

Podstawy astrofizyki i astronomii

Andrzej Odrzywołek

Zakład Teorii Względności i Astrofizyki, Instytut Fizyki UJ

24 maja 2016

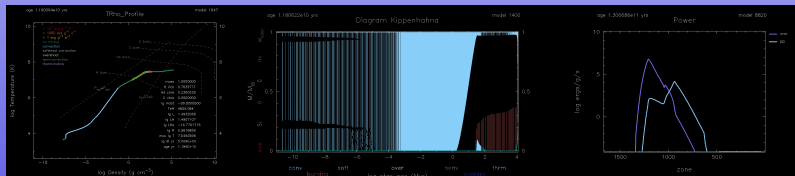
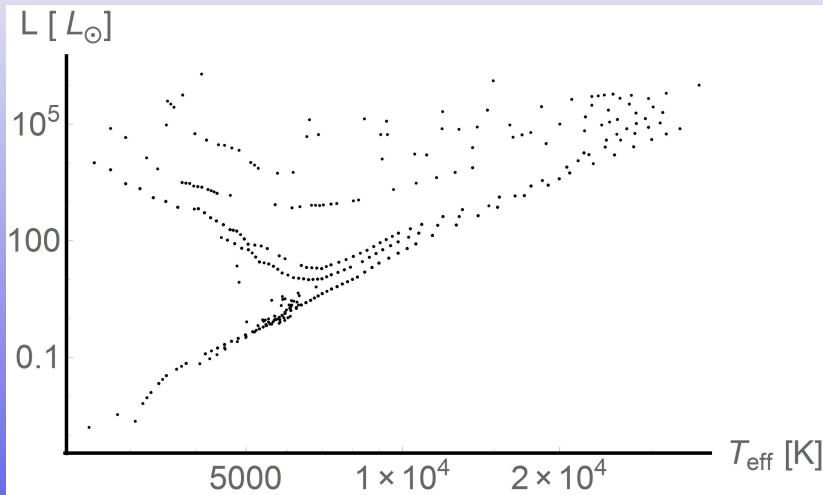
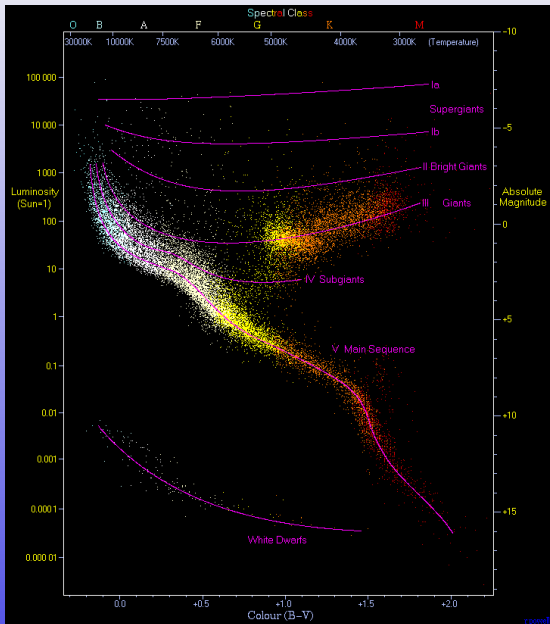


Diagram HR (Hertzsprunga–Russella)



UWAGA: typowo na diagramie HR oś temperatury ma przeciwny zwrot!



© Powell



Charakterystyczną cechą odróżniającą ewolucję licznych typów gwiazd od Słońca, szczególnie masywnych, jest szybka utrata masy. Jej powodami mogą być:

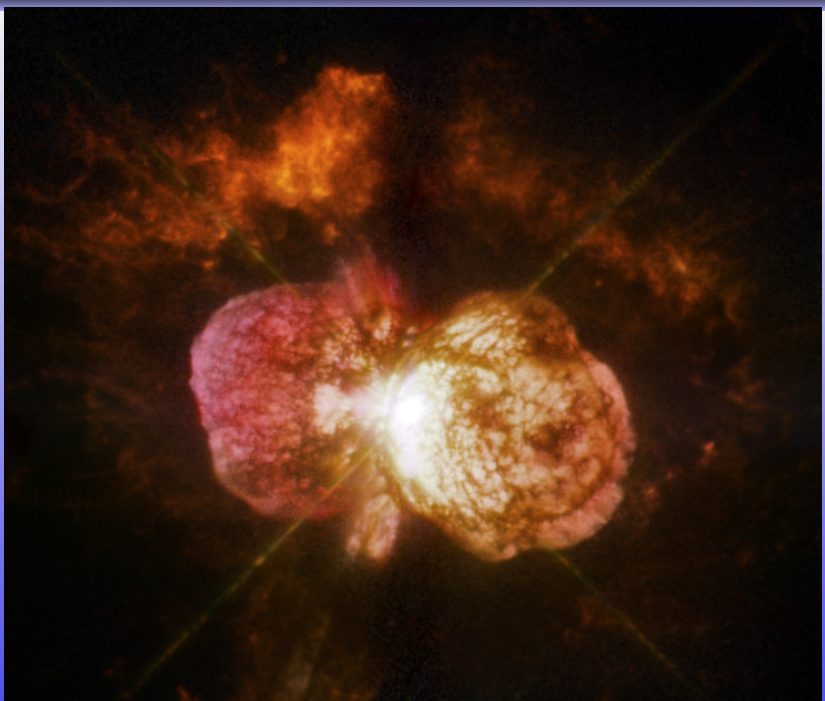
- 1 wiatr gwiazdowy, ciśnienie promieniowania
- 2 wymiana masy w układzie podwójnym
- 3 aktywność magnetyczna, rotacja

Tempo stacjonarnej utraty masy oznaczamy jako \dot{M} i wyrażamy w M_{\odot}/rok . Dla Słońca (obecnie):

$$\dot{M} \simeq 3 \times 10^{-14} M_{\odot} [1/\text{rok}]$$

Przykłady:

- gdy masa ZAMS gwiazdy pojedynczej wynosi $15 M_{\odot}$, opuszcza ona ciąg główny z masą $12 M_{\odot}$ po czasie 45 mln lat – $\dot{M} \simeq 10^{-7} M_{\odot}/\text{rok}$
- istnieją gwiazdy, np: LBV (Luminous Blue Variable), które w podobny sposób tracą większość masy, a tempo sięga $\dot{M} \simeq 10^{-4} M_{\odot}/\text{rok}$



Gwiazdy podwójne: ewolucja

Większość (>50%) gwiazd występuje w układach grawitacyjnie związanych z innymi gwiazdami.

1. gdy gwiazdy są dostatecznie odległe, ewolucja zachodzi tak samo jak dla gwiazd pojedynczych
2. w ciasnych układach, gwiazdy mogą na siebie wpływać poprzez siły pływowe i wymianę masy, a także wiatr gwiazdowy czy napromieniowanie
3. \dot{M} może być dodatnie lub ujemne
4. w skrajnych sytuacjach może dojść do pochłonięcia (tzw. inspiral) lub rozerwania towarzysza

Obserwujemy liczne gwiazdy zmieniające jasność w sposób okresowy. Przyczyny tego mogą być:

- geometryczne, np: zmienne zaćmieniowe
- fizyczne, np: pulsacje gwiazd lub ich niestabilność
- katastroficzne: nowe, supernowe

Świece standardowe

Ważną cechą niektórych klas gwiazd pulsujących (np: Cefeidy), jest dobrze znana zależność okres-jasność. Pozwala ona wyznaczyć m.in. odległość do takich gwiazd.

W gwiazdach charakteryzujących się inną niż Słońce metalicznością w istotny sposób zmienia się:

- nieprzeźroczystość materii, a zatem także jasność Eddingtona
 - tempo utraty masy
- 1 Gwiazdy podobne do Słońca określamy jako Populację I.
 - 2 Gwiazdy o znacznie mniejszej metaliczności określamy jako Populację II
 - 3 Gwiazdy w ogóle pozbawione metali nazywamy Populacją III

Gwiazdy Pop I to gwiazdy młode, nadal powstające. Gwiazdy Pop II to obiekty pochodzące z odległej przeszłości. Obecnie rozważa się także ewolucję gwiazd III populacji, o składzie pierwotnym, w ogóle nie zawierające metali. Uważa się je za obiekty „wymarłe”, które istniały krótko po Wielkim Wybuchu. W takich gwiazdach m.in. niemożliwy był cykl CNO, a ich masy znacznie przekraczały $100 M_{\odot}$.

Masywna gwiazda Pop. III.1

Prawdopodobnie już pojedyncza eksplozja supermasywnej ($M \gg 100M_{\odot}$) gwiazdy (z pierwszej po Wielkim Wybuchu populacji) wystarcza, aby „skazić” ośrodek „międzygwiazdowy” metalami. Kolejne to już Pop. III.2 lub Pop. II.

Badanie ewolucji gwiazdy polega na **numerycznym** rozwiązywaniu 4 równań struktury gwiazdy naprzemiennie z układem równań opisującym kinetykę reakcji termojądrowych.

Czynniki decydujące o ewolucji gwiazdy, w kolejności od najważniejszych:

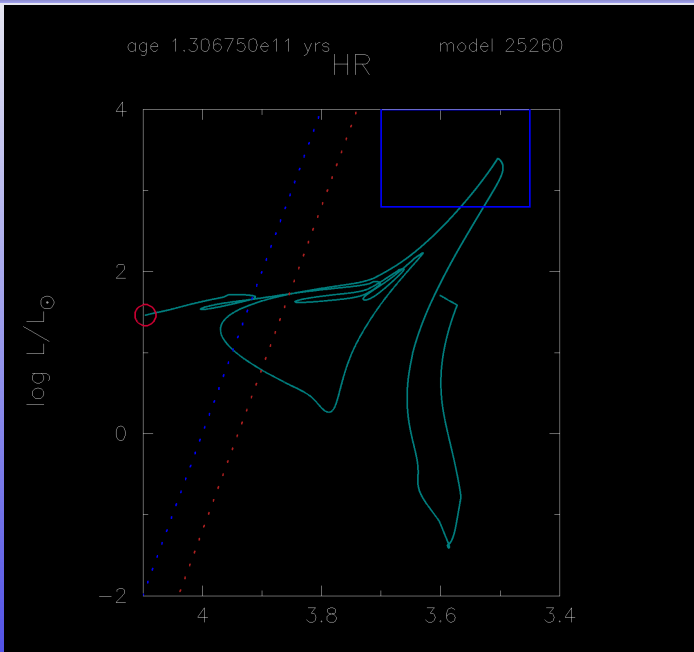
- 1 masa ZAMS
- 2 metaliczność
- 3 rotacja lub/i oddziaływania w układzie podwójnym

$$\left\{ \begin{array}{l} \frac{dP}{dr} = -\frac{Gm\rho}{r^2} \\ \frac{dm}{dr} = 4\pi r^2 \rho \\ F(r) \equiv \frac{L}{4\pi r^2} = -D \frac{d(aT^4)}{dr} \\ P = P(\rho, T, \dots) \\ \frac{dL}{dm} = \epsilon(X_i, T, \rho) \\ \frac{dX_i}{dt} = F_i(X_j, T, \rho) \end{array} \right. \quad \text{lub} \quad \frac{d \ln T}{d \ln P} = 1 - \frac{1}{\gamma}$$

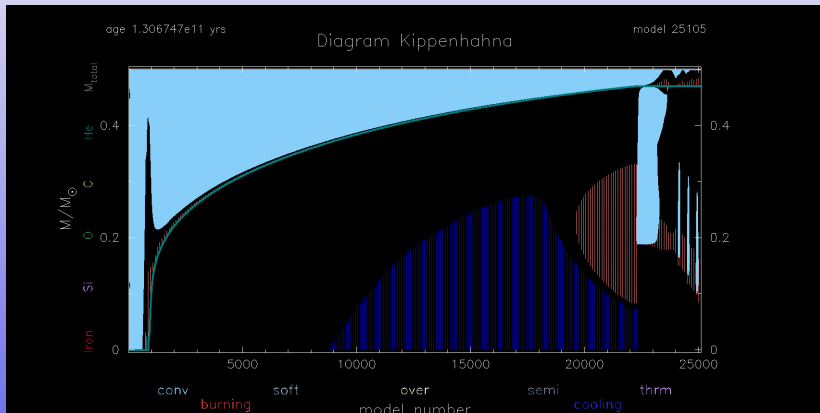
MESA

Większość podanych dalej informacji opiera się o obliczenia wykonane programem do ewolucji gwiazd MESA.

