

Protogwiazda

- W czasie kurczenia się energia grawitacyjna zamienia się w ciepło, ogrzewając centrum obłoku.
- Gaz nagrzewa się do 2 do 3 tys. K
- Świeci na czerwono, ale otaczający go kokon gazowo-pyłowy pochłania promieniowanie i wysyła je dalej w podczerwieni i w zakresie mikrofalowym.

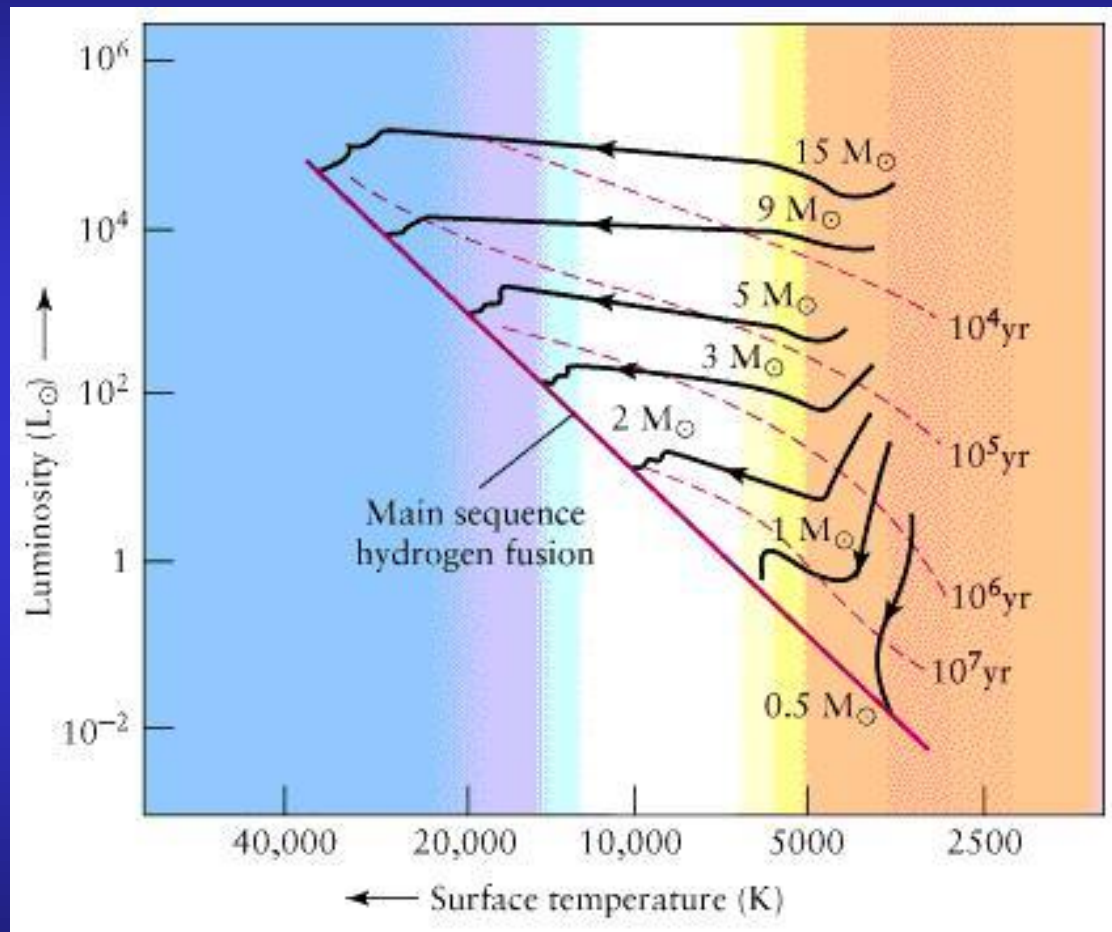
Ewolucja gwiazd

- We wnętrzu rozpoczynają się reakcje zamiany wodoru w hel
- Silny wiatr gwiazdowy wyrzuca część masy rodzącej się gwiazdy, rozwiewając jednocześnie gazowo-pyłowy kokon.
- Gwiazda staje się widoczna z zewnątrz

Rozpoczyna się najdłuższy etap życia gwiazdy – na ciągu głównym diagramu HR

Ewolucja gwiazd

Gwiazda ciągu głównego



W momencie rozpoczęcia nukleosyntezy gwiazda przesuwa się na ciąg główny.

Pozycja gwiazdy zależy od masy.

W jądrze wodór zamienia się w hel

Gwiazda jest w równowadze hydrostatycznej

Ten etap zajmuje około 90% życia gwiazdy.

Ewolucja gwiazd

Podolbrzym

W jądrze cały wodór zamienił się w hel, reakcja termojądrowa wygasa → Ciśnienie promieniowania maleje

Zachwiana równowaga hydrostatyczna

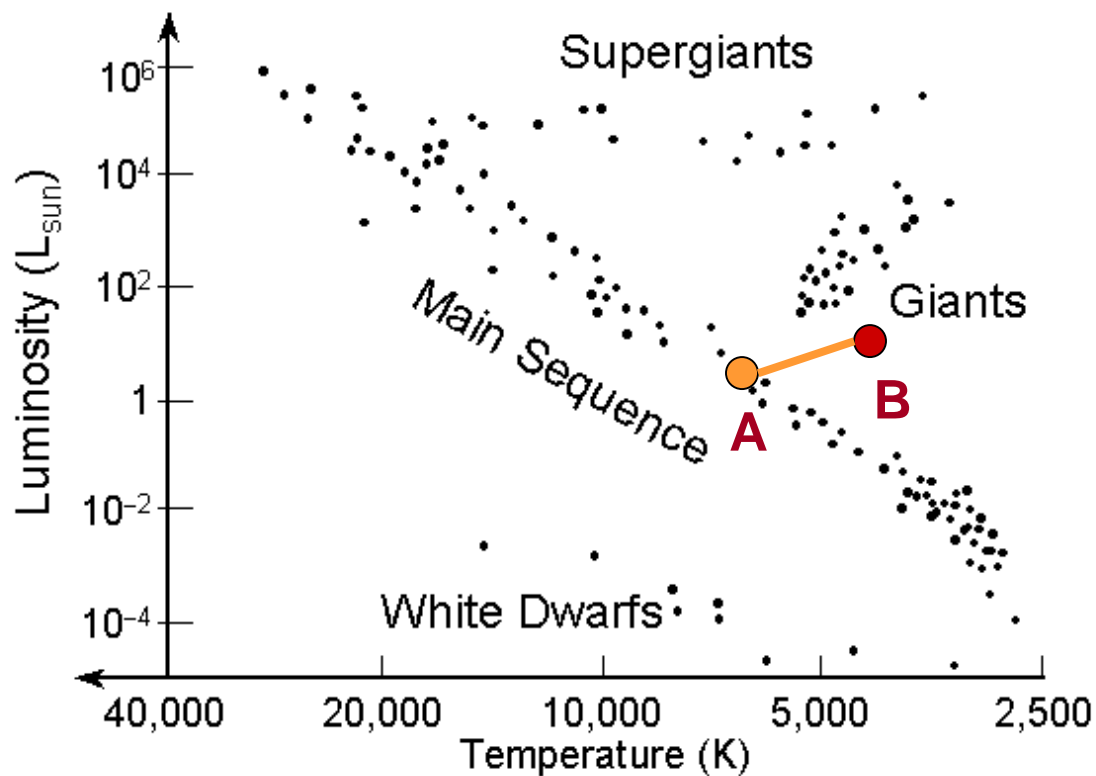
Jądro się kurczy, jego temperatura rośnie, zapalając wodór w otoczce

Wzrasta wydzielanie energii powodując rozdęcie zewnętrznych warstw gwiazdy

Gwiazda staje się podolbrzymem

Ewolucja gwiazd

Podolbrzym



Gwiazda przesuwa się na diagramie od punktu **A** do **B**

Jądro kurczy się i ogrzewa.

