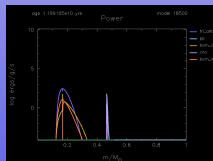
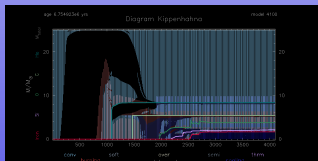
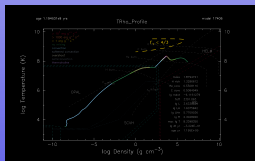


Podstawy astrofizyki i astronomii

Andrzej Odrzywołek

Zakład Teorii Względności i Astrofizyki, Instytut Fizyki UJ

21 maja 2019



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

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

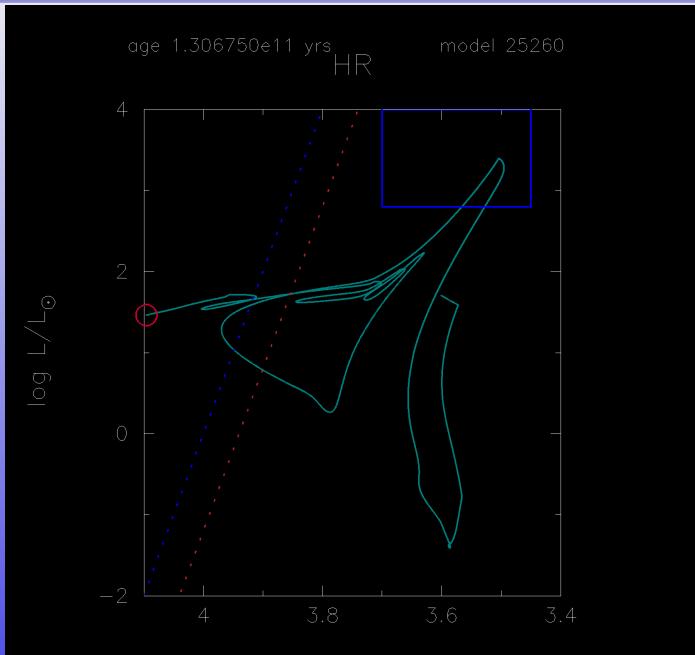
Prawdopodobnie już pojedyncza eksplozja supermasywnej ($M \gg 100 M_{\odot}$) gwiazdy (z pierwszej po Wielkim Wybuchu populacji) wystarcza, aby „skazić” ośrodek „międzygwiazdowy” metalami. Kolejne to już Pop. III.2 lub Pop. II.

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

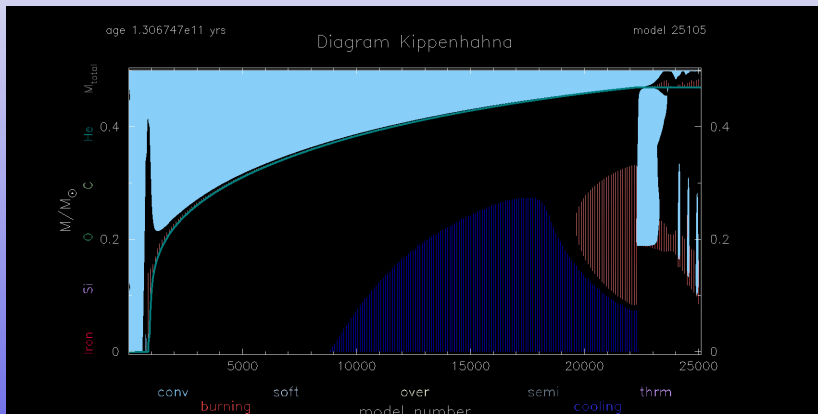
MESA

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



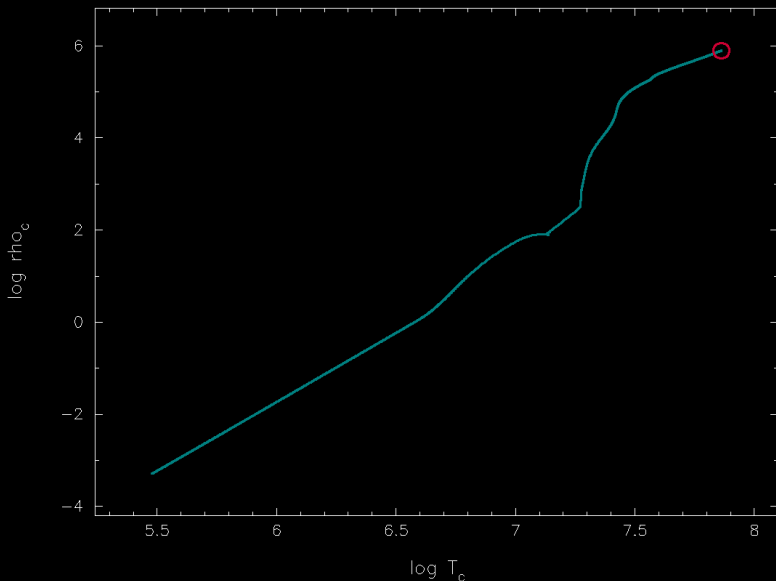
Ewolucja gwiazd na diagramie Kippenhahna