- Modules for Experiments in Stellar Astrophysics
- <http://mesa.sourceforge.net/>
- szybki, wykorzystujący wielordzeniowe procesory, aktualny i skuteczny kod
- wymagany 64-bitowy Linux lub Mac OS
- napisany w Fortranie, ale jedyne co musimy znać to instrukcje `.TRUE.` i `.FALSE.`; resztę obsługujemy za pomocą tekstowych plików konfiguracyjnych
- wbudowana ascetyczna, ale przemyślana, wizualizacja wyników w czasie rzeczywistym, dostosowana głównie do oglądania na monitorze
- w celu zachęcenia studentów do samodzielnych obliczeń pojawi się kilka zadań z użyciem MESA
- oglądanie ewolucji gwiazdy na żywo jest najprzyjemniejszym sposobem studiowania teorii i ewolucji gwiazd
- informacje z tego wykładu pozwolą na zrozumienie jedynie niewielkiej liczby wbudowanych opcji



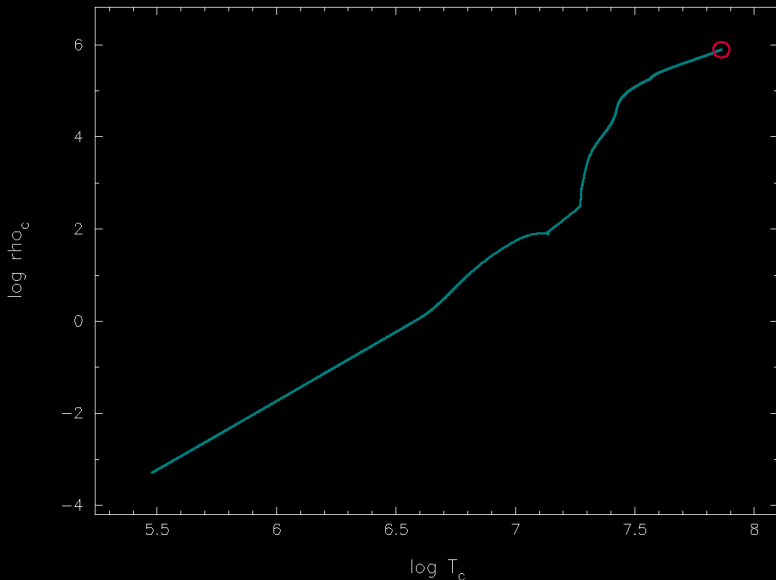
Ewolucja gwiazd na diagramie Kippenhahna

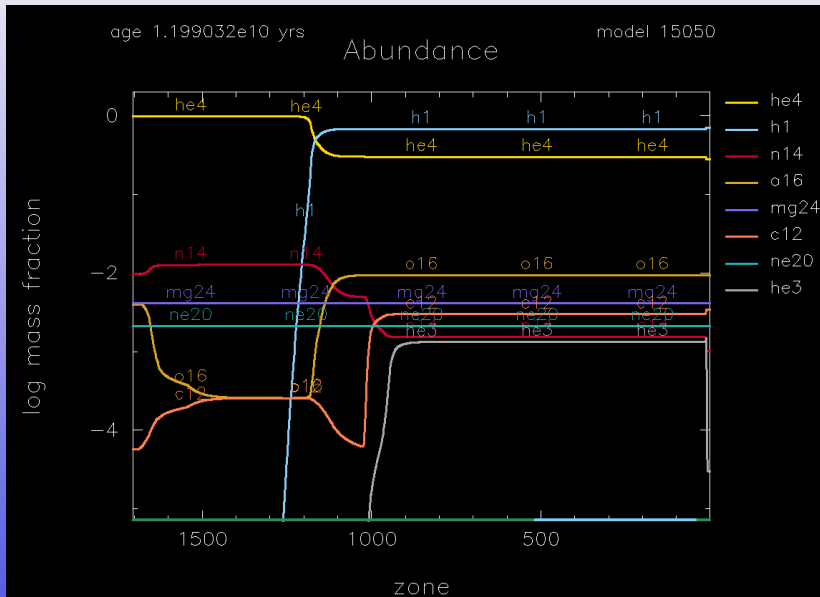


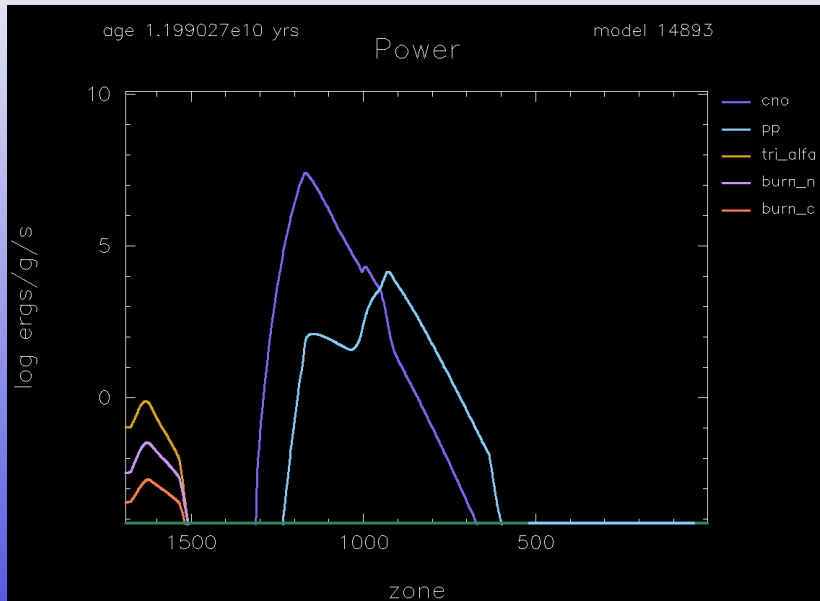
age 1.199044e10 yrs

Temperatura – gestosc

model 15523



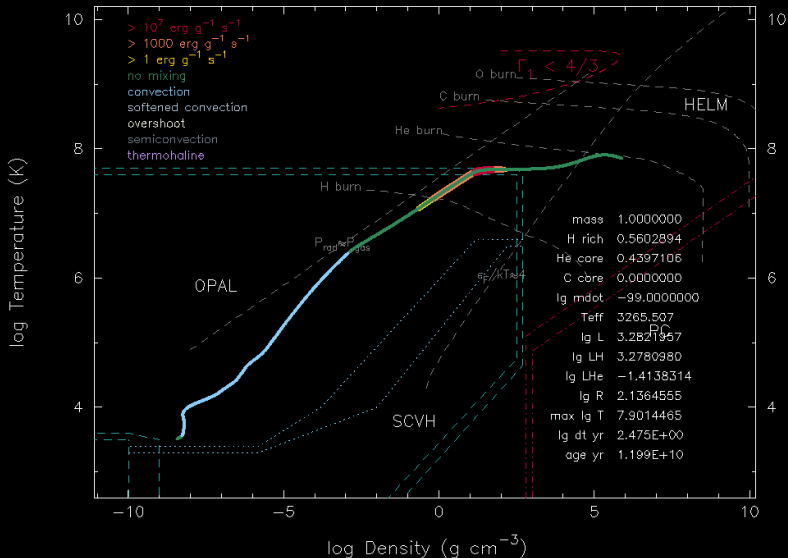




age 1.199015e10 yrs

TRho_Profile

model 14480



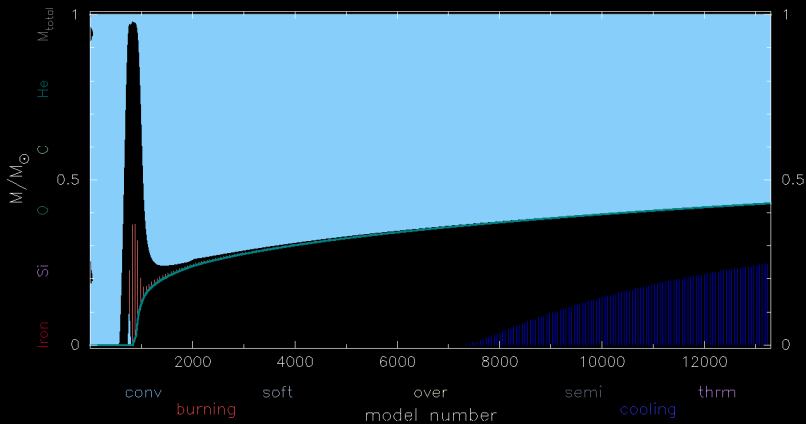
Animacja ewolucji

<https://www.youtube.com/watch?v=UxR7IzafdTI>

age 1.198975e10 yrs

Diagram Kippenhahna

model 13295



W dostatecznie gęstych jądrach helowych po raz pierwszy w historii życia gwiazdy pojawia się *chłodzenie neutrinowe* nie związane z reakcjami jądrowymi.

