

Astrofizyka IV

Wnętrza, ewolucja i pulsacje gwiazd.

Krzysztof Kamiński

Temat wykładu

Późne stadia ewolucji gwiazd o masach $< 8 M_{\text{Sun}}$

W poprzednim odcinku

Limit Schönberga-Chandrasekhara.

„Zasada lustrzana”

Ewolucja gwiazd o masach $> 2M_{\text{Sun}}$

Ewolucja gwiazd o masach $< 2M_{\text{Sun}}$

Etap odgrzebania (ang. dredge-up)

Utrata masy – wzór Reimera

Niebieskie pętle (ang. blue loops), błysk helowy.

Czerwone zgęszczenie (ang. red clump), gałąź horyzontalna.

„Oddychanie”, obszar częściowo konwektywny.

Główny pas niestabilności.

Kilka pytań (z odpowiedziami)

Czy na etapie spalania He w jądrze trwa nadal spalanie H?

Tak – w otoczce jądra, początkowo produkuje więcej mocy niż spalanie He.

Skąd się bierze przerwa Hertzsprunga na diagramie H-R dla masywnych gwiazd?

Powstaje ona pomiędzy etapem spalania H w jądrze i He w jądrze ponieważ ewolucja gwiazd jest wówczas bardzo szybka oraz zmiana temperatury efektywnej bardzo duża (ze względu na przekroczenie limitu Sch. – Ch.).

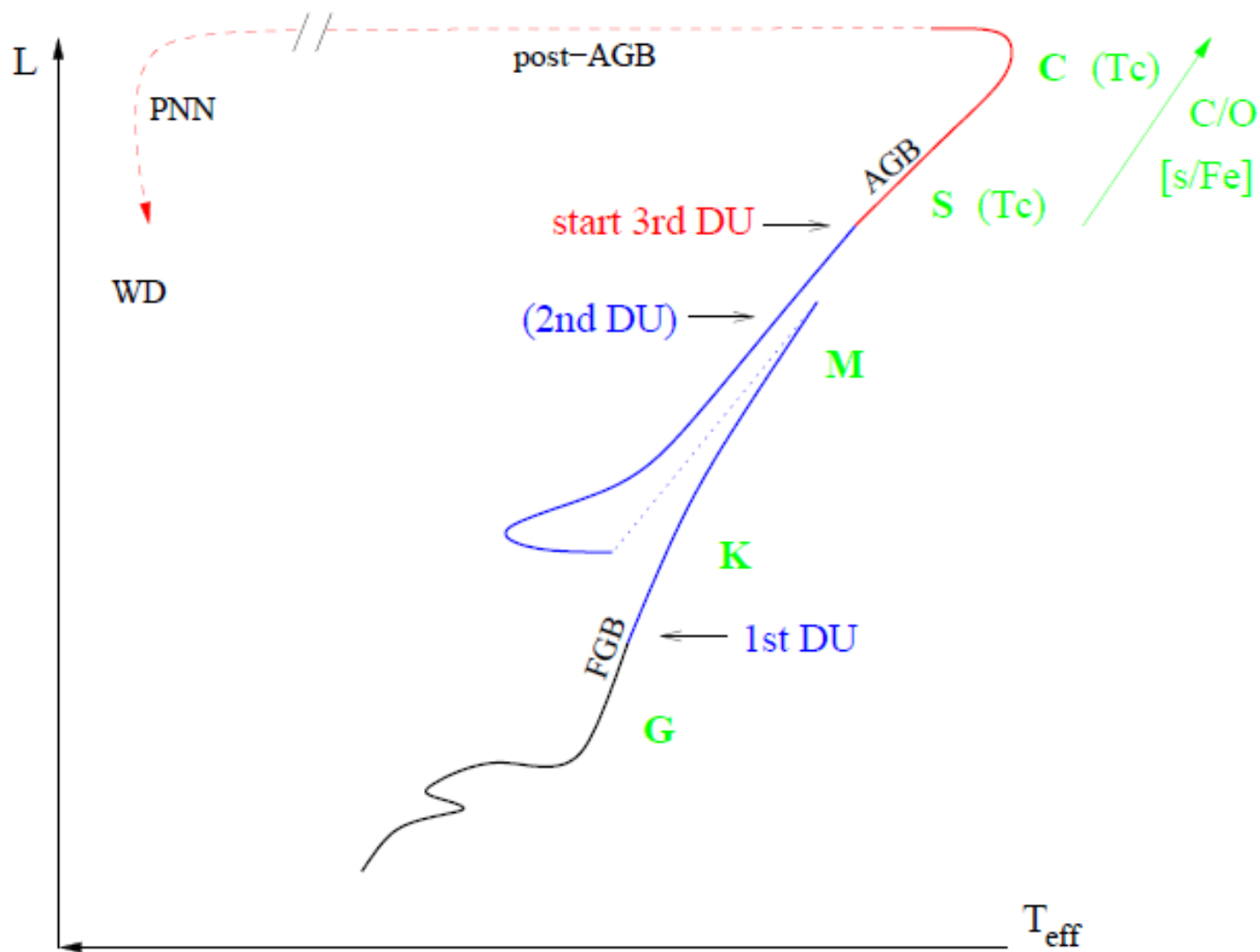
Jak wpływa przestrzelenie konwektywne na ewolucję gwiazd?

Wydłuża ewolucję na ciągu głównym, zwiększa masę jądra He, przyspiesza ewolucję i zwiększa L na dalszych etapach ewolucji.

Dlaczego wszystkie mało masywne gwiazdy przechodzą błysk helowy w tym samym miejscu na diagramie H-R?

Gdyż zapłon jądra He następuje zawsze przy podobnej masie zdegenerowanego jądra $\sim 0.45 M_{\text{Sun}}$.

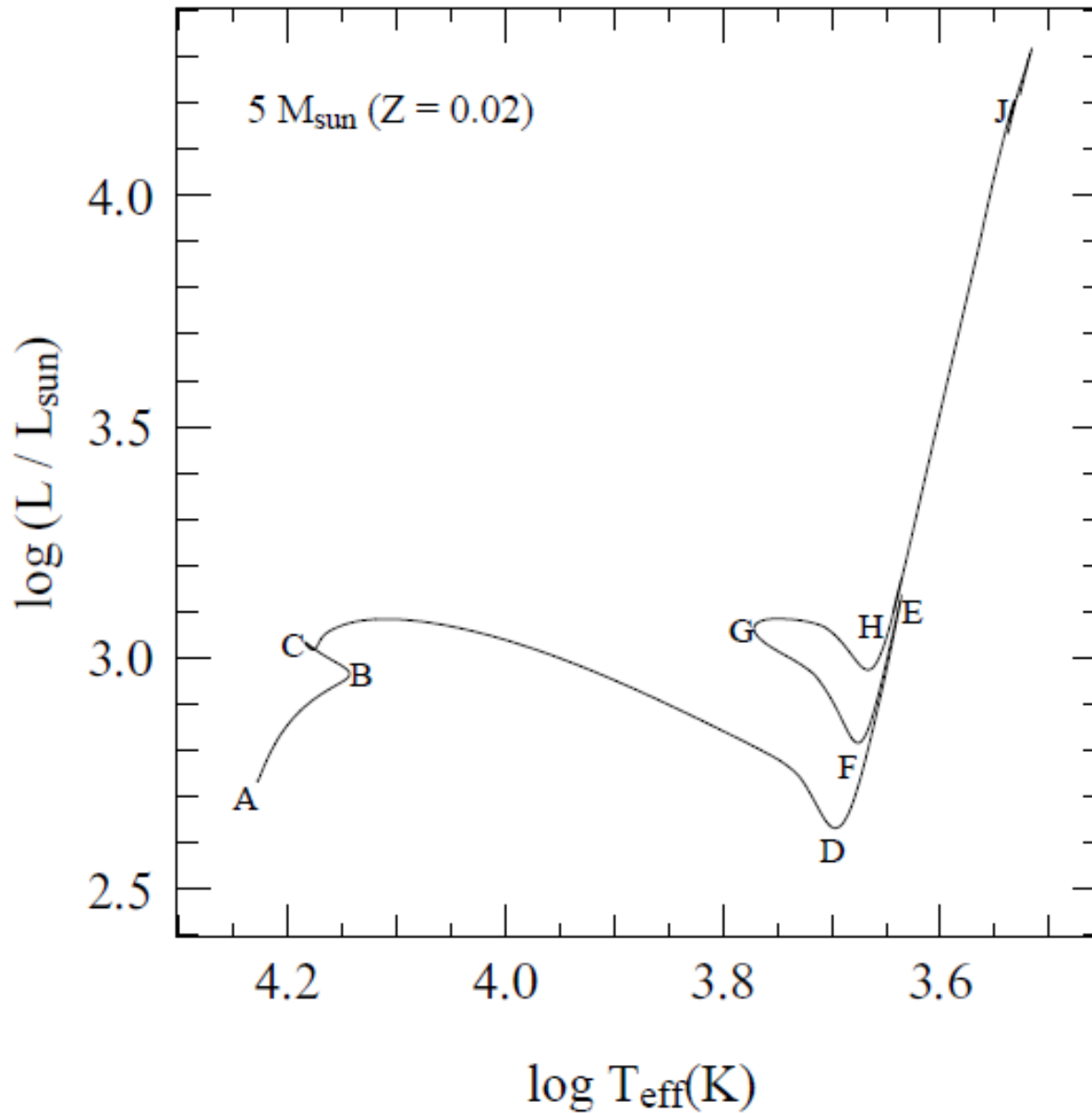
Asymptotyczna gałąź olbrzymów



Schematyczna ewolucja gwiazdy o masie poniżej $8 M_{\text{Sun}}$ na diagramie H-R.

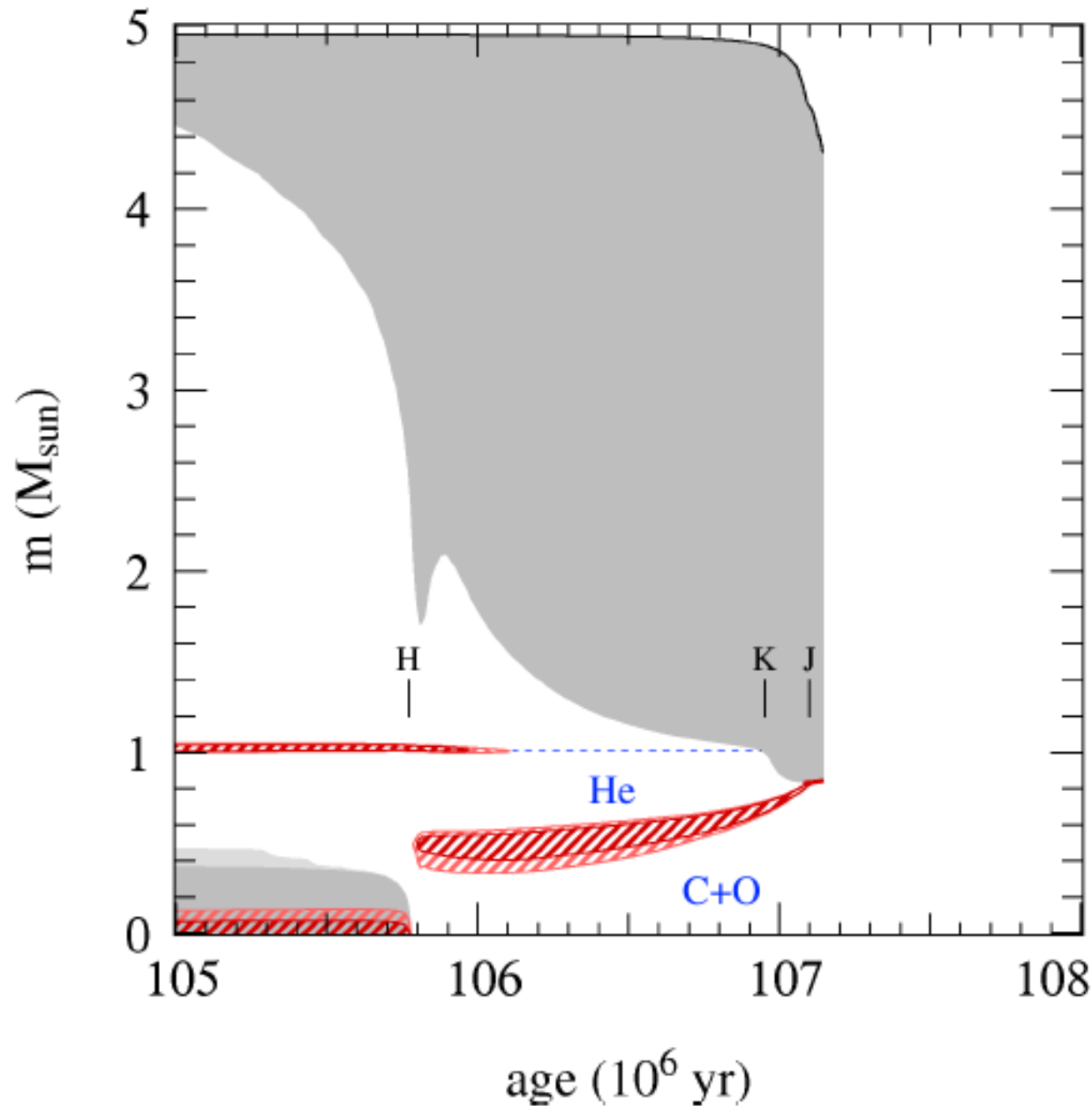
Uwaga na nietypowe typy widmowe!

