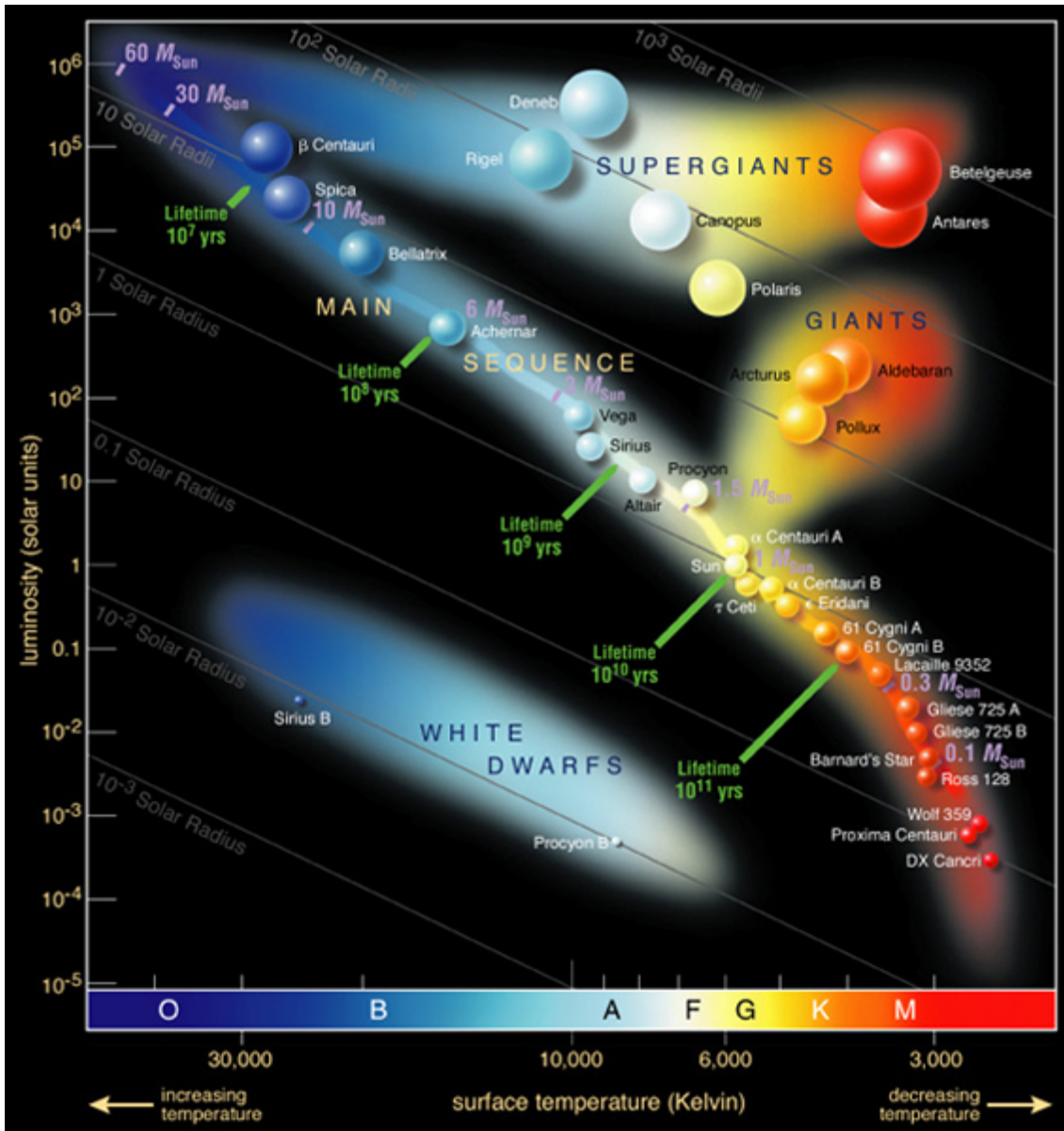


BUDOWA I EWOLUCJA GWIAZD

Jadwiga Daszyńska-Daszkiewicz

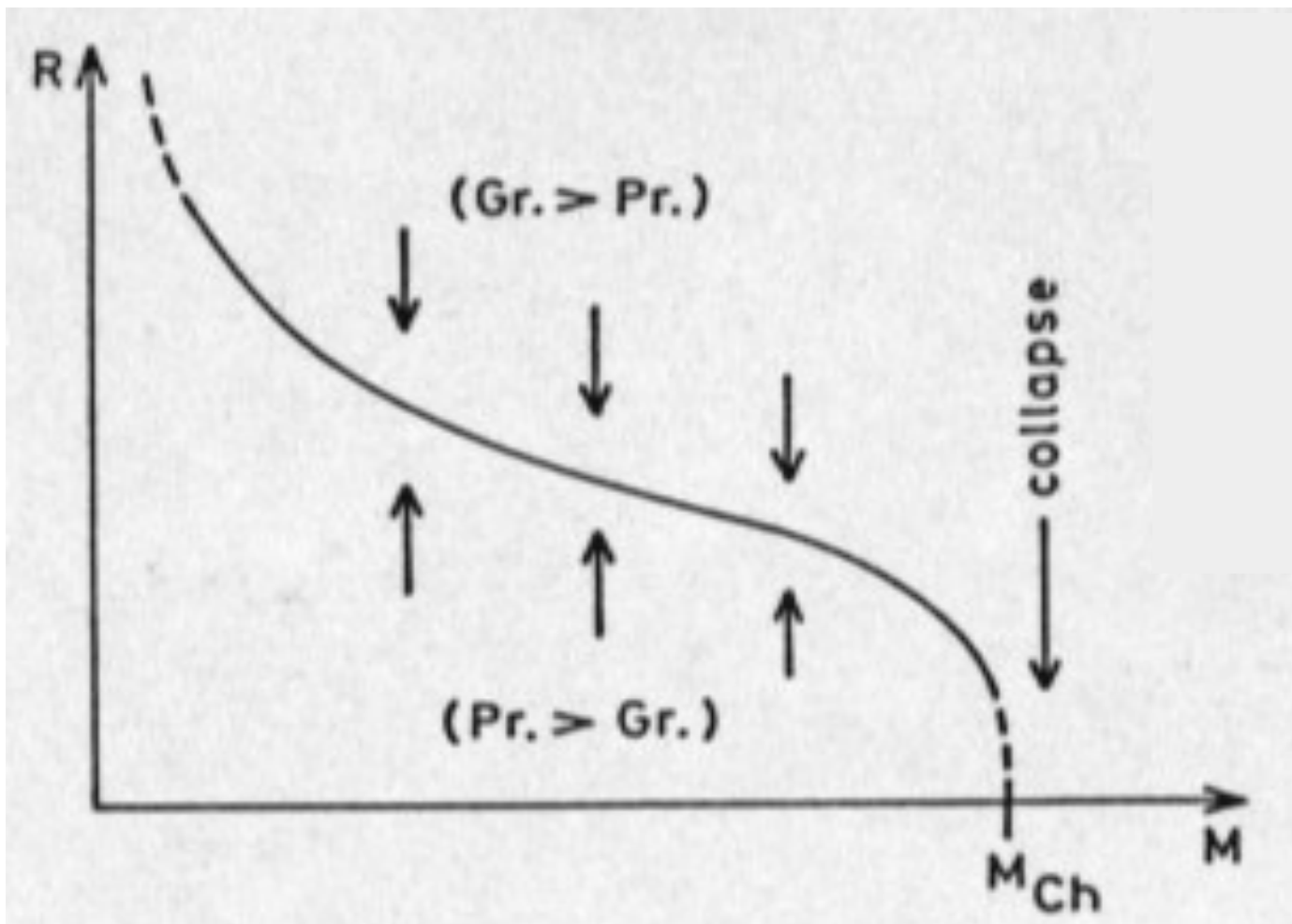
Semestr letni, 2018/2019



Białe Karty

Zależność masa-promień dla białych karłów według teorii Chandrasekhara

Strzałki – kierunek osiągnięcia równowagi, jeśli siła grawitacji jest większa lub mniejsza od gradientu ciśnienia.



Porównanie numerycznych i analitycznych wartości promieni białych karłów dla $\mu_e = 2$