- procesy te polegają na emisji pary $\nu - \bar{\nu}$ (neutrino-antyneutrino)
- produkowane są wszystkie typy neutrin: ν_e, ν_μ, ν_τ
- procesem dominującym w gęstej, zdegenerowanej materii jest *neutrinowy rozpad plazmonu* („masywnego fotonu”):

$$\gamma^* \rightarrow \nu + \bar{\nu}$$

- skutkiem tego procesu zwykle jest **dodatni** gradient temperatury w jądrze: temperatura w centrum jest niższa!
- neutrina mają niskie energie, rzędu keV, uważa się je za niewykrywalne

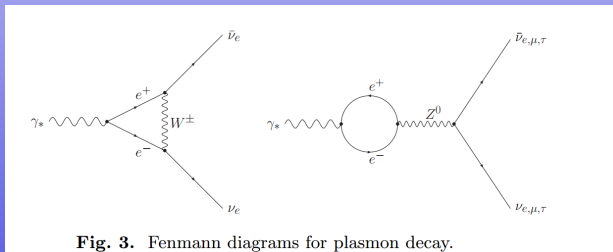
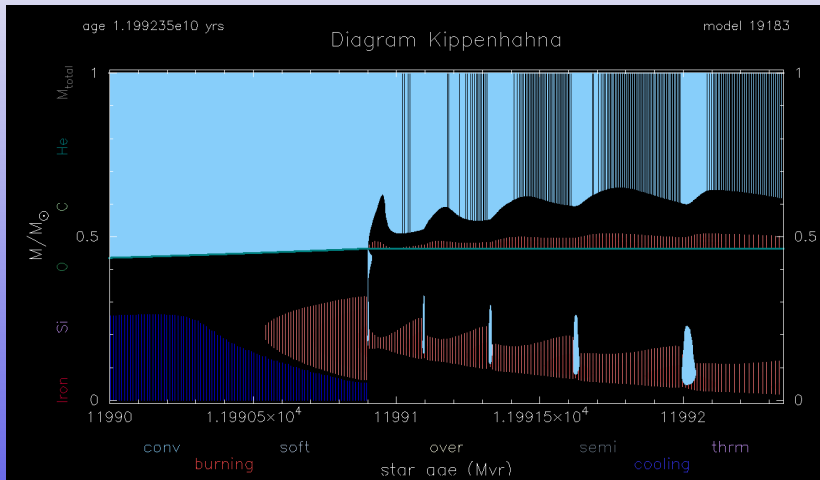
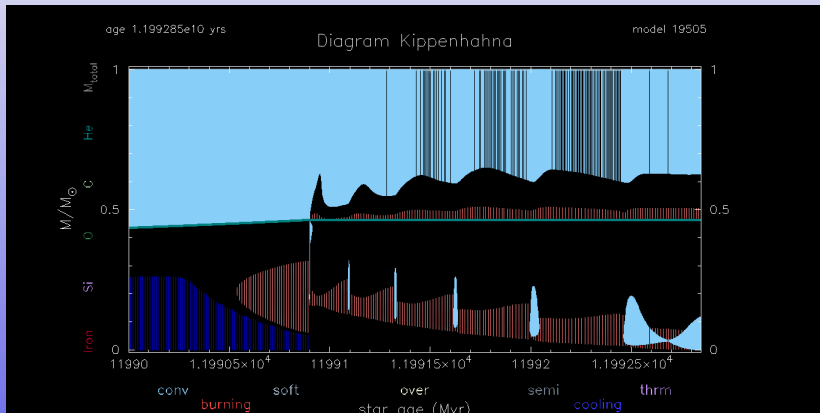


Fig. 3. Fenmann diagrams for plasmon decay.

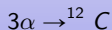
Impulsy spalania He w shell-u



Impulsy spalania He w shell-u



Jeżeli temperatura i gęstość są dostatecznie wysokie, to rozpoczyna się proces spalania helu:

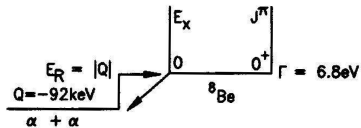


Reakcja ta zachodzi w nietrywialny sposób:

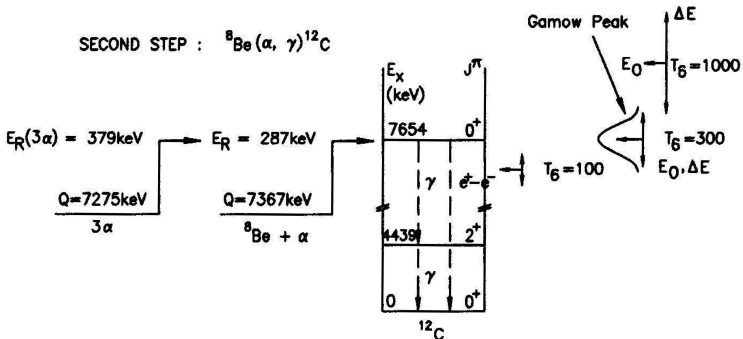
- 1 reakcja $\alpha + \alpha \rightarrow {}^8\text{Be}^*$ produkuje niewielką równowagową ilość ${}^8\text{Be}$
- 2 zachodzi rezonansowa reakcja $\alpha + {}^8\text{Be} \rightarrow {}^{12}\text{C}^*$
- 3 deekscytacja ${}^{12}\text{C}^* \rightarrow {}^{12}\text{C} + \gamma$
- 4 brak podobnych reakcji prowadzących do ${}^{16}\text{O}$ i dalej

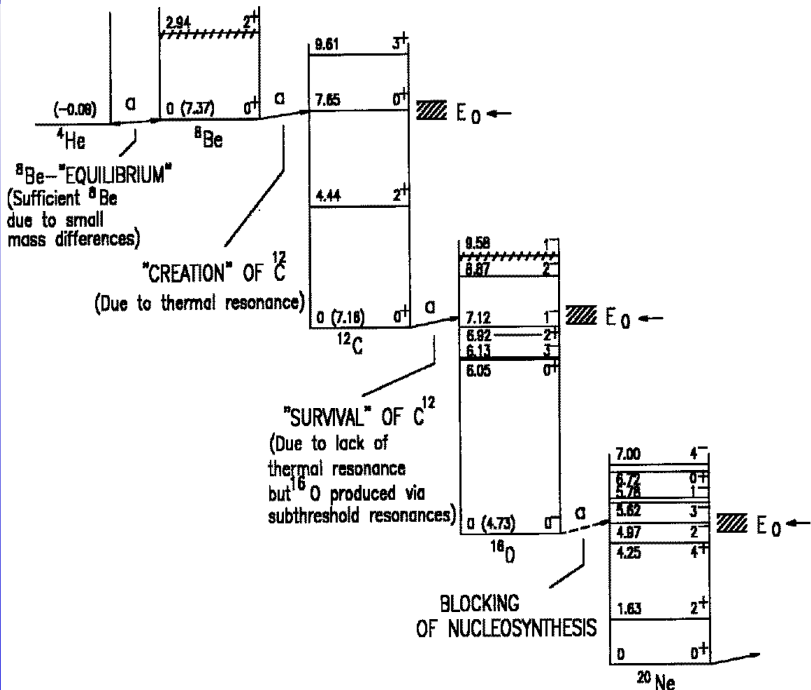
Tempo reakcji trójczątej jest proporcjonalne do ρ^2 .

FIRST STEP : $\alpha + \alpha \rightleftharpoons {}^8\text{Be}$

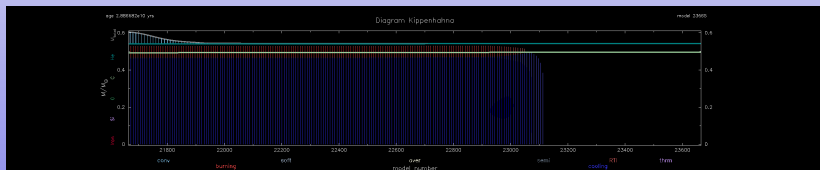


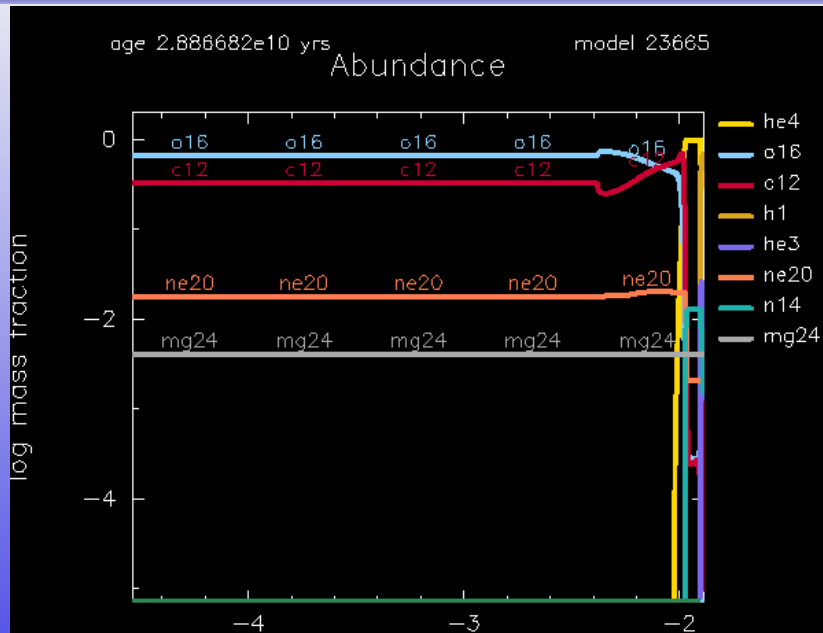
SECOND STEP : ${}^8\text{Be}(\alpha, \gamma){}^{12}\text{C}$