Asymptotyczna gałąź olbrzymów



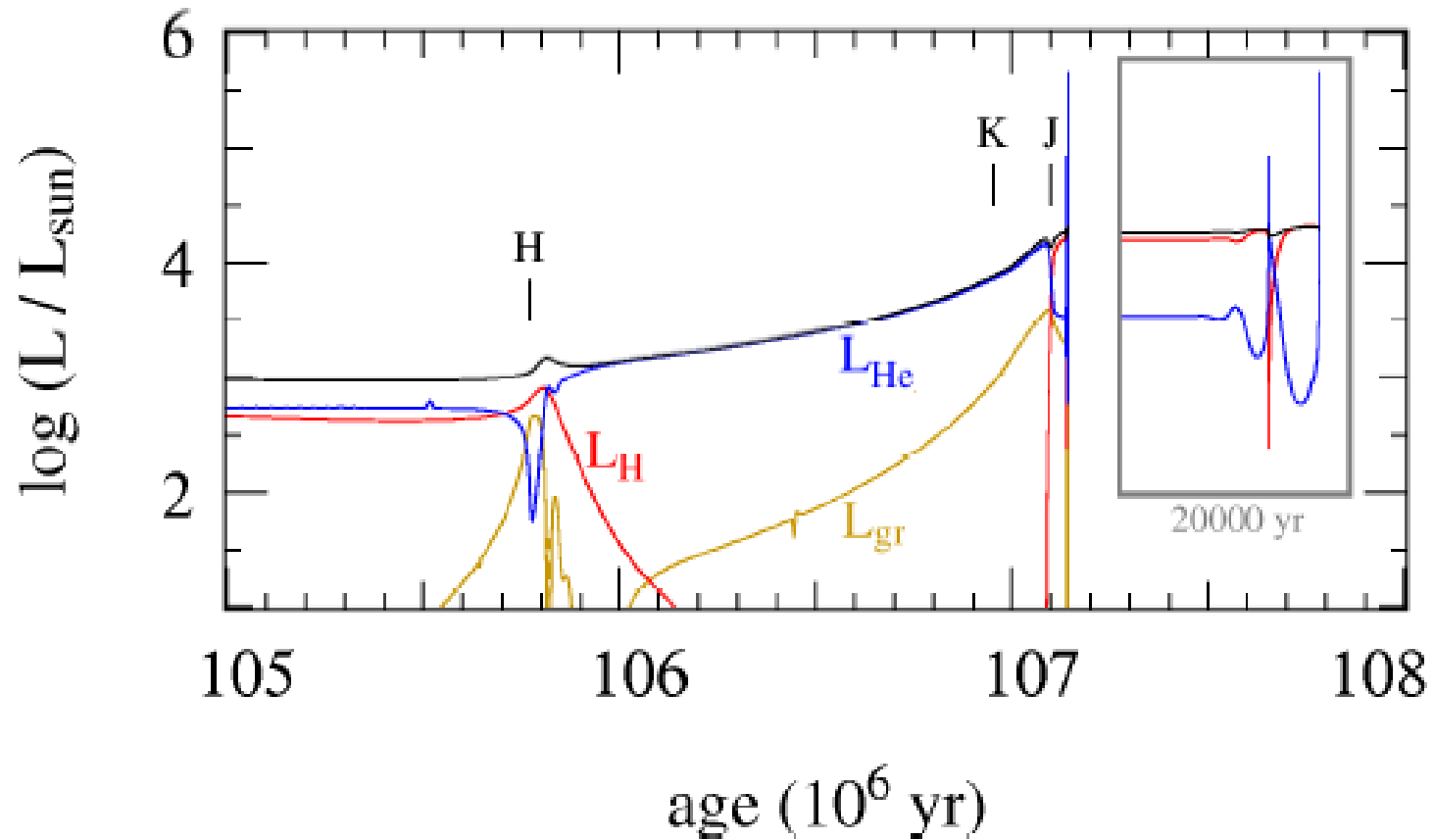
Ewolucja przykładowej gwiazdy o masie $5 M_{\text{sun}}$. Etap AGB zaczyna się w punkcie H.

Ewolucja na asymptotycznej gałęzi olbrzymów



Ewolucja gwiazdy o masie $5 M_{\text{sun}}$: końcówka syntezy He w jądrze i wczesna faza AGB. Warstwa spalania wodoru jest dłużej obecna dla mniej masywnych gwiazd i zapobiega drugiemu odgrzebaniu.

Ewolucja na asymptotycznej gałęzi olbrzymów



Ewolucja gwiazdy o masie $5 M_{\text{sun}}$.
W ramce pokazany jest pierwszy puls termiczny.

Ewolucja na asymptotycznej gałęzi olbrzymów

AGB – Asymptotic Giant Branch

Ewolucja na AGB rozpoczyna się w momencie wypalenia He w jądrze.

Dla gwiazd o masach poniżej $2.5M_{\text{Sun}}$ AGB znajduje się w pobliżu gałęzi olbrzymów, ale po stronie wyższych temperatur – stąd nazwa, dla gwiazd masywniejszych powyżej – tu nazwa pasuje w mniejszym stopniu.

Po wypaleniu He w jądrze następuje bardzo krótki okres przejściowy w którym cały obszar poniżej warstwy spalania H kurczy się, aż do momentu zapłonu He w otoczce.

Przez krótki czas utrzymują się dwie warstwy spalania wokół centrum gwiazdy, a więc dwa „efekty lustrzane”: kurczenie jądra → ekspansja obszaru pomiędzy warstwami → kurczenie otoczki gwiazdy.

Spalanie He powoduje dalsze kurczenie jądra C-O i ekspansję warstw powyższych, co stopniowo obniża temperaturę w warstwie spalania H i po pewnym czasie całkowicie wygasza reakcje termojądrowe z udziałem wodoru.

Ewolucja na asymptotycznej gałęzi olbrzymów

Wczesny etap AGB: Jądro C-O stopniowo przybiera na masie i gęstości, staje się zdegenerowane, otoczka pęcznieje, aż w punkcie K osiąga wygaszoną już warstwę spalania H.

Drugie odgrzebanie (dredge-up)

Wzrost nieprzezroczystości otoczki oraz wzrost mocy gwiazdy przed punktem K sprawia, że pojawia się głęboka warstwa konwektywna sięgająca warstw wzbogaconych w produkty spalania H.

W efekcie masa helowego jądra (i późniejszego białego karła) jest zmniejszona, co z kolei zwiększa limit masy gwiazd, które pozostawią po sobie białe karły.

Na powierzchni gwiazdy pojawia się materia bogata w He i ^{14}N (produkty CNO).

Scenariusz ten nie dotyczy gwiazd o masach $< 4M_{\text{Sun}}$ w trakcie ich ewolucji nie występuje drugie odgrzebanie, gdyż warstwa spalająca H nie wygasza się całkowicie.

Ewolucja na asymptotycznej gałęzi olbrzymów

W punkcie J otoczka spalająca He osiąga warstwę w której helu jest znacznie mniej, co zmniejsza jej moc.

W następstwie warstwy powyżej nieco się kurczą co doprowadza do wznowienia reakcji termojądrowych z udziałem wodoru ponad warstwą spalania He.

Rozpoczyna się etap **spalania w dwóch warstwach** (double shell burning).

Własności gwiazd na tym etapie AGB:

-silna utrata masy w tempie $10^{-7} - 10^{-4} M_{\text{Sun}}/\text{rok}$.

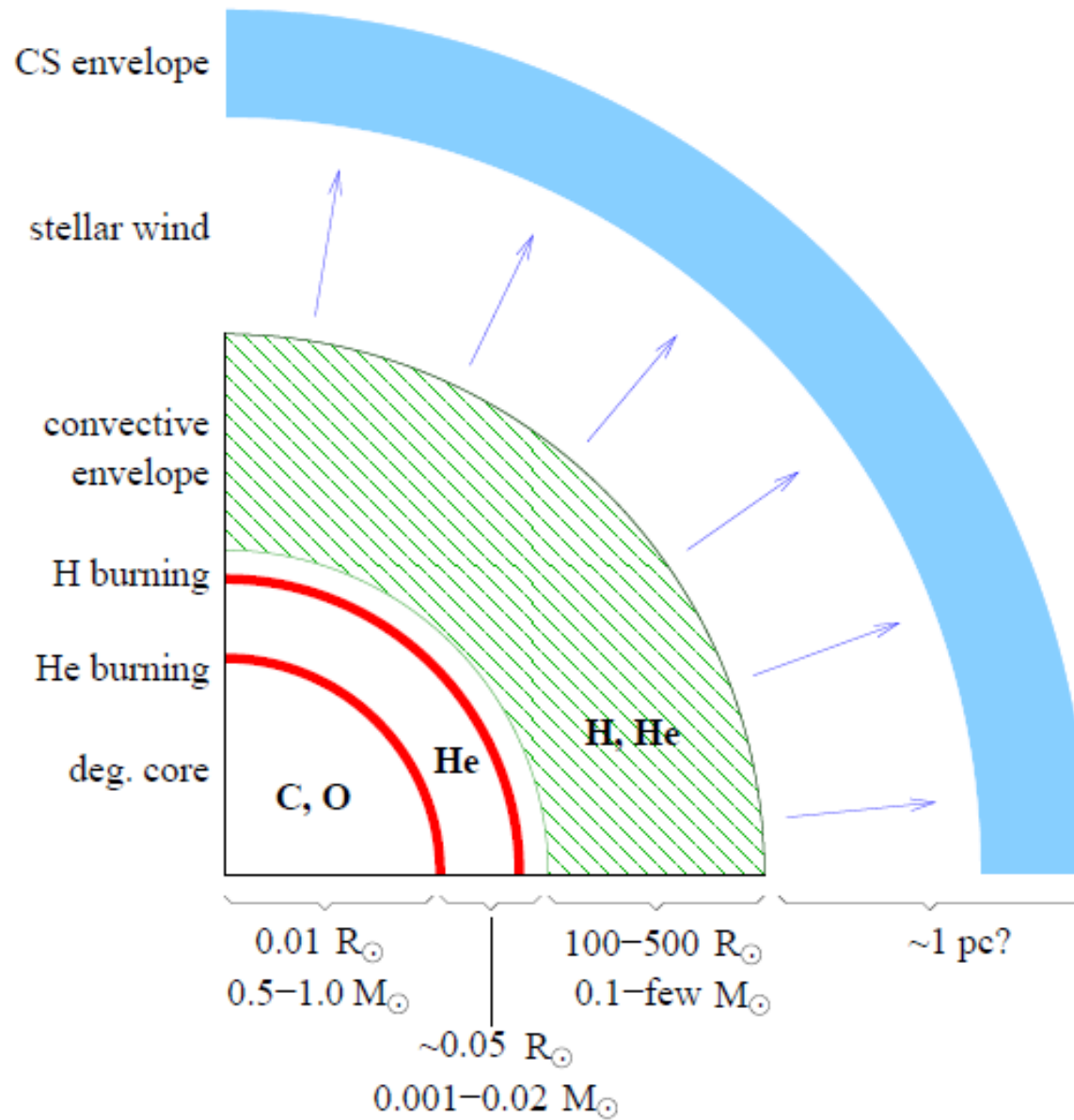
-unikalne reakcje termojądrowe, w tym również pierwiastków cięższych niż Fe!