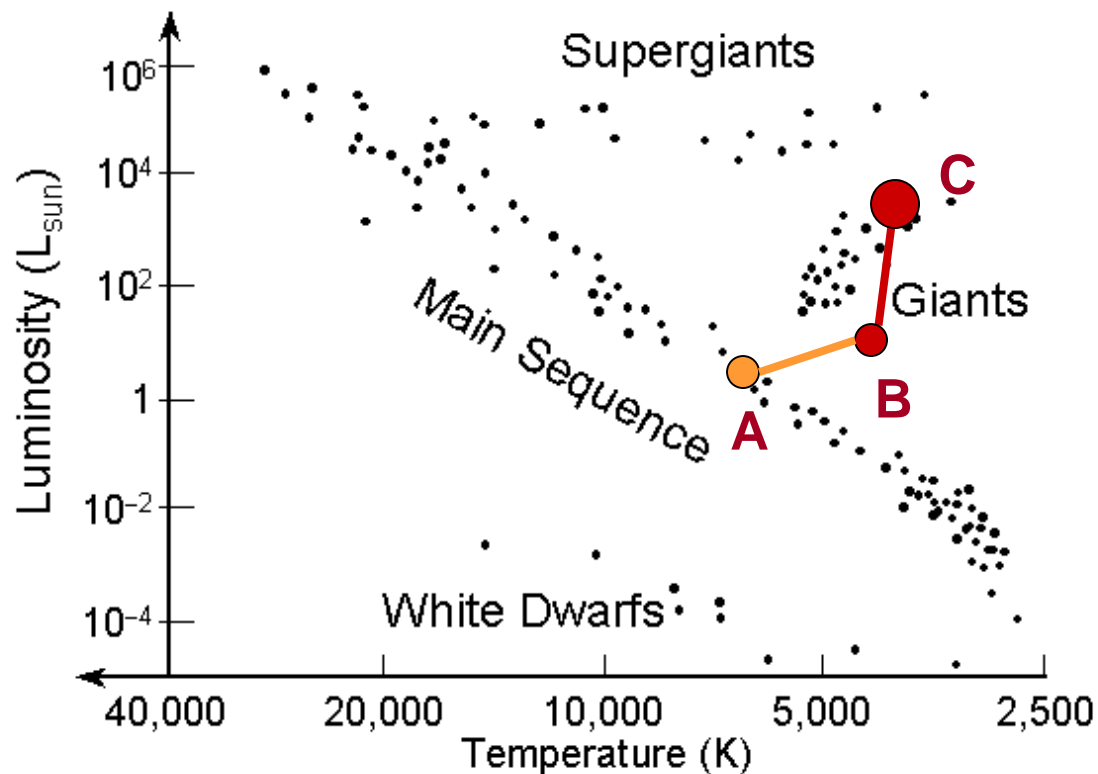
Reakcje termojądrowe zachodzą tylko w cienkiej warstwie otaczającej jądro.

Nadmiarowa energia wytwarzana w pobliżu jądra częściowo pochłaniana jest w warstwach środkowych. Rozmiar powiększa się kilkukrotnie

Rozszerzanie tych warstw i obniżenie temperatury powierzchniowej – gwiazda świeci na czerwono.

Ewolucja gwiazd

Olbrzym



Obniżenie temperatury warstw powierzchniowych powoduje ich nieprzezroczystość.

Transport energii przez promieniowanie niemożliwy – konwekcja zaczyna odgrywać główną rolę.

Wydajny mechanizm transportu energii jakim jest konwekcja prowadzi do dużego wzrostu jasności gwiazdy (B -C)

Rozmiar powiększa się stukrotnie

Jako olbrzym gwiazda może wyrzucać spore ilości gazu w postaci „wiatru“.

Ewolucja gwiazd

Degeneracja gazu elektronowego.

Kurczenie się jądra powoduje degenerację gazu elektronowego.

Elektrony to fermiony,
które obowiązuje zakaz
Pauliego

W danym stanie kwantowym
może znajdować się tylko jedna
cząstka danego rodzaju.

Zasada nieoznaczoności Heisenberga wyznacza skończoną liczbę stanów kwantowych w przestrzeni fazowej położień i pędów:

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

W każdym takim stanie mogą znajdować się najwyżej
2 elektrony o przeciwnych spinach.

Ściśnięcie gazu elektronowego \longrightarrow Δx maleje \longrightarrow Δp rośnie \longrightarrow ciśnienie wzrasta

Ewolucja gwiazd

Jeśli objętość zajmowana przez gaz maleje (wzrasta gęstość), wówczas zmniejsza się ilość dostępnych dla cząstek stanów kwantowych w przestrzeni fazowej położień i pędów.

Gdy cząstki wypełnią wszystkie dostępne stany kwantowe, mamy do czynienia ze zdegenerowanym gazem elektronowym.

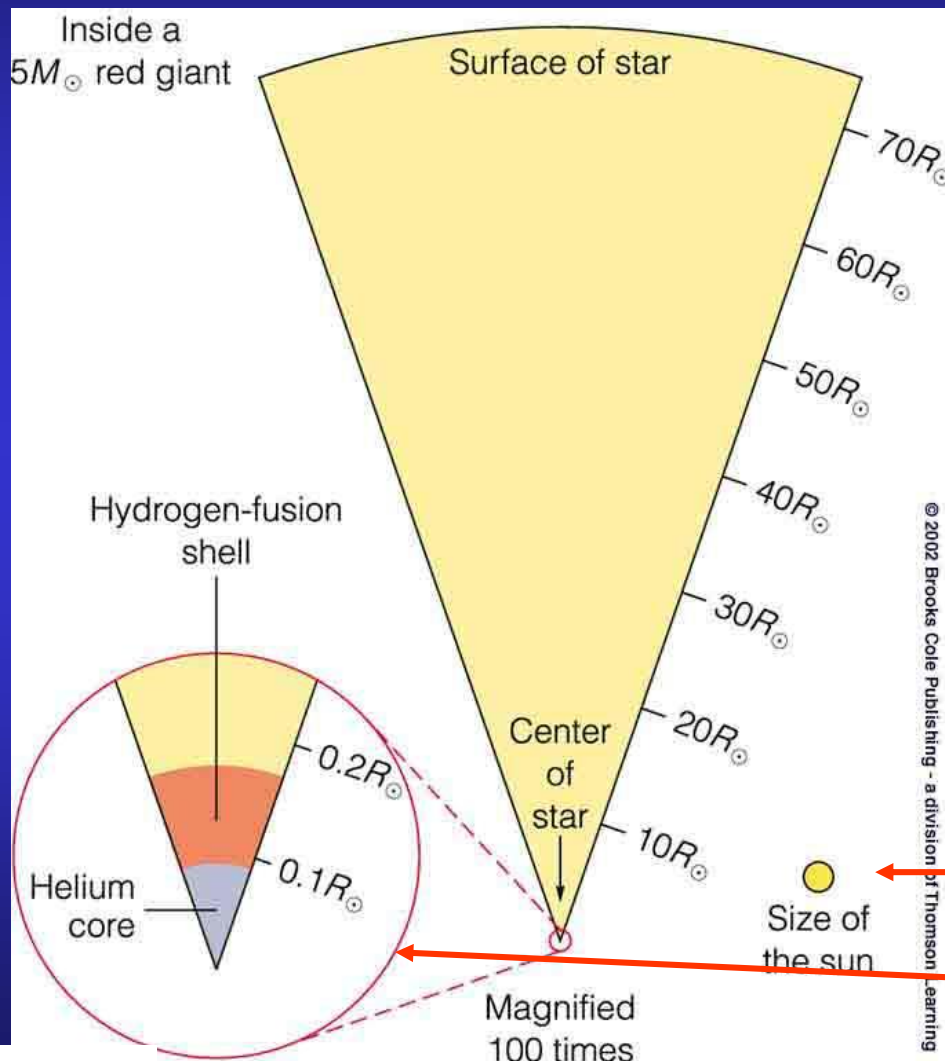
Ciśnienie gazu zdegenerowanego jest określone całkowicie przez gęstość gazu i nie zależy od jego temperatury.

