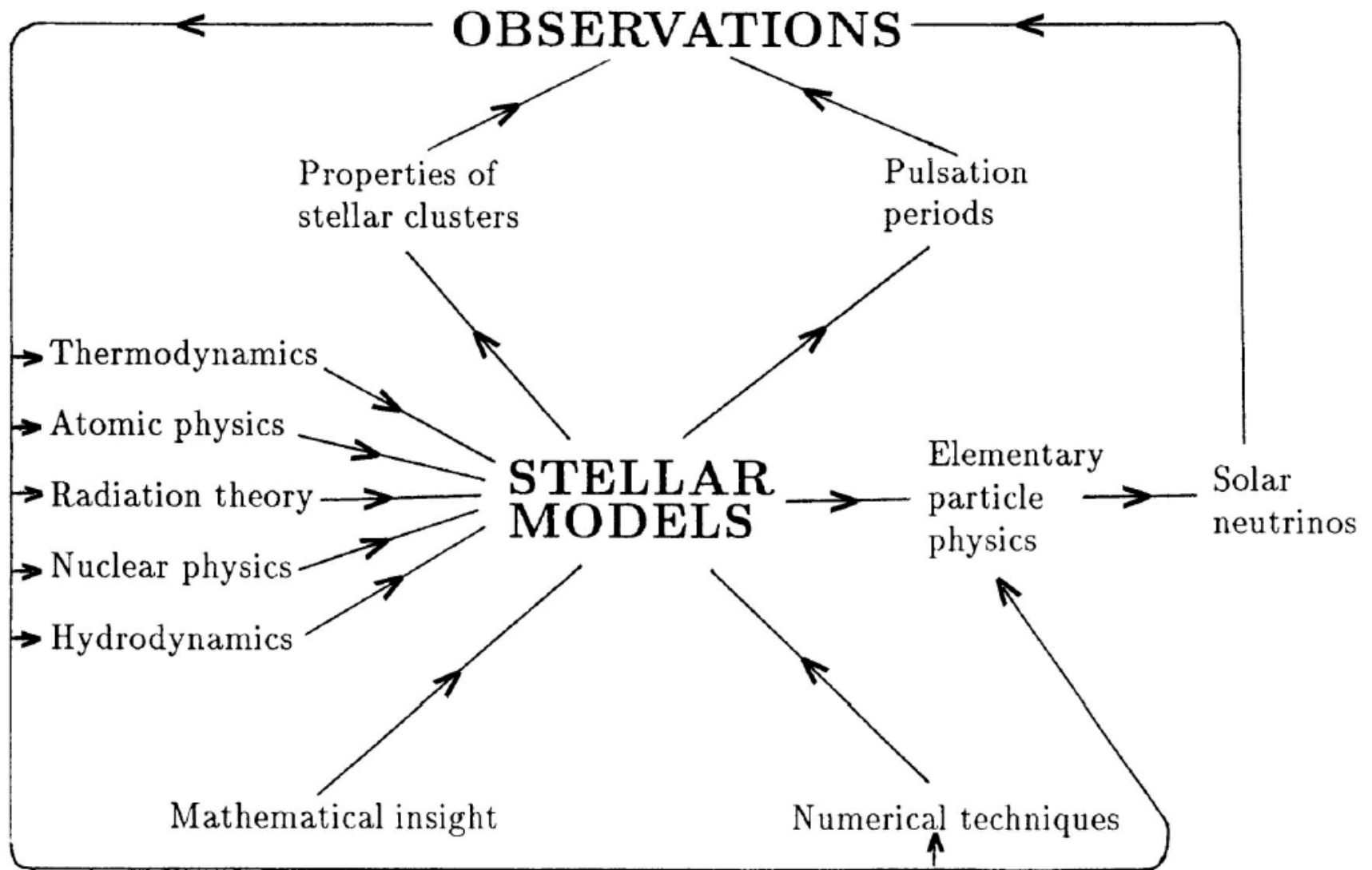


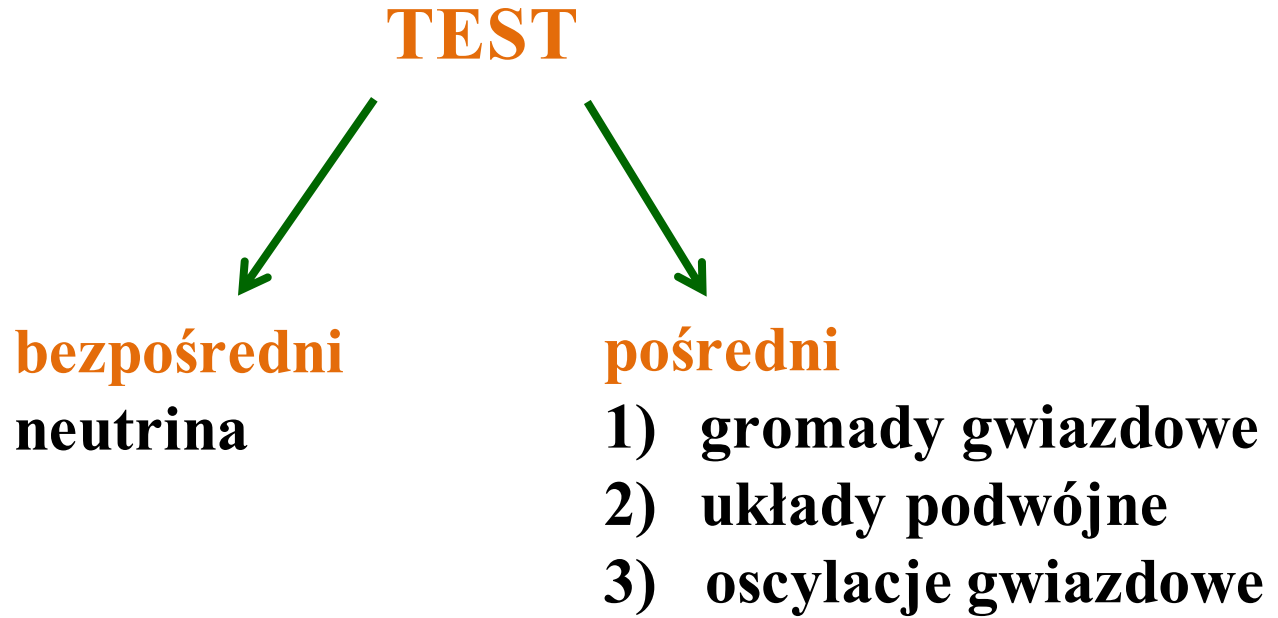
BUDOWA I EWOLUCJA GWIAZD

Jadwiga Daszyńska-Daszkiewicz

Semestr letni, 2018/2019



TEST



```
graph TD; TEST[TEST] --> B[bezpośredni neutrina]; TEST --> P[pośredni]; P --> P1[1) gromady gwiazdowe]; P --> P2[2) układy podwójne]; P --> P3[3) oscylacje gwiazdowe];
```

bezpośredni
neutrina

pośredni

- 1) gromady gwiazdowe**
- 2) układy podwójne**
- 3) oscylacje gwiazdowe**

Neutrino

Neutrino (wł. małe neutralne) – lepton (fermion $s=1/2$)

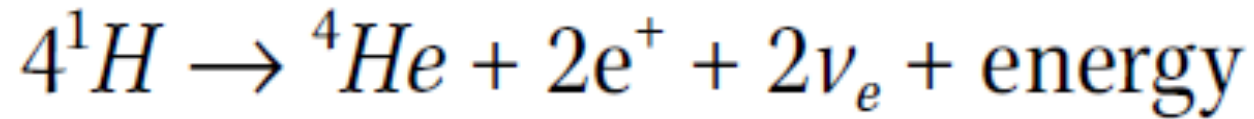
1930 W. Pauli – przewidywania teoretyczne

Rozpad β^- : $n \longrightarrow p + e^- + \nu^*$

Rozpad β^+ : $p \longrightarrow n + e^+ + \nu$

1934 E. Fermi – matematyczny opis

1956 C. Cowan, F. Reines i in. - odkrycie

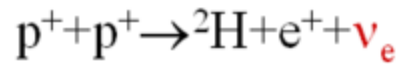


Pomiar strumienia neutrin



tempo reakcji jądrowych

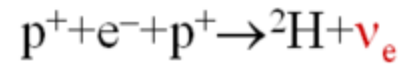
pp



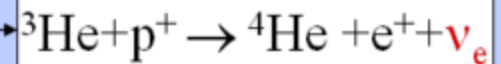
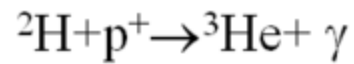
99,77 %

0,23 %

pep

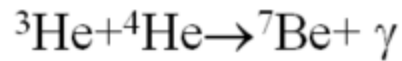


10^{-5} %



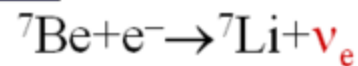
hep

15,08 %

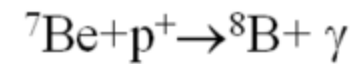


99,9 %

${}^7\text{Be}$

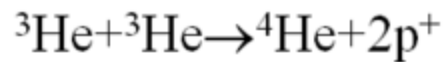


0,1 %

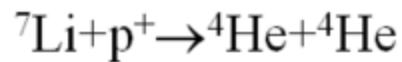


${}^8\text{B}$

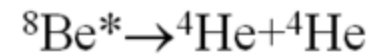
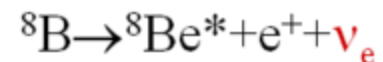
84,92 %



ppI



ppII



ppIII

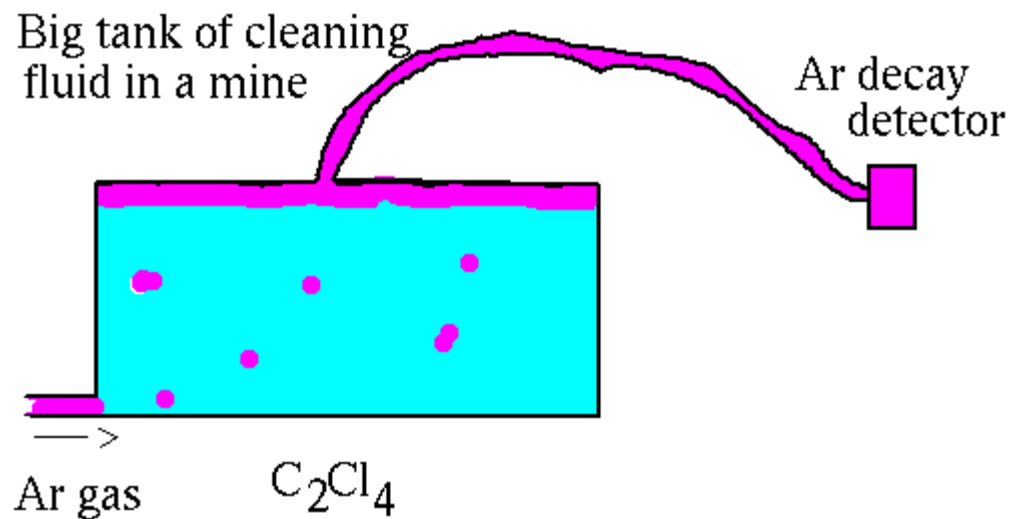
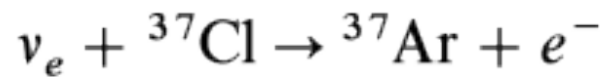
Energia unoszona przez neutrina

ppI – 2%

ppII – 4 %

ppIII -27 %

1964 – R. Davis i J. Bahcall



eksperyment Homestake (Davisa)