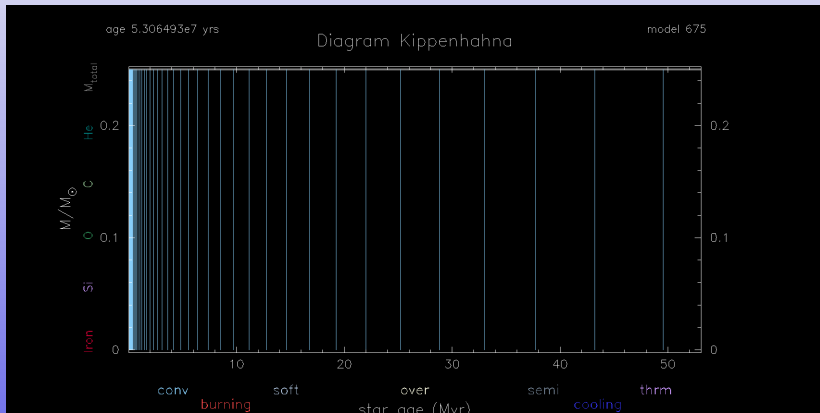


Finale ewolucji gwiazdy 1 M_{\odot}

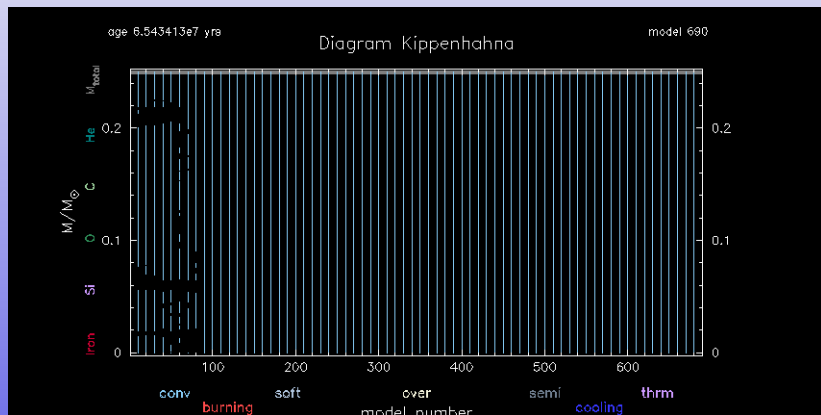




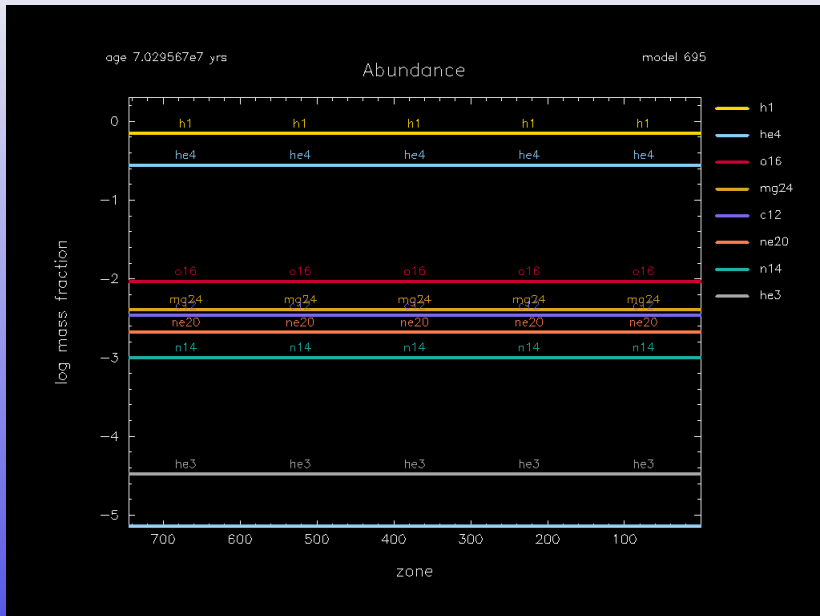
Ewolucja gwiazdy o masie $0.25 M_{\odot}$: droga na ciąg główny



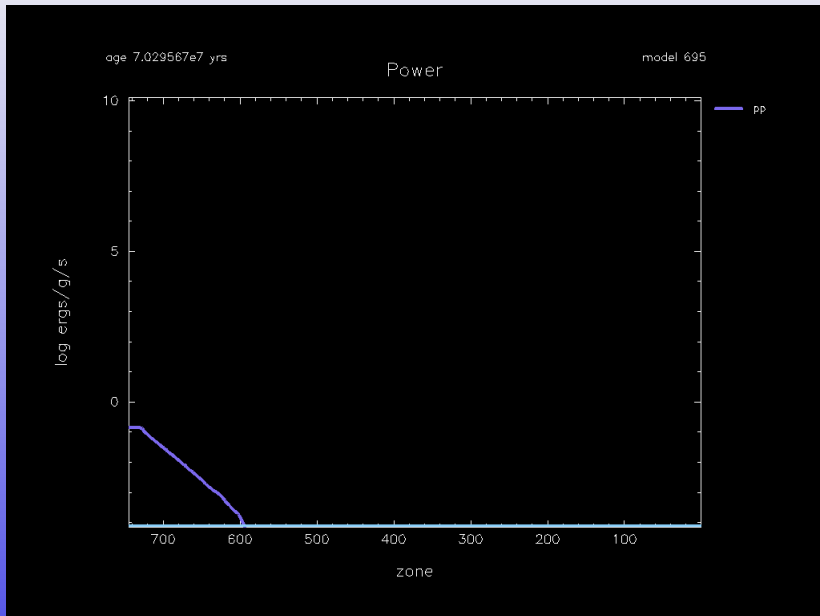
Ewolucja gwiazdy o masie $0.25 M_{\odot}$: droga na ciąg główny



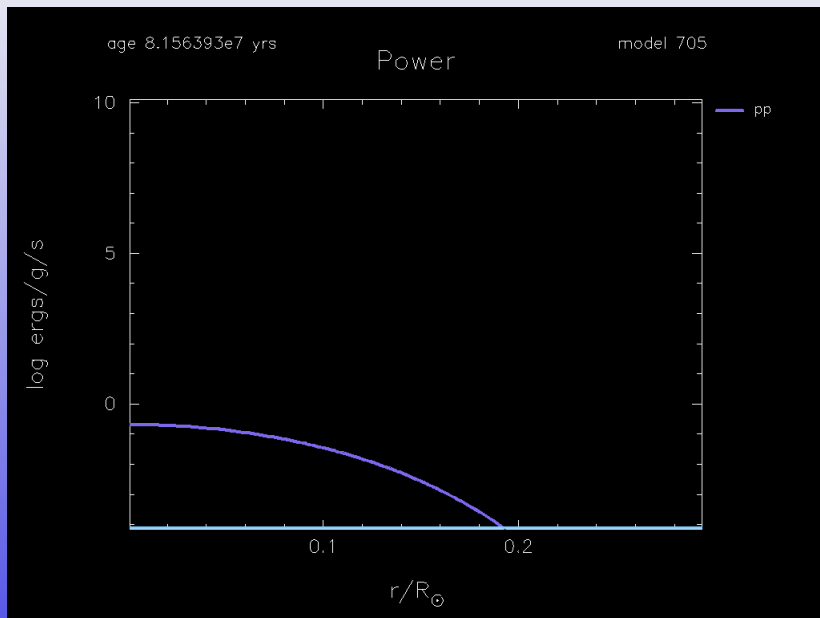
Ewolucja gwiazdy o masie $0.25 M_{\odot}$: droga na ciąg główny



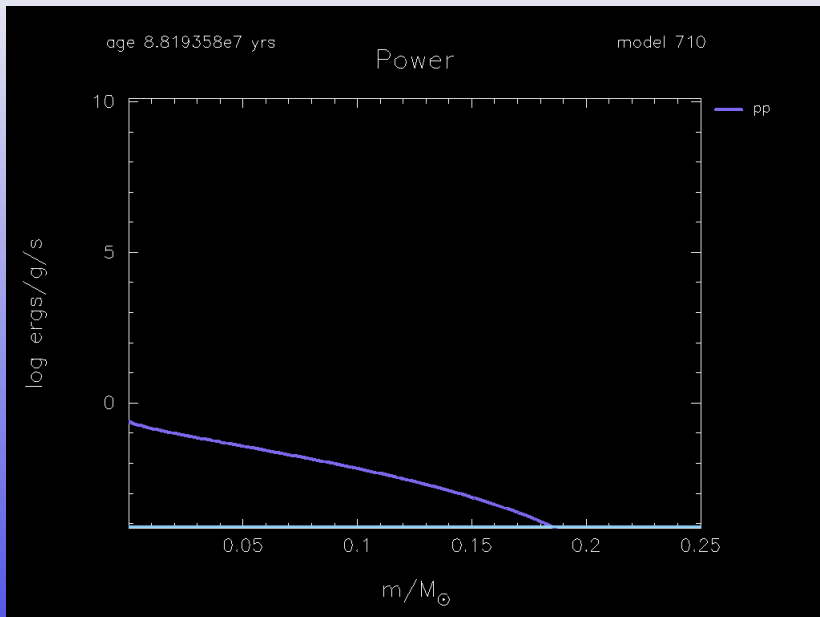
Ewolucja gwiazdy o masie $0.25 M_{\odot}$: droga na ciąg główny



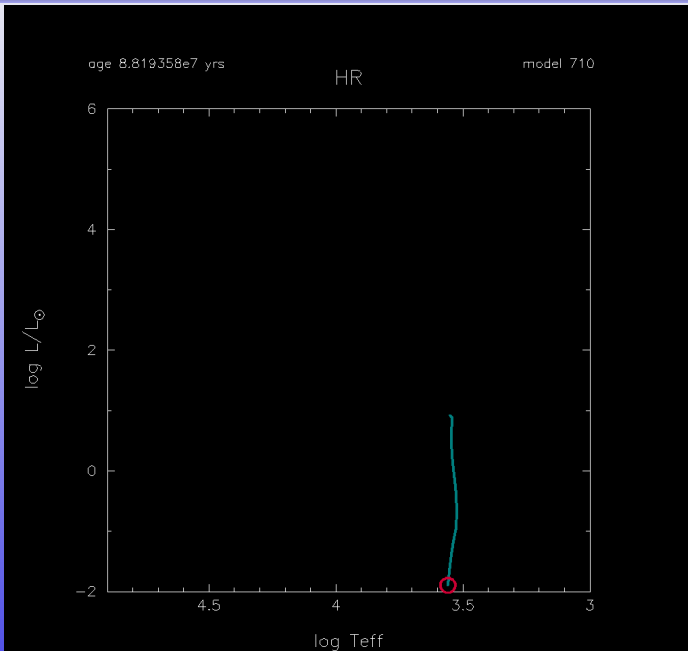
Ewolucja gwiazdy o masie $0.25 M_{\odot}$: droga na ciąg główny

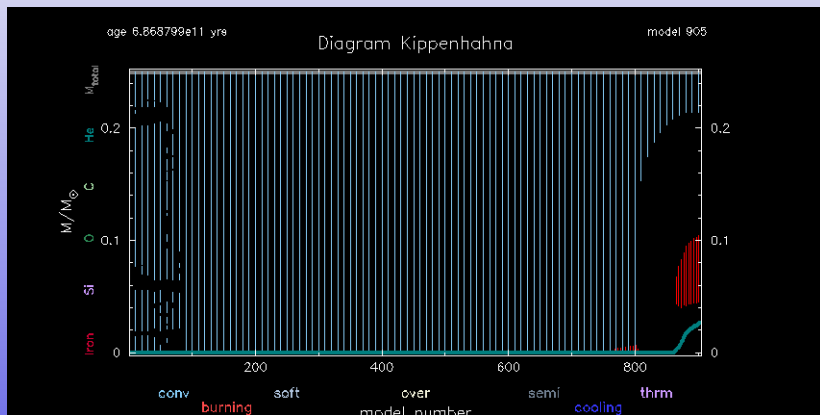


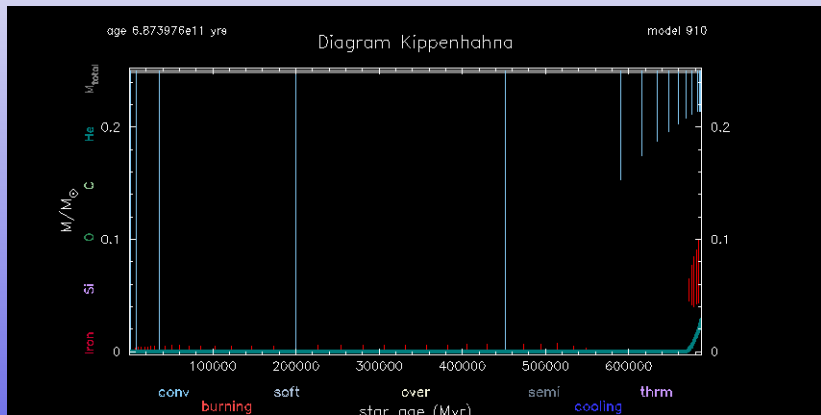
Ewolucja gwiazdy o masie $0.25 M_{\odot}$: droga na ciąg główny