Dalszemu zapadaniu się jądra gwiazdy przeciwdziała wielkie ciśnienie zdegenerowanego gazu elektronowego.

Helowe jądro staje się białym karłem o masie około połowy masy Słońca i wielkości Ziemi – gęstość około 10^6 razy większa niż gęstość wody.

Ewolucja gwiazd

Budowa wewnętrzna czerwonego olbrzyma o masie 5 mas Słońca.



Centralnie położony biały karzeł otoczony przez niezwykle głęboką atmosferę gwiazdową.

Rozmiar Słońca.

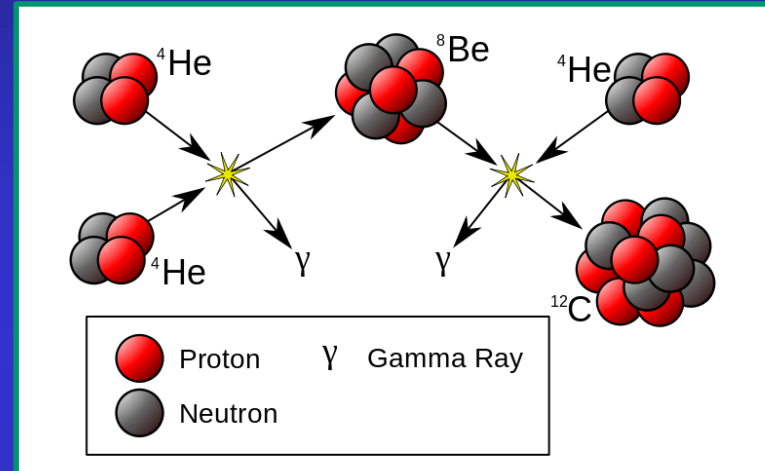
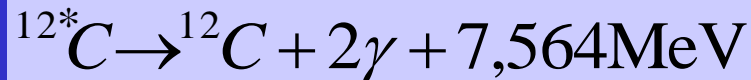
Powiększone 100 razy

Ewolucja gwiazd

Błysk helowy

Kiedy temperatura w jądrze osiągnie wartość ok. 10^8 K zapala się hel.

Proces 3 α :



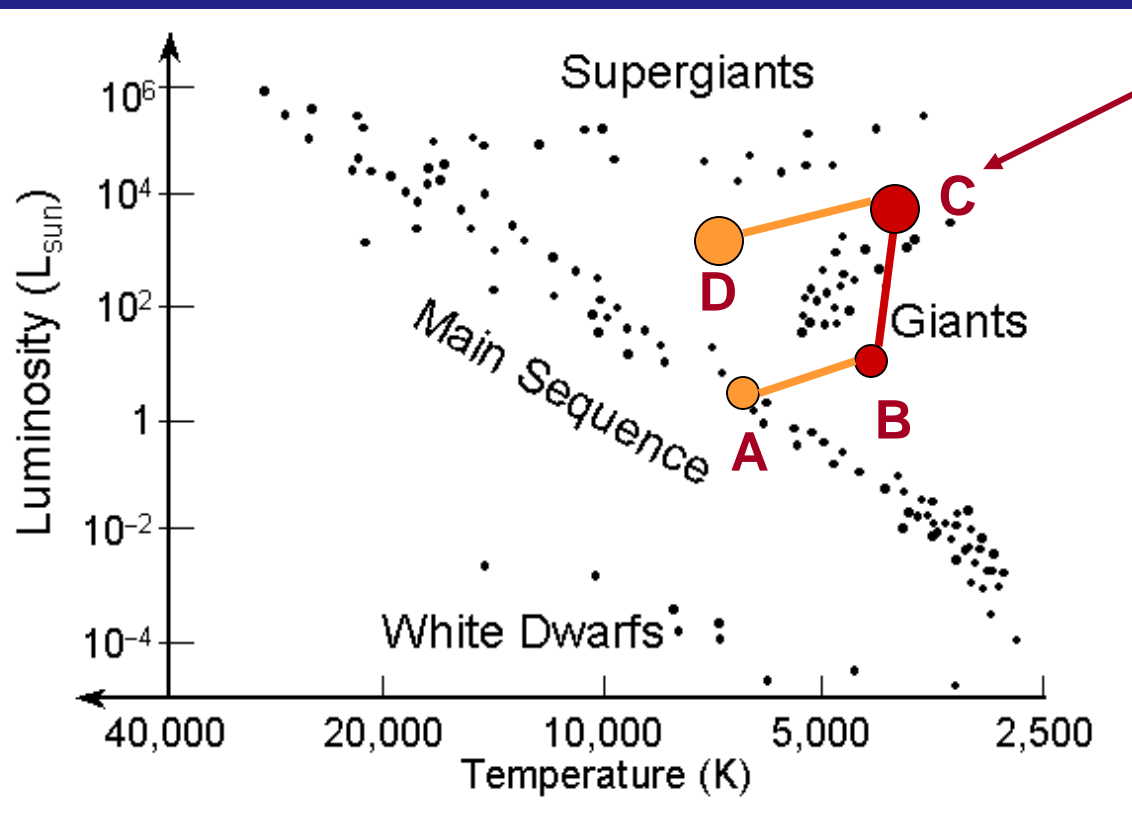
Szybkość tej reakcji jest bardzo czuła na temperaturę ($\propto T^{40}$)

Niewielki wzrost temperatury prowadzi do wybuchu – gwałtownego zapalenia się helu (błysk helowy).

Przez krótką chwilę moc wytwarzana przez czerwonego olbrzyma jest porównywalna z mocą wszystkich gwiazd galaktyki.