log ρ_c	M / M $_{\odot}$	R / R $_{\odot}$		błąd
		numeryczny	analityczny	
4	.04811	.3448	.3446	.0008
5	.14600	.2339	.2335	.0015
6	.39366	.01566	.01558	.0048
7	.80146	.01013	.00997	.0158
8	1.16176	.00619	.00593	.0411
9	1.34619	.00353	.00325	.0803
10	1.41096	.00188	.00165	.1230

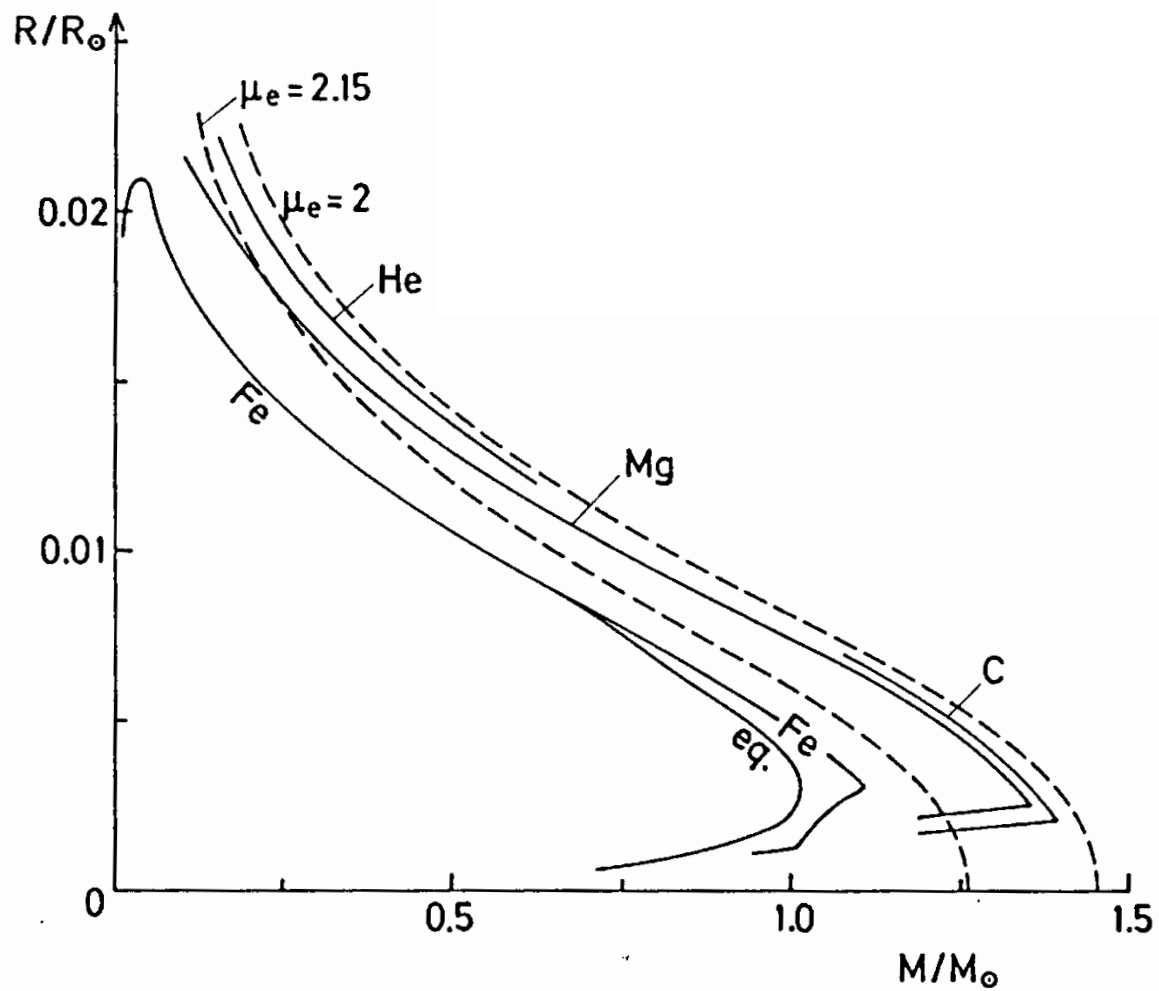
Numeryczne wyniki teorii Chandrasekhara dla białych karłów.