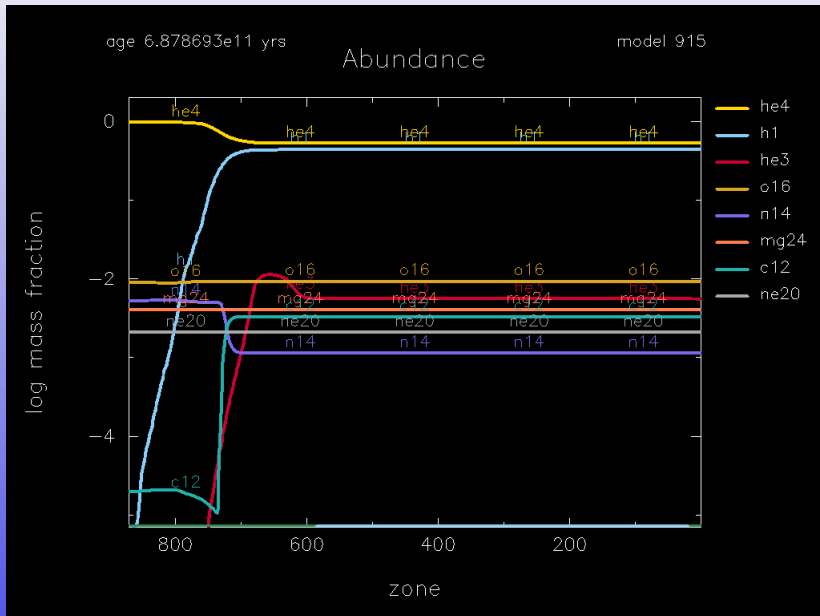


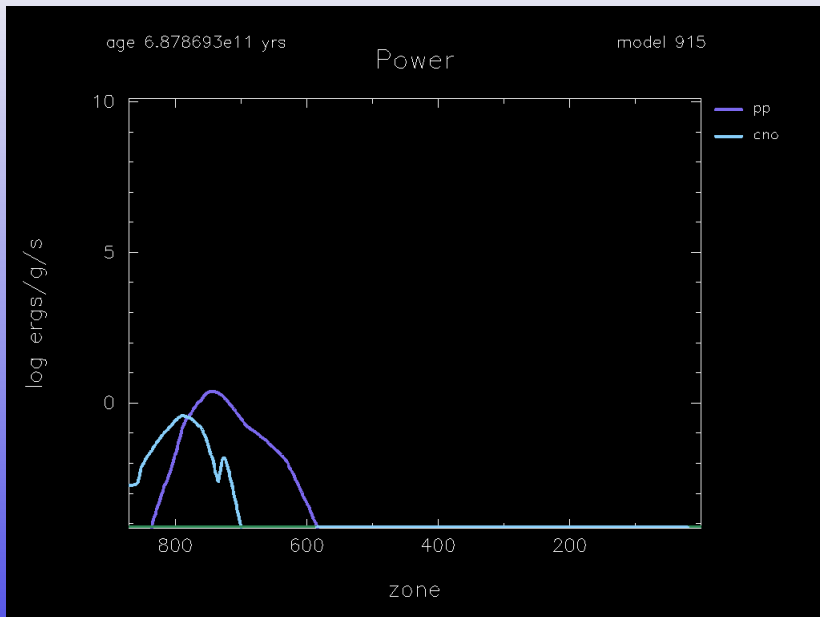
Ewolucja gwiazdy o masie $0.25 M_{\odot}$: droga na ciąg główny