Ewolucja gwiazd

Olbrzym



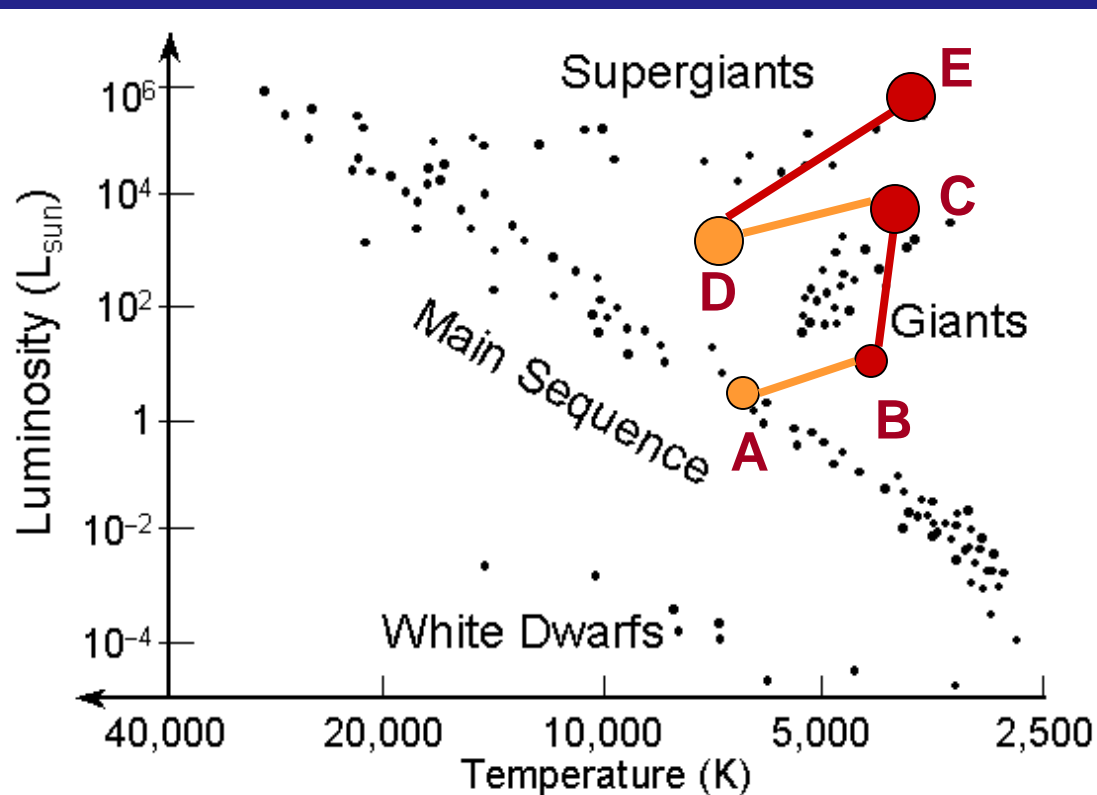
Błysk helowy (C) wyzwala tyle energii, że znosi stan degeneracji gazu elektronowego.

Gwiazda wchodzi we względnie stabilną fazę, w której hel spala się w węgiel.

Osiada na gałęzi horyzontalnej (C - D).

Ewolucja gwiazd

Superołbrzym

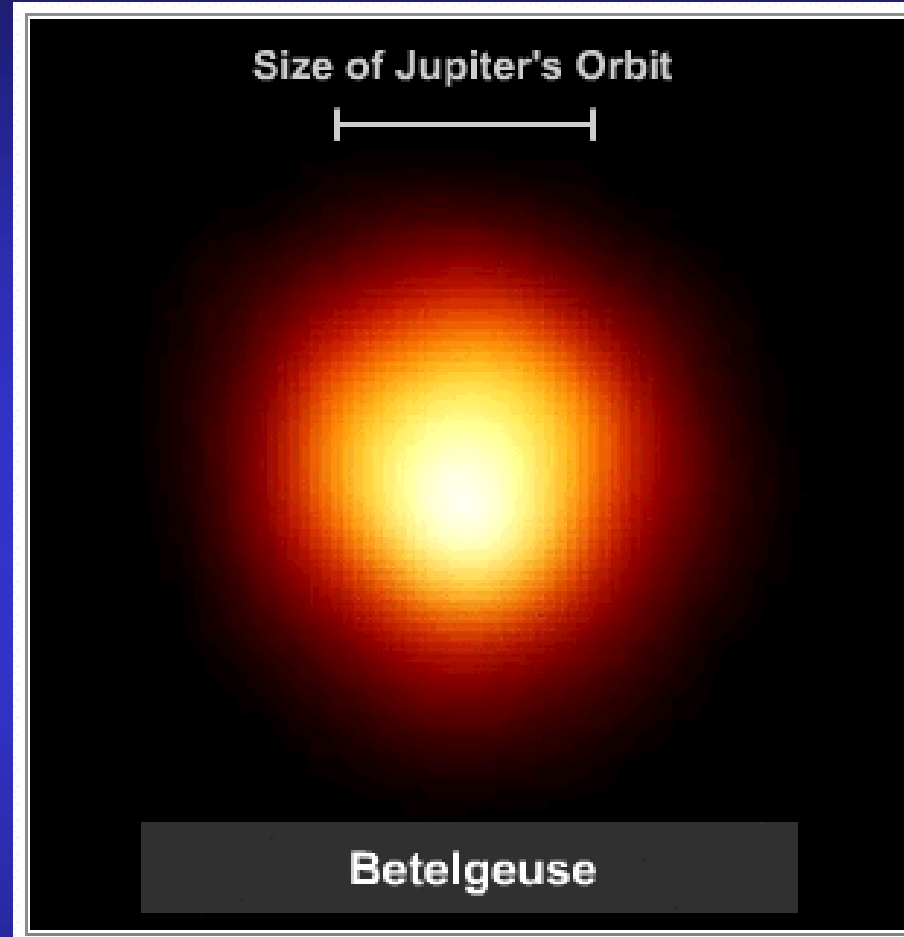
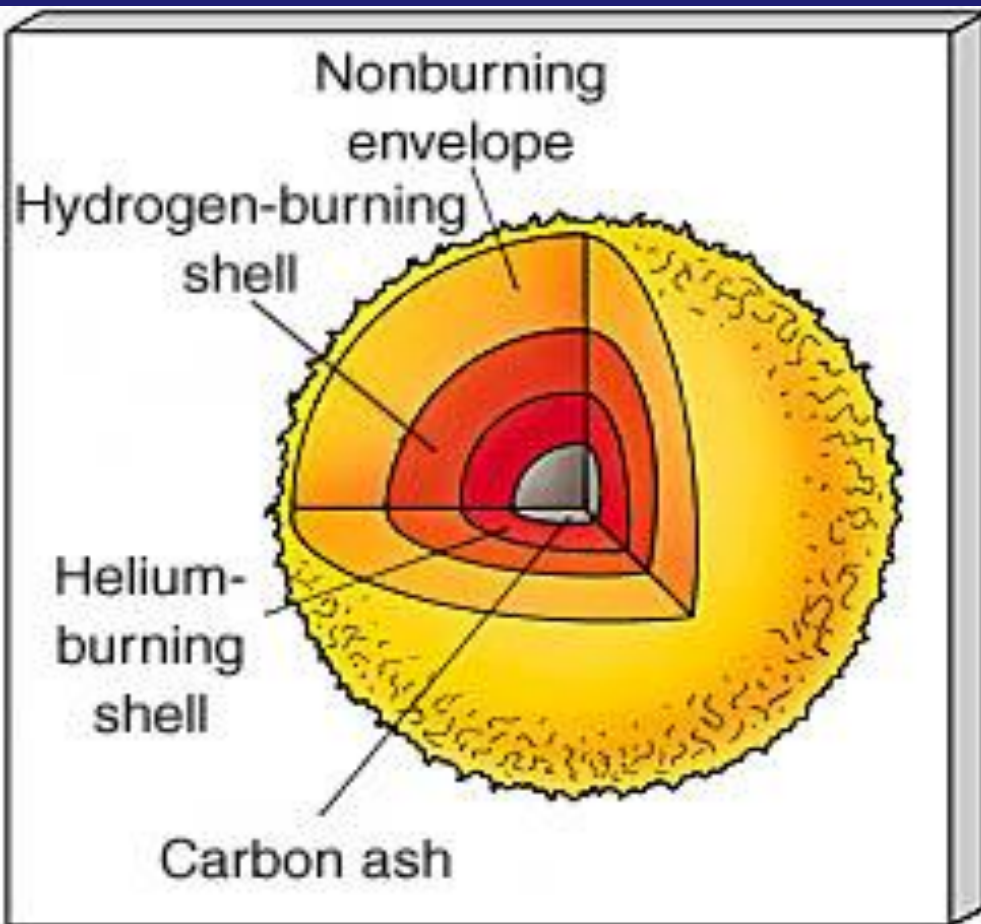