Problem neutrin słonecznych

$$N(\text{obs}) < N(\text{teor})$$

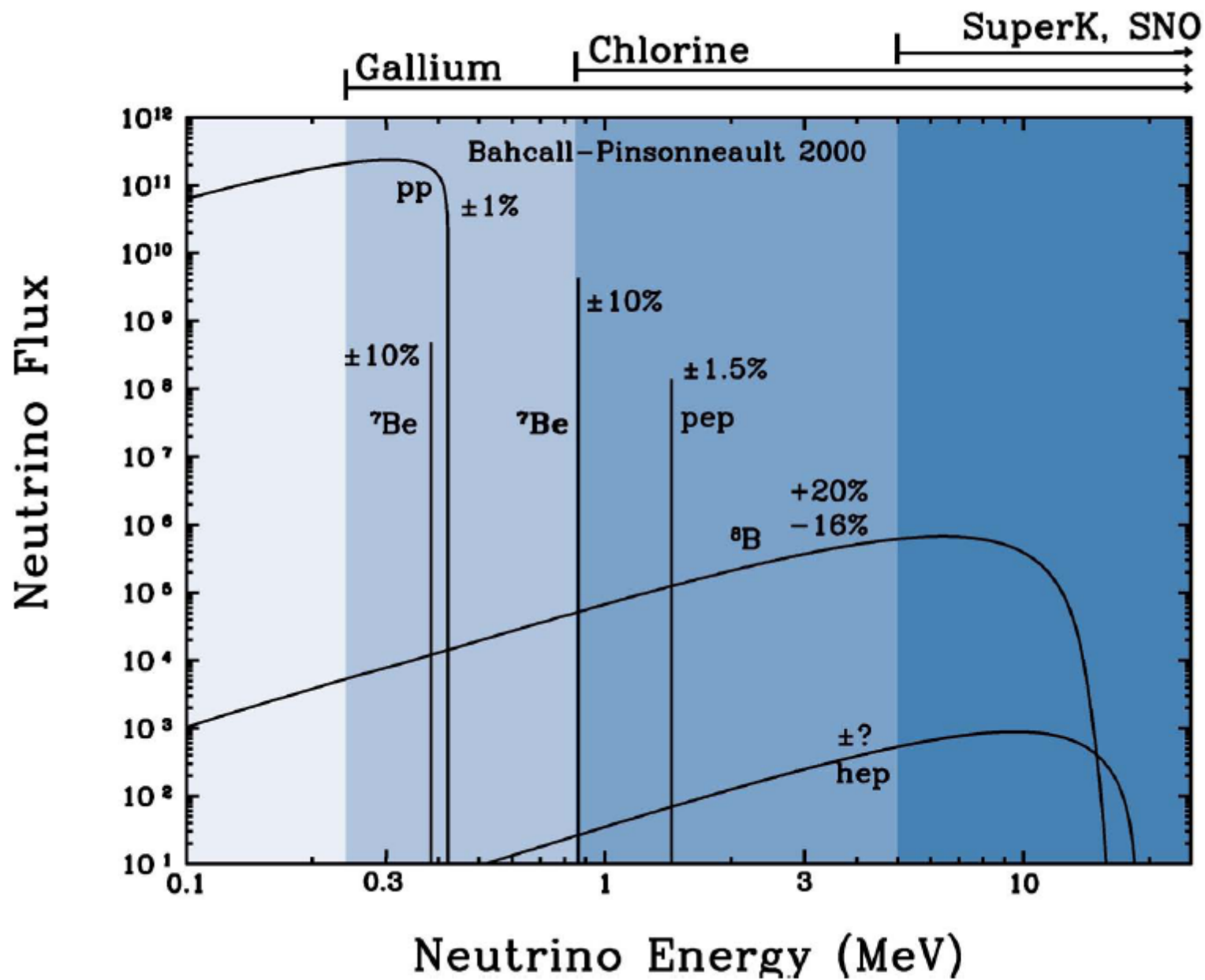
Wynik ten potwierdziły:

1986 – Kamiokande II
(**Kamioka + *Nucleon Decay Experiment***)

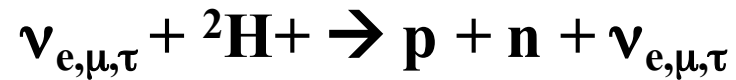
1996 - Superkamiokande

$$\nu_e + e^- \rightarrow \nu'_e + e'^-$$

1991-1997 - Gallex



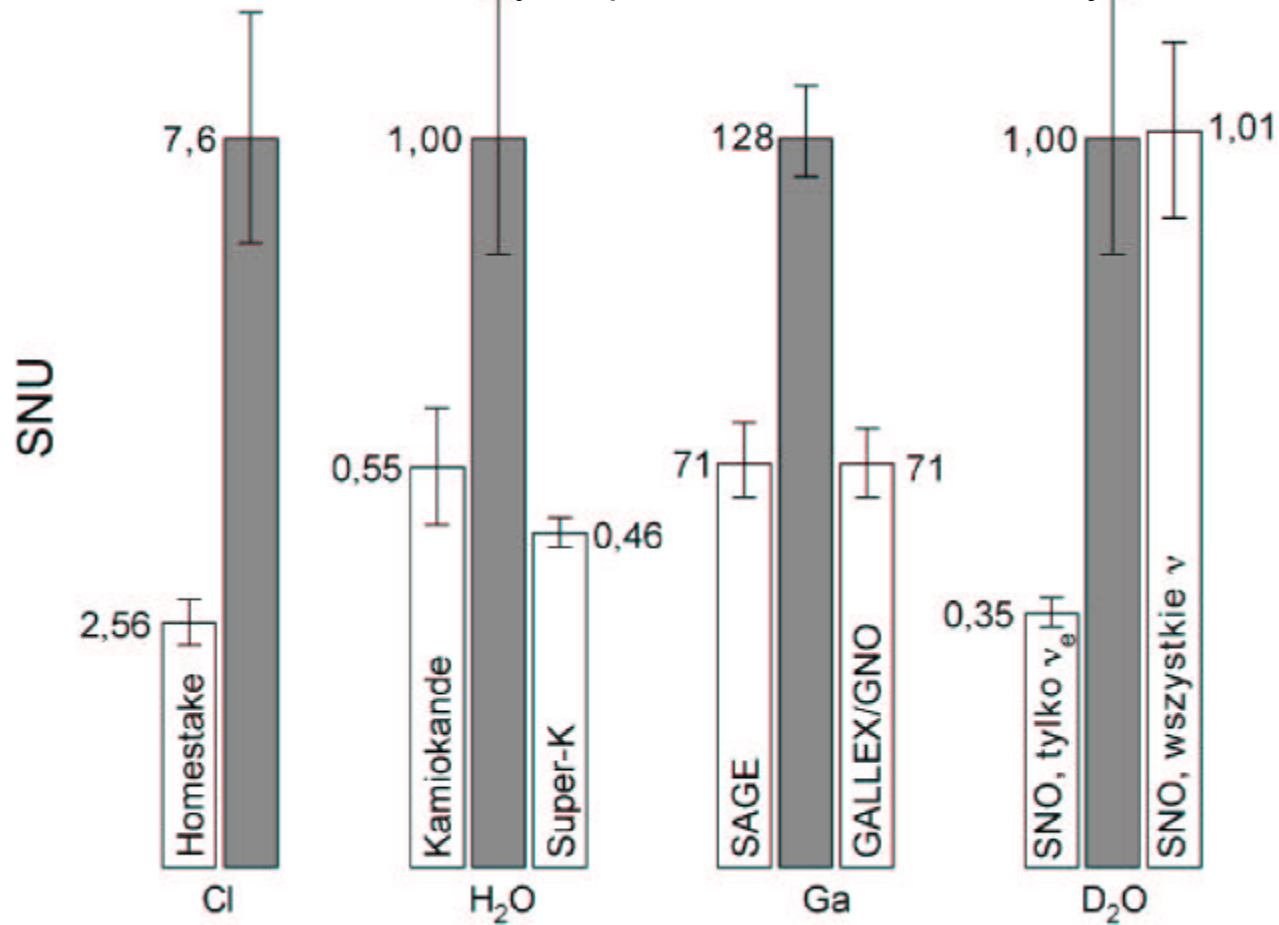
1999 – 2006 SNO (*Sudbury Neutrino Observatory*)



reakcję tę mogą wywołać wszystkie typy neutrin

Porównanie pomiarów strumienia neutrin słonecznych w eksperymencie chlorowym, dwóch eksperymentach galowych (SAGE i GALLEX/GNO), dwóch eksperymentach wodnych Czerenkowa (Kamiokande i SuperKamiokande) oraz eksperymentu SNO z ciężką wodą, z przewidywaniami teoretycznymi Bahcalla i in.

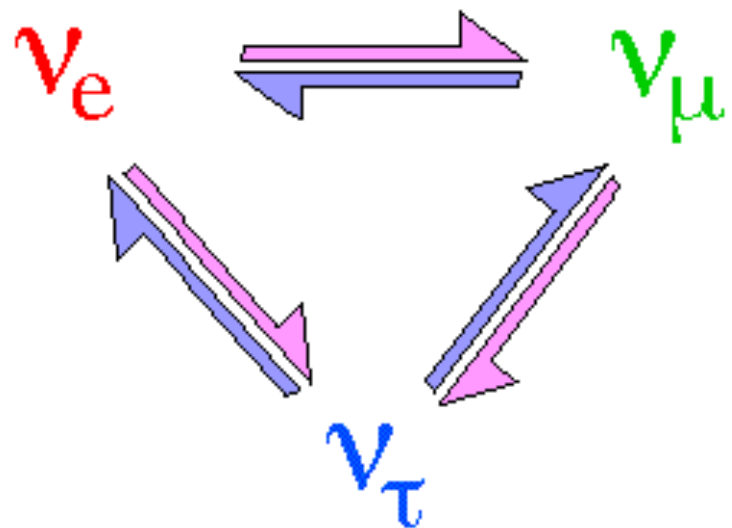
Wysokość słupków ilustrujących przewidywania teoretyczne jest taka sama, aby ułatwić porównania z doświadczeniami. Rejestracja neutrin o wszystkich zapachach w eksperymencie SNO ostatecznie rozwiązała *problem neutrin słonecznych*.