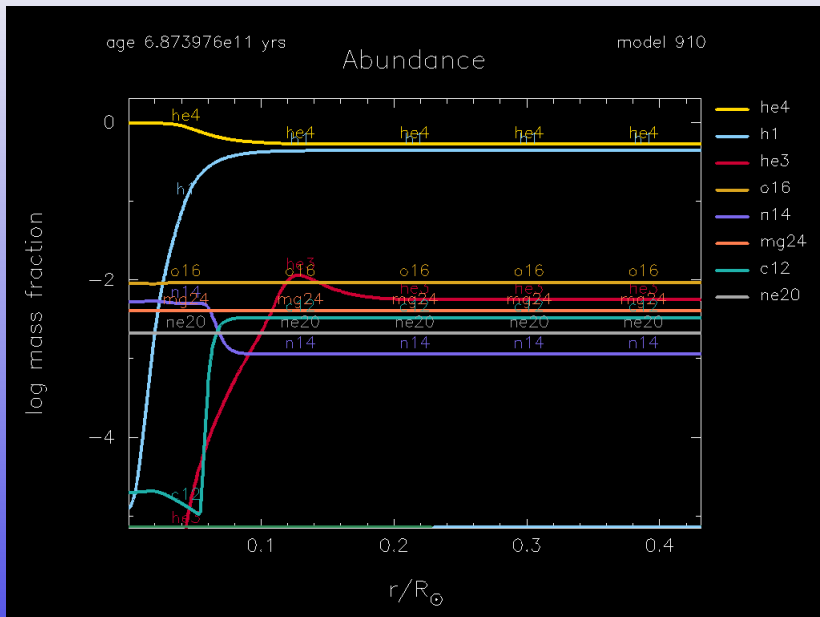


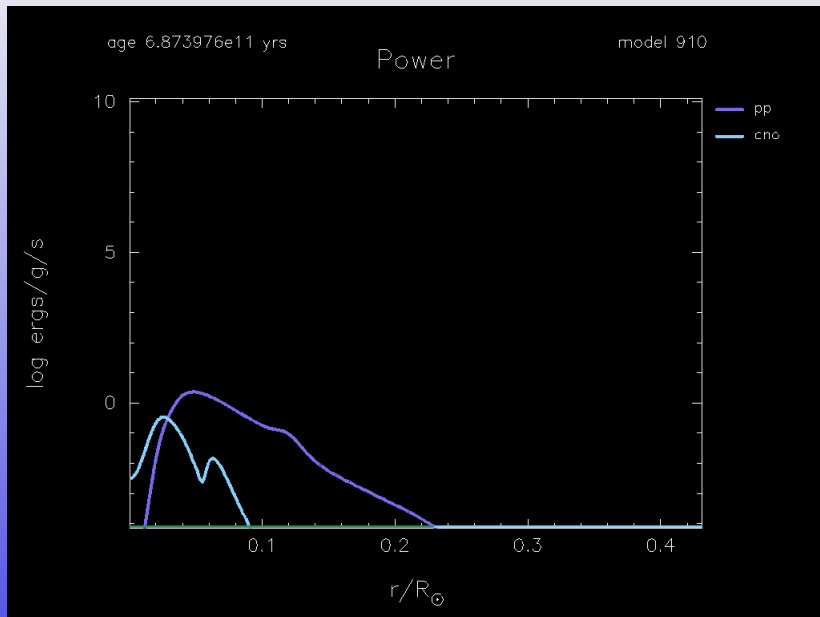


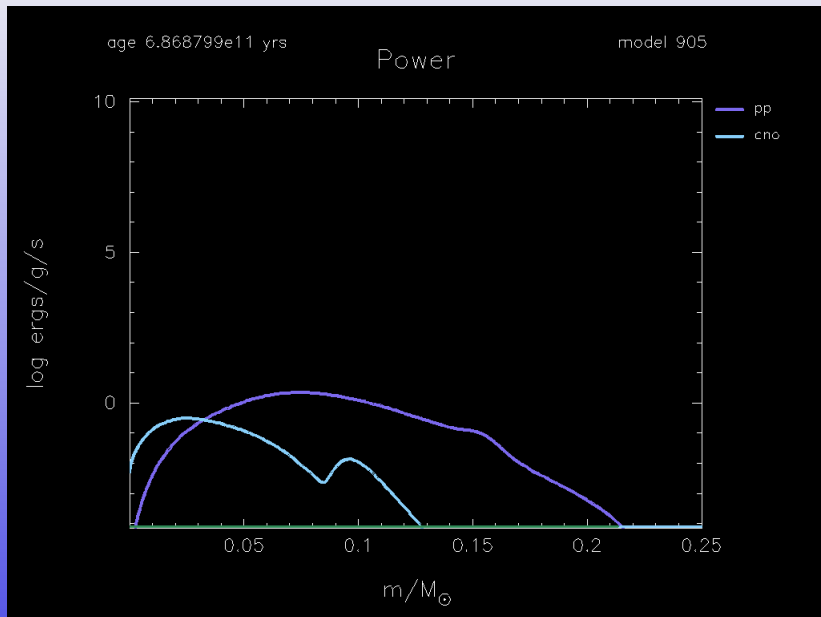




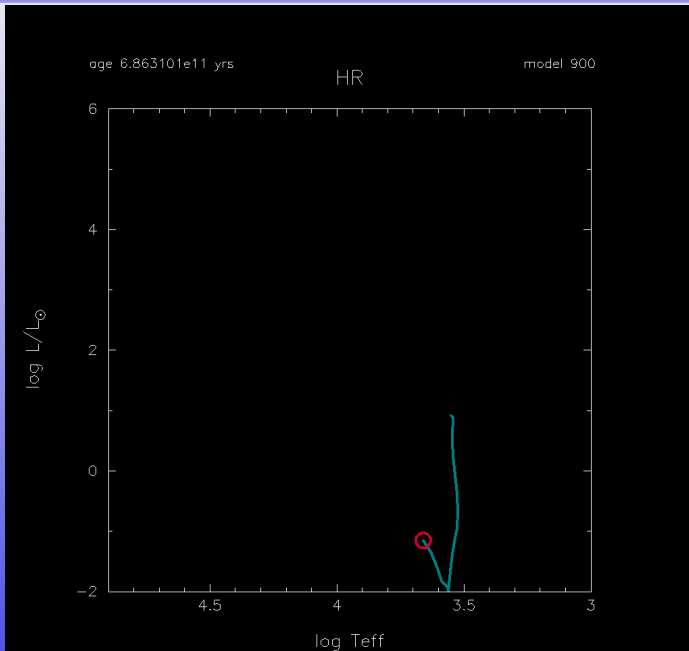




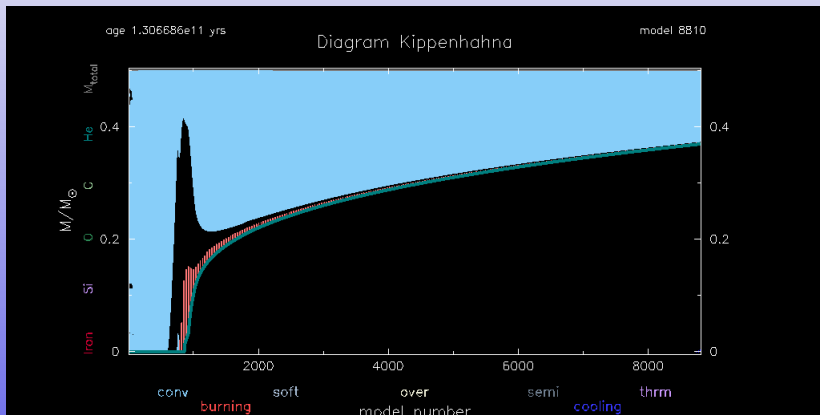




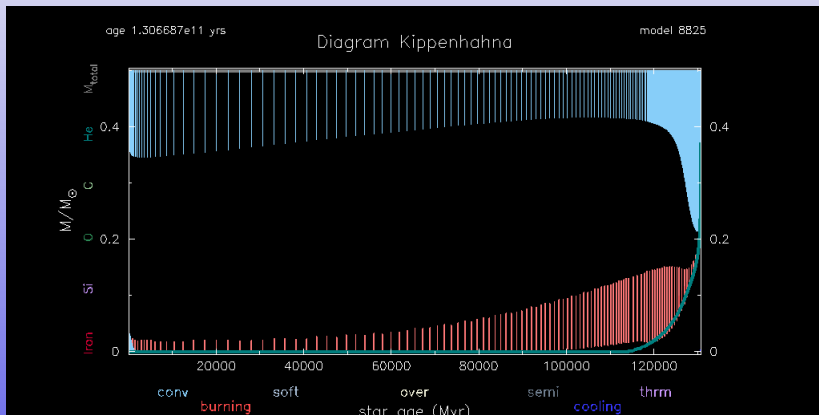
0.25 M_{\odot} : koniec H w centrum; ~ 700 mld lat

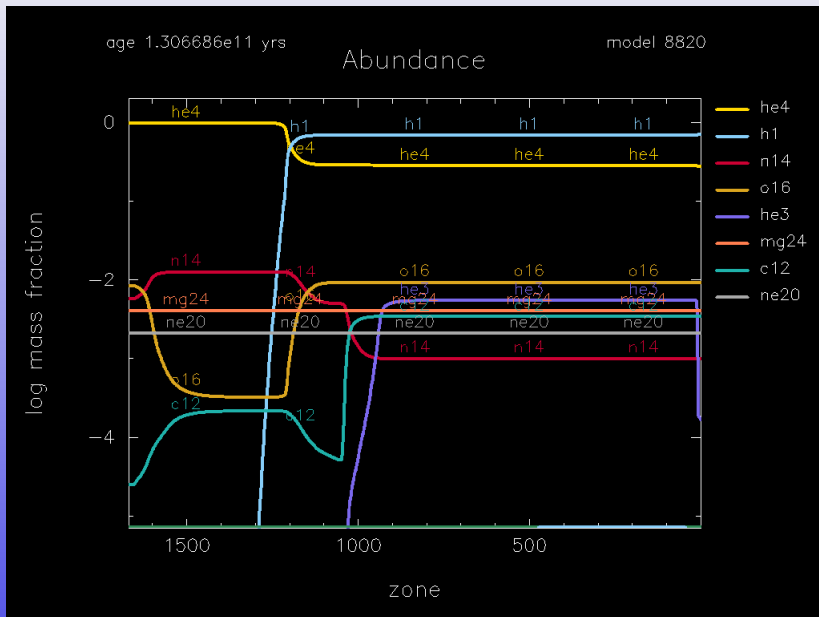


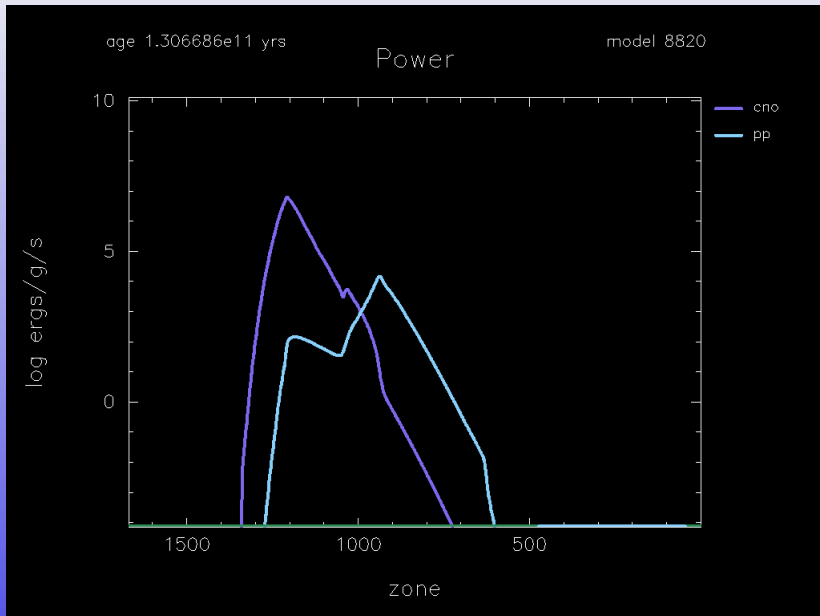
Ewolucja gwiazdy o masie $0.5 M_{\odot}$

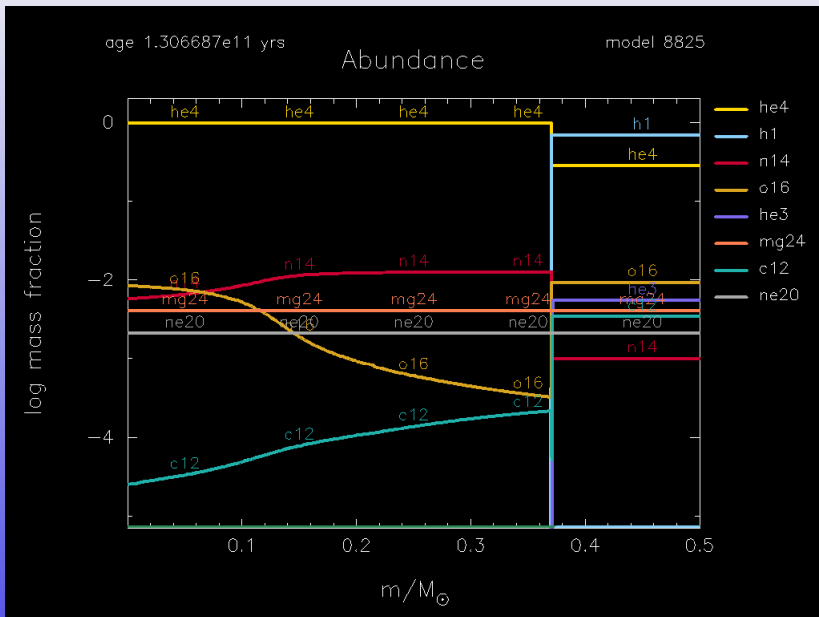


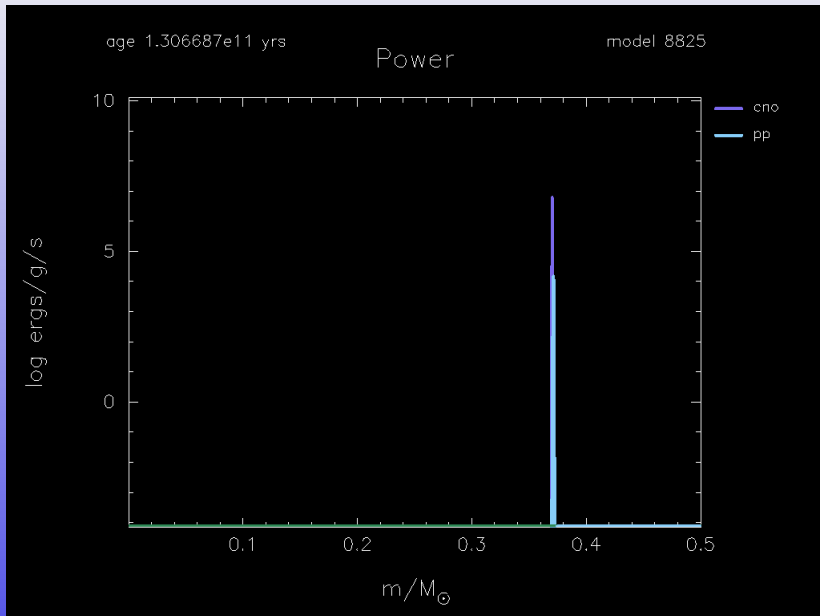
Ewolucja gwiazdy o masie $0.5 M_{\odot}$