-pulsacje termiczne (Thermal Pulsating AGB)

-powstają molekuly i ziarna pyłu w zewnętrznych warstwach gwiazdy

-zależność masa jądra – dzielność gwiazdy:
$$L = 5.9 \cdot 10^4 \left(\frac{M_c}{M_{\text{Sun}}} - 0.52 \right) L_{\text{Sun}}$$

Ewolucja na asymptotycznej gałęzi olbrzymów



Schemat gwiazdy na etapie TP-AGB (CS - circumstellar).

Pulsacje termiczne (TP-AGB)

Wewnętrzna warstwa spalania He staje się niestabilna termicznie
– gwiazda zaczyna pulsować w termicznej skali czasu.

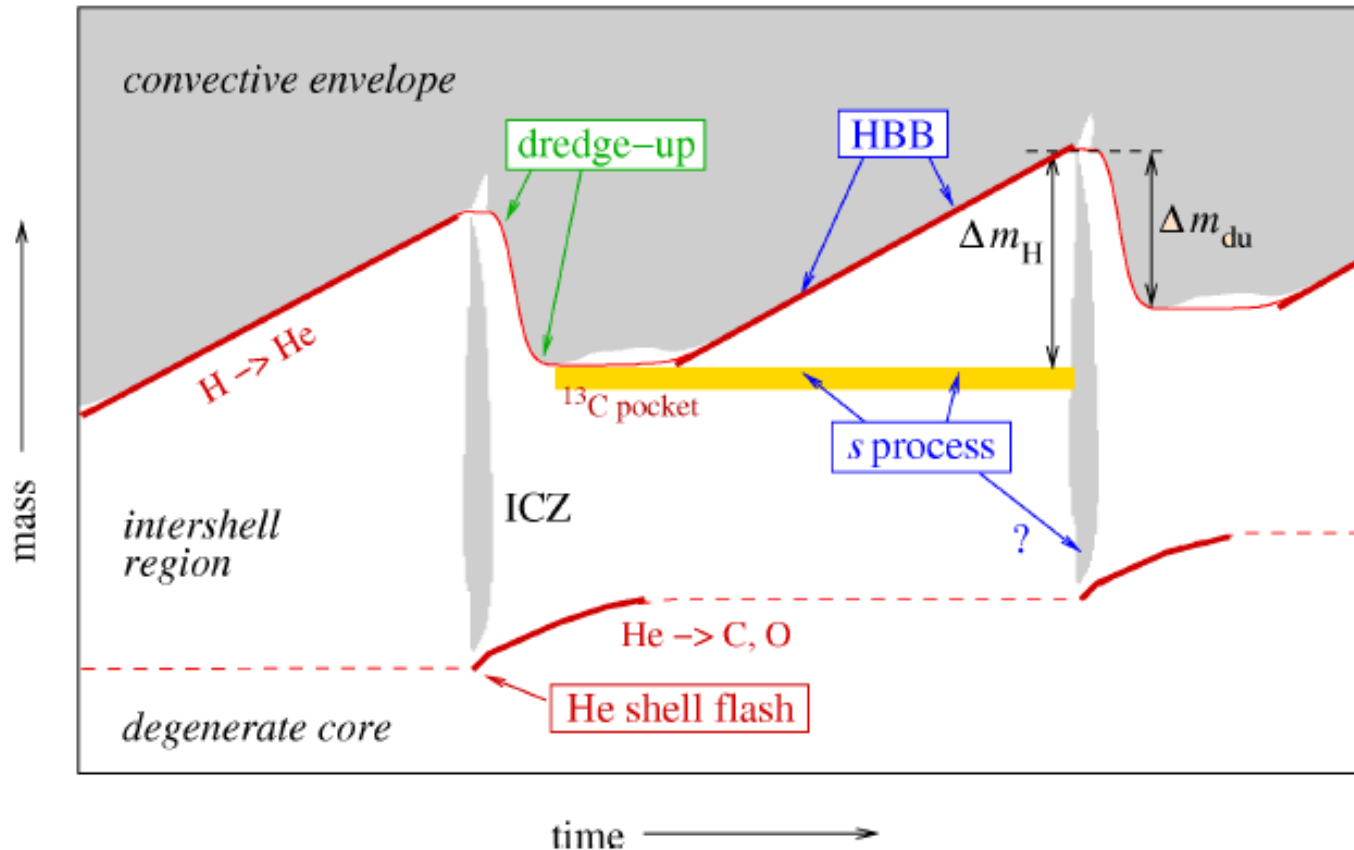
Spalanie w geometrycznie cienkiej warstwie jest niestabilne termicznie.

Warstwa spalania He jest zwykle nieaktywna, ale uaktywnia się periodycznie podczas błysków helowych w powłoce (helium shell flash).

Trzecie odgrzebanie (third dredge-up) dla gwiazd o masach $> 2.5 M_{\text{sun}}$.
(nazwa ta jest używana zarówno dla gwiazd, które nie miały drugiego odgrzebania, jak i dla wszystkich pozostałych pulsów termicznych)
Nie koniecznie występuje od pierwszego pulsów.

Wychwyty neutronów przez jądra Fe: s-process.

Ewolucja na asymptotycznej gałęzi olbrzymów



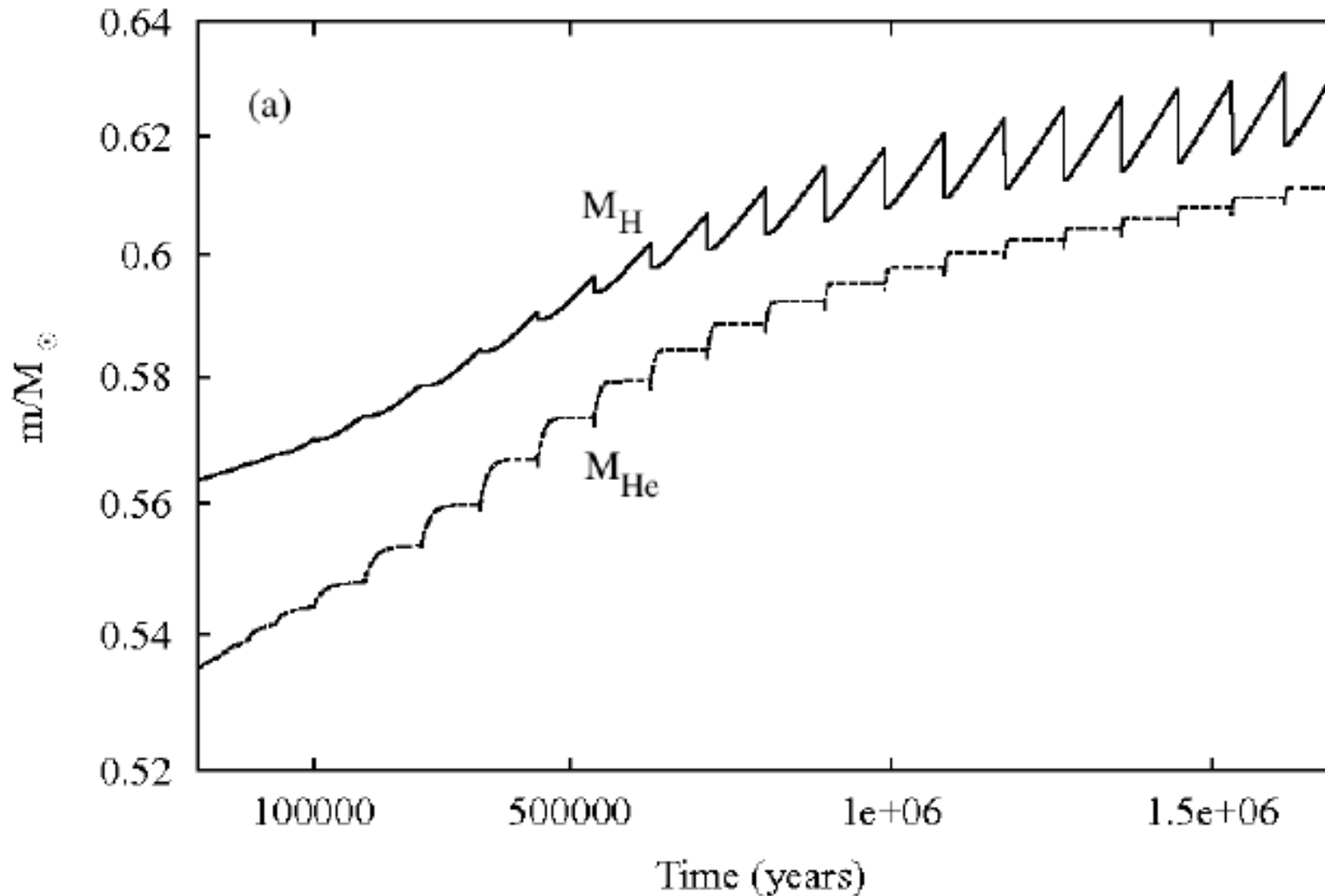
Pulsacje termiczne (Thermal Pulsating AGB)

ICZ – Intershell Convection Zone, HBB – Hot Bottom Burning

skala czasu jest wysoce nieliniowa: okres spalania He trwa ~ 100 lat, H $\sim 10^3 - 10^5$ lat
(cienkie linie oznaczają granice obszarów, a nie syntezę)

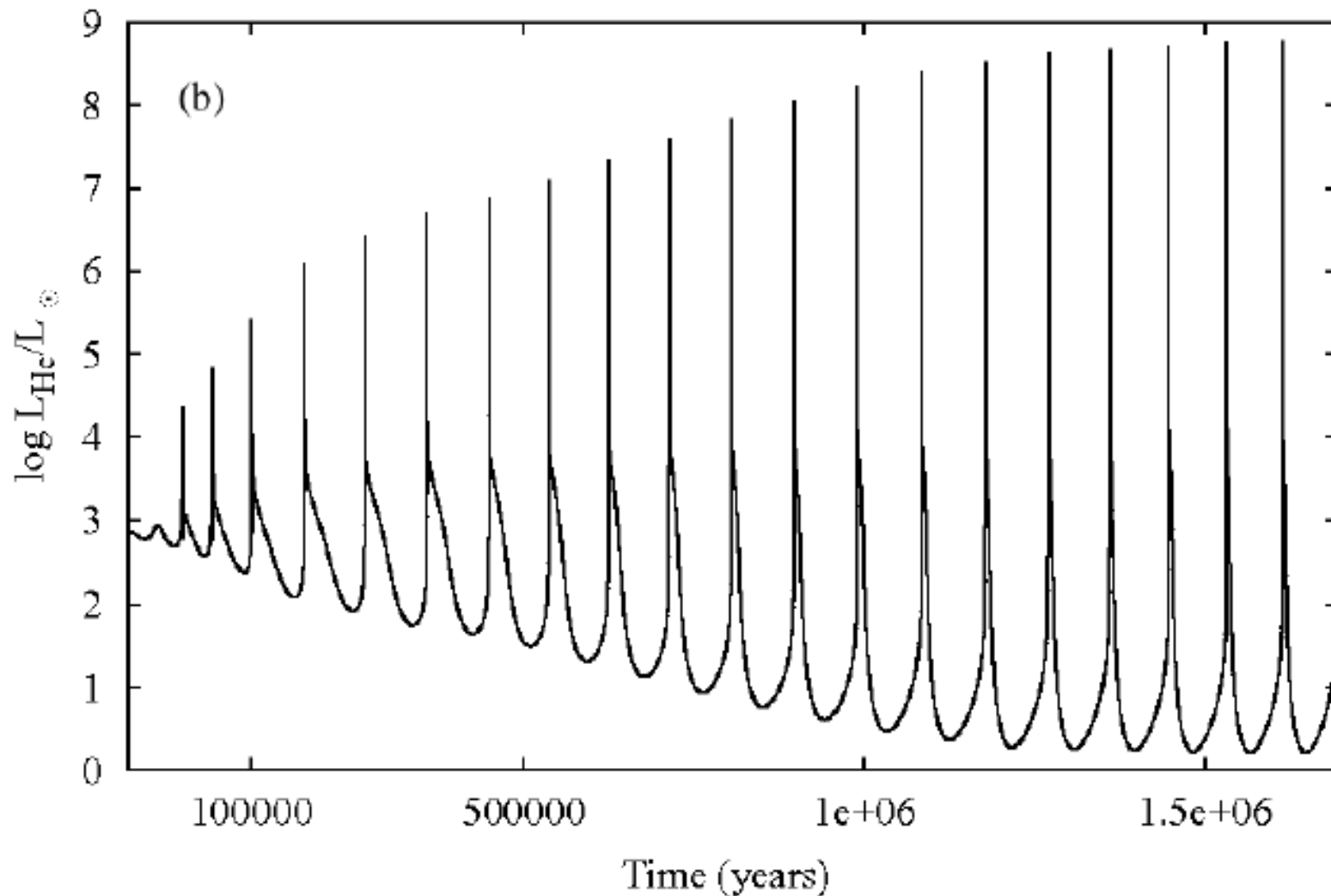
Błysk He w powłoce trwa kilka lat ($L_{\text{He}} \sim 10^8 L_{\text{Sun}}$) i w wyniku ekspansji oraz ochłodzenia gazu przechodzi w fazę spokojnego spalania He, w trakcie której następuje odgrzebanie, a po niej spalanie H.