c - centrum

1 - powierzchnia

$1/z_c^2$	x_c	ζ_1	$(-\xi^2 d\varphi/d\xi)_1$	ρ_c/μ_e (g cm^{-3})	$\mu_e^2 M$ (M_\odot)	$\mu_e R$ (km)
0	∞	6.8968	2.0182	∞	5.84	0
0.01	9.95	5.3571	1.9321	9.48×10^8	5.60	4.170
0.02	7	4.9857	1.8652	3.31×10^8	5.41	5.500
0.05	4.36	4.4601	1.7096	7.98×10^7	4.95	7.760
0.1	3	4.0690	1.5186	2.59×10^7	4.40	10.000
0.2	2	3.7271	1.2430	7.70×10^6	3.60	13.000
0.3	1.53	3.5803	1.0337	3.43×10^6	2.99	16.000
0.5	1	3.5330	0.7070	9.63×10^5	2.04	19.500
0.8	0.5	4.0446	0.3091	1.21×10^5	0.89	28.200
1.0	0	∞	0	0	0	∞

Zależności M-R dla białych karłów

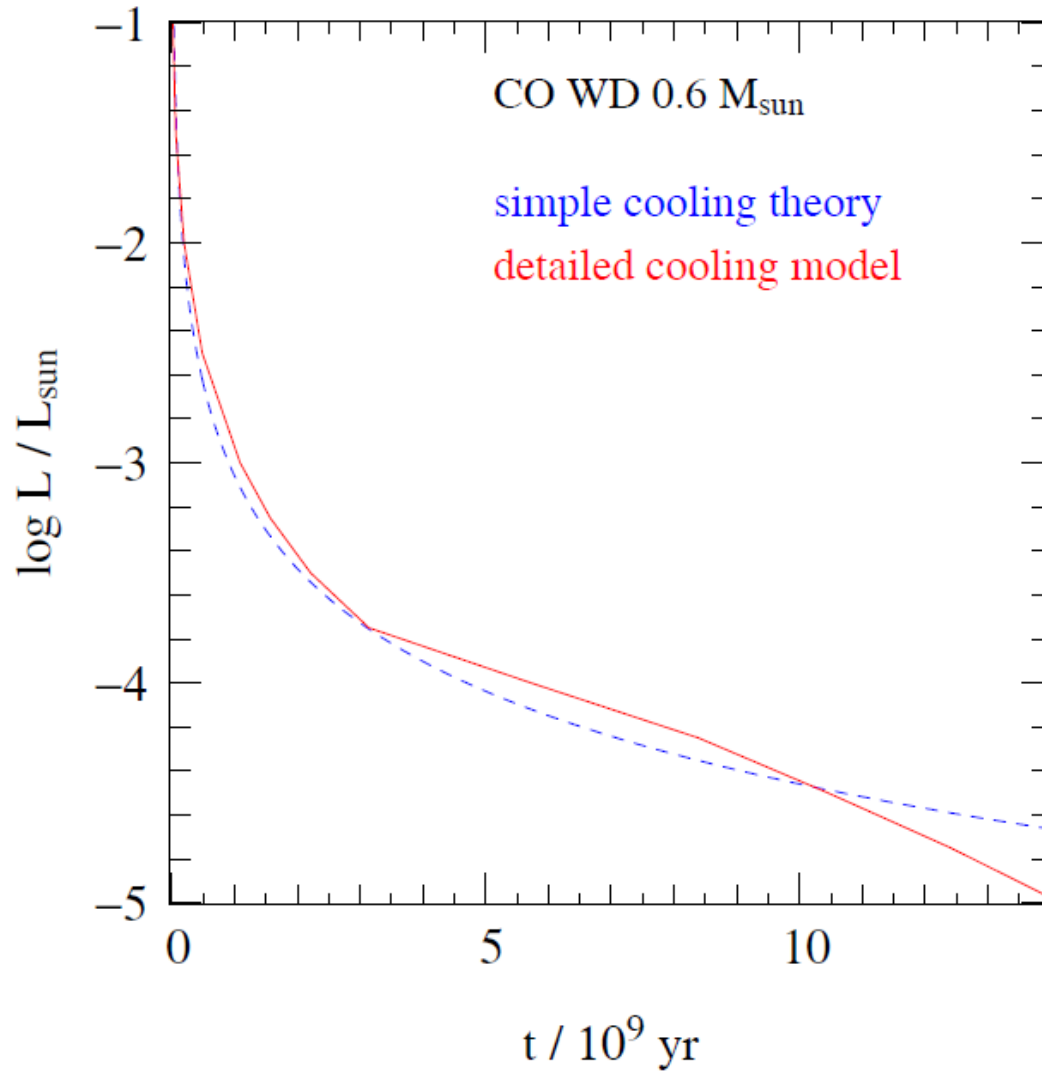


Chłodzenie dla białych karłów