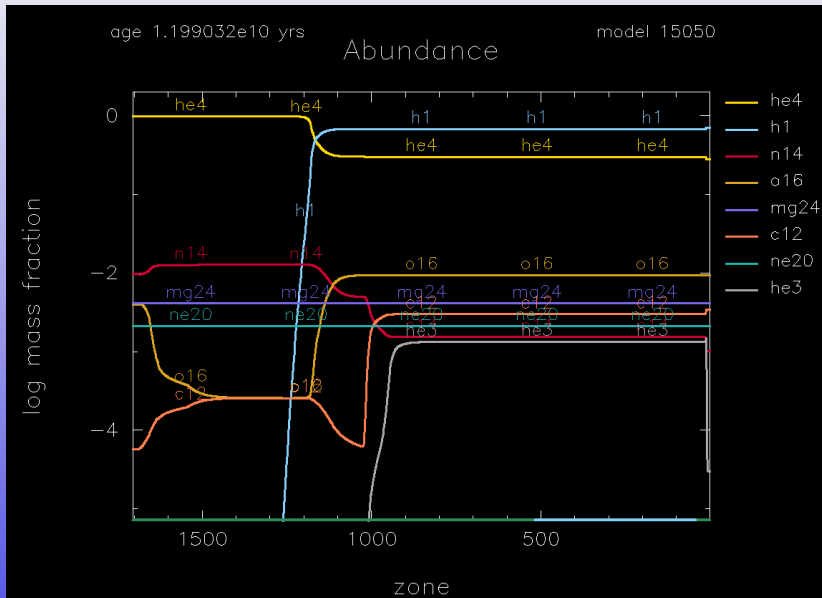


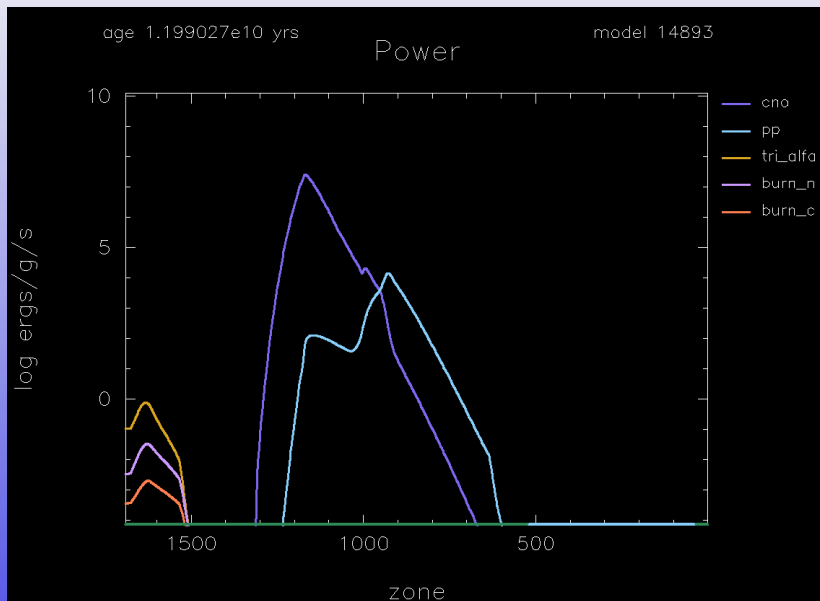
age 1.199044e10 yrs

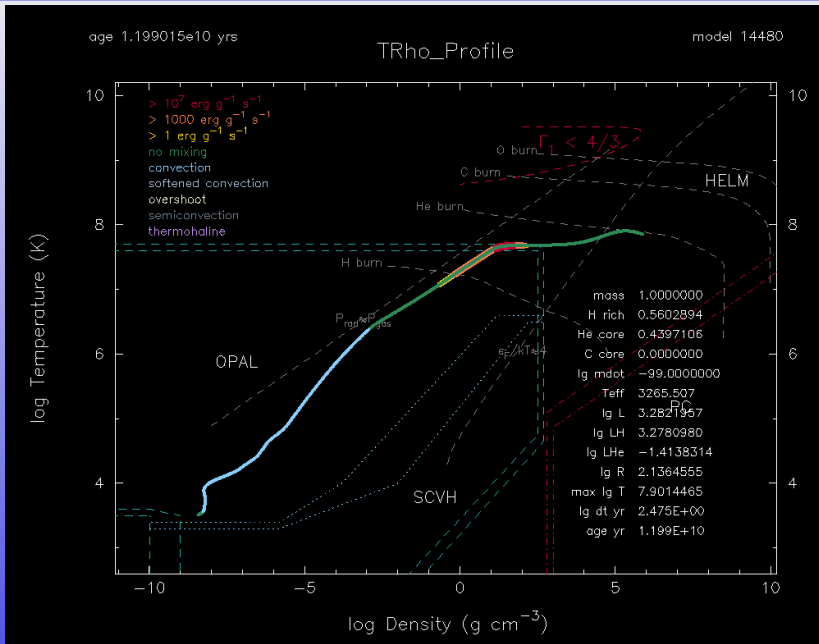
model 15523

Temperatura – gestosc









W dalszej części szczegółowo omówimy ewolucję gwiazd o masach

- $0.0625M_{\odot}$ (1/16 masy Słońca, ok. 60 mas Jowisza) - za mało na gwiazdę!
- $0.125M_{\odot}$ (1/8 masy Słońca) - najmniejsza możliwa gwiazda, spala wyłącznie wodór
- $0.25M_{\odot}$ (1/4 masy Słońca)
- $0.5M_{\odot}$ (1/2 masy Słońca)
- $1M_{\odot}$ (masa Słońca) - ewolucja „naszej” gwiazdy
- $2M_{\odot}$ (2 masy Słońca) - ostatni pełny model (od chmury wodoru do białego karła)
- $4M_{\odot}$ (4 masy Słońca) - model niedokończony
- $8M_{\odot}$ (8 masy Słońca) - model niedokończony
- $16M_{\odot}$ (16 masy Słońca) - model presupernowej
- $32M_{\odot}$ (32 masy Słońca) - model niedokończony (eksplozja termojądrowa?)
- $64M_{\odot}$ (64 masy Słońca) - model niedokończony (kolaps do czarnej dziury?)

Ogólnie: im mniejsza masa gwiazdy $M < 8M_{\odot}$ i wcześniejszy etap ewolucji (spalenie H i He) tym wyniki bardziej ugruntowane i więcej gwiazd dostępnych obserwacjom. Los gwiazd masywnych ($M \geq 8M_{\odot}$) to nadal pole badań naukowych.

Animacja ewolucji

https://youtu.be/Q_FIRhtKXYs

Wnioski

- 1 masa jest zbyt mała aby zainicjować regularną syntezę termojądrową wodoru w centrum
- 2 niewielka ilość deuteru nie wystarcza na zatrzymanie kolapsu
- 3 końcowym produktem ewolucji jest **brązowy karzeł** - obiekt pośredni pomiędzy planetami typu Jowisza a gwiazdami

Animacja ewolucji

<https://youtu.be/-gDAd3P1gDk>

Wnioski

- 1 masa jest wystarczająca aby zainicjować regularną syntezę termojądrową wodoru w centrum
- 2 niewielka ilość deuteru jest błyskawicznie zużyta i nie wpływa na dalszą ewolucję
- 3 po wejściu na ciąg główny (zapłon H w centrum) ustala się równowagowa ilość ${}^3\text{He}$
- 4 gwiazda na ciągu głównym jest w 100% konwektywna - jednorodny skład izotopowy
- 5 po wyczerpaniu wodoru powstaje radiacyjne jądro He w którym dopalają się resztki wodoru
- 6 na powierzchni jądra pojawia się nowe zjawisko - spalanie H w powłoce (ang. *shell burning*)
- 7 produkty spalania H przyłączane są do jądra He, które stale rośnie
- 8 ewolucja kończy się wygaśnięciem spalania w powłoce i powolnym stygnięciem jądra ze śladową otoczką wodorową
- 9 końcowy produkt to **biały karzeł** (ang. *white dwarf*) He o masie $0.11 M_{\odot}$ (1.8×10^{12} lat !)

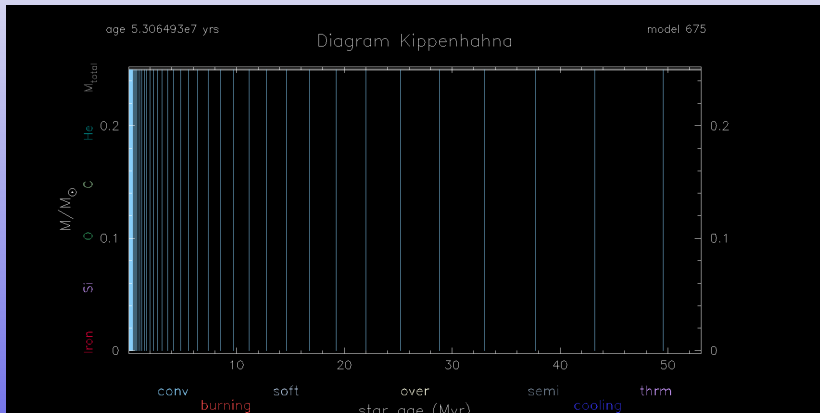
Animacja ewolucji

<https://youtu.be/PT2bdTMfZxo>

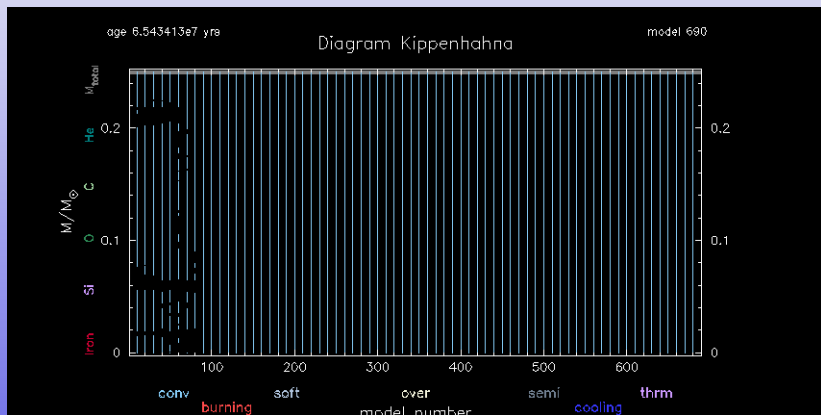
Wnioski

- 1 ewolucja jest podobna do gwiazdy $0.125 M_{\odot}$, ale 4x szybsza
- 2 podczas spalania wodoru w powłoce pojawia się otoczka konwektywna o dużym promieniu, gwiazda staje się tzw. **czerwoną olbrzymią** (ang. *red giant*)
- 3 podczas spalania wodoru w powłoce pojawiają się **pulsy termiczne**, które zwykle prowadzą do odrzucenia otoczki i powstania **mgławicy planetarnej**
- 4 czas życia gwiazdy to ok. 700 mld lat