Pulsacje termiczne (Thermal Pulsating AGB)



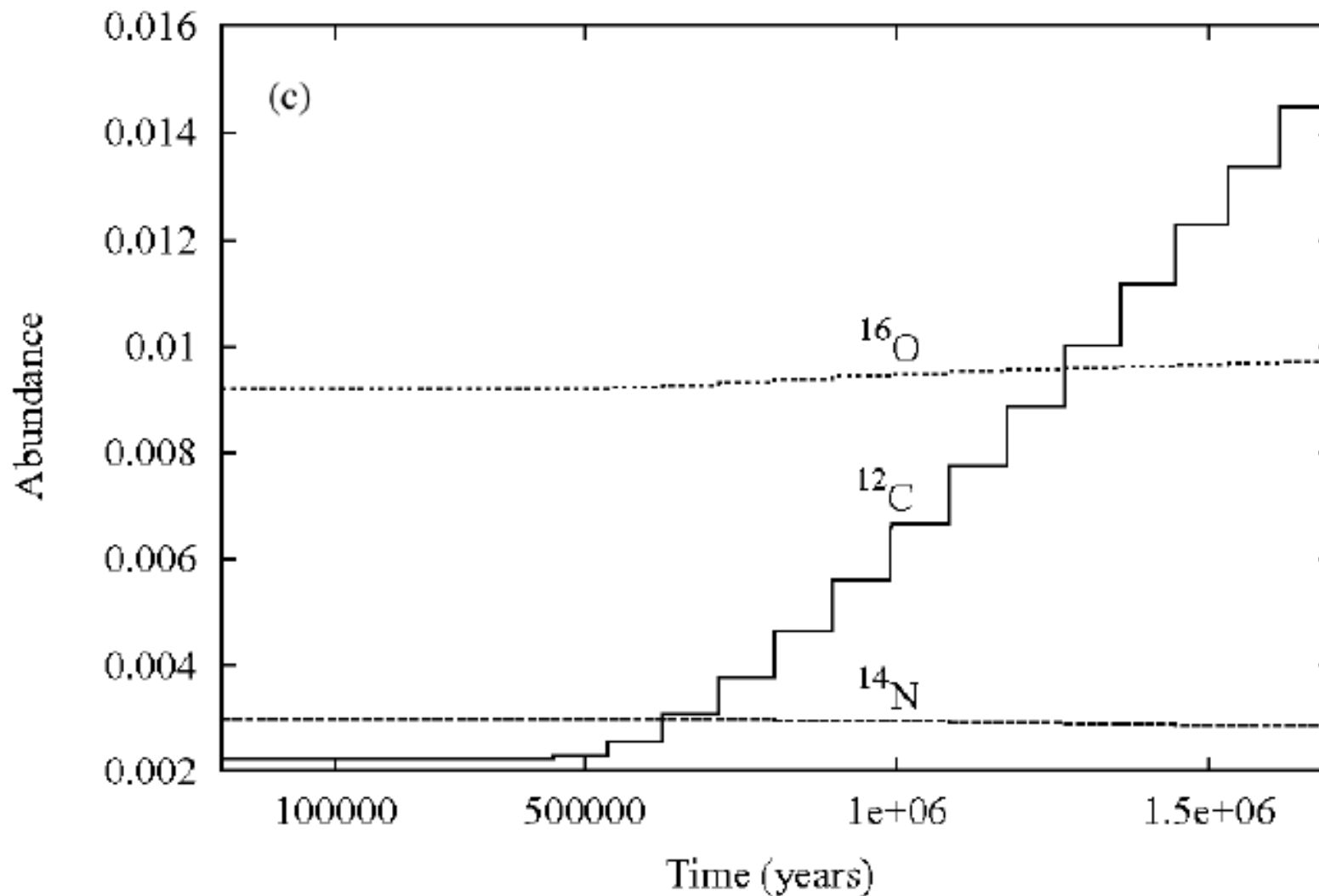
Przesuwanie się obszarów spalania wodoru i helu w czasie od momentu pierwszego pulsu termicznego, dla gwiazdy o masie $3M_{\text{Sun}}$.

Pulsacje termiczne (Thermal Pulsating AGB)



Zmiana tempa produkcji energii warstwy spalania helu od pierwszego pulsusa termicznego dla gwiazdy o masie $3M_{\text{Sun}}$. Większość energii błysków zużywana jest na ekspansję obszaru między warstwami spalania H i He.

Pulsacje termiczne (Thermal Pulsating AGB)



Zmiana powierzchniowego składu chemicznego od siódmego pulsu termicznego dla gwiazdy o masie $3M_{\text{Sun}}$. W atmosferze gwiazdowej C i O łączy się w molekuły CO.

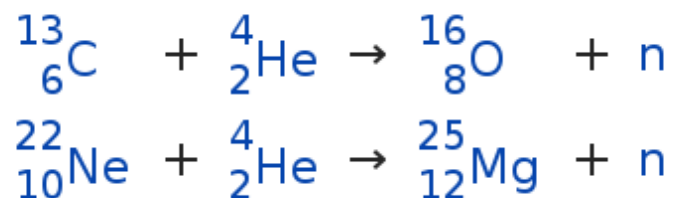
Gwiazdy węglowe.

Reakcje termojądrowe na etapie AGB

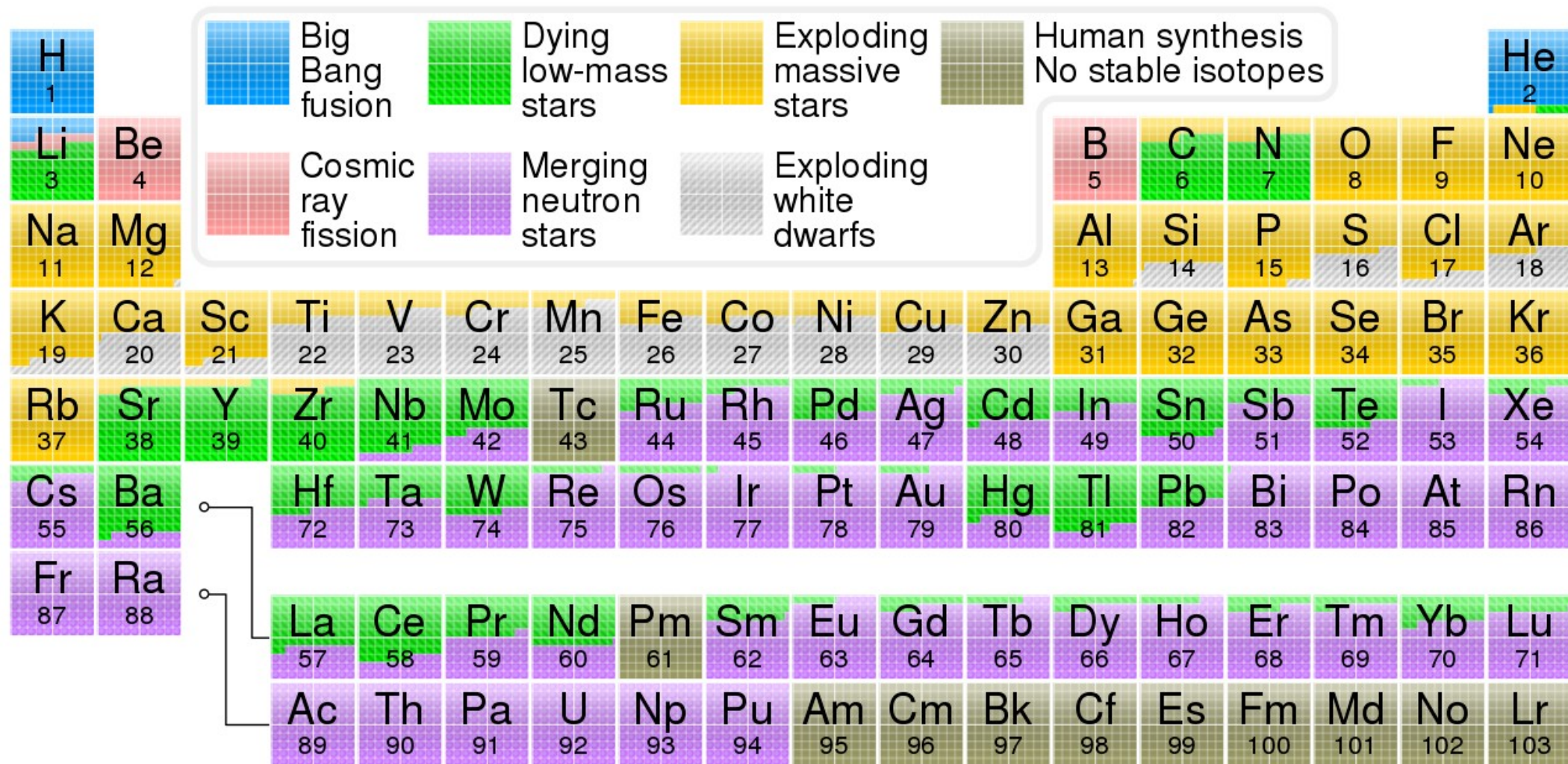
W trakcie pobytu gwiazdy na etapie TP-AGB odbywają się dodatkowe reakcje termojądrowe: wychwyty neutronów typu s (slow).

Jednym z głównych dowodów istnienia tych reakcji jest obecność w atmosferach gwiazdowych atomów ^{43}Tc , których najdłużej żyjący izotop ma czas połowicznego rozpadu równy $2 \cdot 10^5$ lat.

Jednym z głównych mechanizmów produkcji neutronów jest prawdopodobnie: $^{13}\text{C}(\alpha, n)^{16}\text{O}$, który zachodzi po częściowym wymieszaniu warstw bogatych w protony z warstwą pośrednią bogatą w C.



Uważa się, że gwiazdy AGB są ważnym źródłem pierwiastków cięższych niż Fe we Wszechświecie!



Przypuszczalne, główne źródła pierwiastków w Układzie Słonecznym.

Hot bottom burning (HBB)

W gwiazdach o masach większych niż ok. $4 M_{\text{Sun}}$ dolna część otoczki konwektywnej sięga obszarów w których występuje spalanie H w cyklu CNO, który m. in.:

- zwiększa całkowitą moc promieniowania gwiazdy;
- przerabia wydobyty w odgrzebananiu ^{12}C na ^{14}N ;
- zapobiega powstawaniu gwiazd węglowych;

Utrata masy na etapie AGB – „super wiatr gwiazdowy”

Czas życia gwiazdy TP-AGB jest głównie ograniczony tempem utraty masy, i wynosi typowo $1-2 \cdot 10^6$ lat (bez niego byłby nawet 100x dłuższy i mógłby się zakończyć eksplozją jądra C-O, które przekroczy masę M_{Ch}).