Christensen-Dalsgaard,
Stellar Structure and Evolution, Rozdział 11.5

Tadeusz Jarzębowski, Astronomia neutrinowa
Urania - Postępy Astronomii nr 2/2003

John N. Bahcall, How the Sun shines
<http://arxiv.org/pdf/astro-ph/0009259v3.pdf>



neutrino mają masę i mogą zmieniać generacje

Rola heliosejsmologii w rozwiązaniu problemu neutrin słonecznych

Liczba rejestrowanych neutrin słonecznych na Ziemi była zaskakująco mała !

Proponowane wyjaśnienie

tempo reakcji jądrowych, $r(T, \rho, X_i)$, jest inne

→ Model Standardowy Słońca jest niepoprawny

Model standardowy Słońca

**Model o $M=1 M_{\odot}$, który ma dokładnie $L_{\odot}$ i $R_{\odot}$
oraz wiek 4.57 mld lat**

**Dopasowujemy Y_0 i α_{MLT}
Z – obserwowana wartość z atmosfery**

STANDARDOWY MODEL SŁOŃCA

model o masie $1 M_{\odot}$ wyewoluowany do wieku Słońca o słonecznych wartościach L , R , Z/X

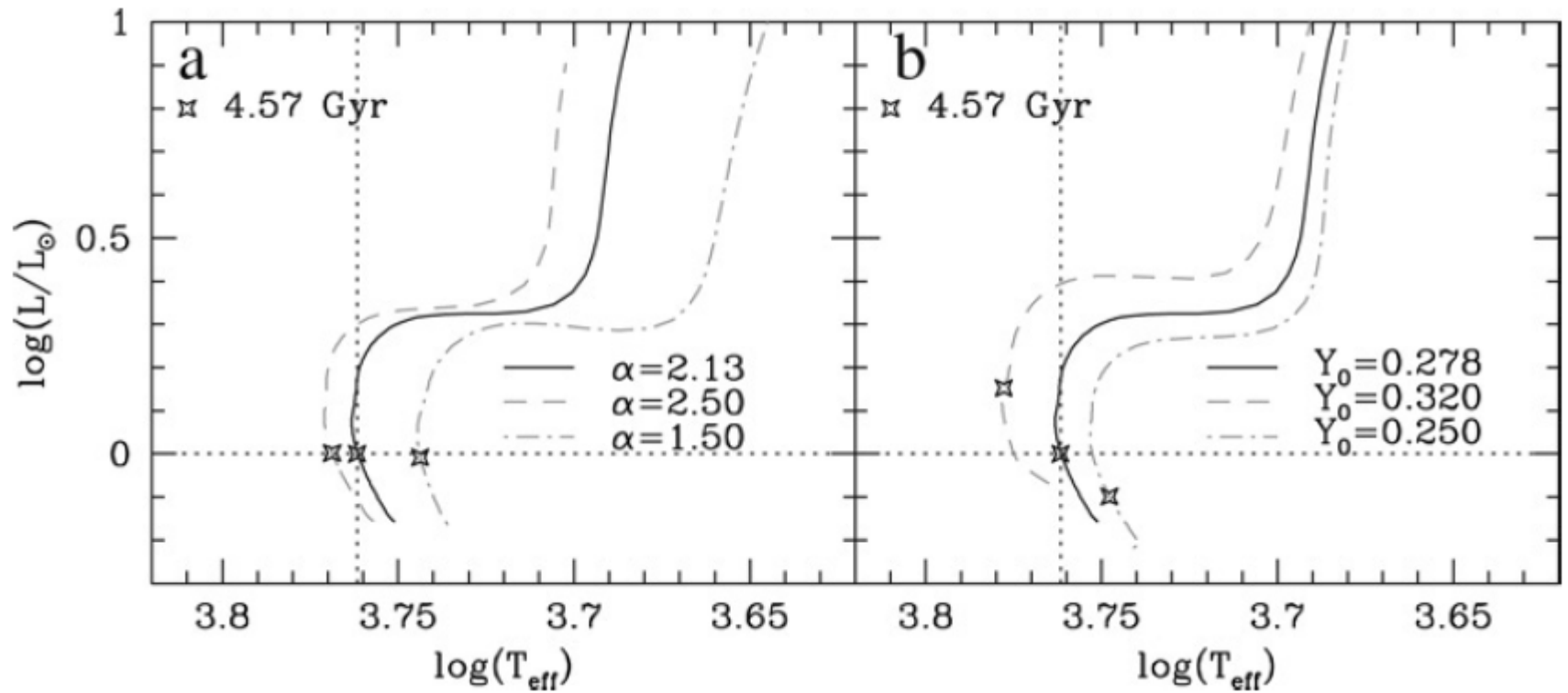
Table 1
Global parameters of the Sun

Quantity	Estimate	Reference
Mass ($M_{\odot}$) ^a	$1.98892(1 \pm 0.00013) \times 10^{33} \text{ g}$	Cohen and Taylor (1987)
Radius ($R_{\odot}$) ^b	$6.9599(1 \pm 0.0001) \times 10^{10} \text{ cm}$	Allen (1973)
Luminosity ($L_{\odot}$)	$3.8418(1 \pm 0.004) \times 10^{33} \text{ ergs s}^{-1}$	Fröhlich and Lean (1998), Bahcall et al. (1995)
Age	$4.57(1 \pm 0.0044) \times 10^9 \text{ yr}$	Bahcall et al. (1995)

^a Derived from the values of G and $GM_{\odot}$.

^b See Schou et al. (1997), Antia (1998) and Brown and Christensen-Dalsgaard (1998) for a more recent discussion about the exact value of the solar radius.