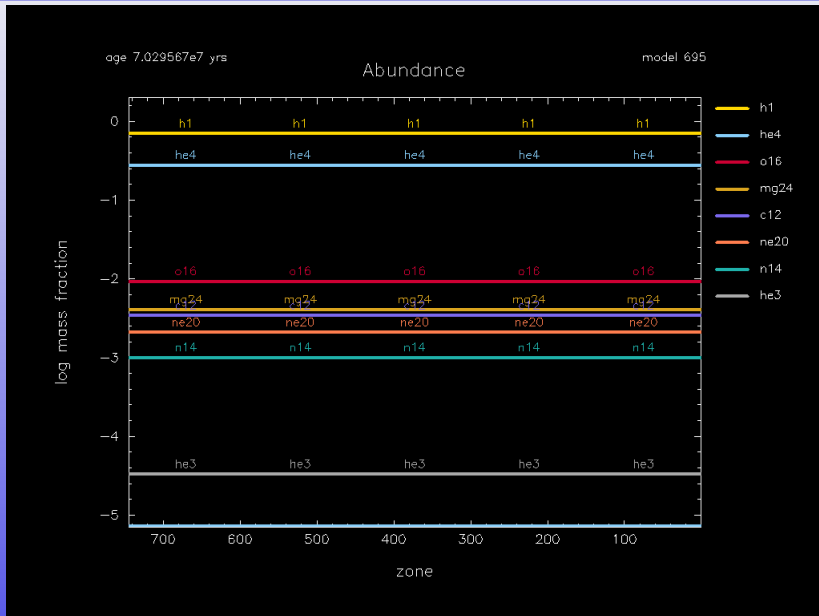
Ewolucja gwiazdy o masie $0.25 M_{\odot}$: droga na ciąg główny



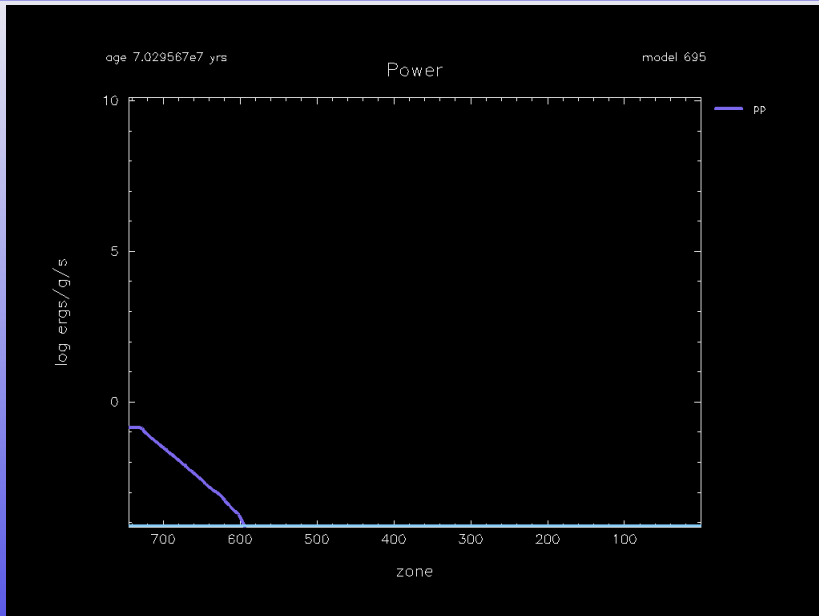
Ewolucja gwiazdy o masie $0.25 M_{\odot}$: droga na ciąg główny



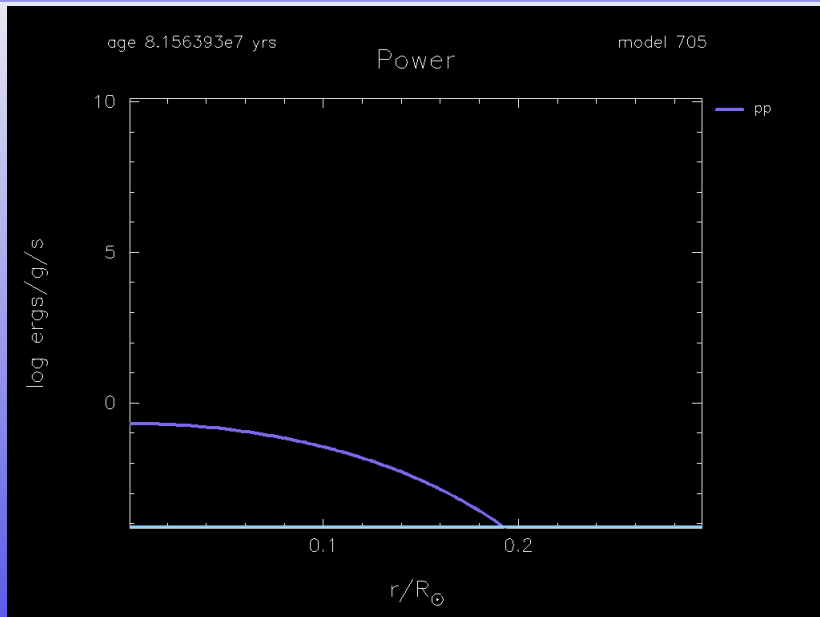
Ewolucja gwiazdy o masie $0.25 M_{\odot}$: droga na ciąg główny



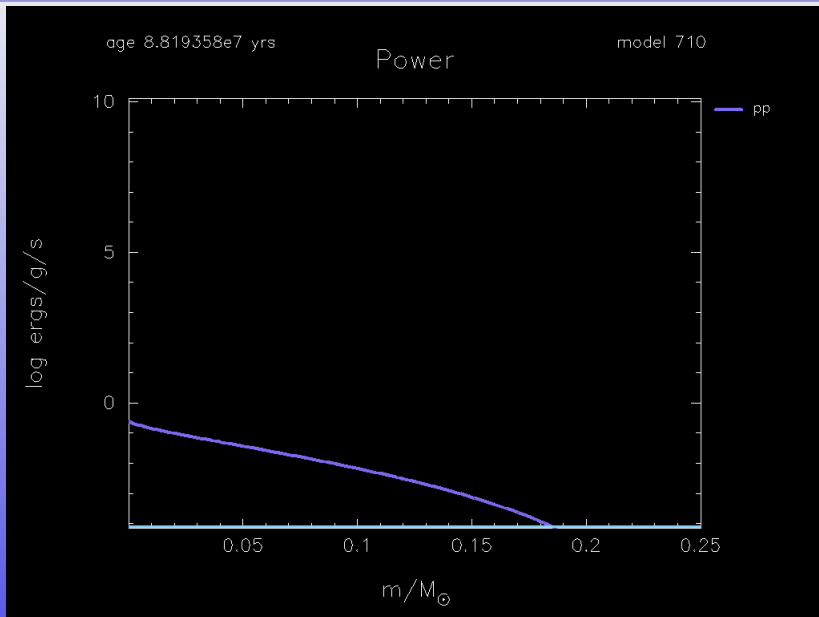
Ewolucja gwiazdy o masie $0.25 M_{\odot}$: droga na ciąg główny



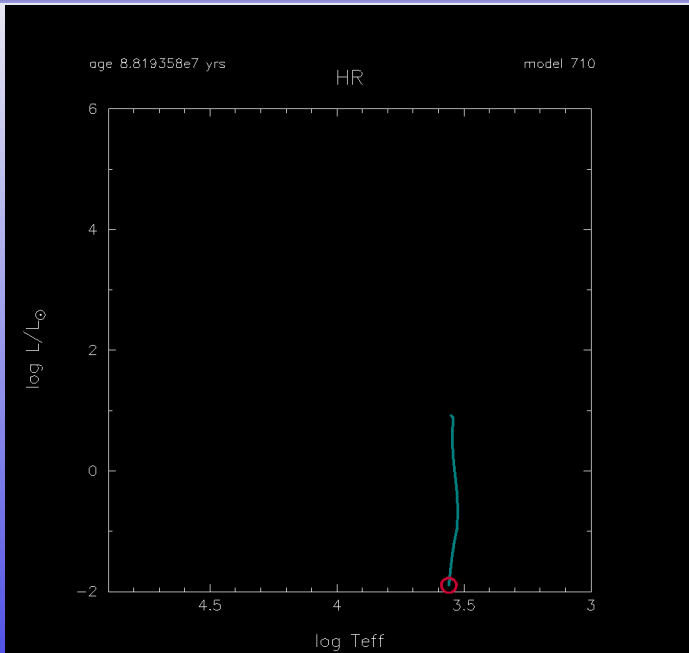
Ewolucja gwiazdy o masie $0.25 M_{\odot}$: droga na ciąg główny