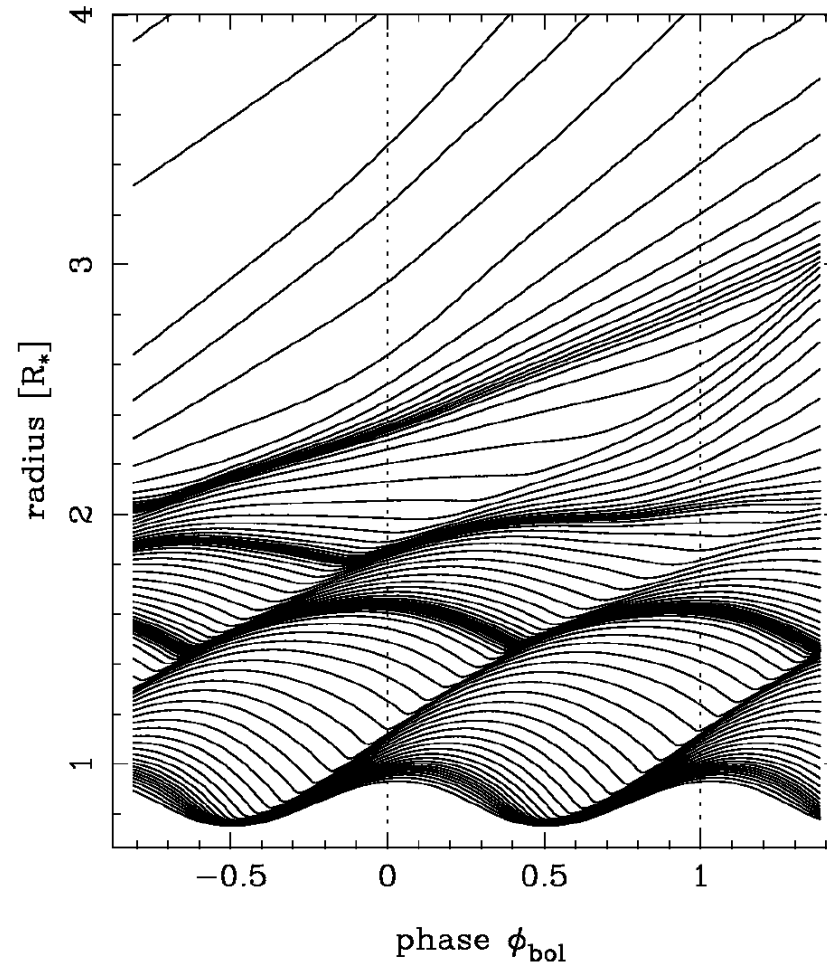
Uważa się, że mechanizmem odpowiadającym za utratę masy są pulsacje gwiazdy w połączeniu z ciśnieniem promieniowania.

Pulsacje radialne sprawiają, że warunki w zewnętrznych warstwach gwiazdy sprzyjają powstawaniu cząsteczek a nawet kondensowaniu cząstek pyłu ($T \sim 1500\text{K}$).

Cząstki pyłu są bardzo nieprzezroczyste więc ciśnienie promieniowania działa na nie efektywnie.

Maksymalne obserwowane tempo utraty masy na tym etapie jest szacowane na ok. $10^{-4} M_{\text{Sun}}/\text{rok}$.

Utrata masy na etapie AGB – „super wiatr gwiazdowy”

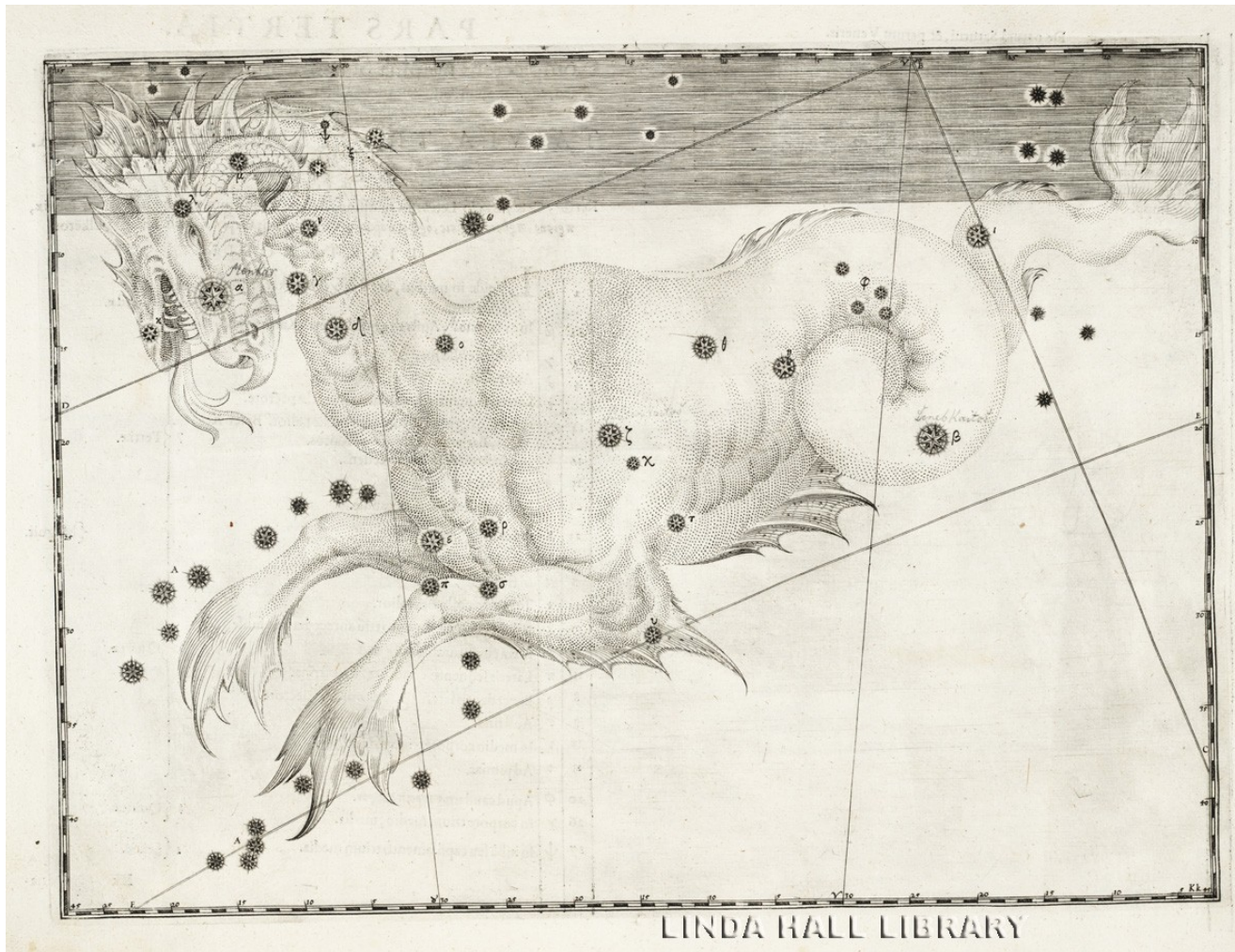


Teoretyczny model pokazujący wpływ pulsacji gwiazdy AGB na gęstość materii w atmosferze. Zgęszczenia umożliwiają formowanie ziaren pyłu.

Mira Ceti, gwiazda TB-AGB



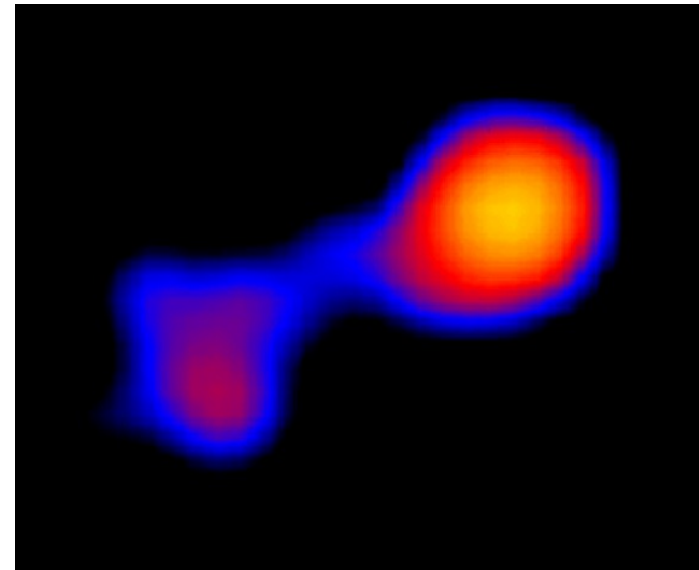
David Fabricius
(1564-1617)