wolne parametry: Y , α_{MLT}



Heliosejsmologia

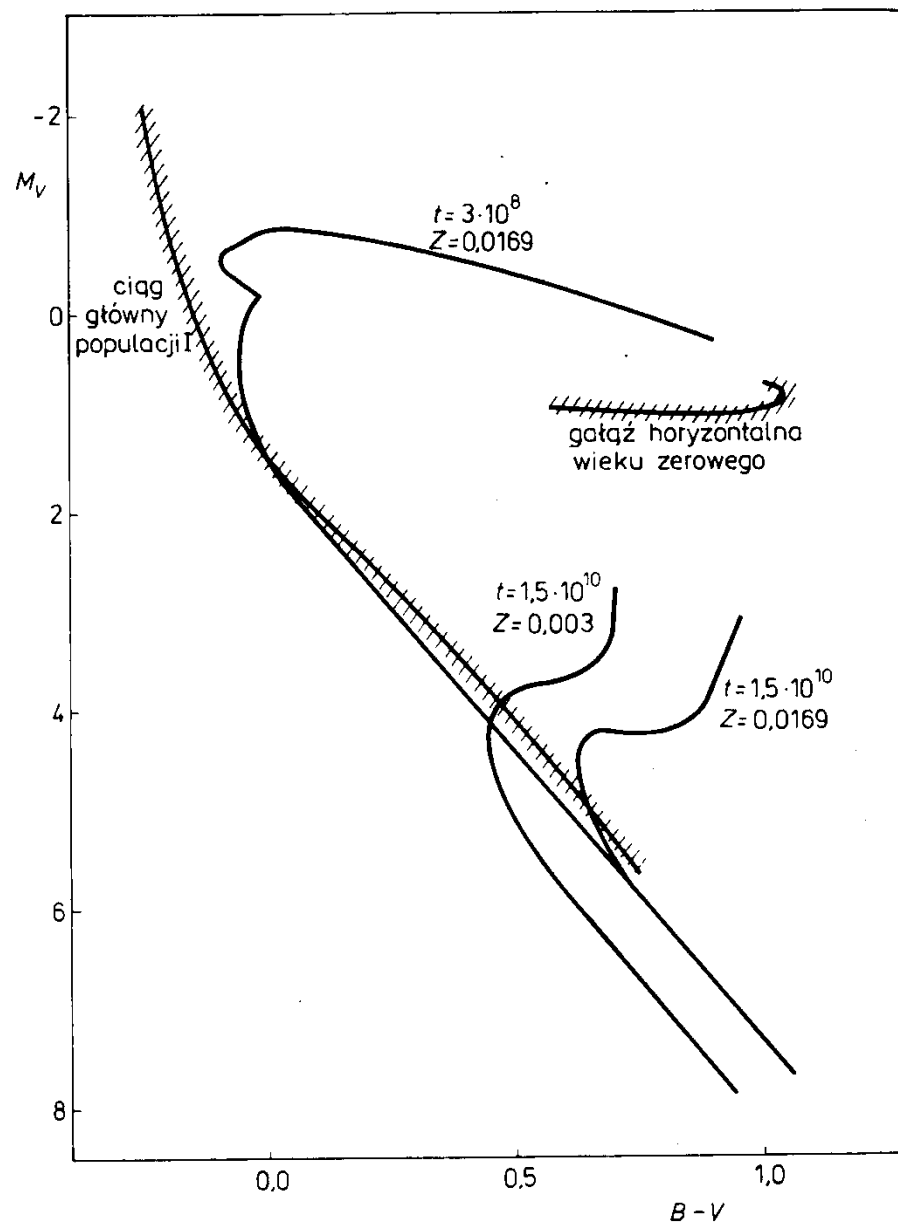
prędkość dźwięku $< 0.01 \%$

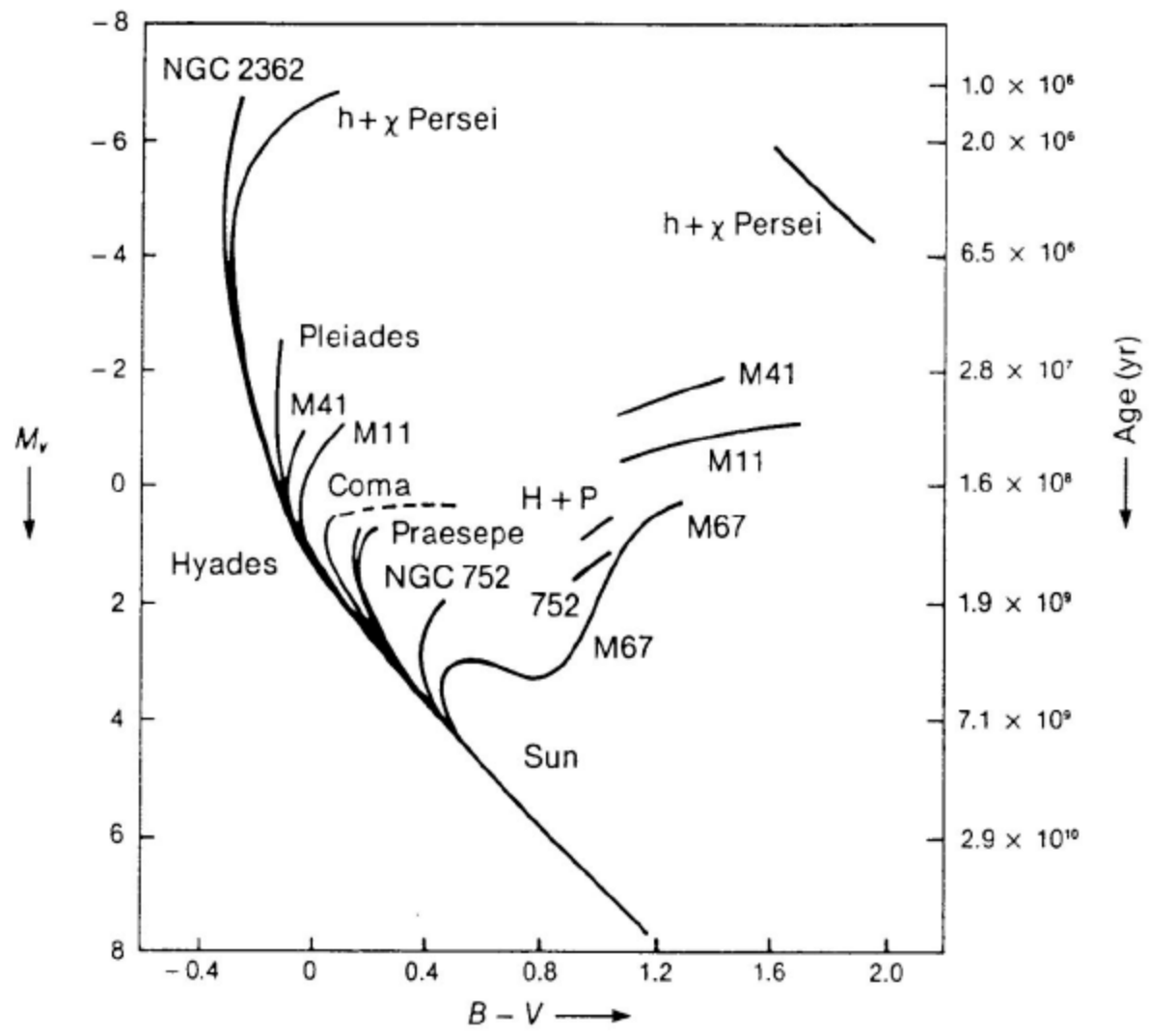
temperatura $< 0.05\%$

gęstość $< 0.6 \%$

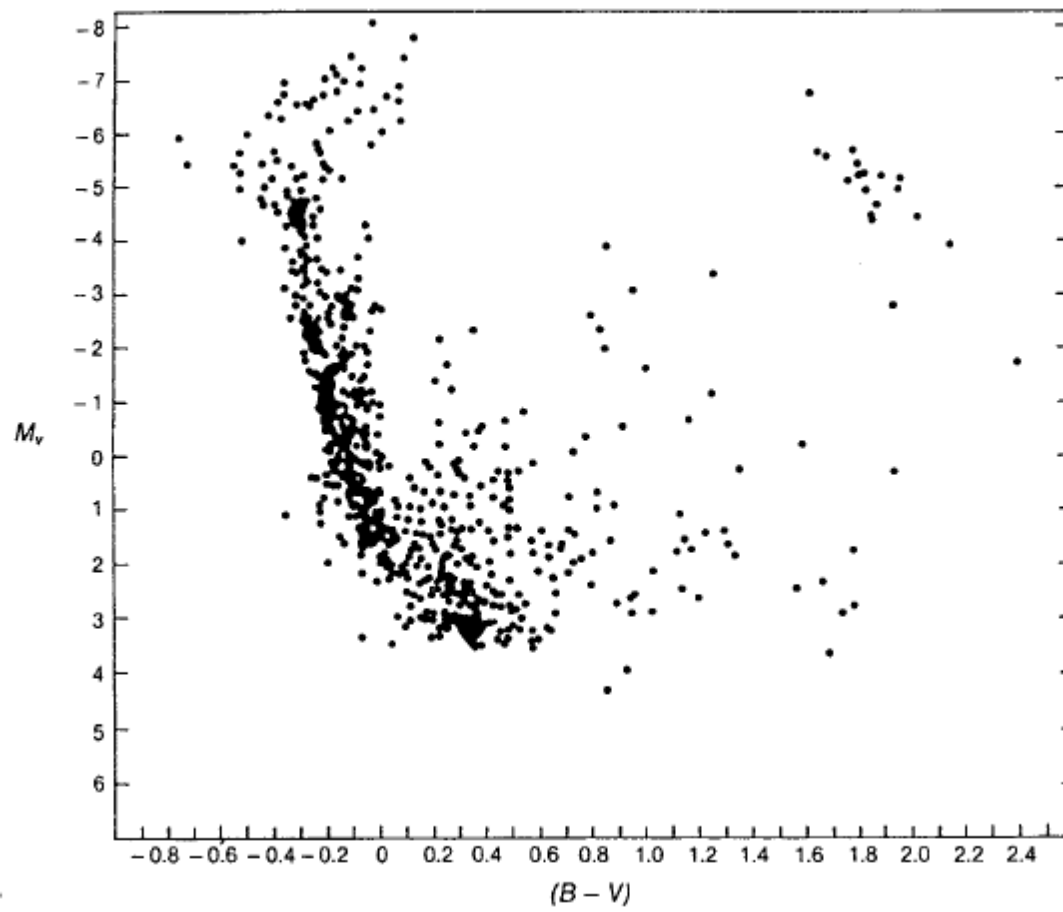
dla modelu z deficytem neutrin
otrzymujemy różnice rzędu 10%