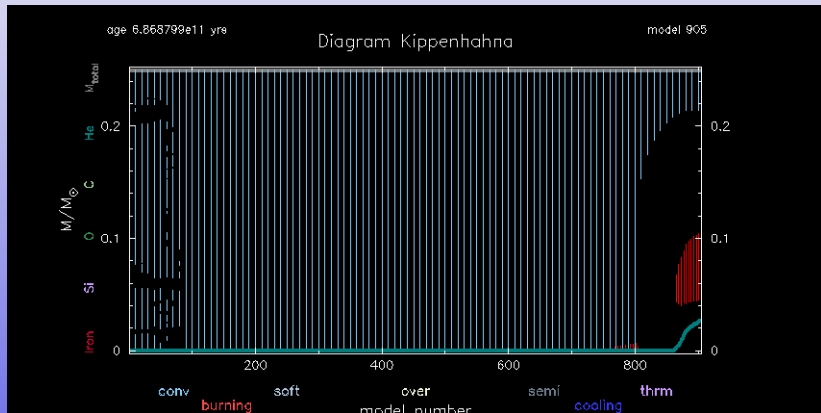


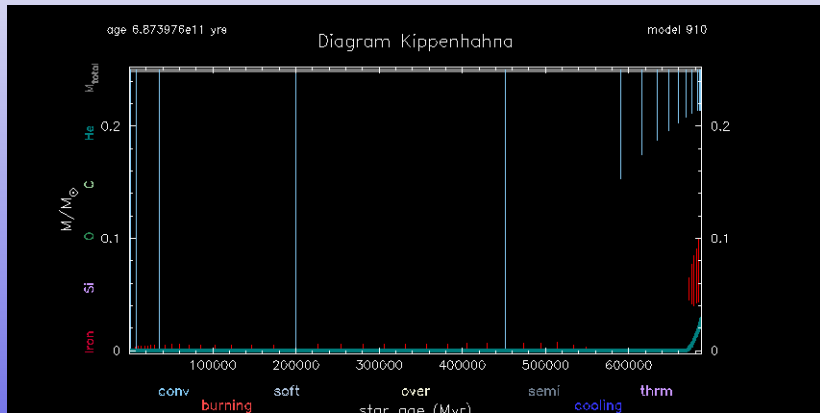
Ewolucja gwiazdy o masie $0.25 M_{\odot}$: droga na ciąg główny

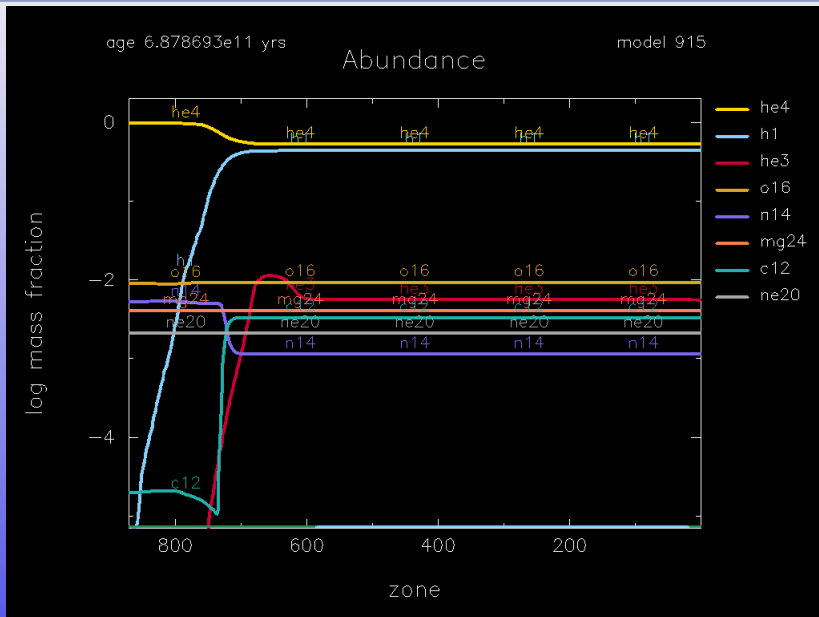


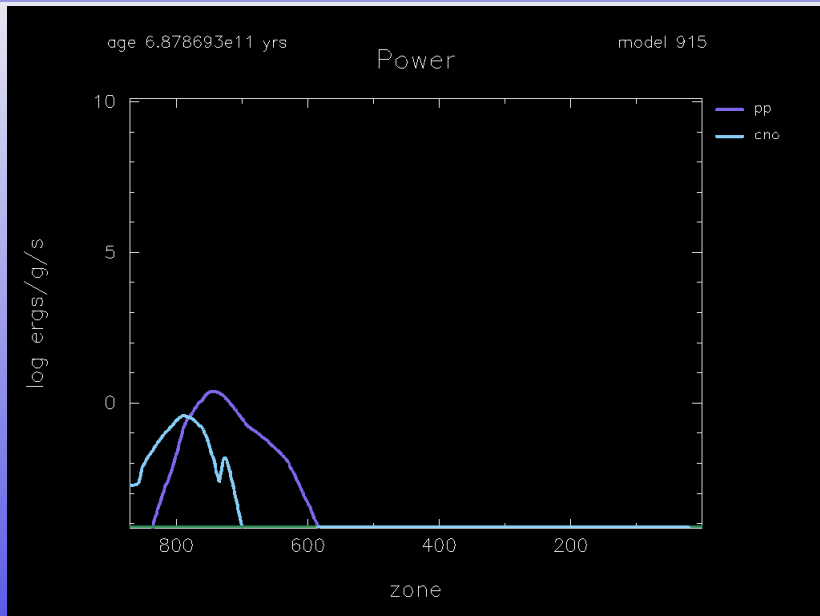
Ewolucja gwiazdy o masie $0.25 M_{\odot}$: droga na ciąg główny