Uranometria, Wieloryb, o Ceti

Okres pulsacji ~ 11 miesięcy

Mira Ceti



Chandra

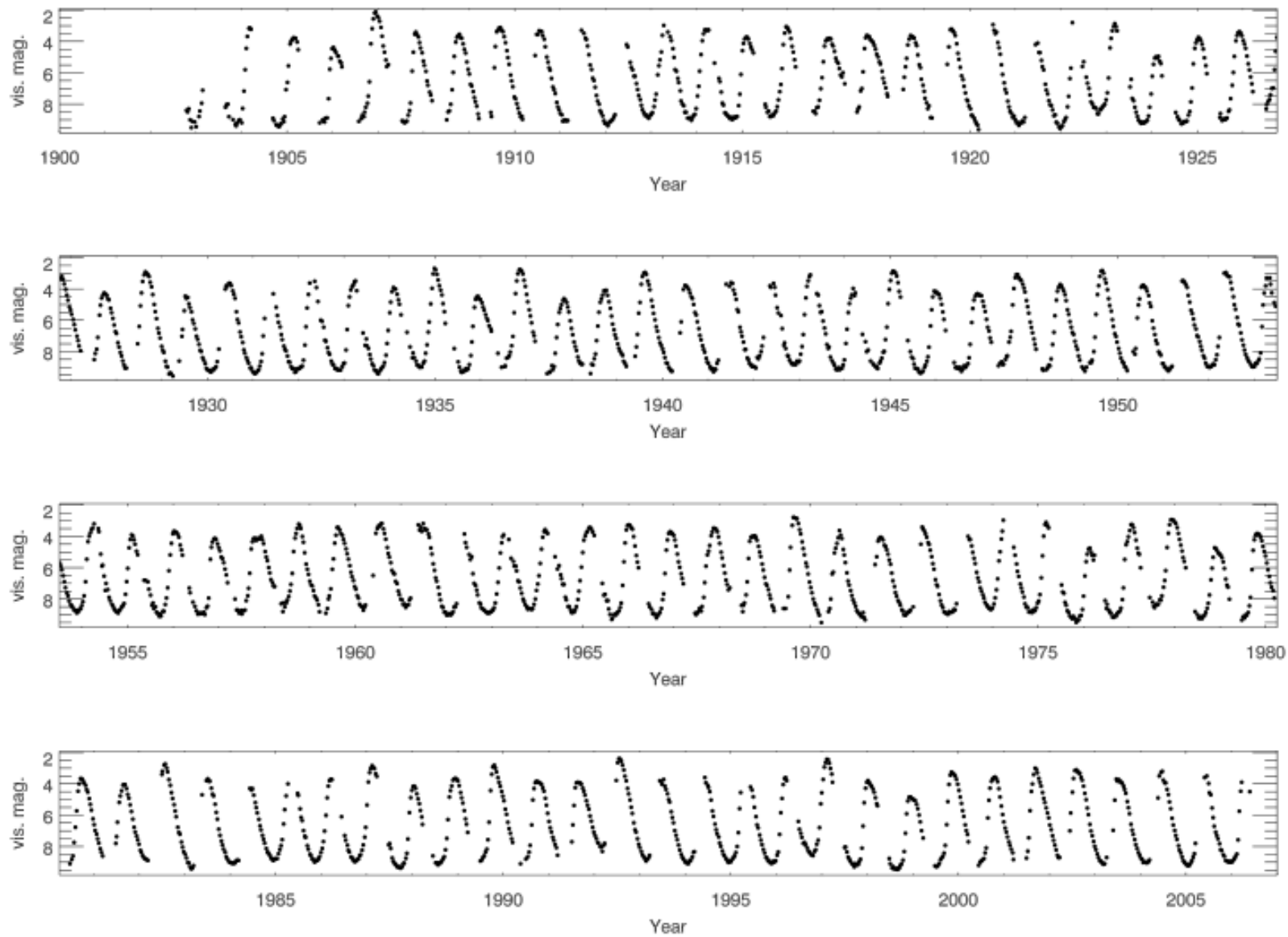
Czerwony olbrzym + biały karzeł

Odległość = 90 pc

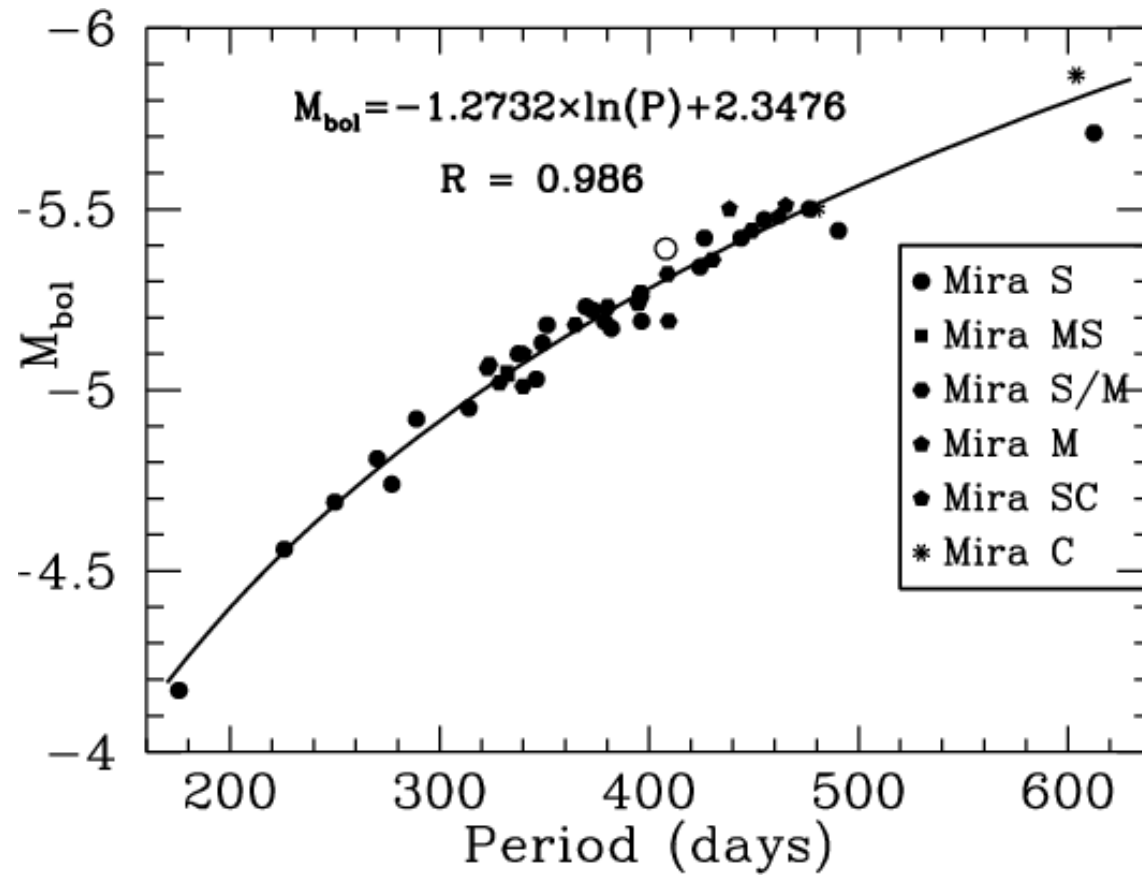
$P = 400$ lat

$a = 70$ AU

Pulsacje Mira Ceti

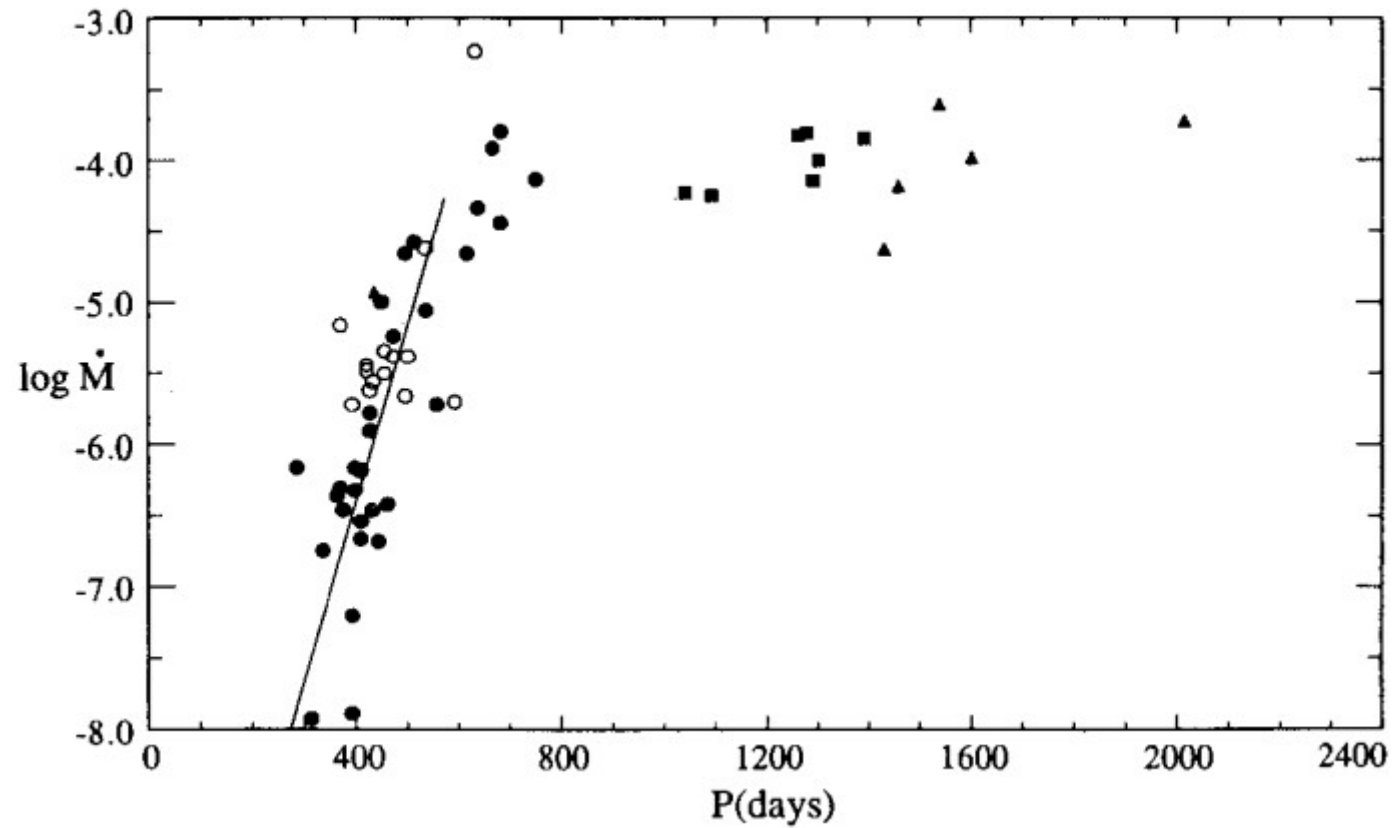


Mirydy



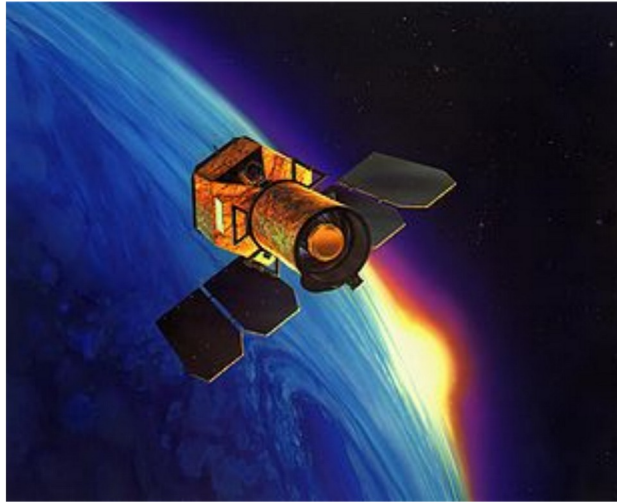
Zależność okres-jasność dla miryd + otwarte kółko
- gwiazda kontrolna o znanej odległości z Hipparcossa,
(Guandalini & Busso, 2008)

Mirydy

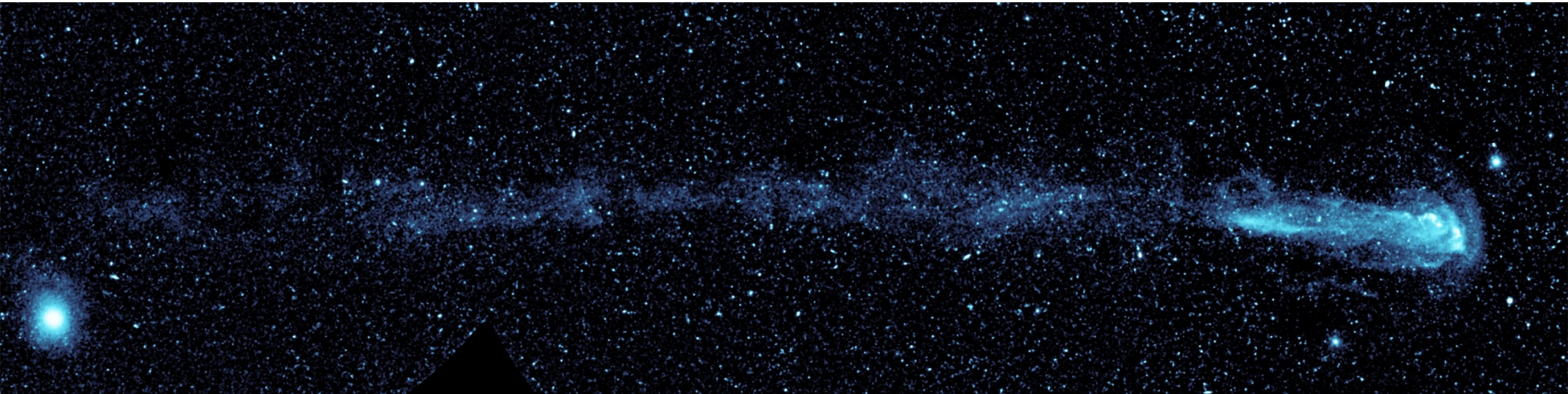


Okres pulsacji miryd (ale nie pulsacji termicznej) jest skorelowany z tempem utraty materii (Vassiliadis & Wood, 1993).

Mira Ceti



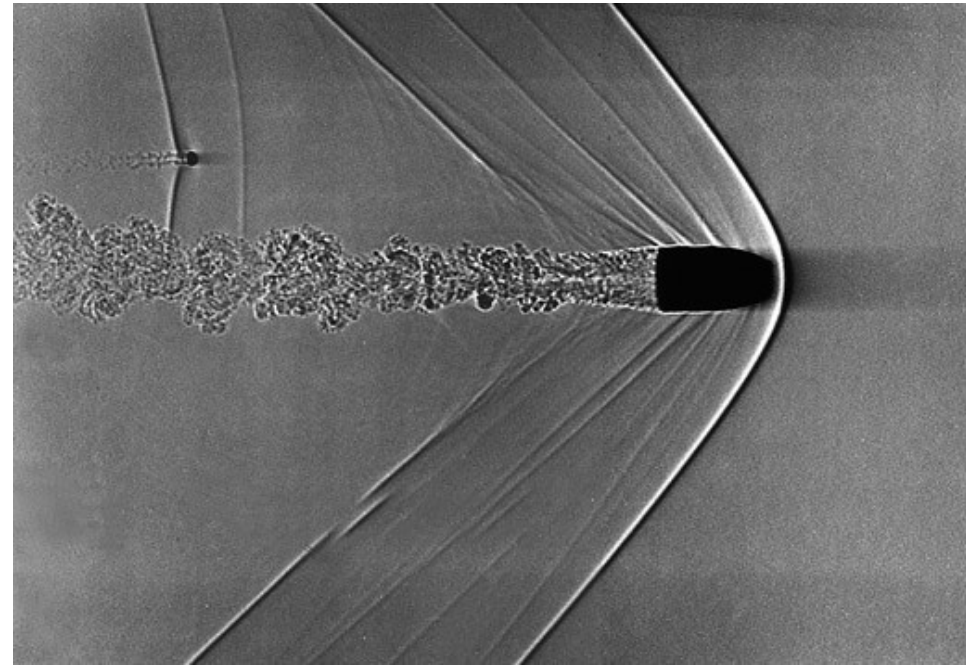
GALEX
Galaxy Evolution Explorer



Warkocz gwiazdy Mira w UV o długości ok. 4 pc.

Prędkość ruchu własnego = 130 km/s.

Mira Ceti



Ewolucja post-AGB

Ciągła utrata masy z powierzchni bogatej w H otoczki, oraz wypalanie wodoru na spodzie otoczki doprowadza do spadku jej masy do $10^{-2} - 10^{-3} M_{\text{Sun}}$.

W efekcie średnica gwiazdy maleje, podczas gdy moc promieniowania pozostaje w przybliżeniu stała. Rozpoczyna się wędrówka w lewo na diagramie H-R, która trwa $\sim 10^4$ lat.