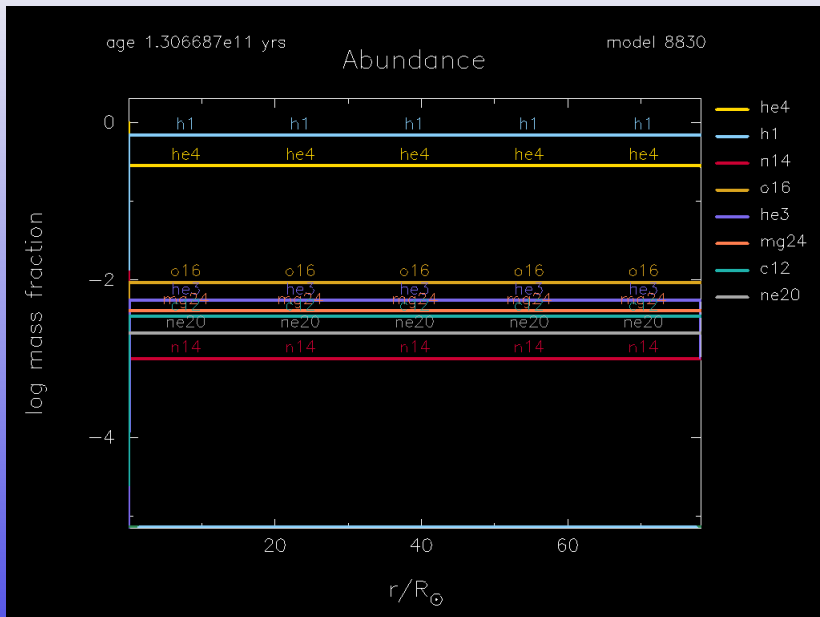


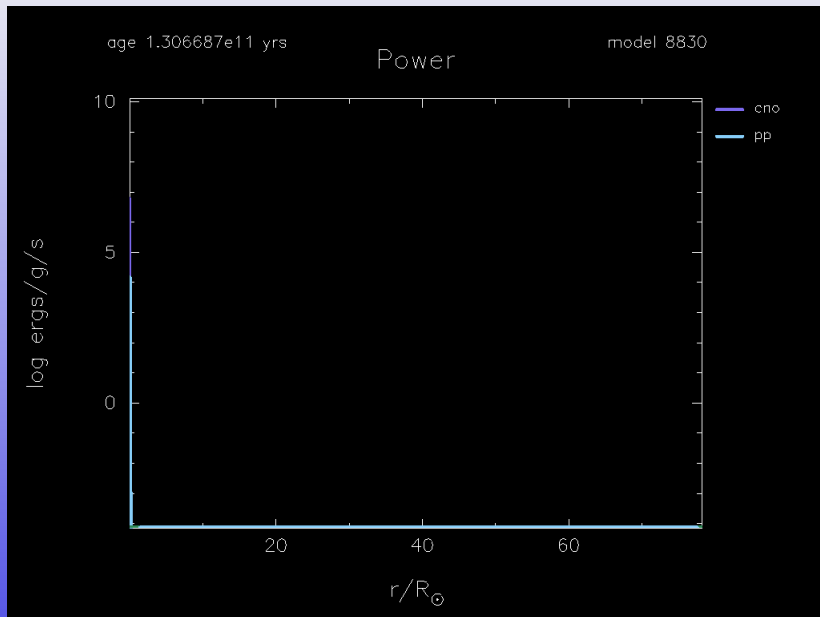


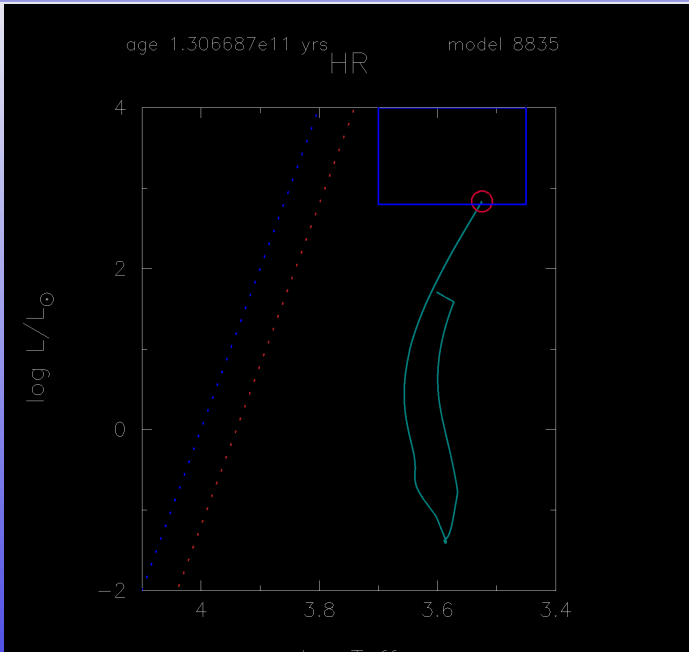












- skutkiem termojądrowego spalania H (wodoru) w jądrze gwiazdy jest ostatecznie całkowita zamiana na He (hel)
- hel gromadzi się w centrum, ale temperatura jest zbyt mała aby zapoczątkować kolejne reakcje
- jądro kurczy się do rozmiaru kilkudziesięciu tysięcy km
- elektrony stają się zdegenerowane

$$f(E) = \frac{1}{1 + e^{\frac{E-\mu}{kT}}}, \quad \mu \gg 4kT$$

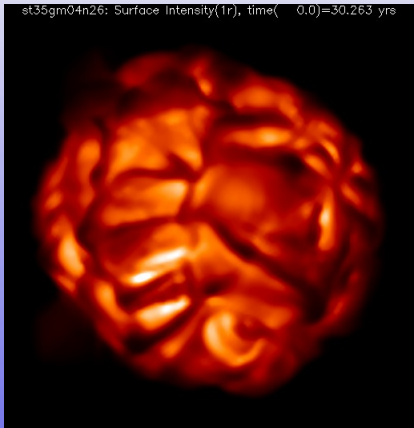
- w jądrze He nie zachodzą reakcje termojądrowe
- na jego powierzchni temperatura i gęstość pozwalają na spalanie wodoru
- spalanie zachodzi w bardzo cienkiej (zarówno w sensie promienia jak i całkowitej masy) powłoce sferycznej na brzegu jądra He
- proces ten określamy jako *shell burning*, co można tłumaczyć jako „spalanie w powłoce [sferycznej]”
- zużyty wodór zbiera się na powierzchni jądra He, co prowadzi do systematycznego zwiększania jego masy

- spalanie wodoru w powłoce jest bardzo wydajne, zachodzi na ogół w cyklu CNO
- moc promieniowania całej gwiazdy wzrasta o kilka rzędów wielkości
- jedynie transport konwektywny jest w stanie odprowadzić energię
- gwiazda zamienia się w obiekt będący połączeniem praktycznie punktowego źródła energii oraz rozległej otoczki wodorowej o promieniu setki razy większym od gwiazdy ciągu głównego
- równocześnie temperatura spada
- gwiazdę w tym stanie określamy jako *czerwony olbrzym*

Dredge-up

Sytuację, w której strefa konwektywna dosięgnęła jądra He określamy jako *dredge-up*. W efekcie produkty spalania docierają na powierzchnię i możemy obserwować ich widmo.

st.35gm04n26: Surface Intensity(1r), time(0.0)=30.263 yrs



The Sun



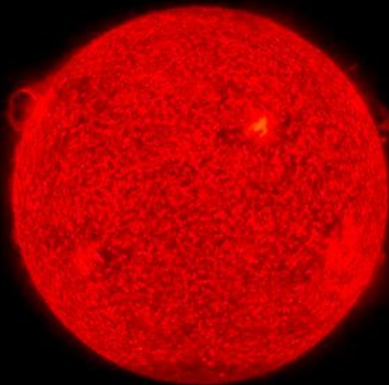
5800 K

Smallest Kepler
red giant



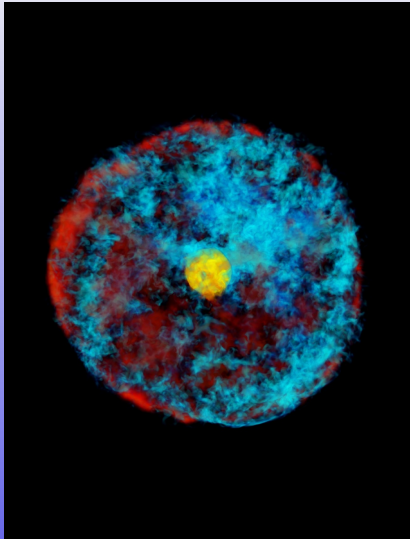
5000 K

Largest Kepler red giant



4500 K

Daniel Huber, University of Sydney

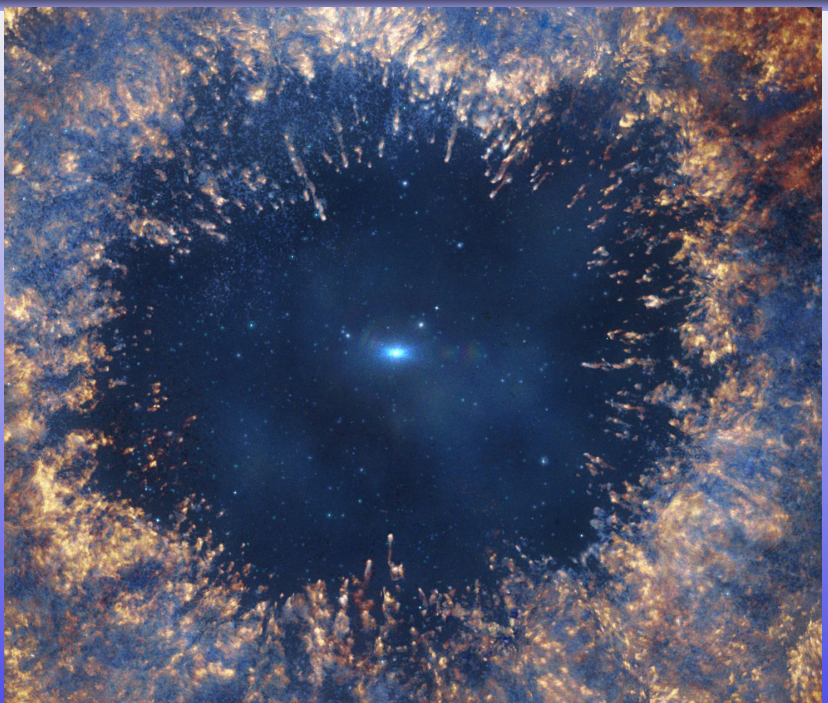


- 1 spalanie H w powłoce; wzrost masy jądra He
- 2 degeneracja i chłodzenie neutrinowe jądra He
- 3 błysk(i) helowy(e), impulsy termiczne / spalanie He w shell-u/
niecentralny zapłon He
- 4 zniesienie degeneracji jądra He
- 5 spalanie He w jądrze
- 6 utworzenie jądra C/O
- 7 odrzucenie otoczki/mgławica planetarna
- 8 biały karzeł

Biały karzeł to stygnący obiekt o rozmiarach rzędu promienia Ziemi, masie rzędu masy Słońca, wysokiej temperaturze i małej jasności absolutnej.

Hipotetyczny przyszły stan białego karła o niskiej temperaturze określamy jako *czarny karzeł*.



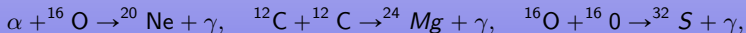


Zasadnicze różnice w stosunku do ewolucji mniej masywnych gwiazd :

- krótszy czas na ciągu głównym
- zapłon He w centrum w warunkach braku degeneracji
- po powstaniu jądra C/O równoczesne spalanie H i He w oddzielnych powłokach
- ewolucja zdegenerowanego jądra C/O jest analogiczna do ewolucji jądra He
- rolę spalania He przejmuje spalanie C
- końcowym produktem ewolucji gwiazdy o masie mniej niż $8 M_{\odot}$ jest biały karzeł CO lub ONeMg.

UWAGA: nie jest znana żadna gwiazda, co do której jest pewne, iż zachodzi w niej spalanie C!