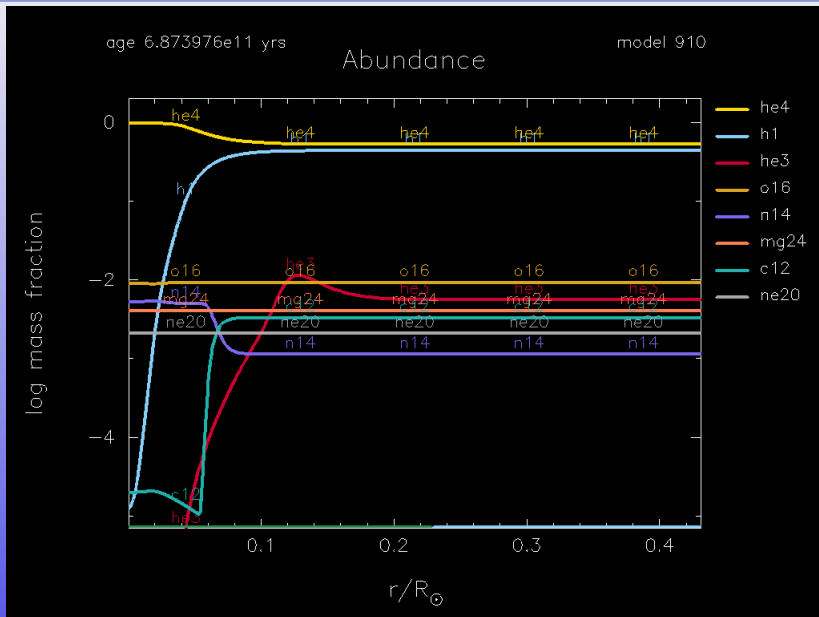


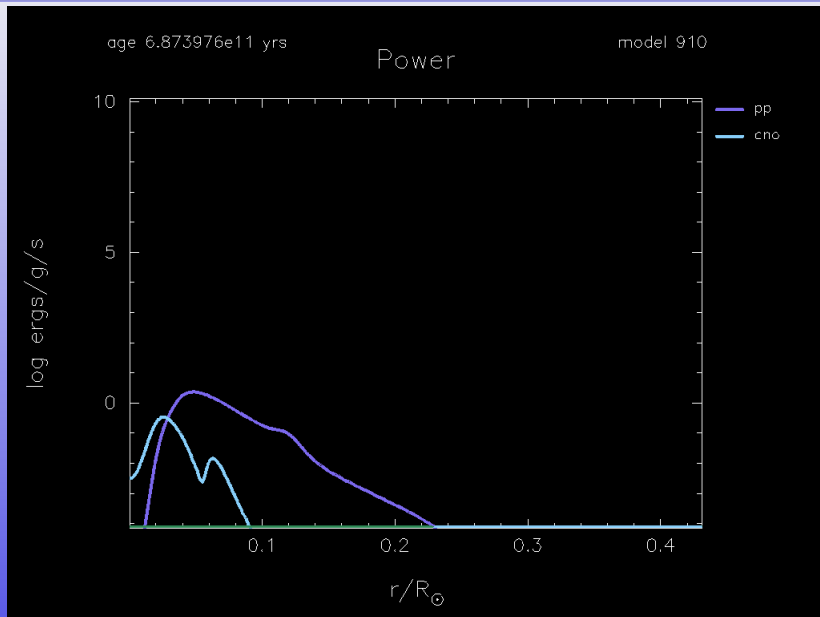


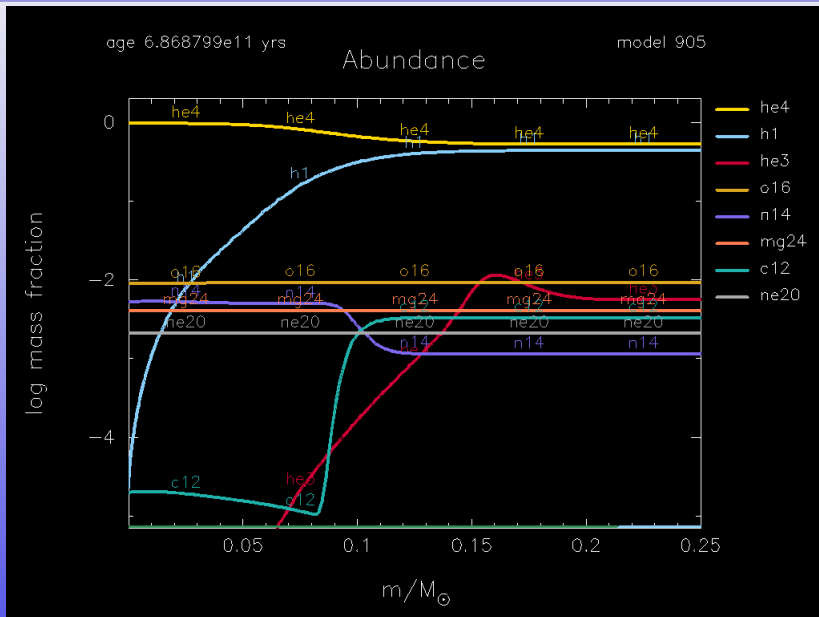


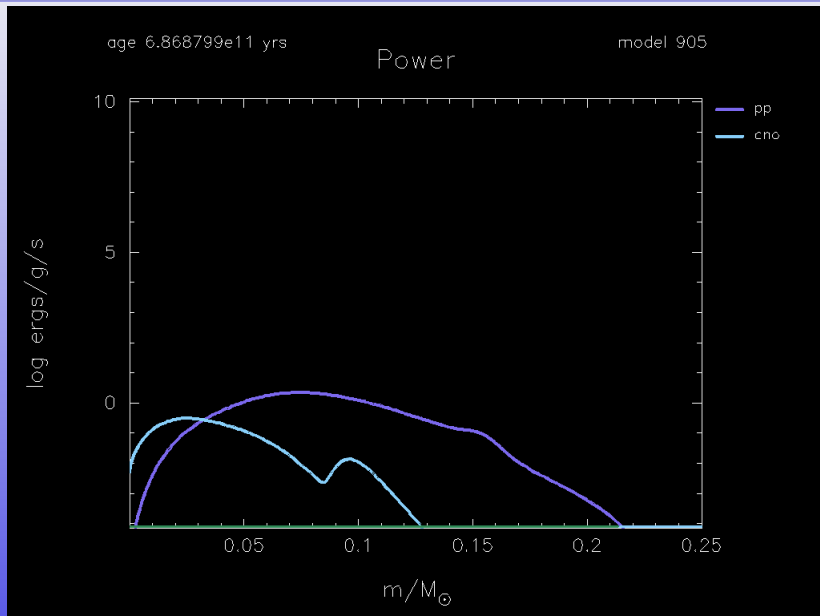




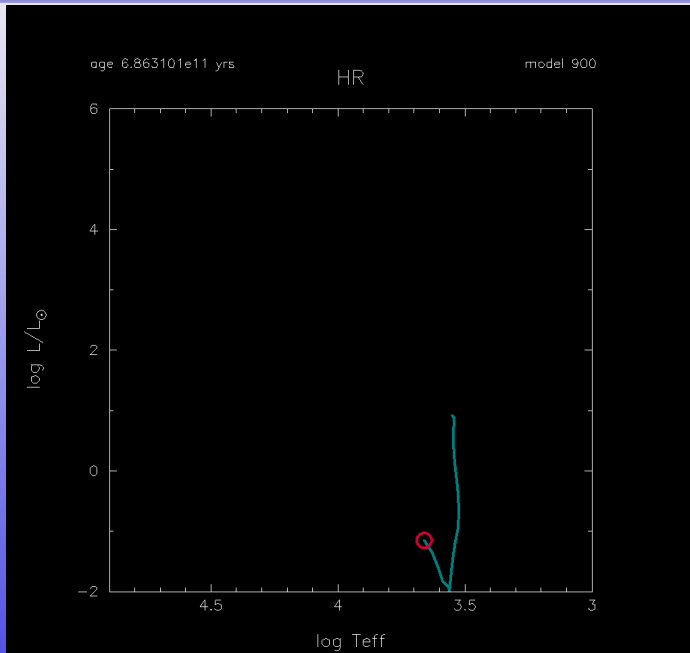








0.25 M_{\odot} : koniec H w centrum; ~ 700 mld lat



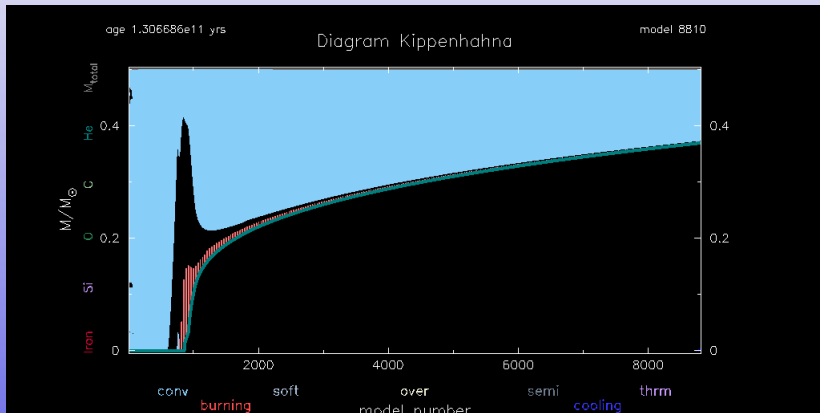
Animacja ewolucji

<https://youtu.be/Yfx4JuVNsdY>

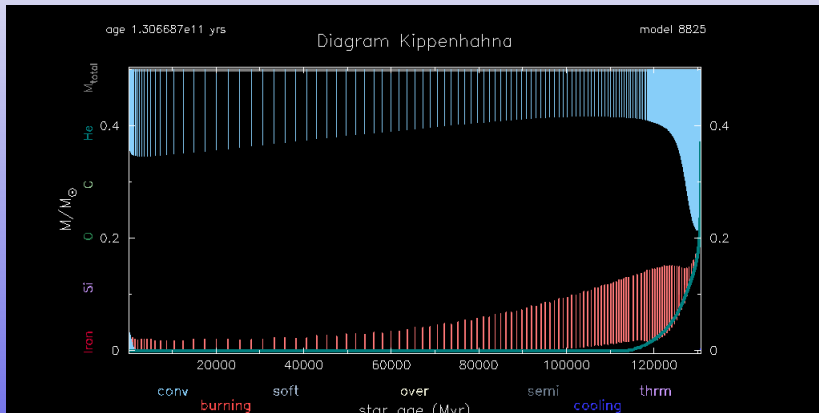
Wnioski

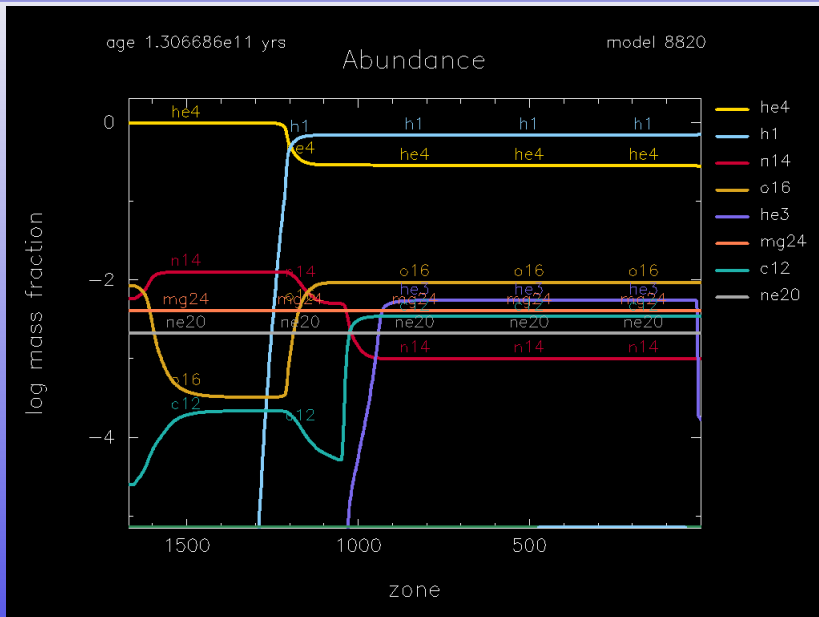