Po wyczerpaniu zapasu helu jądro ponownie zapada się, a zewnętrzne warstwy rozszerzają (D - E).

Spalanie helu tylko w warstwie otaczającej jądro.

Powtórzenie etapu (A - B) po wyczerpaniu zapasów wodoru.

Ewolucja gwiazd

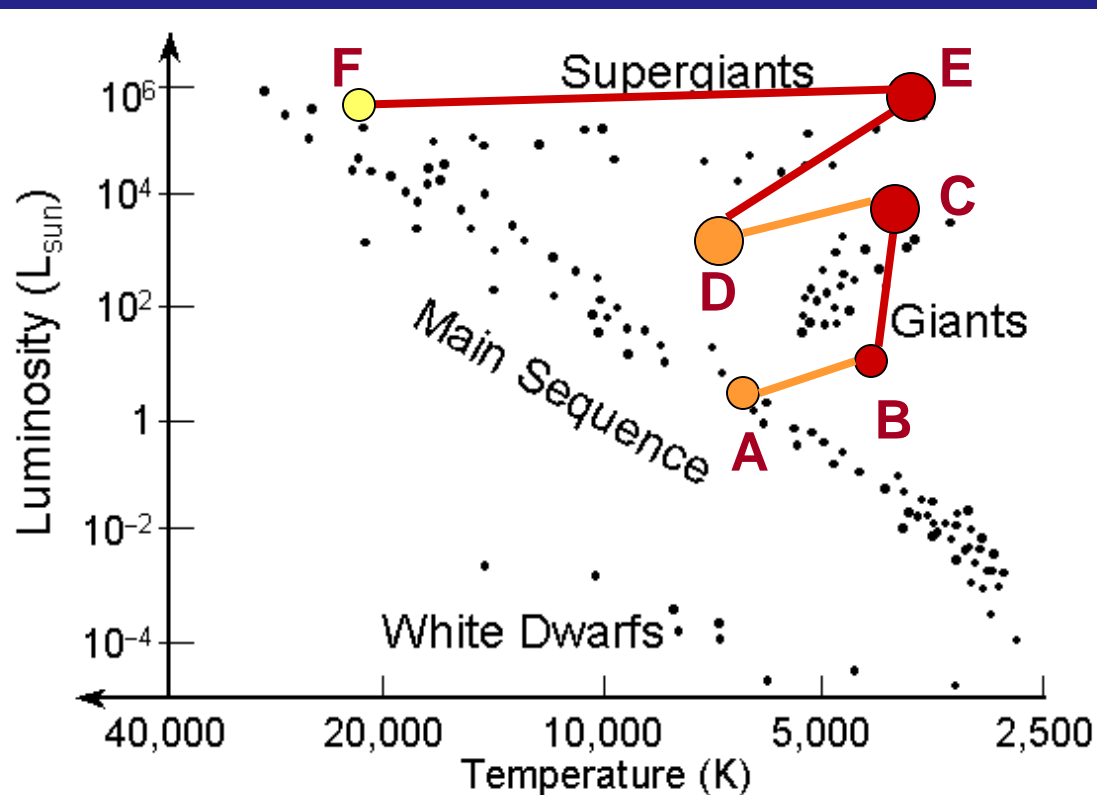


Struktura wewnętrzna superolbrzymia...

i jego wielkość

Ewolucja gwiazd małych

Gwiazdy o masach nie większych niż 3 masy Słońca



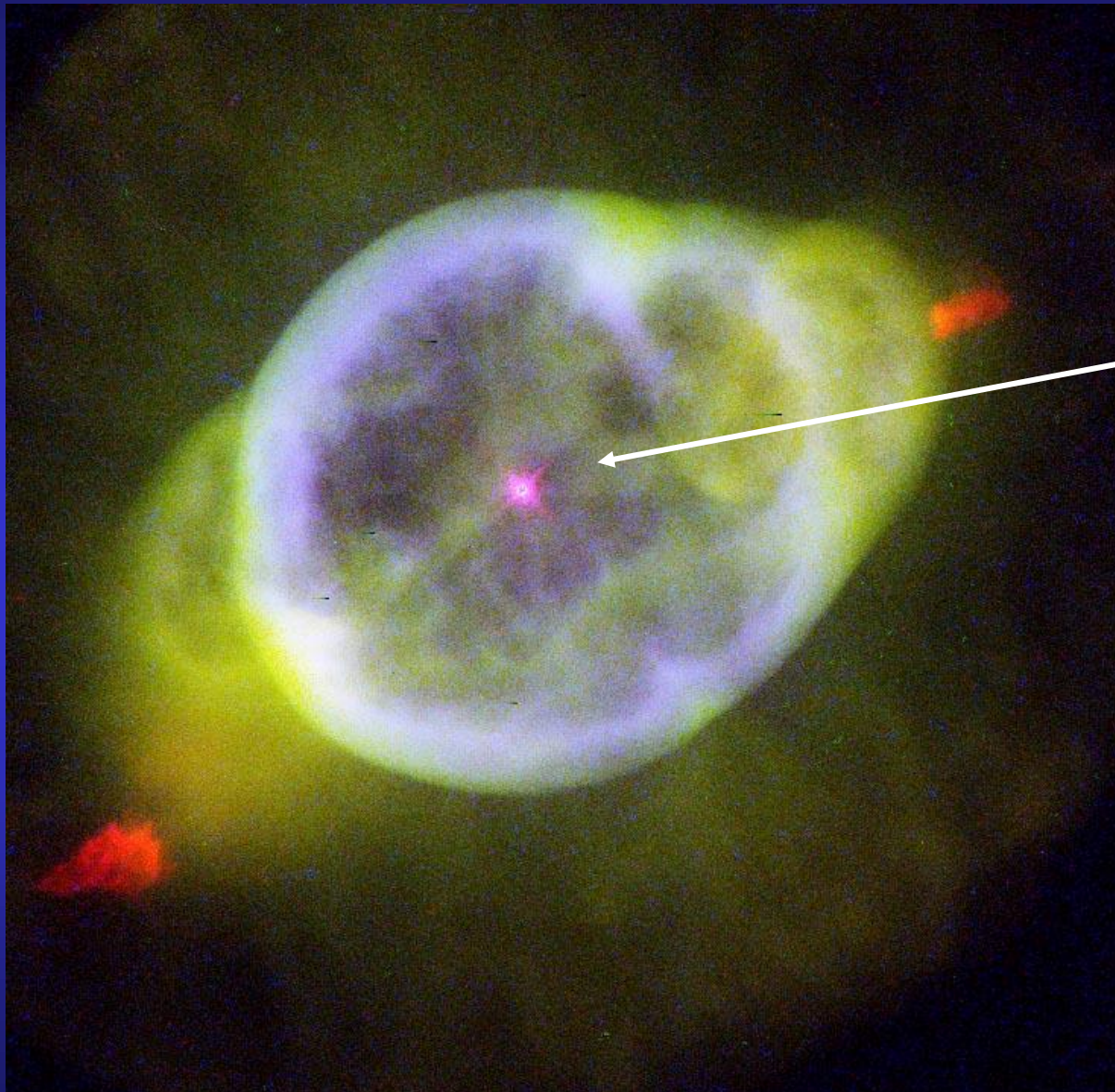
Gwiazda odrzuca swoje warstwy zewnętrzne odsłaniając gorące jądro węglowo-tlenowe (E - F).