$$-L \approx \int_0^M c_v \dot{T} dm \approx c_v \dot{T}_0 M$$

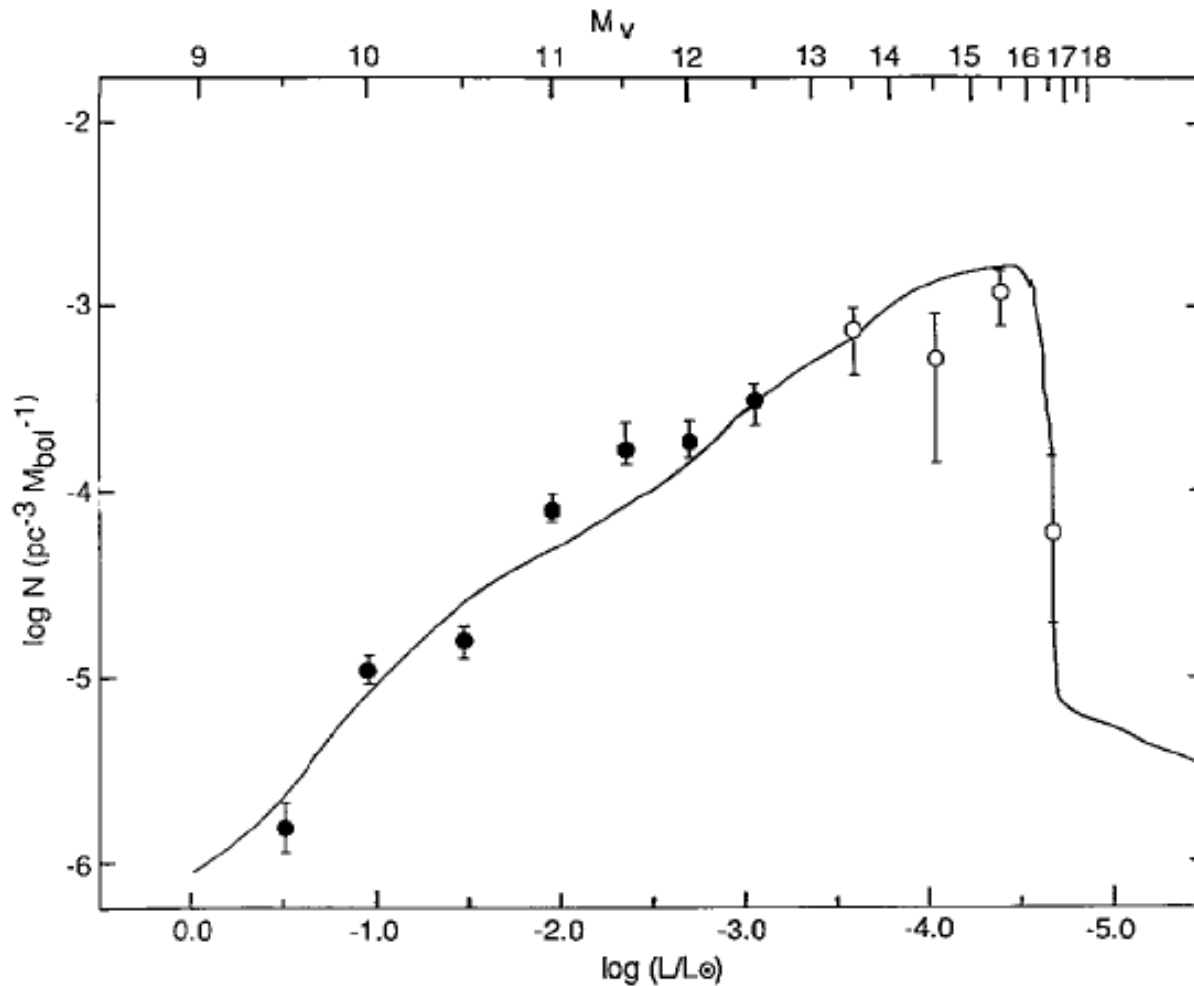
$$\begin{aligned} \tau &= \frac{2 M_\odot}{5 L_\odot} c_v \vartheta T^{-5/2} = \frac{2}{5} c_v \frac{MT}{L} \\ &= \frac{2}{5} \left(\frac{M_\odot}{L_\odot} \vartheta \right)^{2/7} c_v \left(\frac{M}{L} \right)^{5/7} \approx \frac{4.7 \times 10^7 \text{ years}}{A} \left(\frac{M/M_\odot}{L/L_\odot} \right)^{5/7} \end{aligned}$$

Teoretyczne krzywe chłodzenia dla
białego karła C-O o masie $0.6 M_{\text{sun}}$



Rozkład jasności białych karłów w dysku galaktycznym

Mała ilość b.k. mających jasności $\log(L/L_{\odot}) < -4.3$ implikuje wiek dysku galaktycznego 9 ± 2 Gyr.