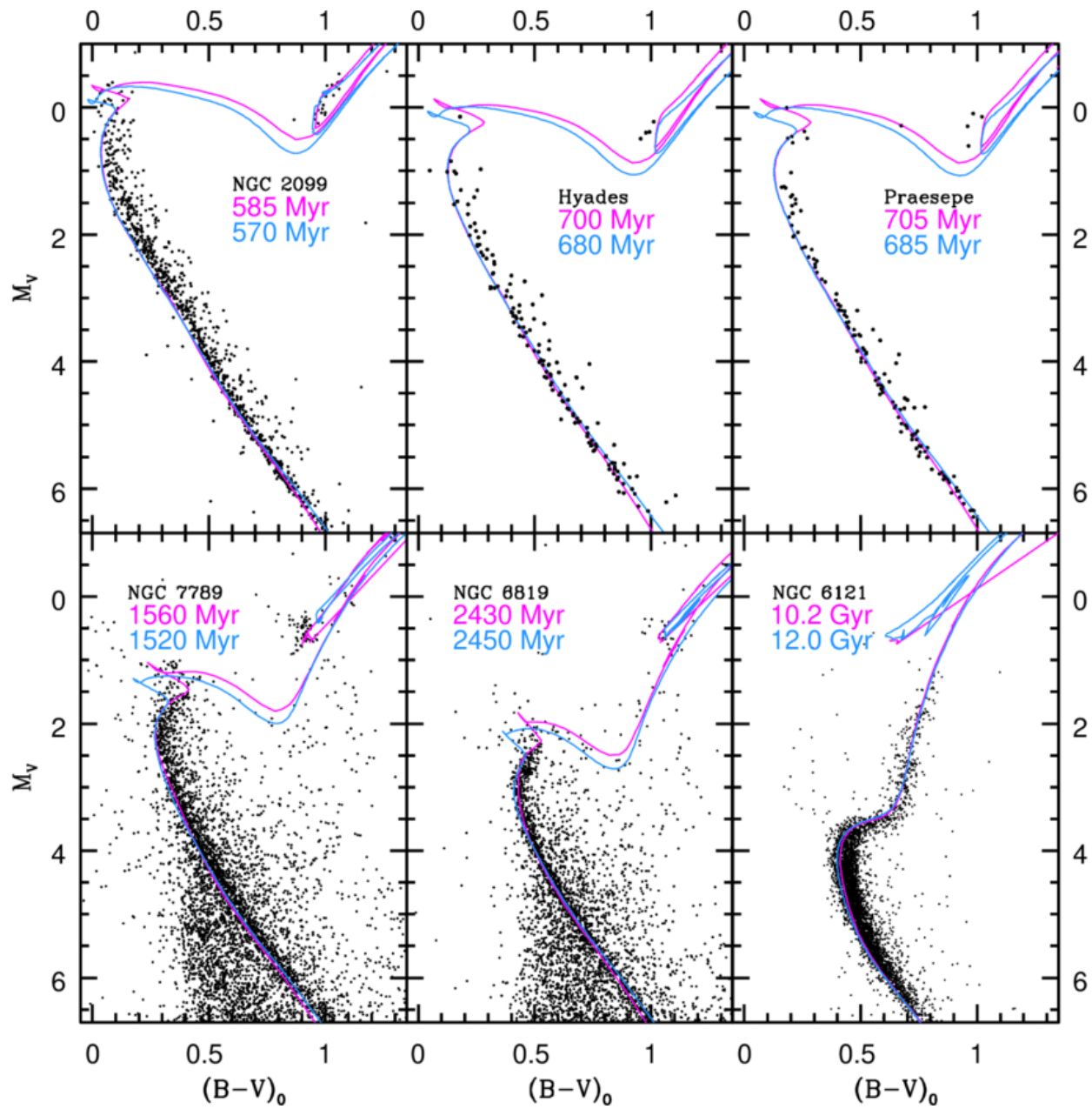
Gromady gwiazdowe



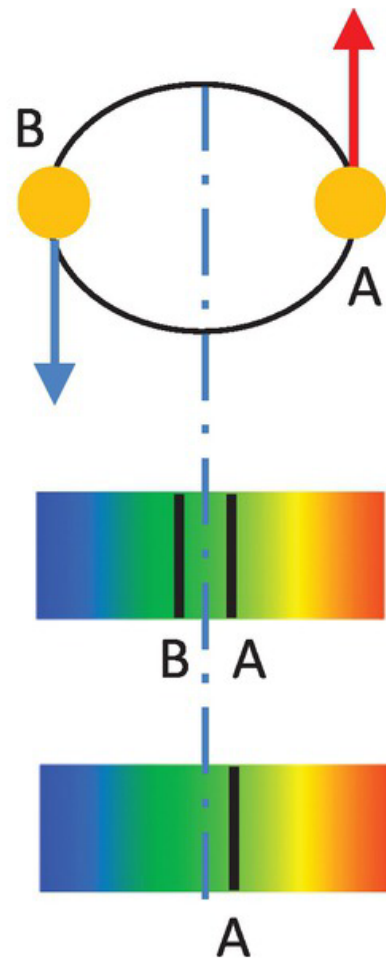
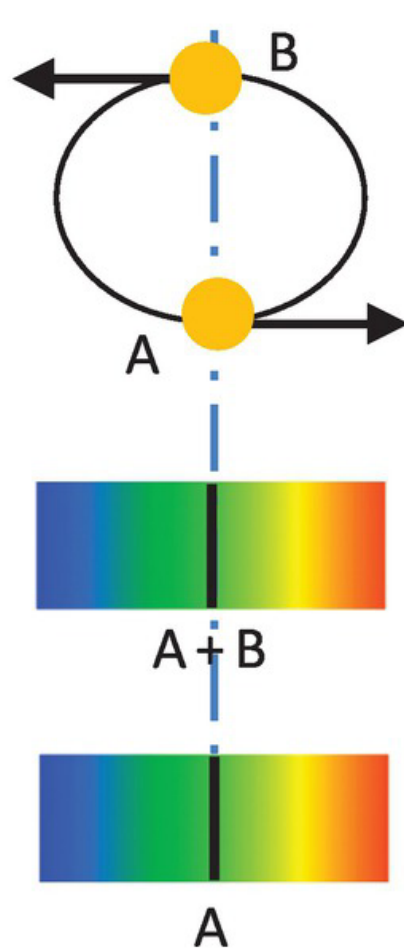
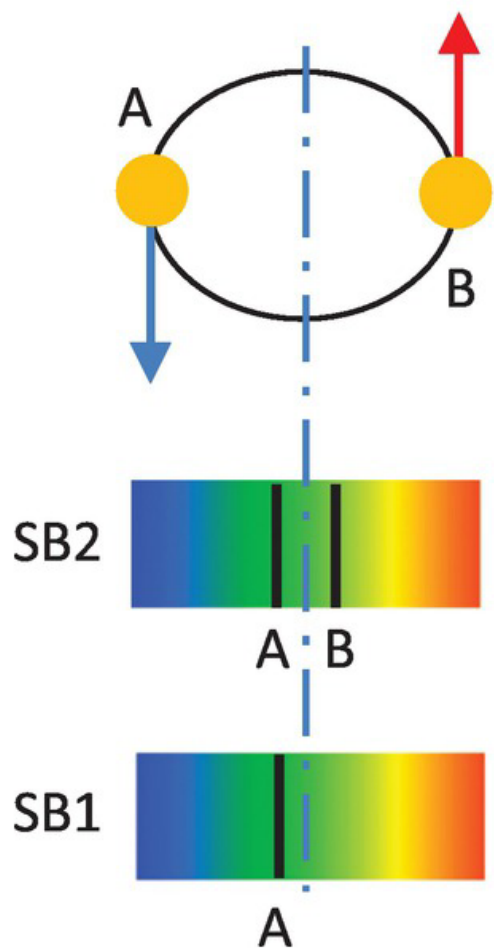


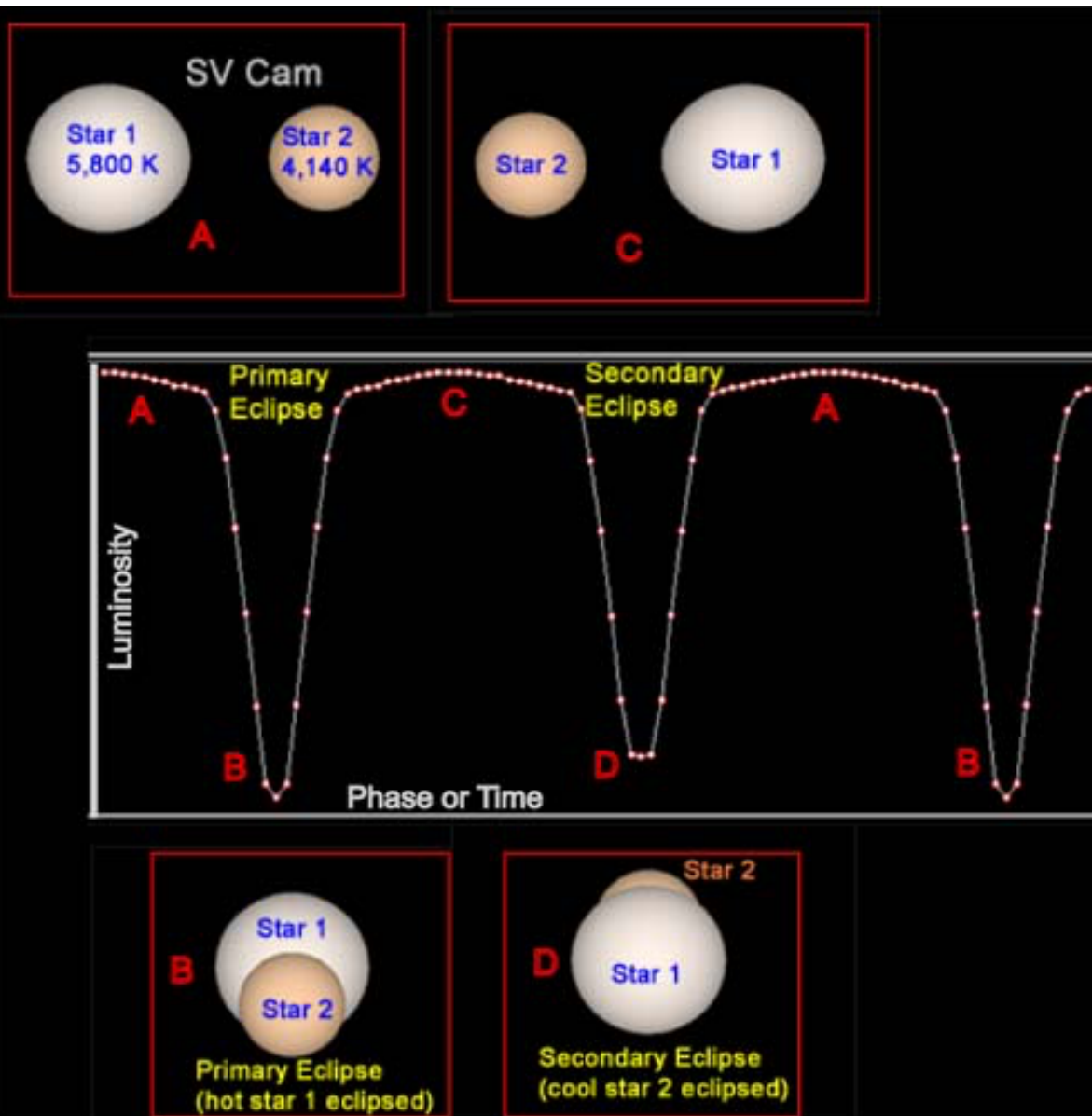
$h+\chi$ Persei



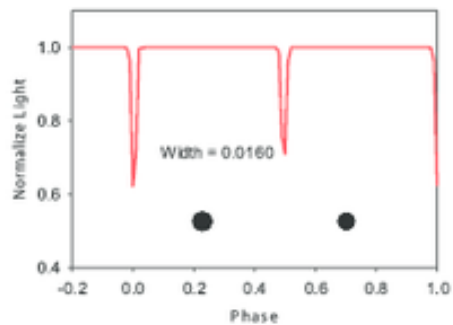


Układy podwójne

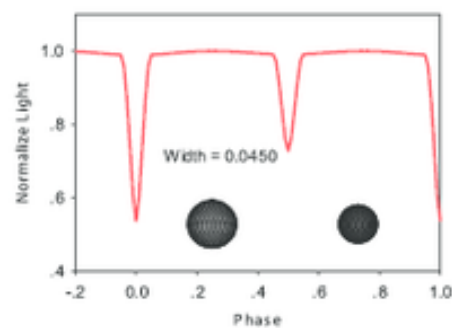




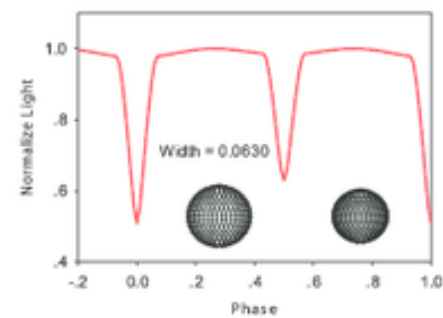
TV Cet (Detached)



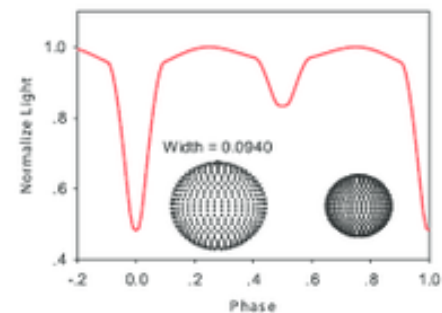
TX Her (Detached)



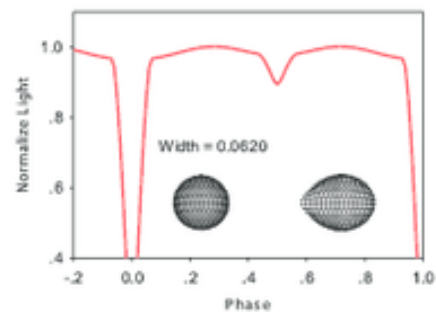
V364 Cas (Detached)



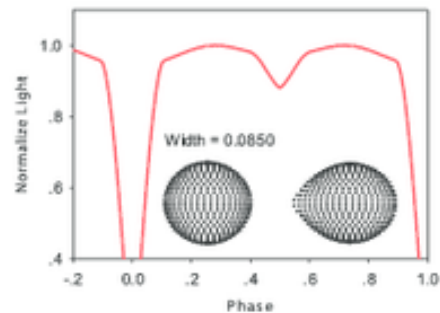
RT And (Detached)



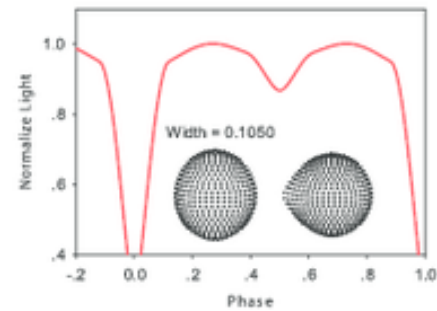
S Equ (Semi-detached)