- 1 nowa tendencja: otoczka wodorowa podczas spalania H w powłoce jest coraz masywniejsza w porównaniu do masy jądra He (ale ciągle mniejsza)
- 2 nowe zjawisko: chłodzenie neutrinowe centralnego obszaru poprzez rozpad plazmonu
- 3 wiatr gwiazdowy powoduje całkowite rozproszenie otoczki wodorowej
- 4 po 140 mld lat pozostaje biały karzeł He o masie $0.4 M_{\odot}$

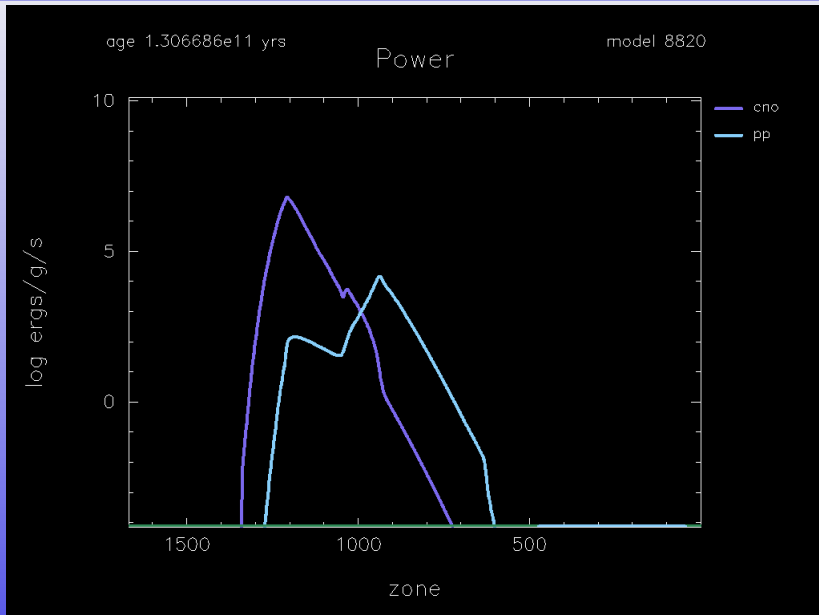
Ewolucja gwiazdy o masie $0.5 M_{\odot}$

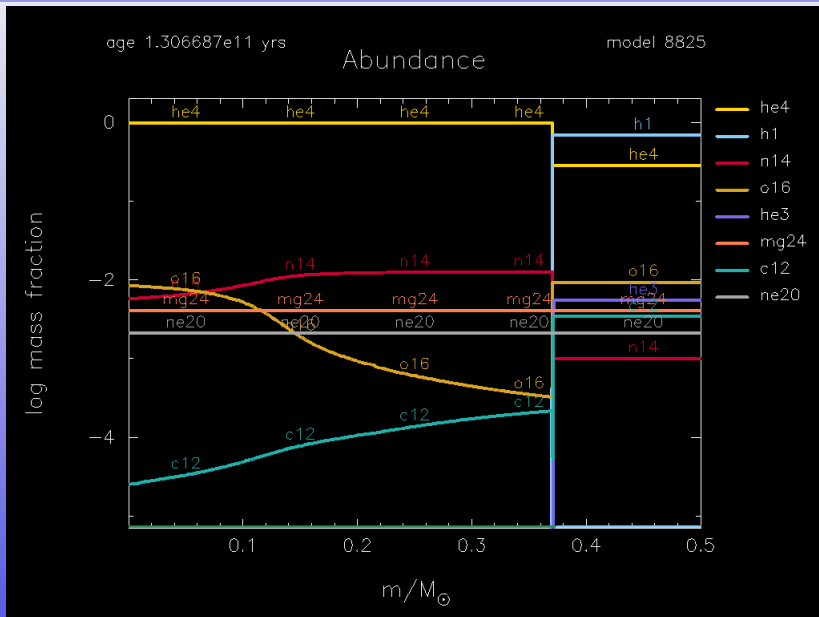


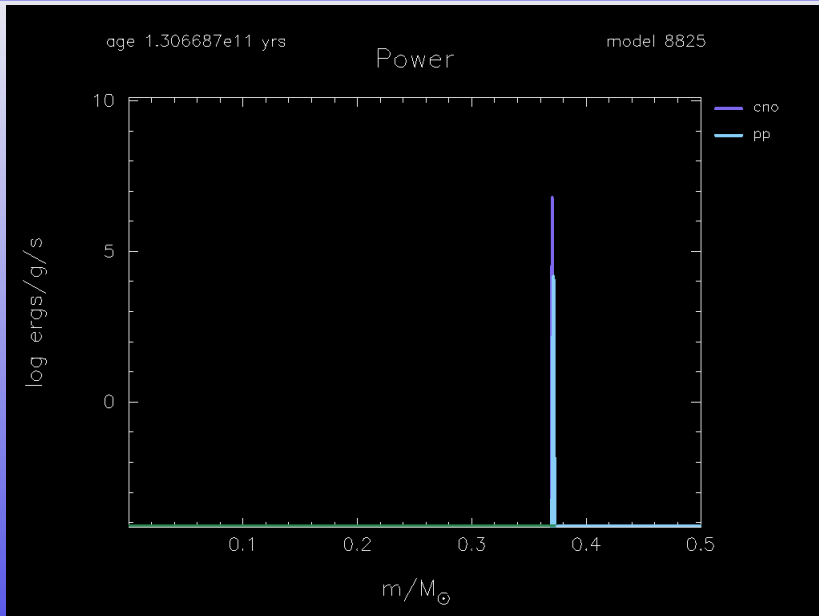
Ewolucja gwiazdy o masie $0.5 M_{\odot}$