Gwiazdy neutronowe

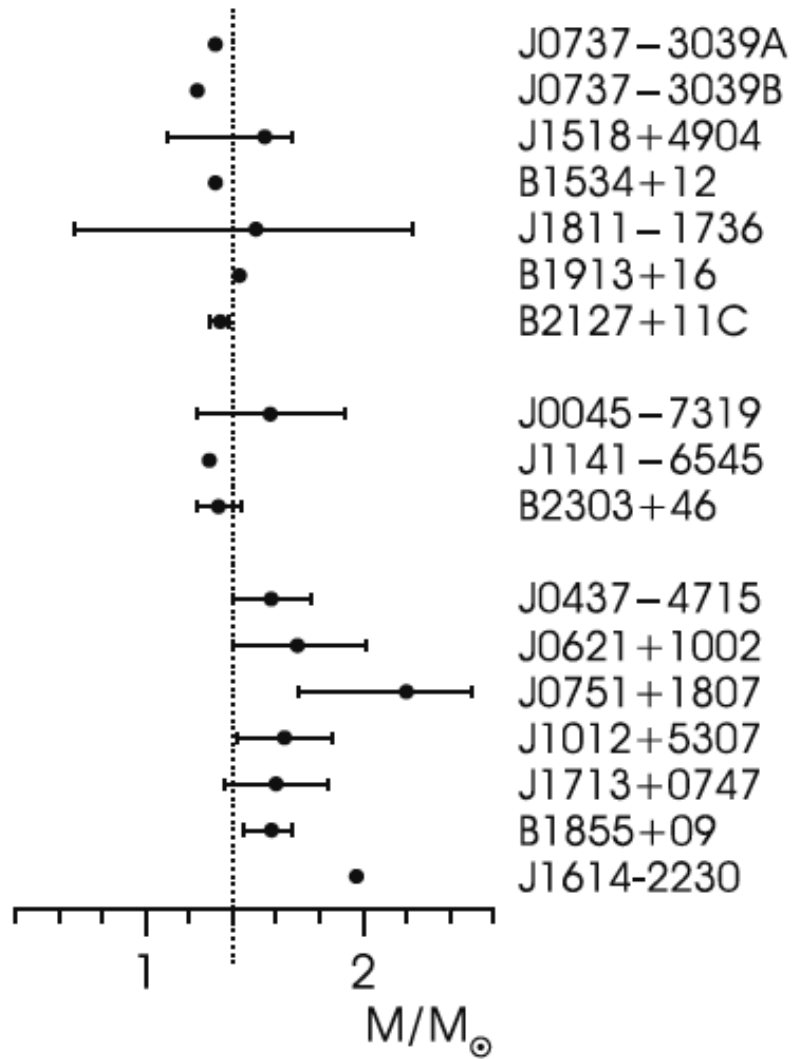
Równanie równowagi hydrostatycznej w ogólnej teorii względności, równanie Tolmana-Oppenheimera-Volkoffa (TOV)

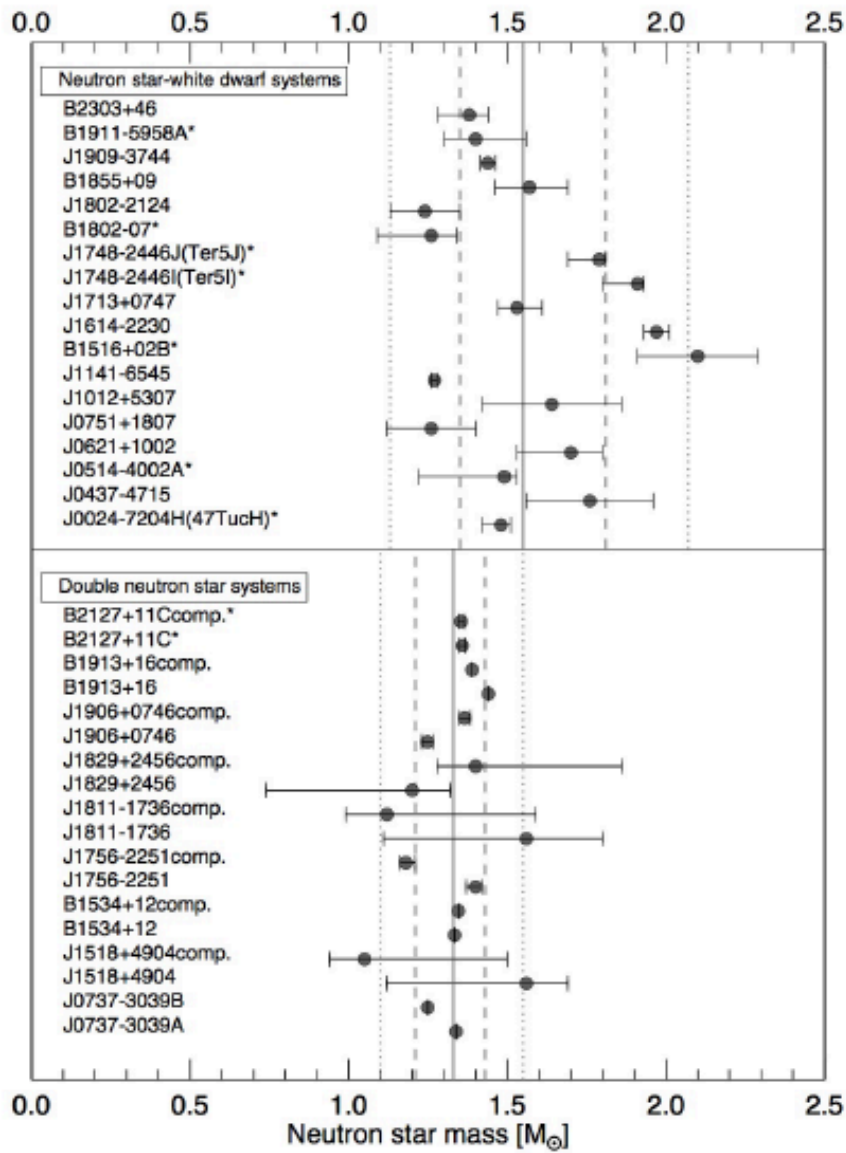
$$\frac{dP}{dr} = -\frac{Gm}{r^2} \rho \left(1 + \frac{P}{\rho c^2} \right) \left(1 + \frac{4\pi r^3 P}{mc^2} \right) \left(1 - \frac{2Gm}{rc^2} \right)^{-1}$$