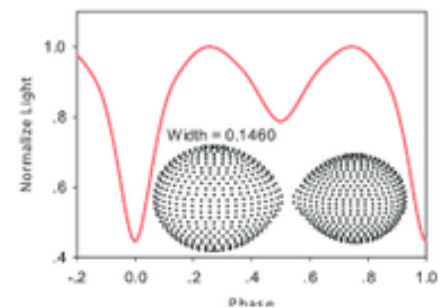
XZ Pup (Semi-detached)

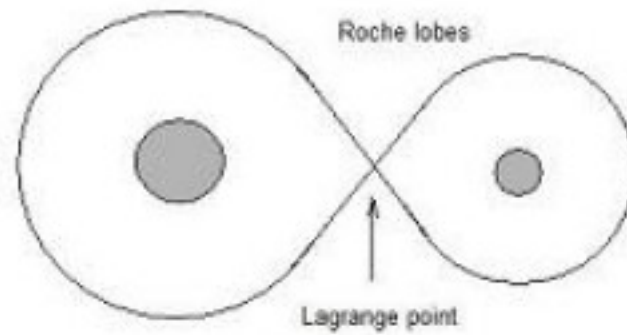


V463 Cyg (Semi-detached)

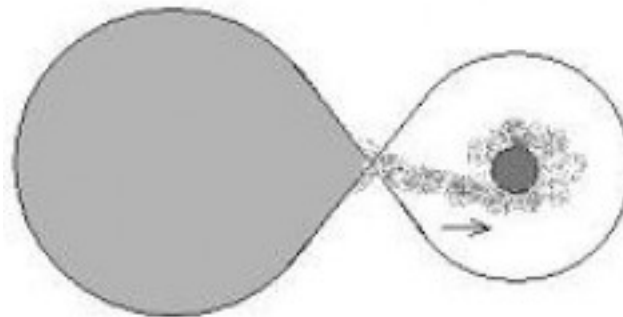


RZ Dra (Semi-detached)

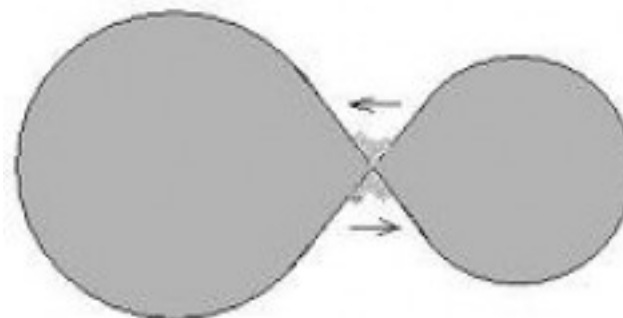




rozdzielone



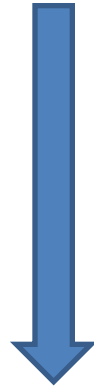
półrozdzielone



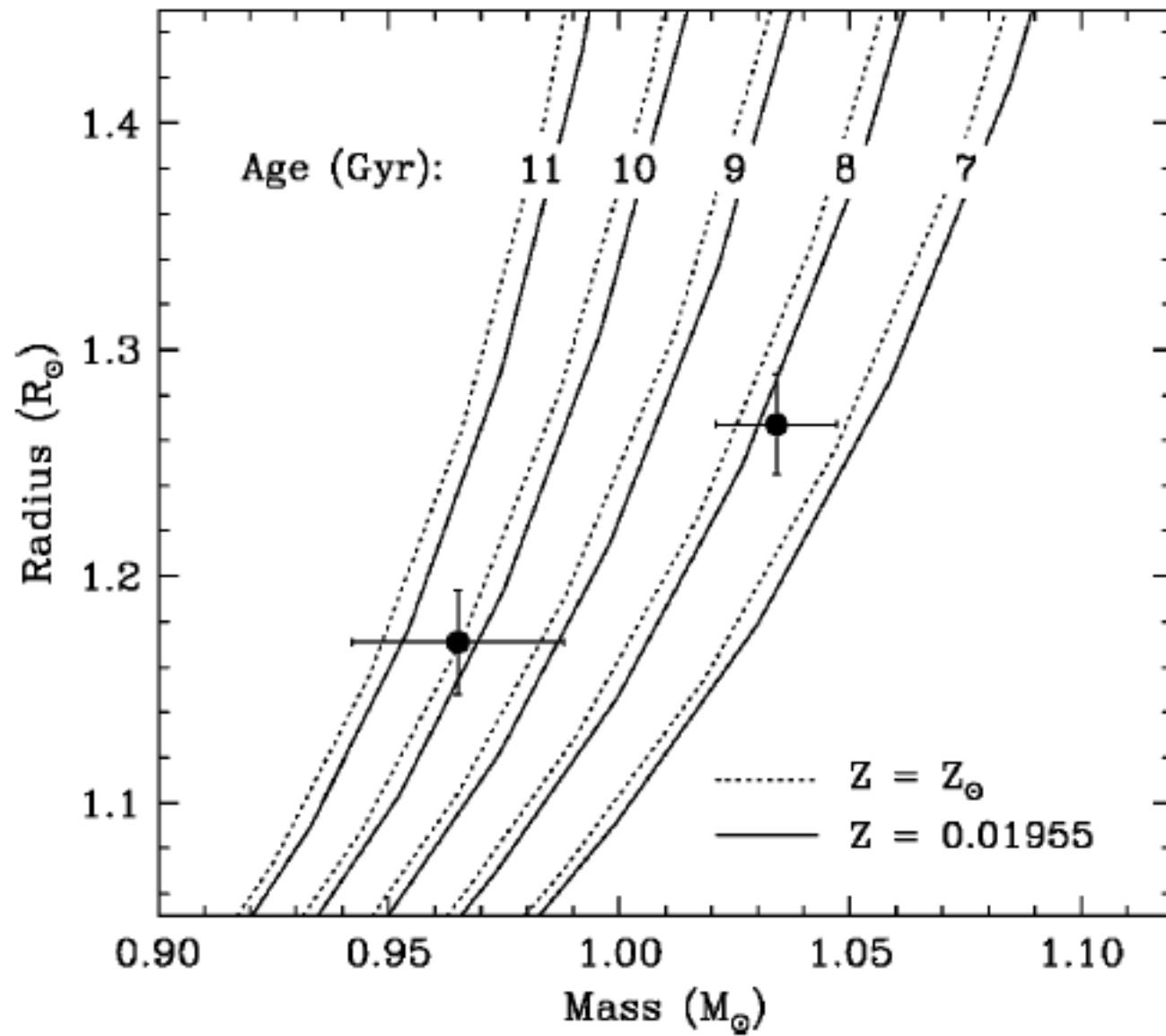
kontaktowe

Paradoks Algola – składnik mniej masywny jest bardziej wyewoluowany niż bardziej masywny

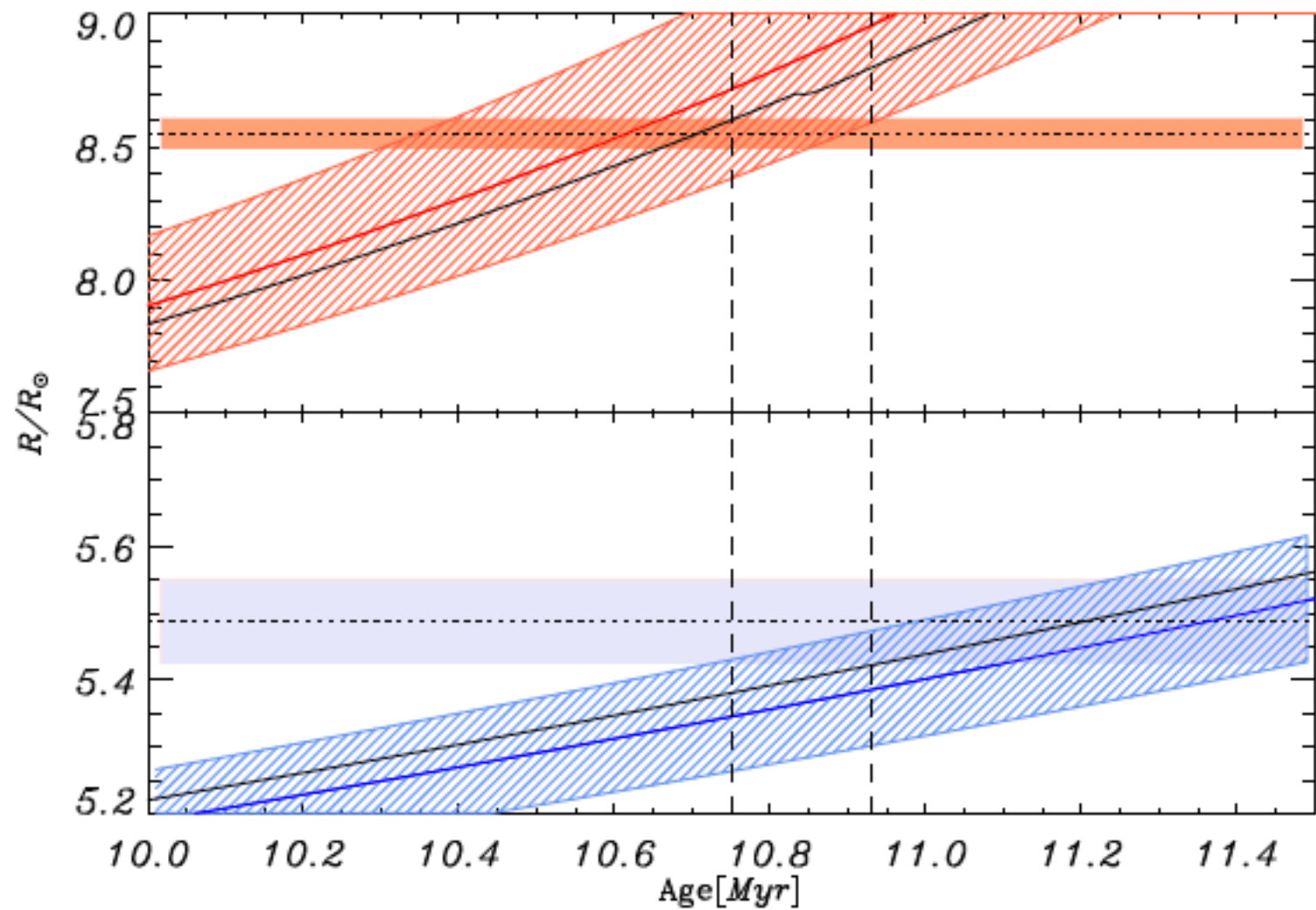
**zaćmieniowe z obserwowanymi liniami
widmowymi obu składników (SB2)**