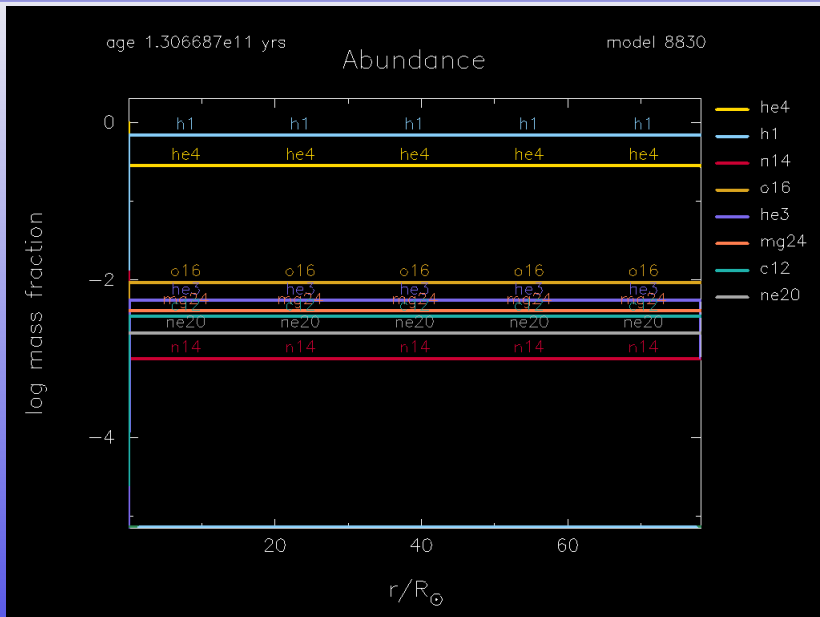


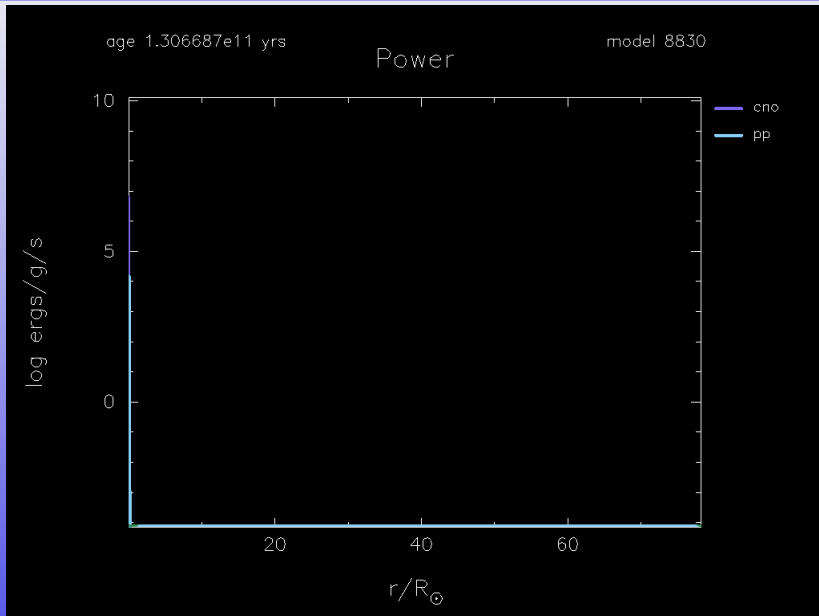




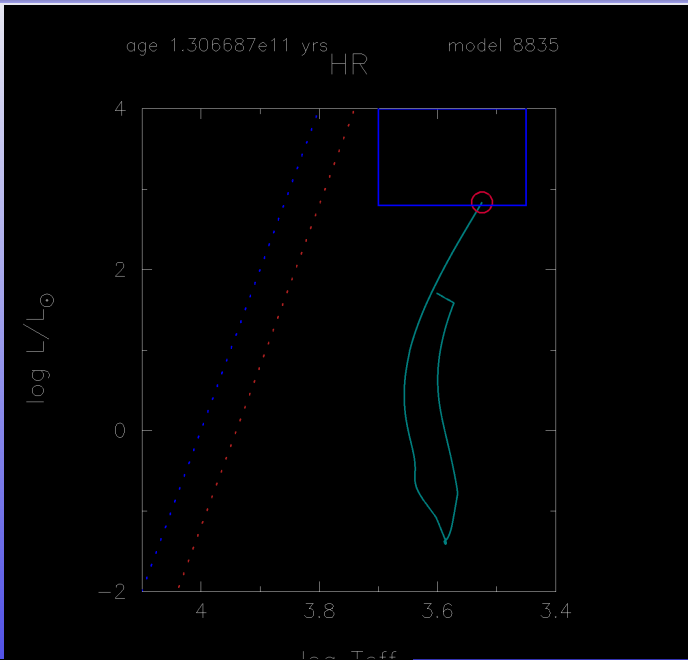








Ewolucja gwiazdy o masie $0.5 M_{\odot}$



Animacja ewolucji

Wersja 2018:

https://youtu.be/itBC_7wW5v0

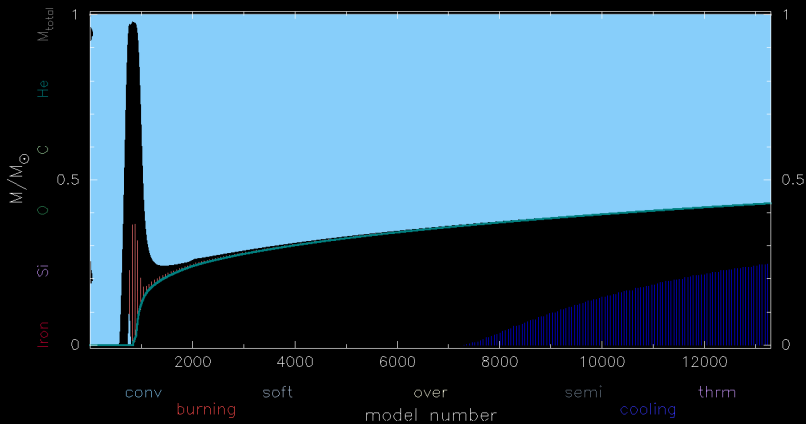
Wersja 2016:

<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

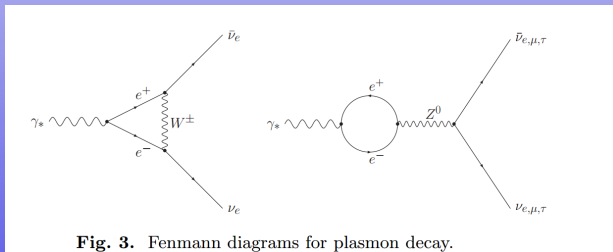
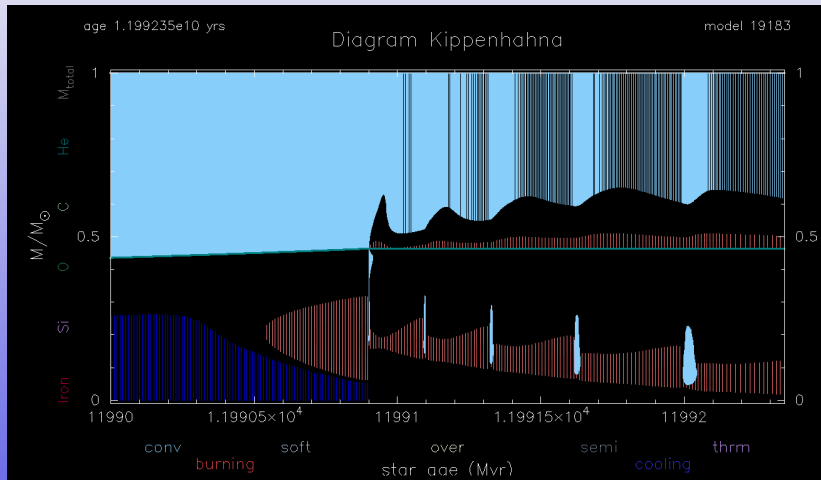
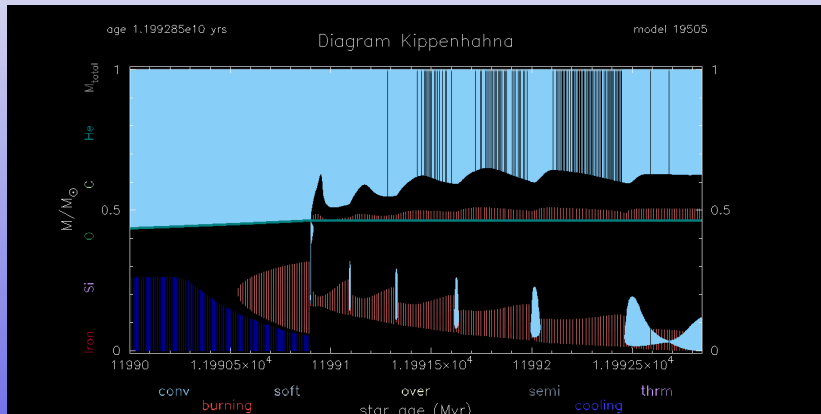
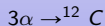


Fig. 3. Fenmann diagrams for plasmon decay.





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

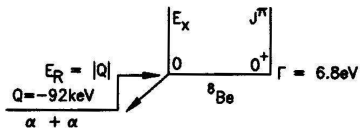


Reakcja ta zachodzi w nietrywialny sposób:

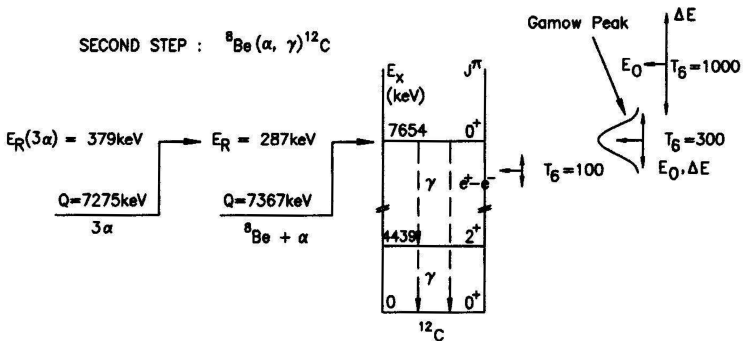
- 1 reakcja $\alpha + \alpha \rightarrow {}^8\text{Be}^*$ produkuje niewielką równowagową ilość ${}^8\text{Be}$
- 2 zachodzi rezonansowa reakcja $\alpha + {}^8\text{Be} \rightarrow {}^{12}\text{C}^*$
- 3 deekscytacja ${}^{12}\text{C}^* \rightarrow {}^{12}\text{C} + \gamma$
- 4 brak podobnych reakcji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

Tempo reakcji trójcząsteczkowej jest proporcjonalne do ρ^2 .

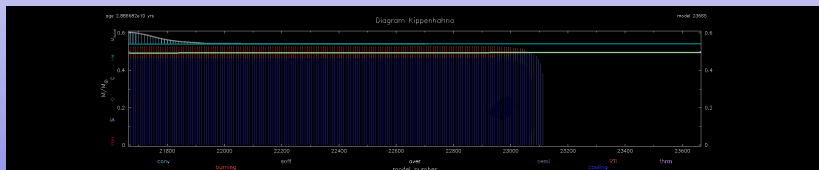
FIRST STEP : $\alpha + \alpha \rightleftharpoons {}^8\text{Be}$

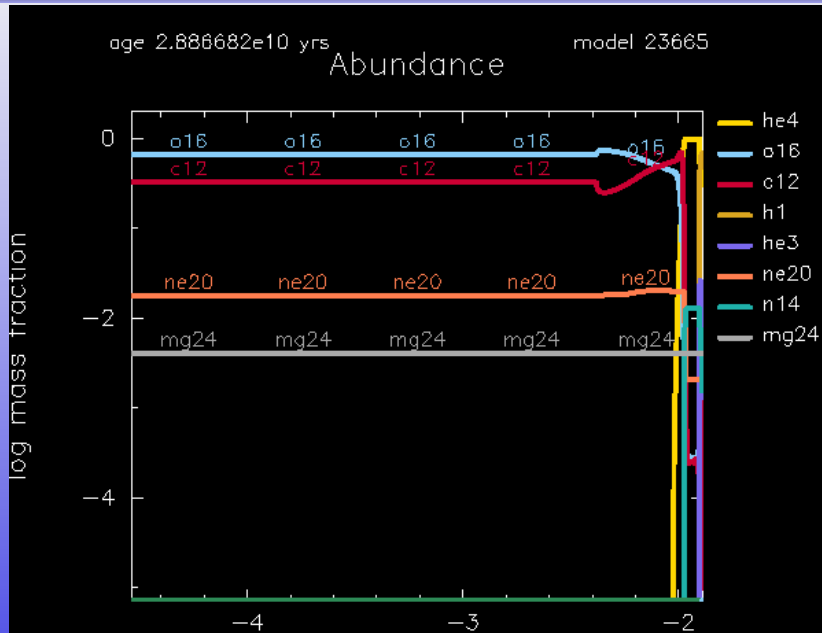


SECOND STEP : ${}^8\text{Be}(\alpha, \gamma){}^{12}\text{C}$



Finale ewolucji gwiazdy 1 M_{\odot}





- 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

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

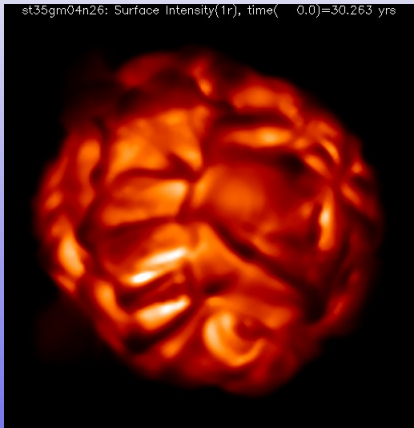
- w jądrze He nie zachodzą reakcje termojądrowe
- na jego powierzchni temperatura i gęstość pozwalają na spalanie wodoru
- spalanie zachodzi w bardzo cienkiej (zarówno w sensie promienia jak i całkowitej masy) powłoce sferycznej na brzegu jądra He
- proces ten określamy jako *shell burning*, co można 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



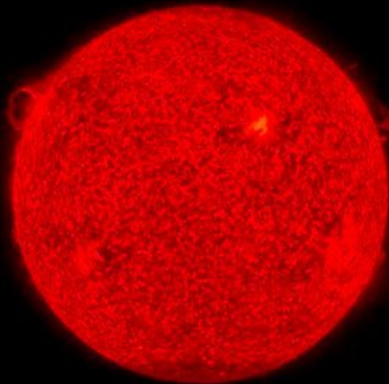
5800 K

Smallest Kepler
red giant



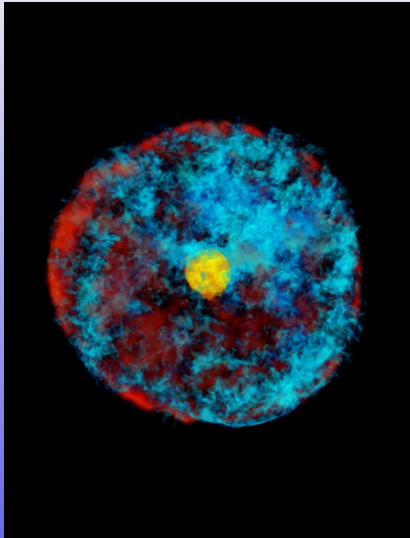
5000 K

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*.