Granica Tolmana-Oppenheimera-Volkoffa (granica TOV) – maksymalna masa sferycznie symetrycznej i nierotującej gwiazdy neutronowej w równowadze hydrostatycznej.

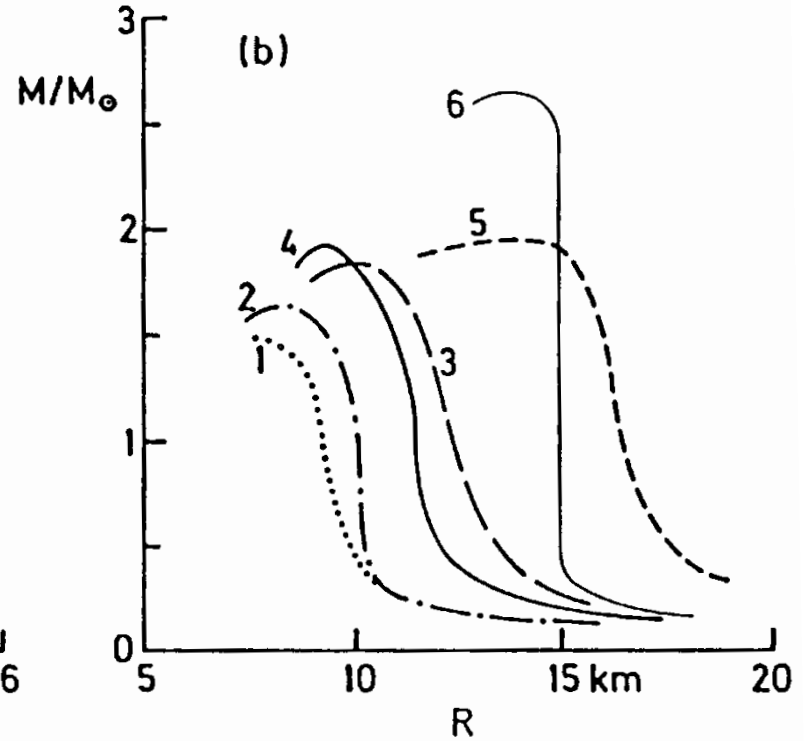
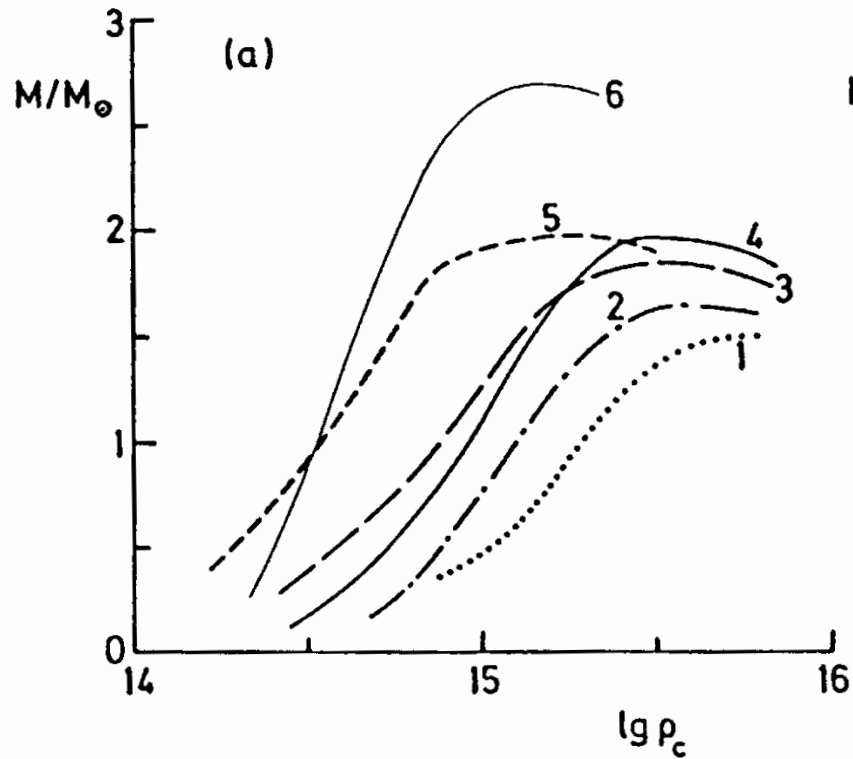
$$M_{\max} \approx 2.16 M_{\odot} \text{ (wynik z 2017)}$$