W miarę odrzucania warstw zewnętrznych rośnie temperatura powierzchni.

Powstają mgławice planetarne.

Wyrzucane są z prędkością 1000-2000 km/sec

Mgławice planetarne

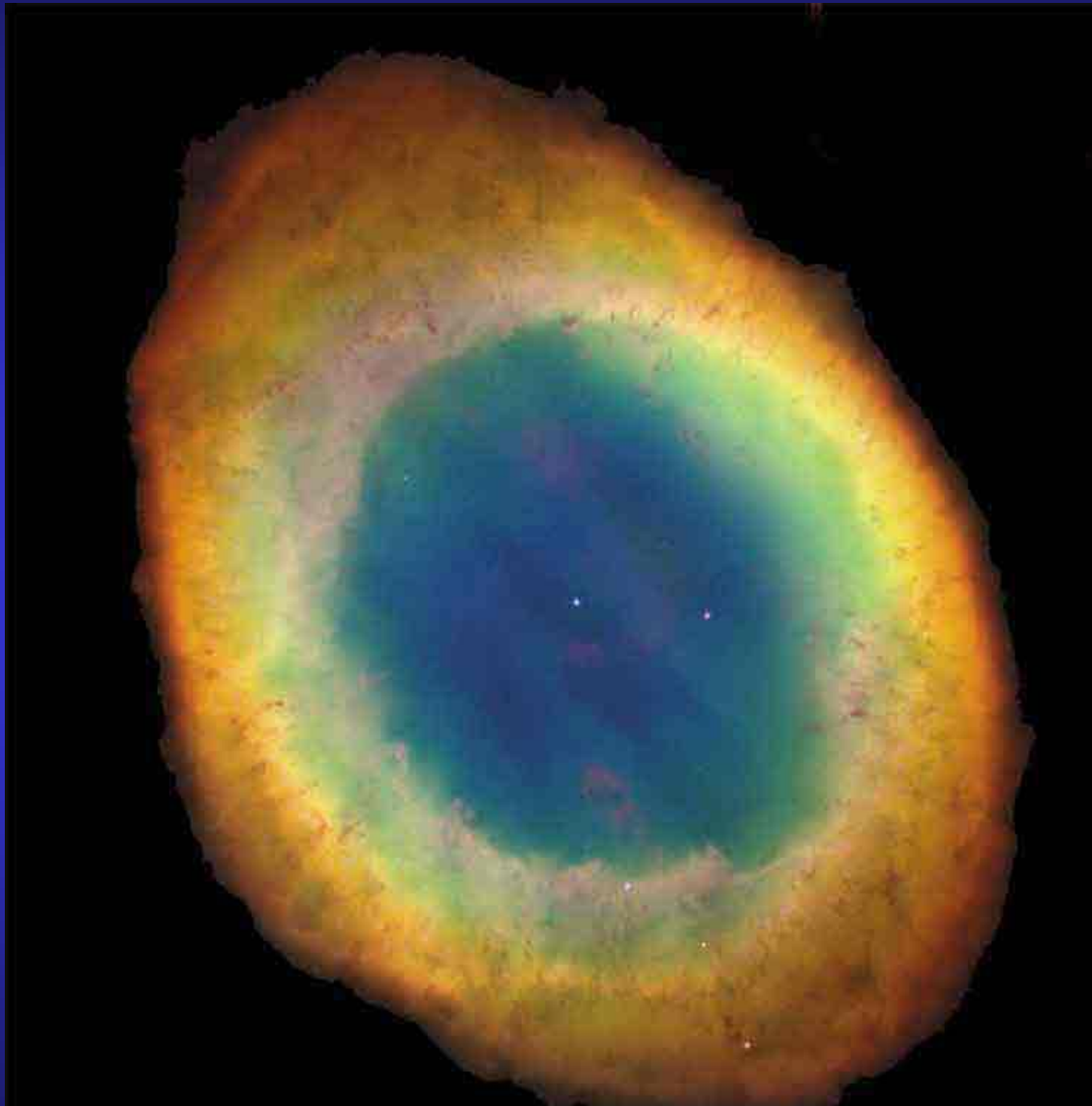


Gorące jądro węglowe

Mgławice planetarne



Mgławice planetarne



© 2002 Brooks Cole Publishing - a division of Thomson Learning



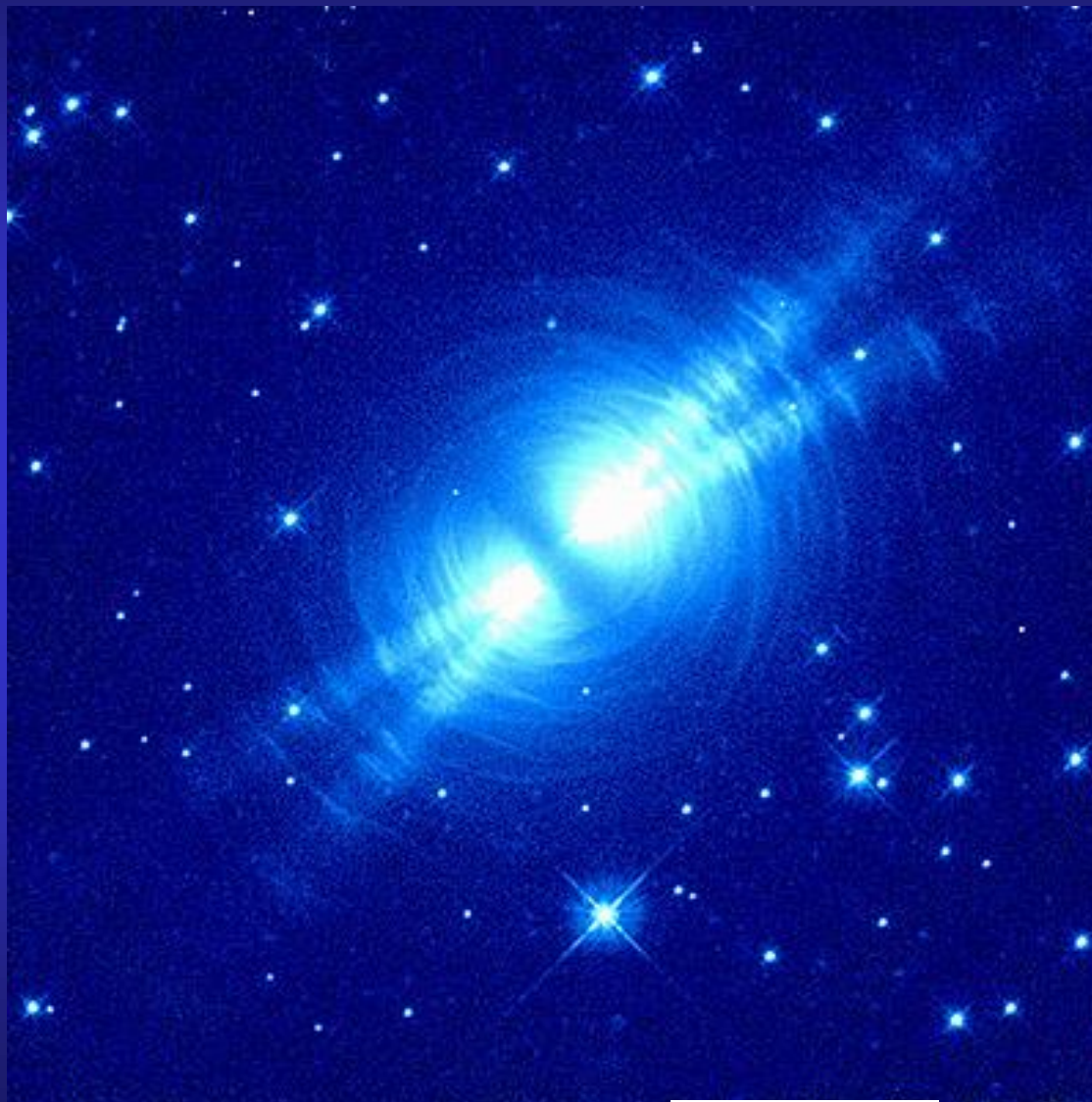
Mgławice planetarne



Mgławice planetarne



Mgławice planetarne



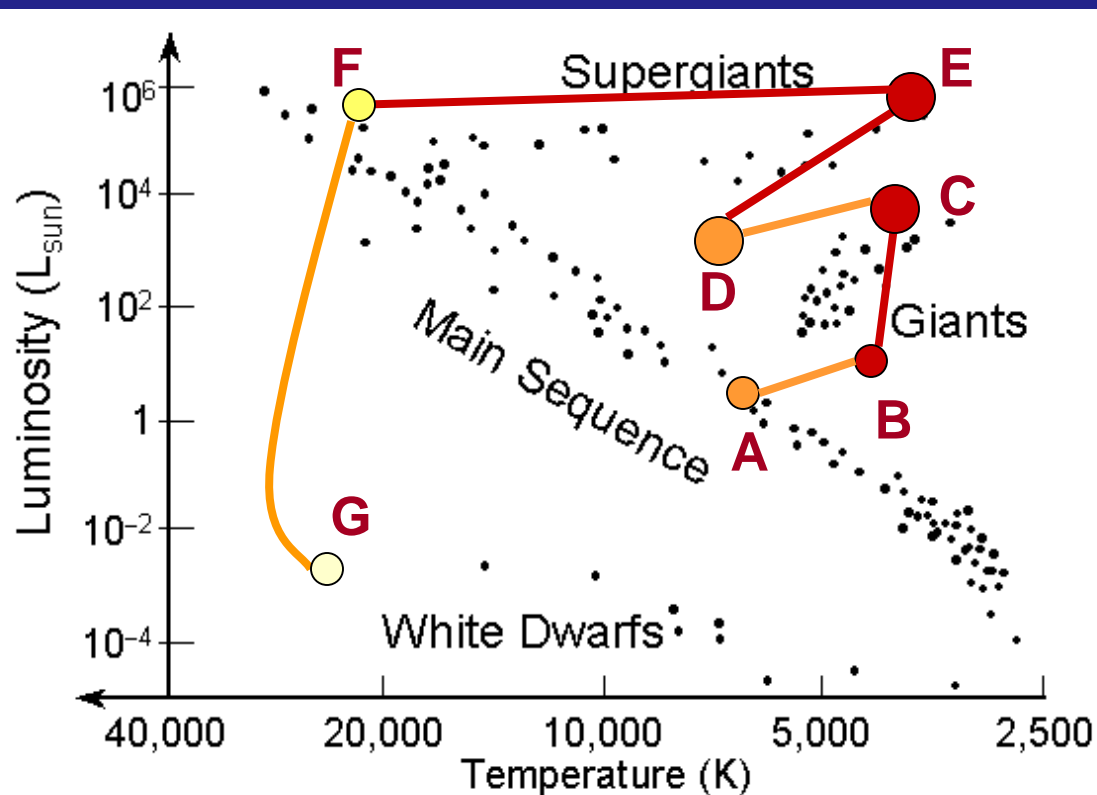
Mgławice planetarne



Mgławice planetarne



Ewolucja gwiazd małych

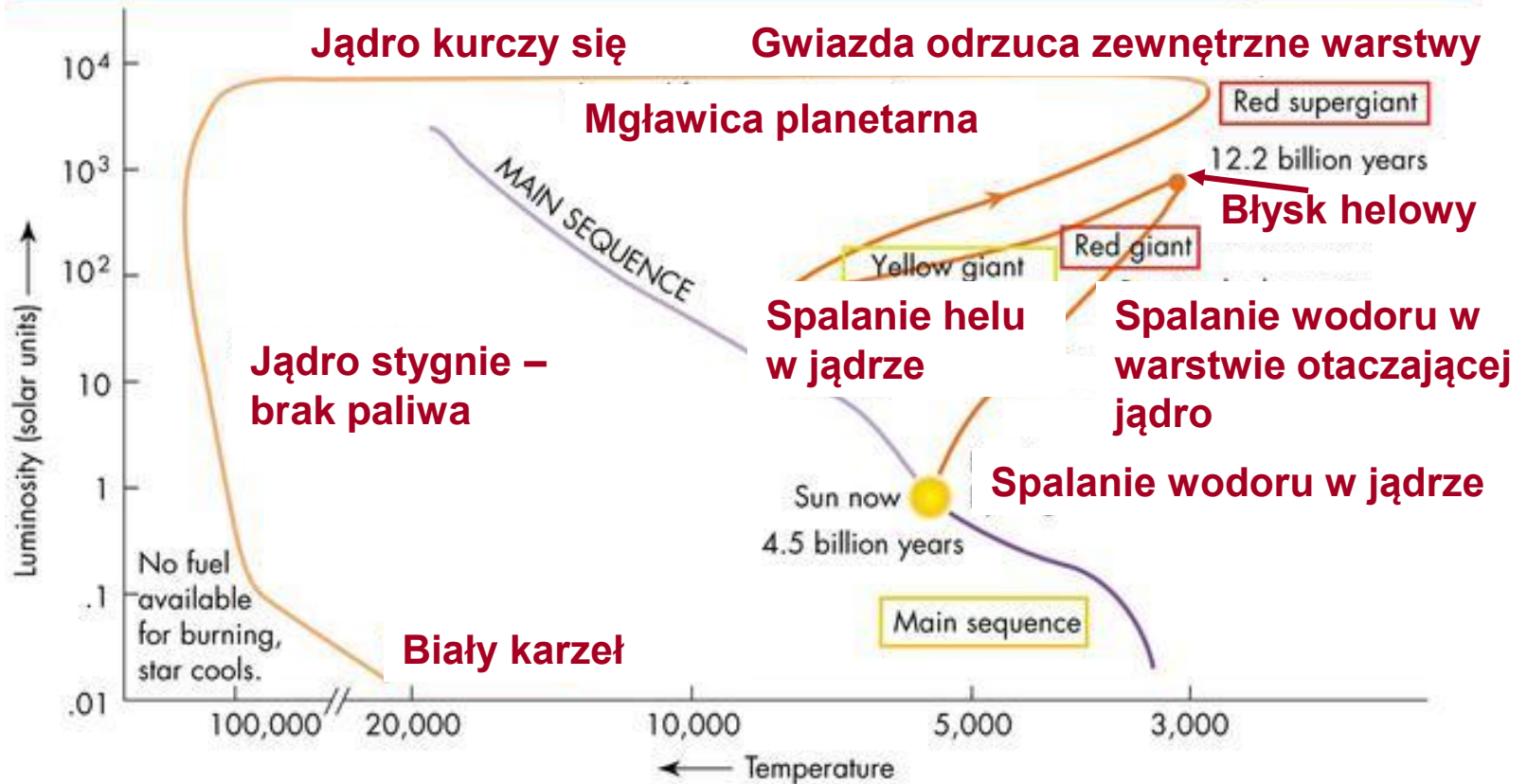
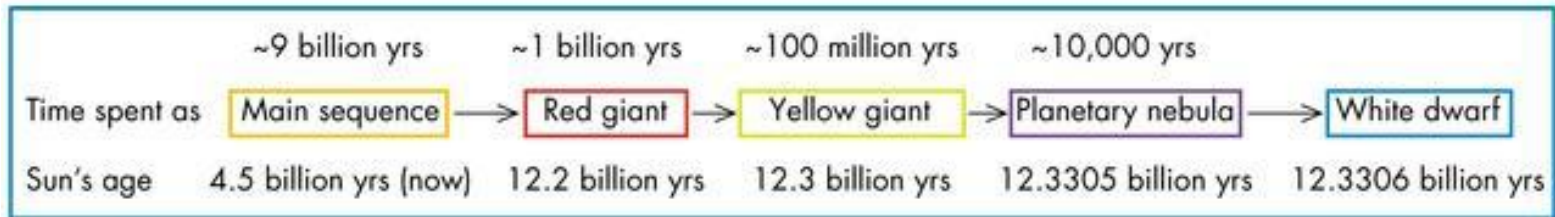


Jądro zapada się pod wpływem grawitacji do momentu, gdy powstanie zdegenerowany gaz elektronowy.

Powstaje stabilny układ – biały karzeł

Ewolucja gwiazd małych

9 mld lat 1 mld lat



Ewolucja Słońca