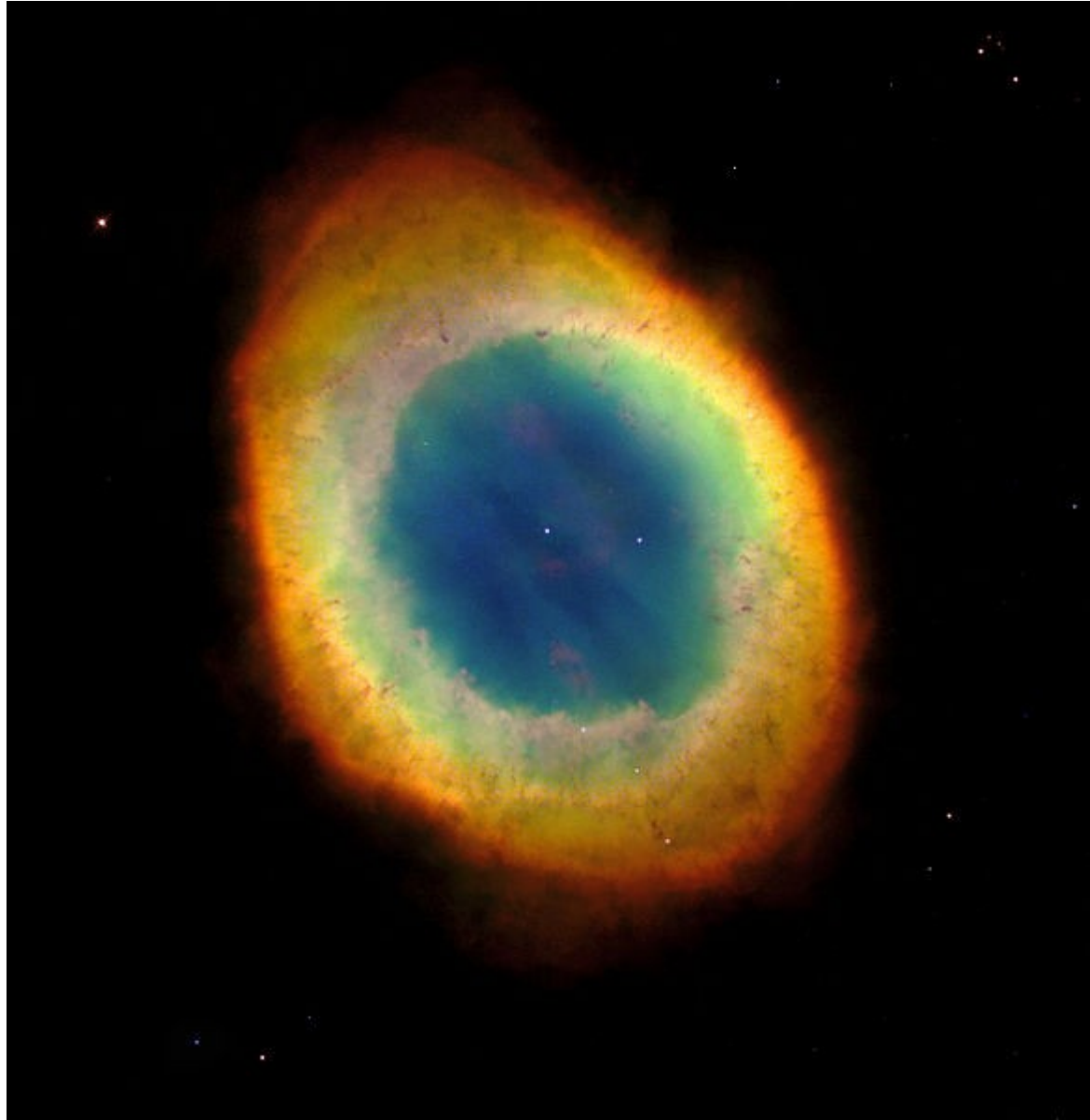
Gdy T_{eff} przekroczy 30000K pojawiają się dwa efekty:

- promieniowanie UV rozbija cząsteczki i jonizuje materię w otoczce i w okolicy;
- promieniowanie UV powoduje wzbudzenie nieznacznego ale szybkiego wiatru gwiazdowego, który koliduje z poprzednim powolnym wiatrem AGB;

W wyniku jednego i drugiego efektu formuje się...?

mgławica planetarna

Ewolucja post-AGB



M51, Mgławica Pierścieniowa

[video](#)

Ewolucja post-AGB

Gdy masa otoczki spada do $10^{-5} M_{\text{Sun}}$, a $T_{\text{eff}} \sim 10^5 \text{ K}$ „spalanie” wodoru ustaje.

W wyniku wygaszenia reakcji termojądrowych powstaje **biały karzeł**

ale

Niektóre modele przewidują pojawienie się: późnego pulsu termicznego (late thermal pulse) przed ostatecznym wygaszeniem.

Białe karły

Wszystkie gwiazdy o masach nie większych niż $8 M_{\text{Sun}}$ wytwarzają elektronowo zdegenerowane jądra i tracą otoczkę na etapie AGB.

Na wczesnych etapach życia białego karła rozważa się mechanizm: very late thermal pulse (born again AGB), który na chwilę może cofnąć białego karła na diagramie H-R tymczasowo na gałąź AGB.

Ponieważ równanie gazu zdegenerowanego nie zależy od temperatury, więc termiczne właściwości białych karłów nie mają związku z ich strukturą mechaniczną.

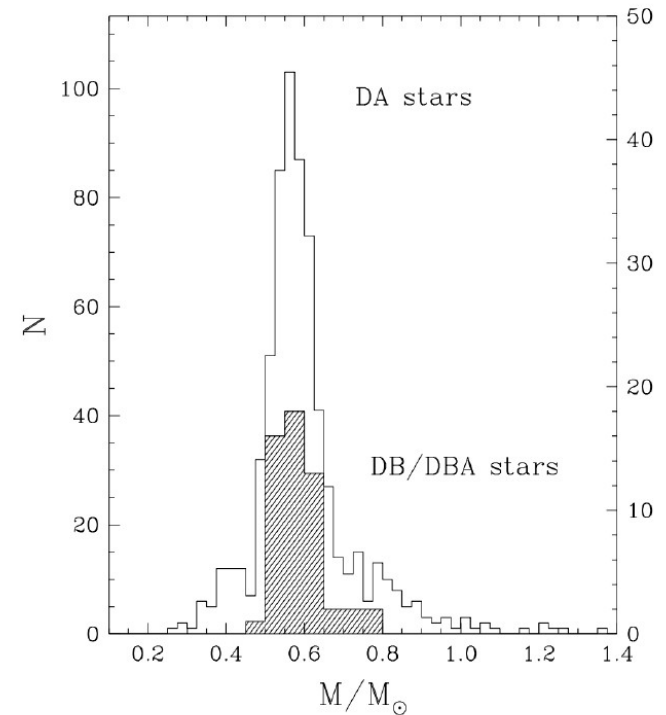
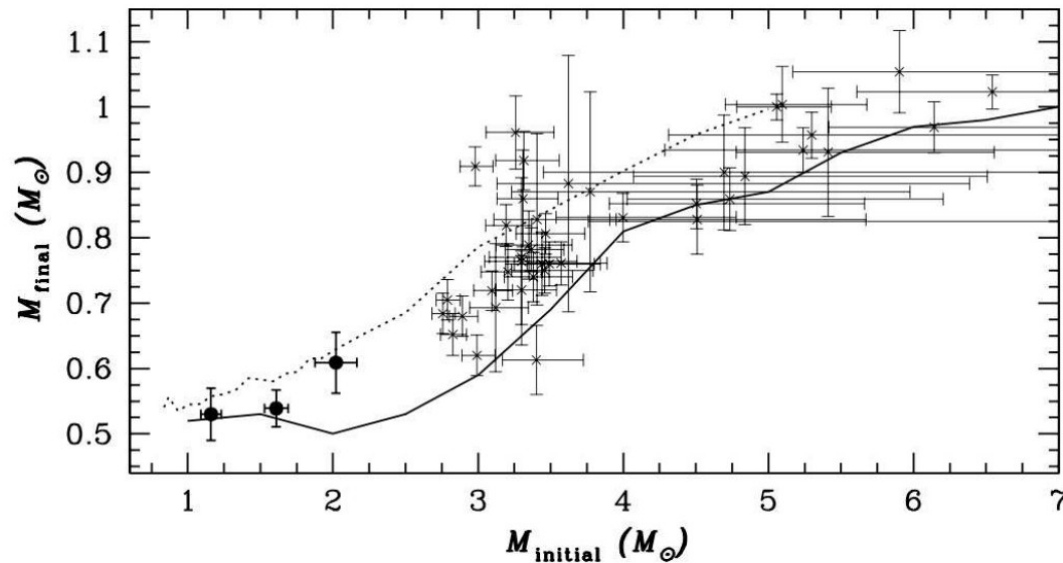
Białe karły stygną, spada ich moc promieniowania, a średnica się praktycznie nie zmienia.

Białe karły

$< 0.45 M_{\text{Sun}}$ – białe karły He (powstałe z mało masywnych gwiazd)

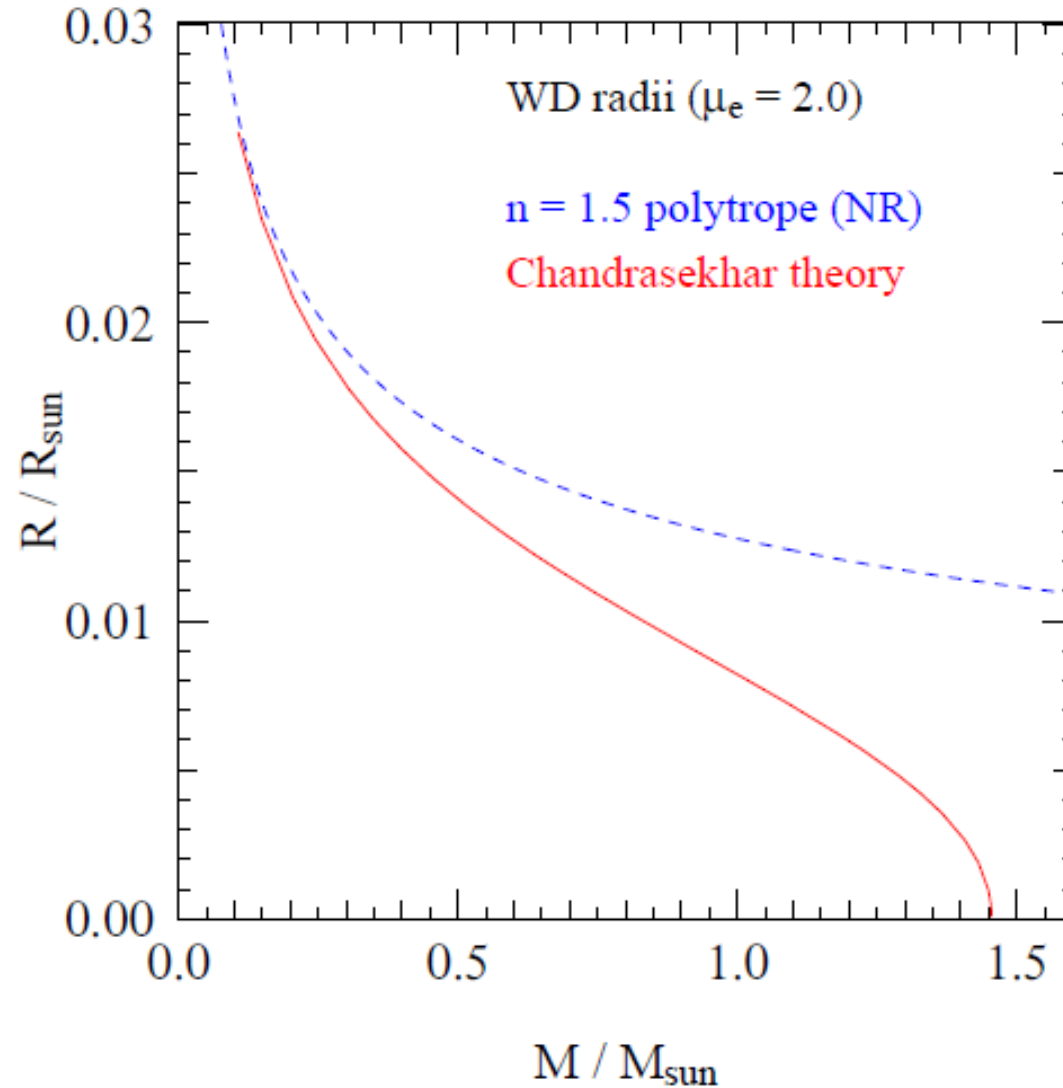
$0.5 - 1.2 M_{\text{Sun}}$ – białe karły CO (powstałe z gwiazd $0.8 - 8 M_{\text{Sun}}$)

$> 1.2 M_{\text{Sun}}$ – białe karły ONe (powstałe z gwiazd ok. $8 M_{\text{Sun}}$)



Zależność pomiędzy początkową masą gwiazdy i masą białego karła oraz rozkład masy znanych białych karłów.