- Uproszczoną sieć reakcji termojądrowych, zawierającą wyłącznie jądra „różniące się” o wielokrotność jądra He, określamy jako α -chain.
- W jej skład wchodzi, kolejno: ${}^4\text{He}$, ${}^{12}\text{C}$, ${}^{16}\text{O}$, ${}^{20}\text{Ne}$, ${}^{24}\text{Mg}$, ${}^{28}\text{Si}$, ${}^{32}\text{S}$, ${}^{36}\text{Ar}$, ${}^{40}\text{Ar}$, ${}^{44}\text{Ti}$, ${}^{48}\text{Cr}$, ${}^{52}\text{Fe}$, ${}^{56}\text{Ni}$.
- wszystkie powyższe jądra mają identyczną liczbę protonów i neutronów
- reakcje polegają na dodawaniu cząstek α lub zderzeniach „ciężkich jonów”, np:



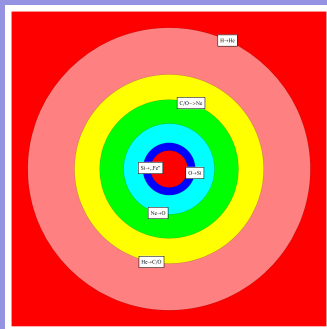
- powyższe reakcje określamy jako spalanie C, O lub Si (w zależności czego jest najwięcej), ale w rzeczywistości sieć reakcji jest znacznie bardziej złożona
- końcowy produkt to radioaktywny izotop ${}^{56}\text{Ni}$

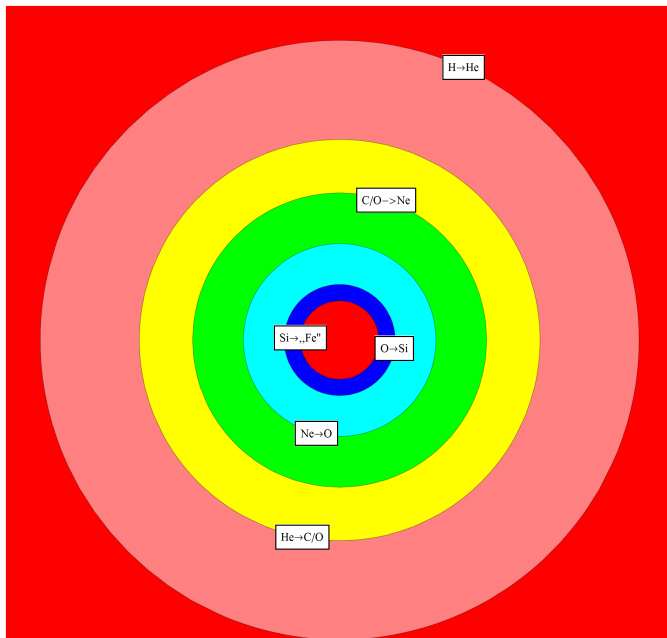
Cykle spalania

Start: kurczenie → podgrzanie → zapłon → konwektywne jądro → koniec paliwa → GOTO **Start**

Struktura „cebulowa”

- 1 $H \rightarrow {}^4\text{He}$ (ciąg główny, miliony lat)
- 2 ${}^4\text{He} \rightarrow {}^{12}\text{C}, {}^{16}\text{O}$ (spalanie helu, czerwony olbrzym, ~ 100 tys. lat)
- 3 ${}^{12}\text{C} \rightarrow {}^{16}\text{O}$ (spalanie C, setki lat)
- 4 ${}^{16}\text{O} \rightarrow {}^{28}\text{Si}$ (spalanie O, miesiące/lata)
- 5 ${}^{28}\text{Si} \rightarrow \text{„Fe”}$ (spalanie krzemu, dni/tygodnie)
- 6 koniec paliwa, kolaps (odroczone zwykle o kilka godzin spalaniem Si w powłoce otaczającej jądro)





Masywną gwiazdę definiujemy następująco:

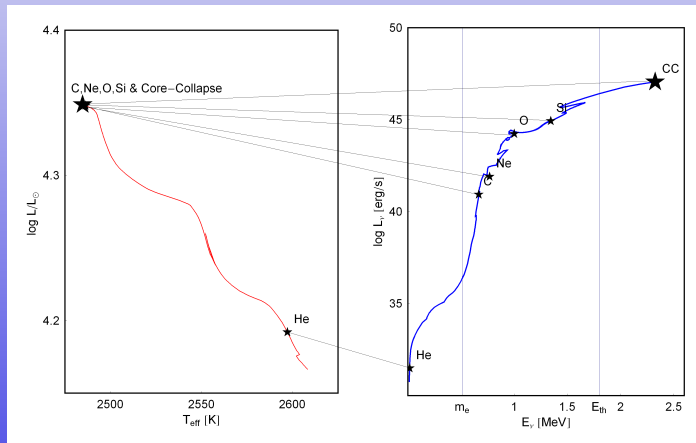
- warunki w środku pozwalają na przejście przez wszystkie możliwe procesy spalania termojądrowego: He, C, Ne, O i Si
- końcowym produktem spalania jest „żelazne” jądro (Fe core)
- po wyczerpaniu paliwa dochodzi do kolapsu grawitacyjnego i wybuchu supernowej
- końcowym produktem jest gwiazda neutronowa lub czarna dziura

Zgodnie z obecnym stanem wiedzy gwiazdę należy uznać za masywną, jeżeli jej masa ZAMS przekracza $7-10 M_{\odot}$. Obliczenia ewolucyjne w pobliżu dolnej granicy są niezwykle trudne. Jedną z możliwości jest kolaps jądra ONeMg przed spalaniem Si, tzw. *electron capture supernova*.

Konwergencja ewolucyjna:

$10 \dots 100 M_{\odot} \text{ H} \rightarrow \text{kilka } M_{\odot} \text{ He} \rightarrow 1 \dots 2 M_{\odot} \text{ „Fe”}$.

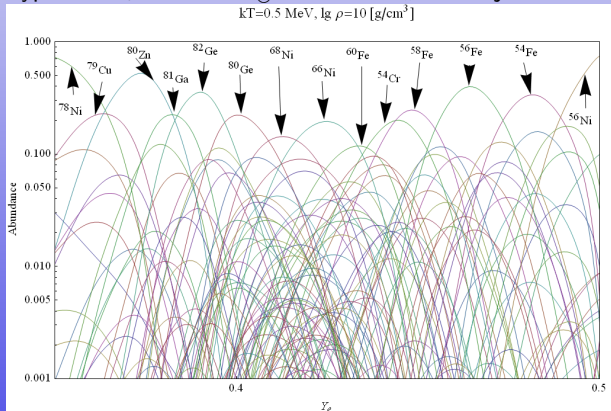
Począwszy od spalania C, energia termiczna sięga istotnego ułamka energii spoczynkowej elektronu $kT > 0.1m_e c^2$. Tworzy się równowagowa koncentracja par $e^+ e^-$, co umożliwia proces:

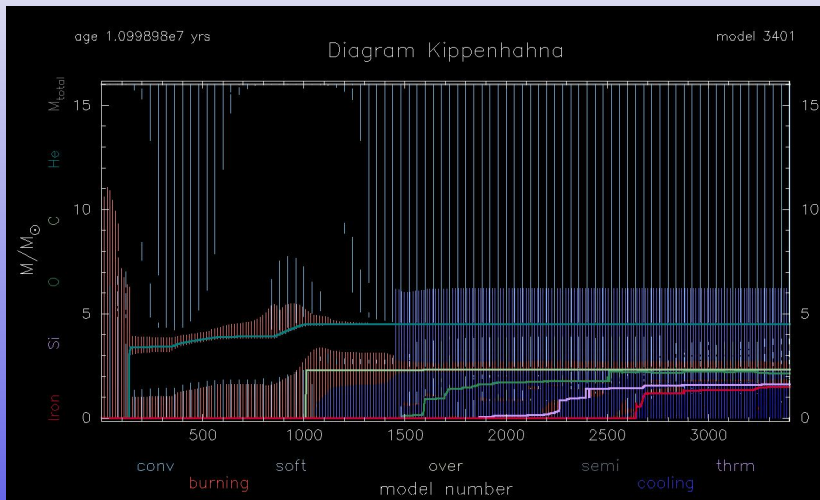


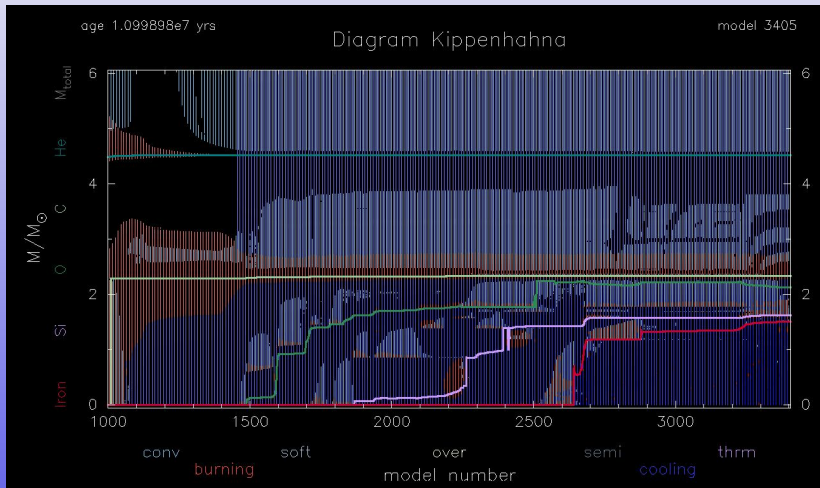
Gorące jądro „Fe” jest obiektem podtrzymywany ciśnieniem zdegenerowanych elektronów o masie Chandrasekhara:

$$M_{Ch} = 1.44 M_{\odot} (2 Y_e)^2 \left[1 + \left(\frac{S_e}{\pi Y_e} \right)^2 \right] \left[1 - \frac{3}{5} \left(\frac{12}{11} \right)^{1/3} \alpha \bar{Z}^{2/3} + \frac{P_{rad}}{\rho_{mat}} \right]$$

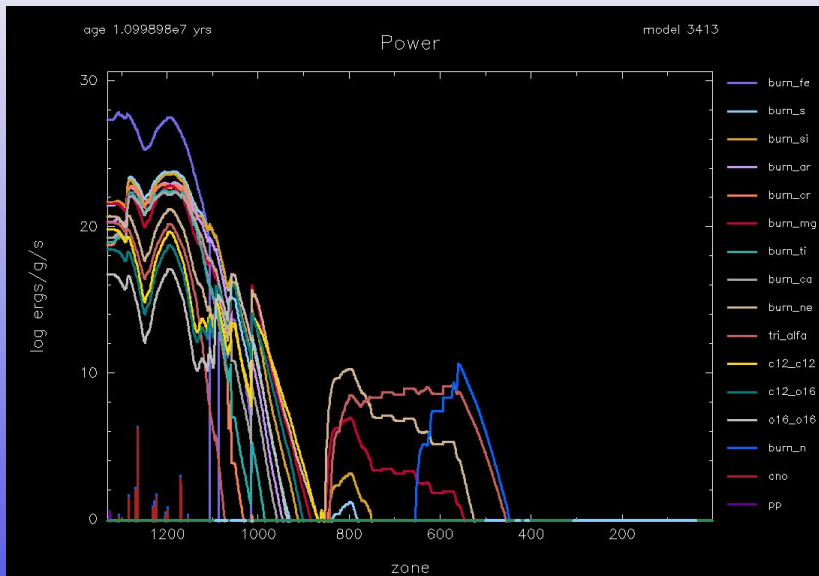
Typowo $M_{Fe} = 1 \dots 2 M_{\odot}$. Określenie „żelazo” jest skrótem myślowym:







Ewolucja gwiazdy o masie $16 M_{\odot}$



Ewolucja gwiazdy o masie $16 M_{\odot}$