Słońce ma 4,6 mld lat – znajduje się na ciągu głównym.
Temperatura w środku - $16 \cdot 10^6$ K

Wodoru wystarczy jeszcze na następne 6 mld lat.

W tym czasie Słońce stanie się 2 razy jaśniejsze.

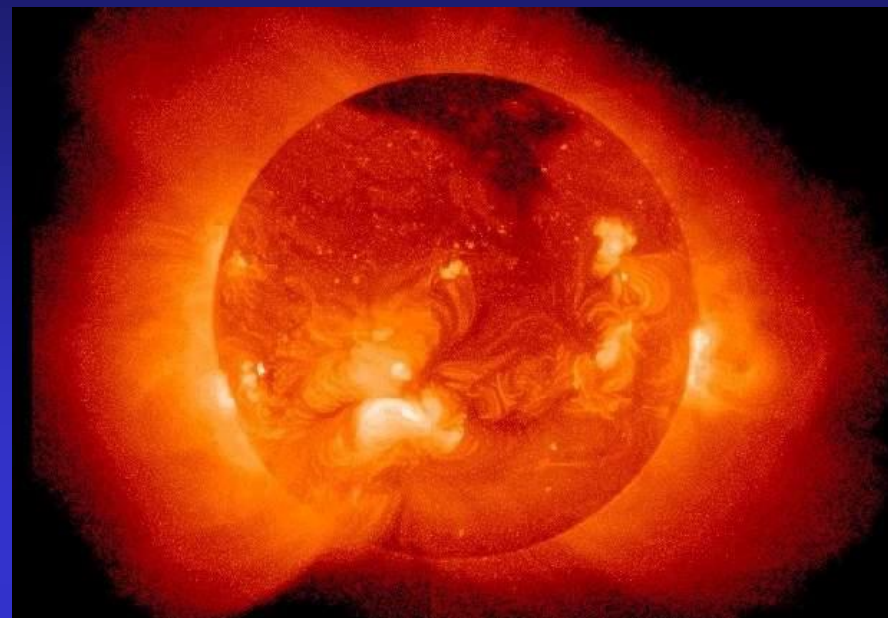
Na Ziemi na skutek efektu cieplarnianego oceany wyparują. Klimat Ziemi będzie przypominał obecną Wenus.

Po wyczerpaniu wodoru w jądrze spalanie odbywać się będzie tylko w cienkiej warstwie powyżej jądra.

Jądro zacznie się zapadać i ogrzewać.



Wzrost temperatury zwiększy szybkość reakcji



Ewolucja Słońca

Energia z kurczącego się jądra częściowo pochłaniana w środkowych warstwach spowoduje ich rozszerzanie.



Temperatura powierzchni spadnie od dzisiejszych 6000 K do 3000 K.

Jaskrawo czerwony kolor.

Silne wiatry słoneczne zmniejszą masę Słońca o 25%.



Planety przesuną się na dalsze orbity. (Ziemia w obecnym położeniu Marsa).

Okolo miliarda lat po wyczerpaniu w jądrze wodoru gęstość w jądrze jest tak wielka, że prowadzi do degeneracji gazu elektronowego.

Rozpoczyna się spalanie helu w węgiel – błysk helowy znosi stan degeneracji.

Energia porównywalna z promieniowaniem miliardów gwiazd stopi skały na Ziemi.



Ewolucja Słońca

Faza czerwonego olbrzyma – w czasie około 100 mln lat spalanie helu w jądrze.

Jasność Słońca około 2000 razy większa niż obecnie będzie stopniowo spadać do wartości 50 razy większej niż obecnie.

Skąły na Ziemi znów będą ciałem stałym – temperatura spadnie do kilkuset °C.

Po wyczerpaniu zapasu helu w jądrze znów następuje kontrakcja jądra i rozdęcie warstw zewnętrznych. —→ Wyrzut mgławicy planetarnej.

Pozostanie biały karzeł powoli stygnący przez kolejne miliardy lat.

Ewolucja Słońca

Cykl życia Słońca