Białe karły



Zależność masa-promień białych karłów.
Gwiazda politropowa (elektrony nierelatywistyczne), oraz model Chandrasekhara
(z uwzględnieniem częściowo relatywistycznych prędkości elektronów).

Białe karły

Gaz zdegenerowany jest dobrym przewodnikiem, a moc promieniowania białych karłów jest niewielka – można je traktować jako izotermiczne.

Przy powierzchni znajduje się cienka warstwa gazu niezdegenerowanego, która stanowi swego rodzaju izolację jądra od otoczenia.

Oszacujmy temperaturę jądra białego karła:

$$\text{Równanie Kramera:} \quad \kappa = \kappa_0 P T^{-4.5}$$

$$\text{Równanie gazu dosk.:} \quad P = \mathfrak{R} \rho T / \mu$$

Gęstość w cienkiej warstwie:

$$\rho = B^{-1/2} \frac{\mu}{\mathfrak{R}} T^{3.25}$$

Gdzie B wynosi:

$$B = 4.25 \frac{3 \kappa_0}{16 \pi a c G} \frac{L}{M}$$

Białe karły

Przyjmijmy, że na granicy pomiędzy jądrem a atmosferą białego karła ciśnienie zdegenerowanych elektronów wynosi tyle ile ciśnienie niezdegenerowanych jonów.

$$\frac{\mathcal{R}}{\mu_e} \rho_b T_b = K_{NR} \left(\frac{\rho_b}{\mu_e} \right)^{5/3}$$

$$T_b^{3.5} = \frac{\mathcal{R}^5 \mu_e^2}{K_{NR}^3 \mu^2} B$$

$$T_b \approx 5.9 \cdot 10^7 \left(\frac{L / L_{Sun}}{M / M_{Sun}} \right)^{2/7} \quad K$$

Przykładowo dla $M = 0.6 M_{Sun}$ oraz $L = 10^{-2} L_{Sun}$ otrzymujemy $T \sim 10^7$ K

Białe karły

Przyjmujemy, że tempo stygnięcia białego karła jest regulowane transportem promienistym cienkiej atmosfery.

Ze względu na degenerację gazu elektronowego jedynym źródłem energii białego karła jest energia termiczna jonów (elektrony nie mogą jej zmienić bo już zajmują najniższy dozwolony stan, a biały karzeł nie może się skurczyć):

$$E_{wewn} = c_V M T$$

Gdzie dla gazu dosk.:

$$c_V = \frac{3}{2} \mathcal{R} / \mu_{ion}$$

Moc promieniowania wynosi więc:

$$L = - \frac{dE_{wewn}}{dt} = - c_V M \frac{dT}{dt}$$

Białe karły

A ponieważ wyprowadziliśmy, że: $\alpha T^{7/2} = L/M$

$$\alpha T^{7/2} = -c_V \frac{dT}{dt}$$

Co po scałkowaniu daje:

$$t - t_0 = \frac{2c_V}{5\alpha} (T^{-5/2} - T_0^{-5/2})$$

Ponieważ po pewnym czasie $T \ll T_0$:

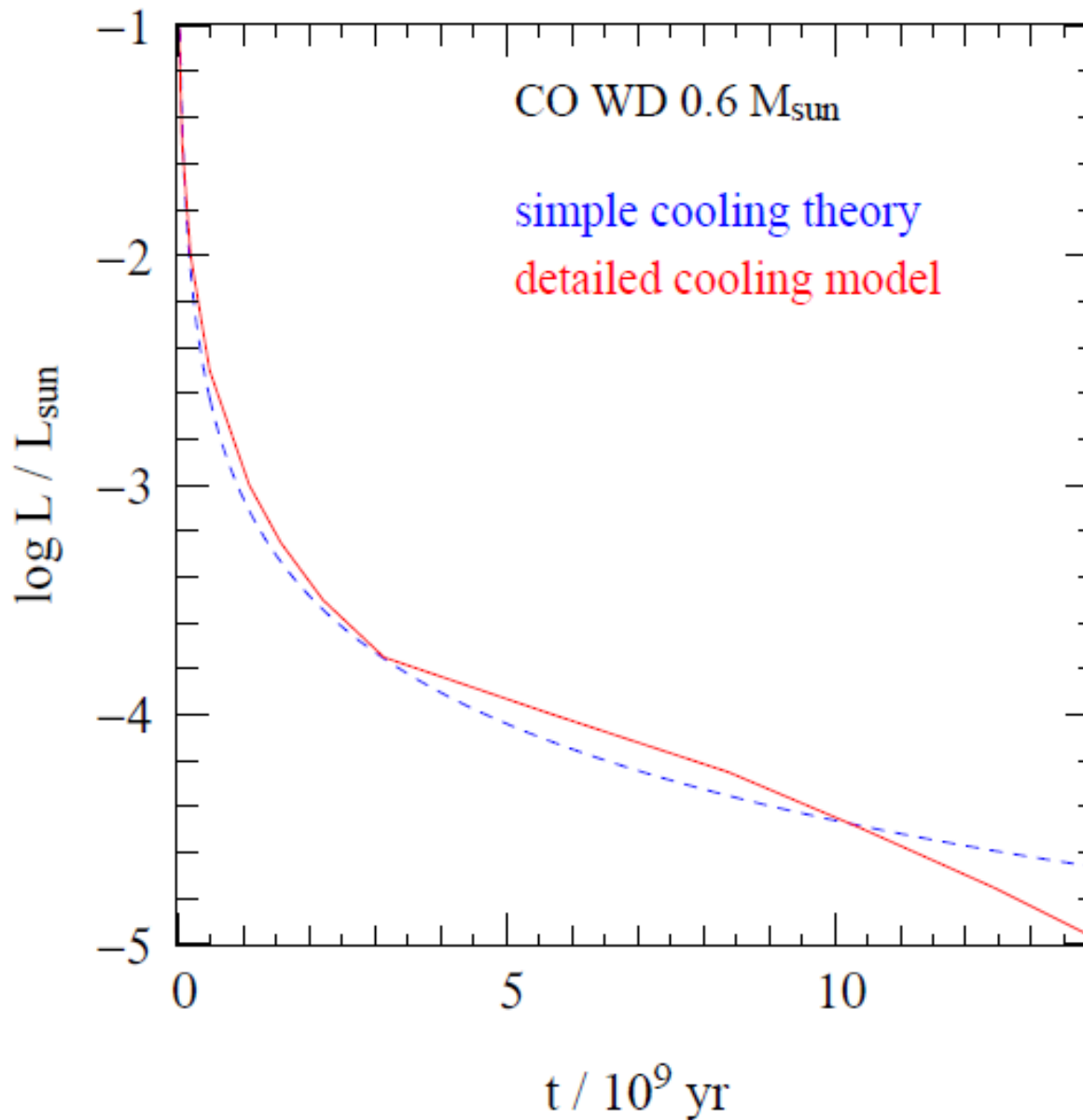
$$\Delta t \approx \frac{2c_V}{5\alpha} T^{-5/2}$$

Po przeliczeniu otrzymujemy **prawo Mestela**:

$$\Delta t \approx \frac{4.5 \cdot 10^7}{\mu_{ion}} \left(\frac{L/L_{Sun}}{M/M_{Sun}} \right)^{-5/7}$$

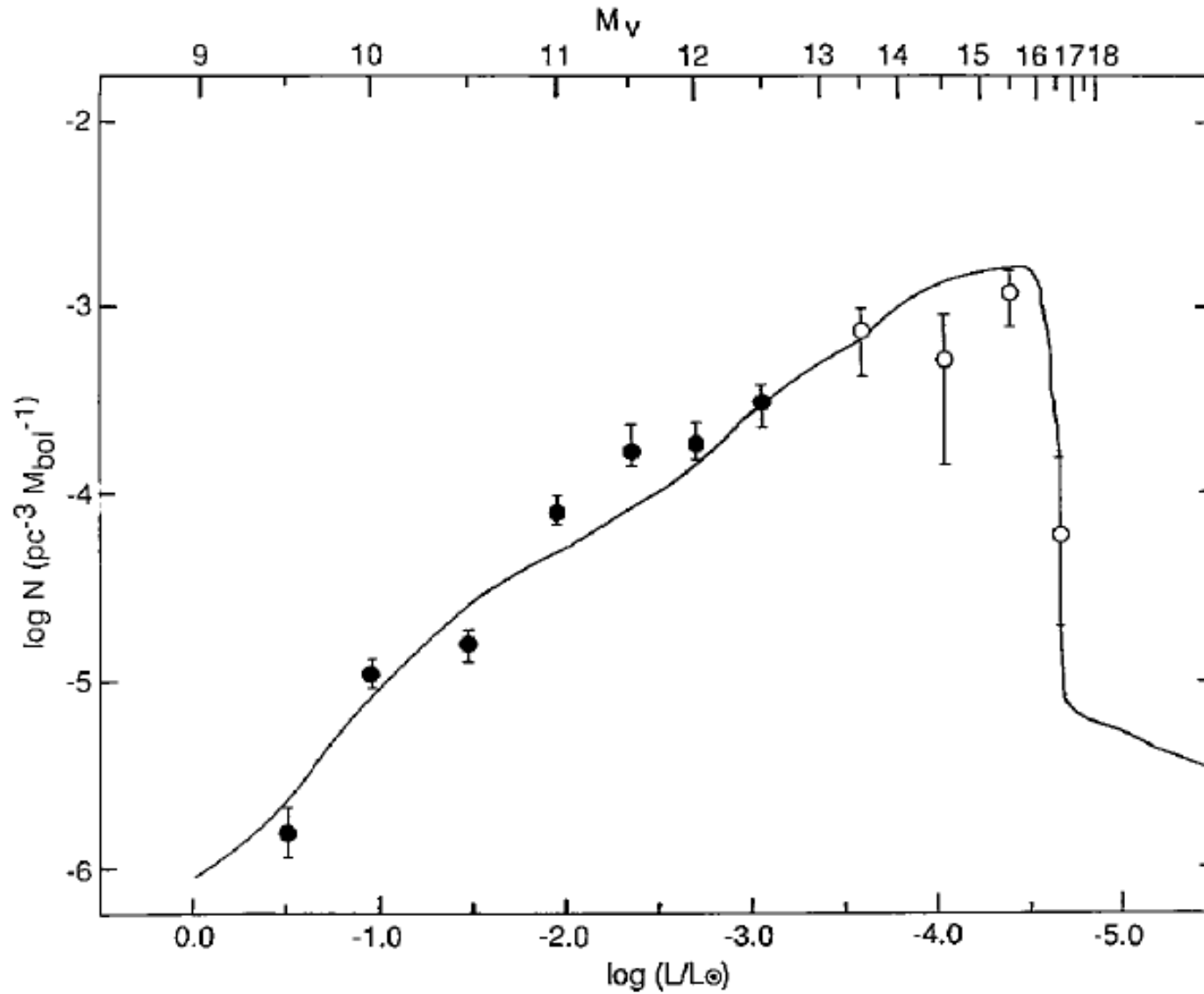
Dla białego karła typu CO $\mu_{ion} = 14$.

Białe karły



Przybliżone (Mestela) i dokładne modele chłodzenia białych karłów.
W okolicy 3 Gyr widać spowolnienie chłodzenia ze względu na krystalizację jonów,
która jest egzoenergetyczna.

Białe karły



Rozkład dzielności promieniowania białych karłów w dysku Galaktyki (Winget 1987).

Wyraźne załamanie rozkładu wskazuje na wiek dysku 9 +/- 2 Gyr.

Białe karły

Najmniej masywnym znanym białym karłem jest:

SDSS J123410.37-022802.9 o masie $0.18-0.19 M_{\text{sun}}$ i temperaturze $T_{\text{eff}} \sim 17000\text{K}$

Jest to najprawdopodobniej helowy biały karzeł.