Empirycznie wyznaczone masy gwiazd neutronowych

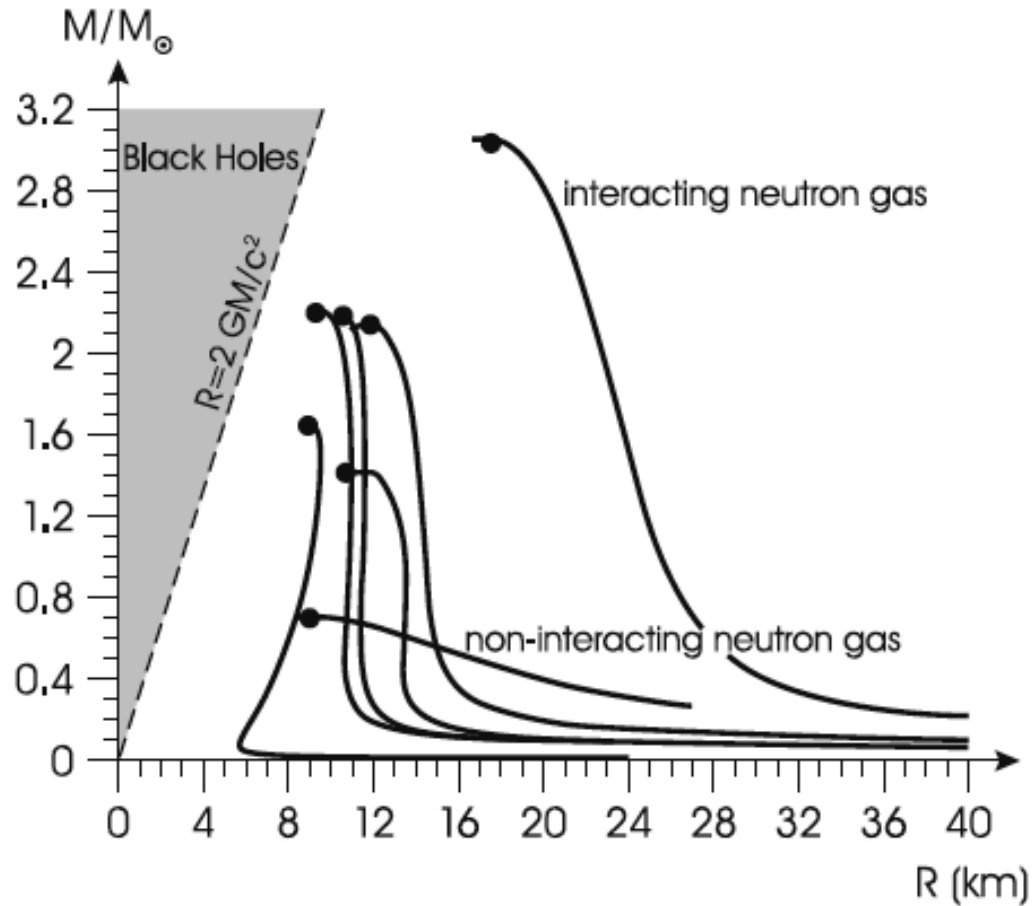




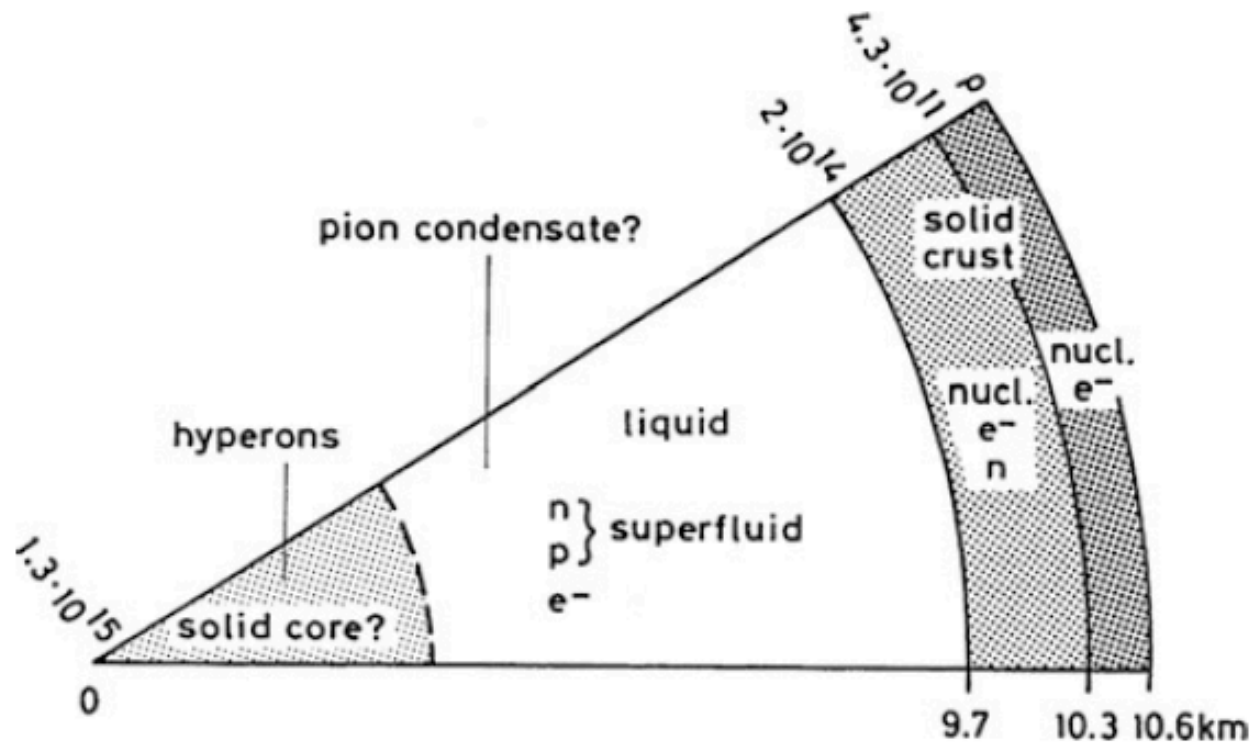
Zależności $M - \log \rho_c$ i $M - R$ dla gwiazd neutronowych
wyliczone dla 6 różnych równań stanu