masy i promienie z dokładnością $< 3\%$



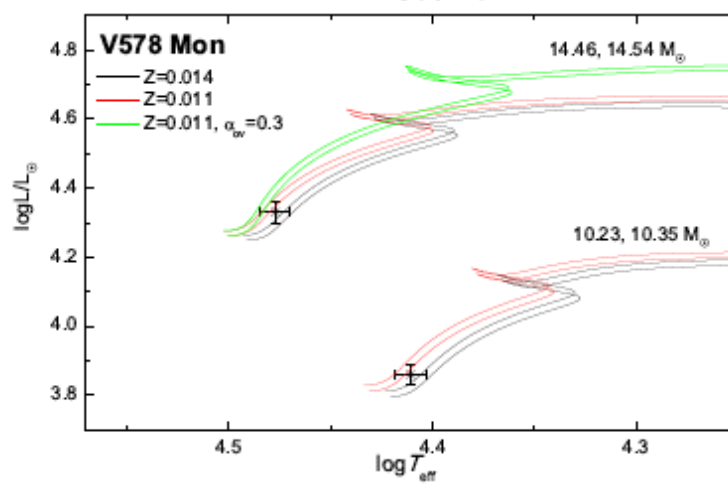
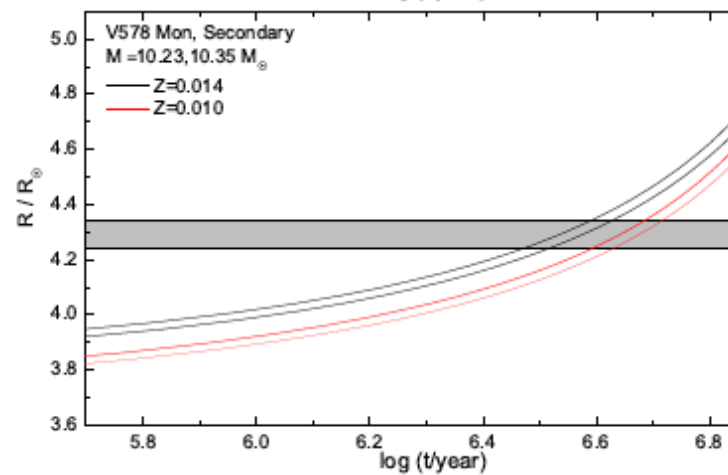
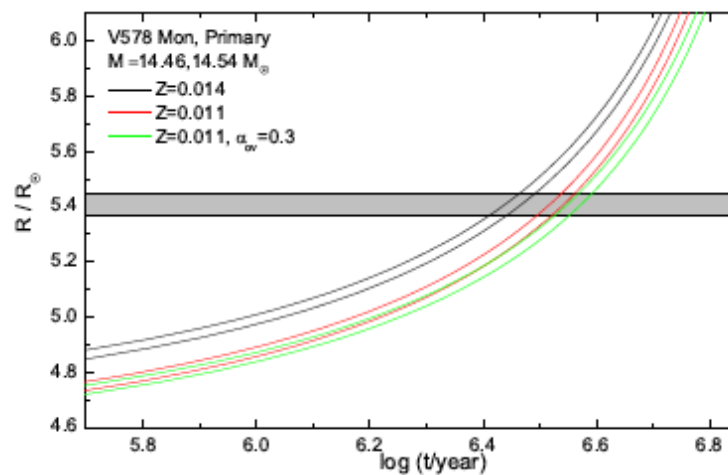
	Star	$M/M_{\odot}$	$R/R_{\odot}$	$\log(T_{\text{eff}})$	$\log(L/L_{\odot})$
V453 Cyg	A	14.36(20)	8.551(55)	4.425(8)	4.690(210)
	B	11.11(13)	5.489(63)	4.407(14)	4.240(280)



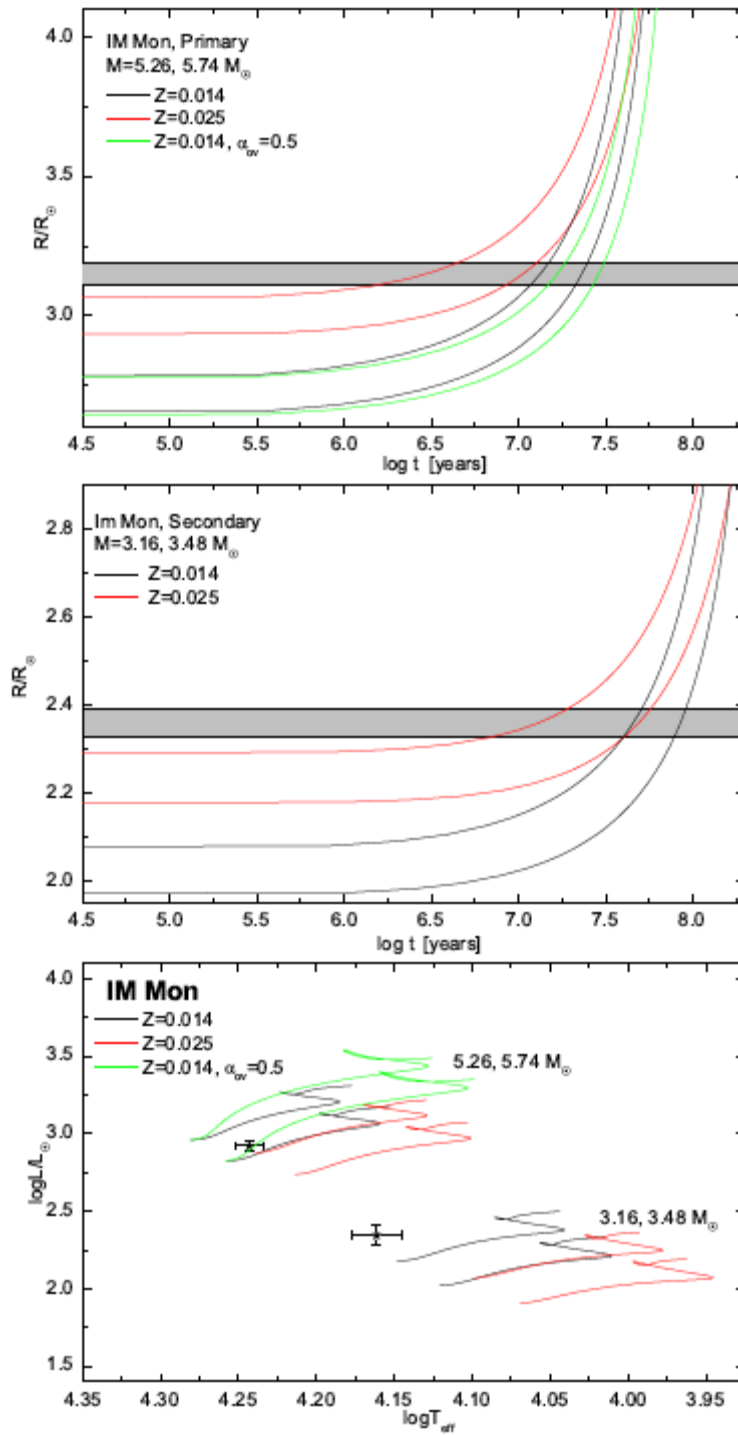
Co możemy testować/ograniczać:

- metaliczność**
- obfitość wodoru**
- przestrzeliwanie konwekcyjne**
- dyfuzja**
- ...**

V578 Mon

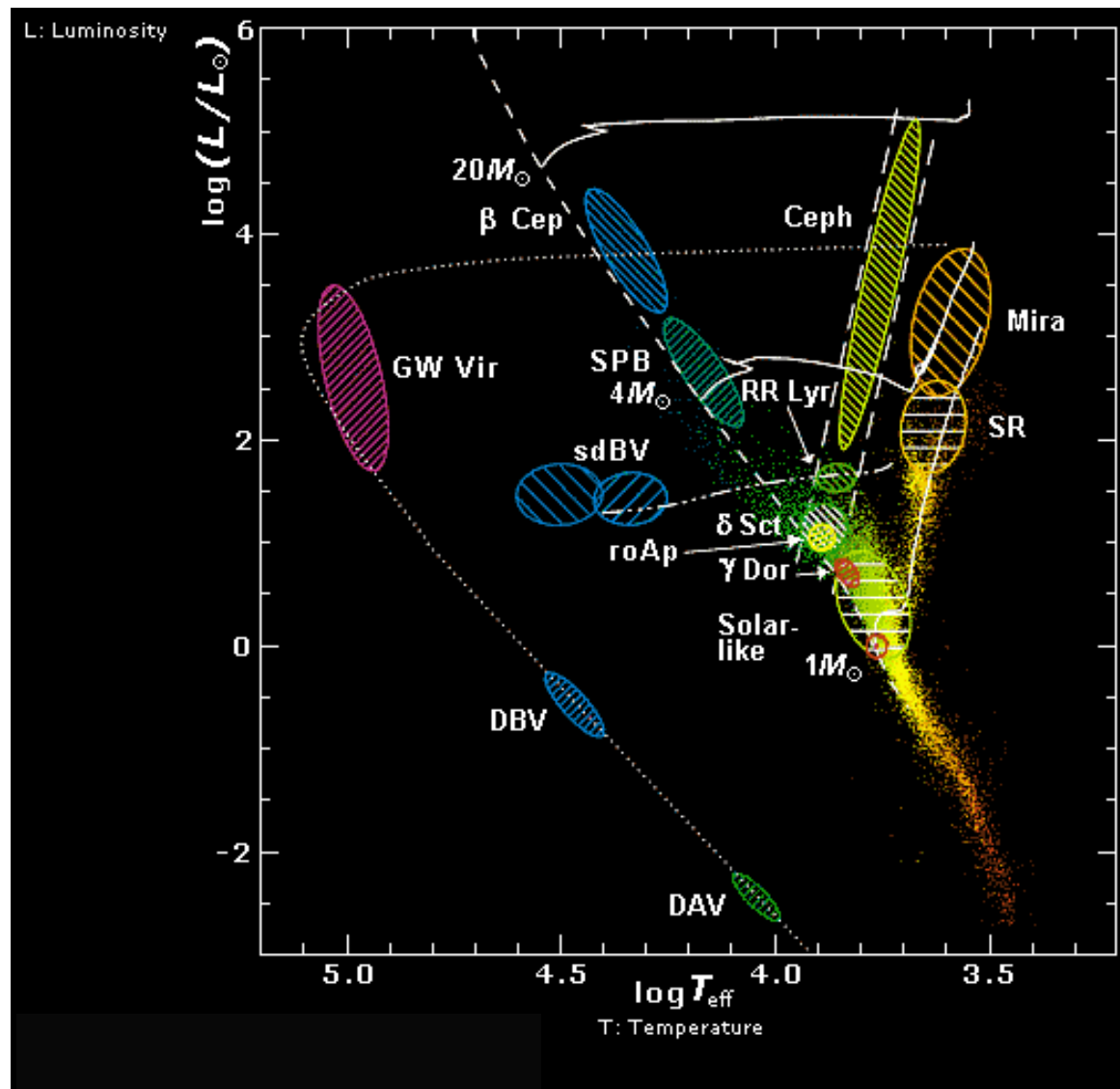


IM Mon



Pulsacje gwiazdowe

Obszary niestabilności pulsacyjnej na diagramie Hertzsprunga-Russella



Gwiazda pulsująca - gwiazda, której zmienność spowodowana jest przez zachodzące w niej pulsacje, czyli przez istnienie fal hydrodynamicznych (akustycznych lub/i wypornościowych)