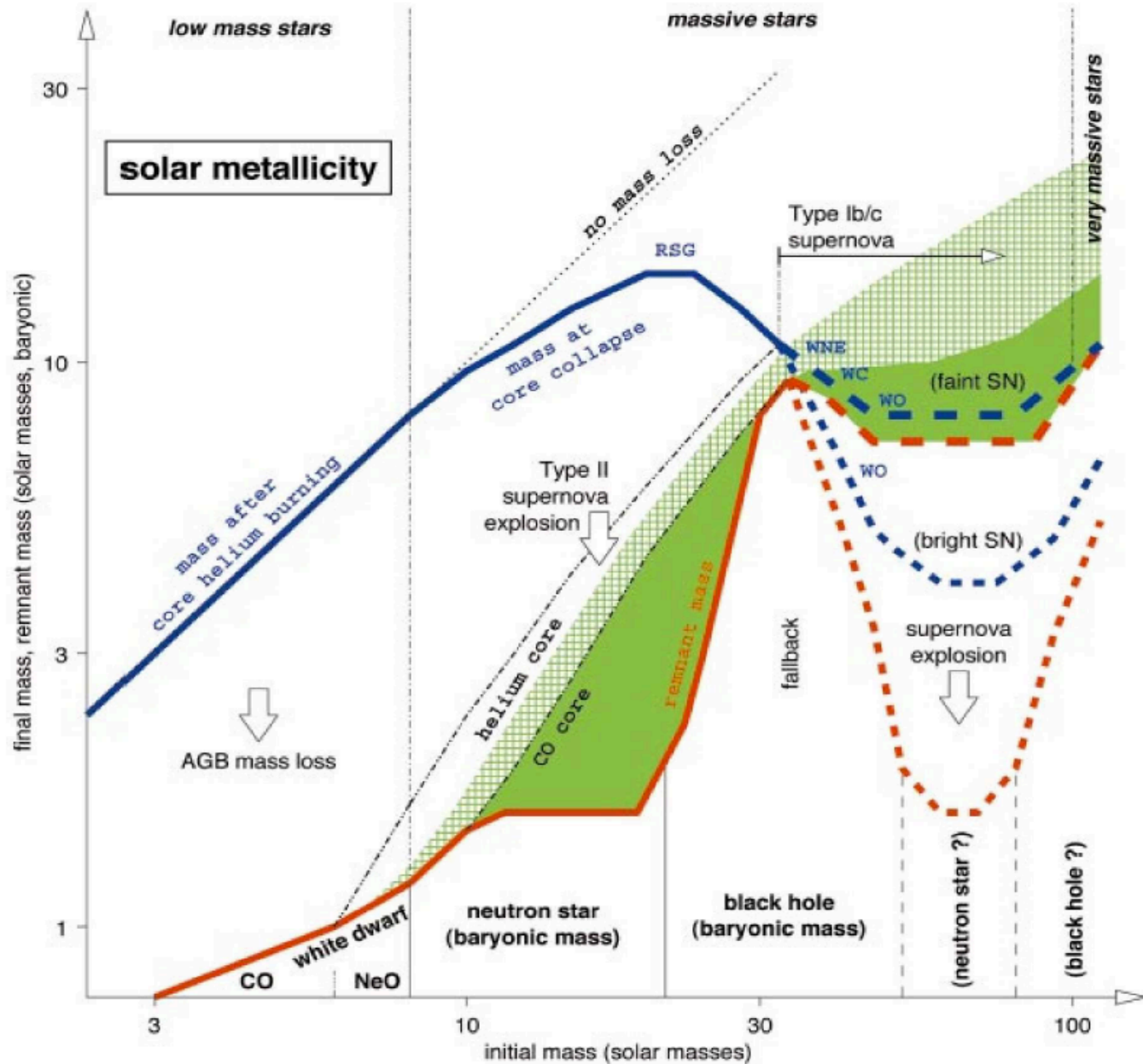
kropki- maksymalna masa



Wnętrze gwiazdy neutronowej o masie $M=1.4 M_{\odot}$



Zależność między masą początkową z końcową



Opis do rysunku na poprzednim slajdzie

Zależność między masą początkową z końcową.

Niebieskie linie - masa po paleniu helu w centrum zredukowana o wartość utraconą na wcześniejszych etapach ewolucji.

Dla $M > 30 M_{\odot}$ jądro helowe jest odsłonięte (gwiazda Wolfa-Rayeta).

Przerywane linie dają dwie możliwości w zależności od tempa utraty masy w fazie WR, które jest bardzo niepewne.

Czerwona linia – masa pozostałego, zawartego obiektu gwiazdowego zredukowana o utratę w fazie AGB (masy pośrednie) oraz o utratę podczas wybuchu supernowej typu „core-collapse”.

Zielone obszary – ilość masy pochodzącej z palenia helu i cięższych pierwiastków