Zmiany **jasności** lub/i **prędkości radialnej**

TYPY GWIAZD PULSUJĄCYCH

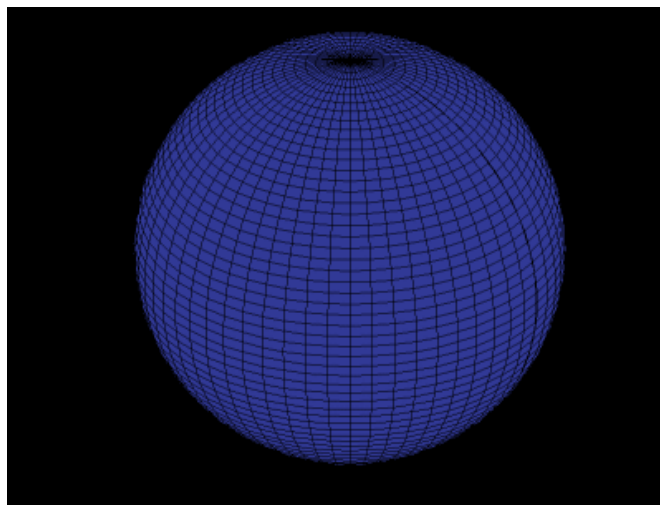
TYP	M/M _☉	logT _{eff}	P	mody pulsacji
Cepheids	4-14	3.7-3.9	1-80 d	rad, nierad?
RR Lyr	0.5-0.7	3.8-3.9	0.1-1.2 d	rad, nierad?
Miry	2-3?	3.3-3.5	80-1500 d	radialne
δ Sct, SX Phe	1.5-2.8	3.8-3.9	0.01-0.3 d	p, g, niskie n
γ Dor	~1.5	3.8-3.85	0.3-1.5 d	g, n>>1
roAp	1.8-2	~3.9	6-15 min	p, n>>1
SPB	3-7	4.1-4.3	0.5-4 d	g, n>>1
β Cep	8-16	4.35-4.5	0.07-0.3 d	p, g
solar type	~1	3.7-3.8	5-16 min	p, n>>1
ZZ Cet (DAV)	0.4-0.8	4.05-4.1	1-15 min	g
V777 Her (DBV)	~0.6	4.33-4.4	1-15 min	g, n>>1
GW Vir(DOV+PNNV)	0.6	4.8-5.2	5-33 min	g, n>>1
V361 Hya (sdB)	<0.5	4.45-4.6	80-600 s	p, low n
V1093 Her (sdB)	<0.5	4.4-4.48	45min- 2h	g, n>>1
sdOv	0.5	4.6 – 5.0	60-160 s	g, n>>1
Hybrid pulsators, np. typ β Cep/SPB				

Dlaczego gwiazdy pulsują?

1. w gwiazdzie są obszary, które działają jak silnik cieplny napędzający pulsacje
2. wzbudzanie przez zewnętrzną siłę

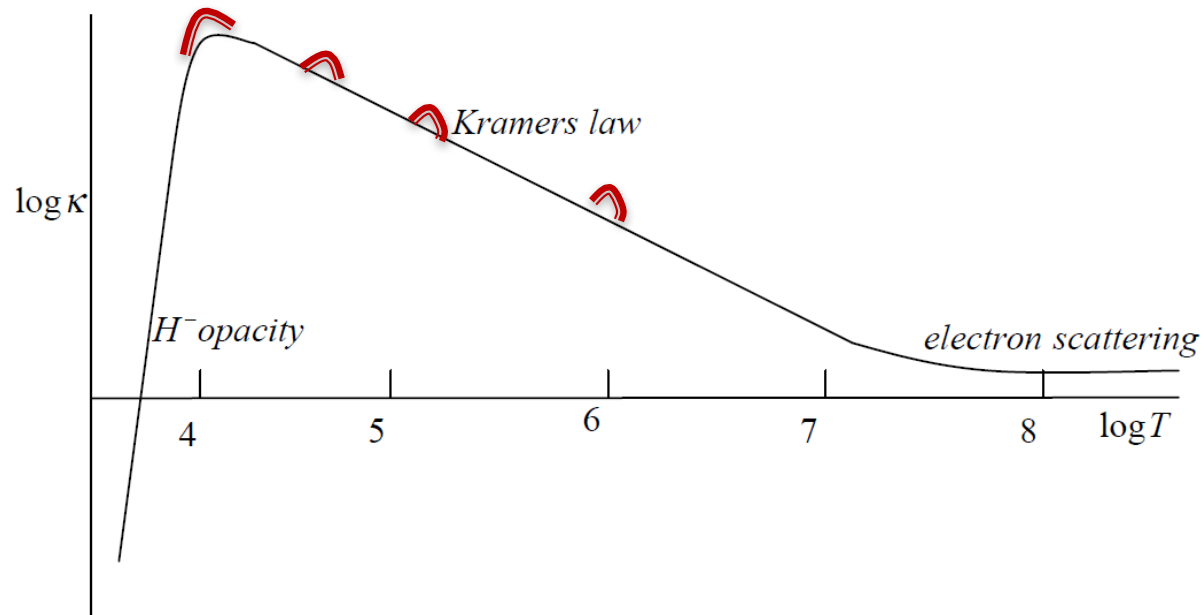
AD.1

Warstwa o większej nieprzezroczystości
blokuje energię płynącą z wnętrza
i zamienia na energię pulsacji

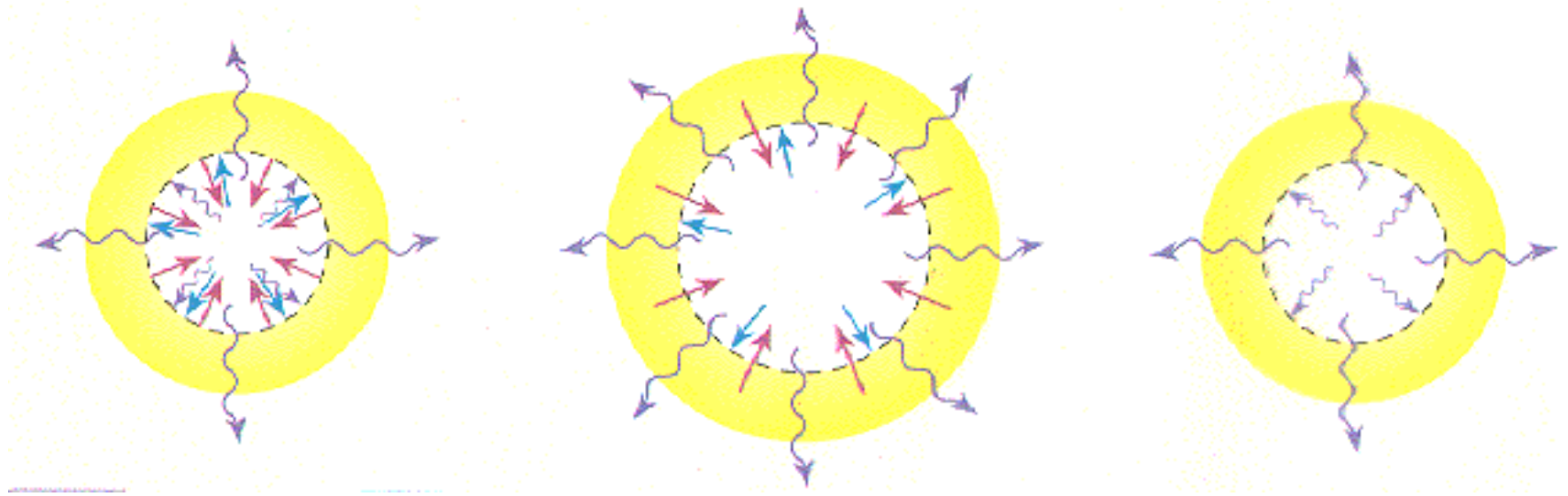


Średni profil nieprzezroczystości

$$\kappa = \kappa_1 \rho T^{-3.5} \text{ (Kramers)}$$



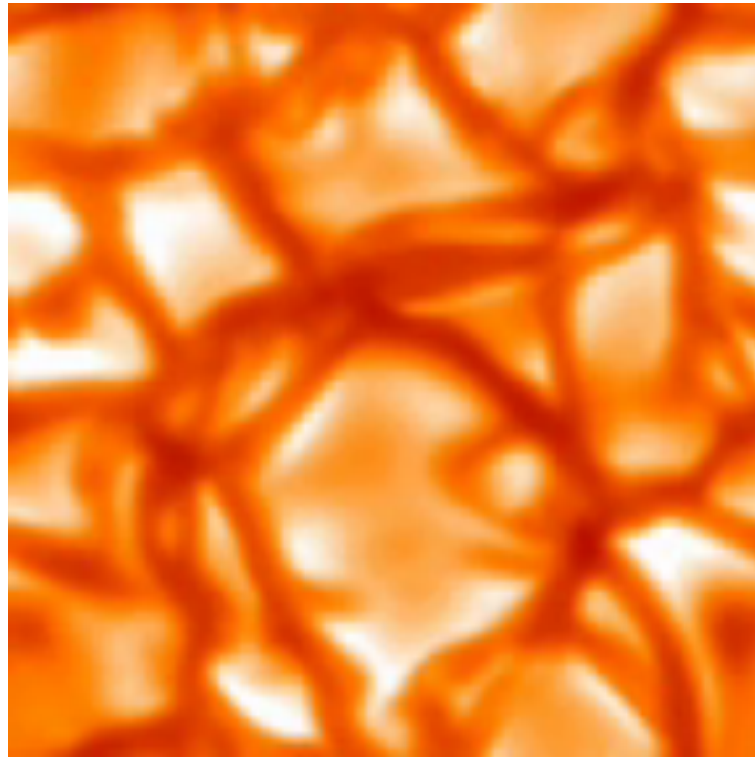
W obszarze lokalnego maksimum κ , strumień promieniowania może być częściowo blokowany i zamieniany na energię kinetyczną pulsacji



promieniowanie
ciśnienie
grawitacja

AD.2

Źródłem fal dźwiękowych jest turbulentna konwekcja

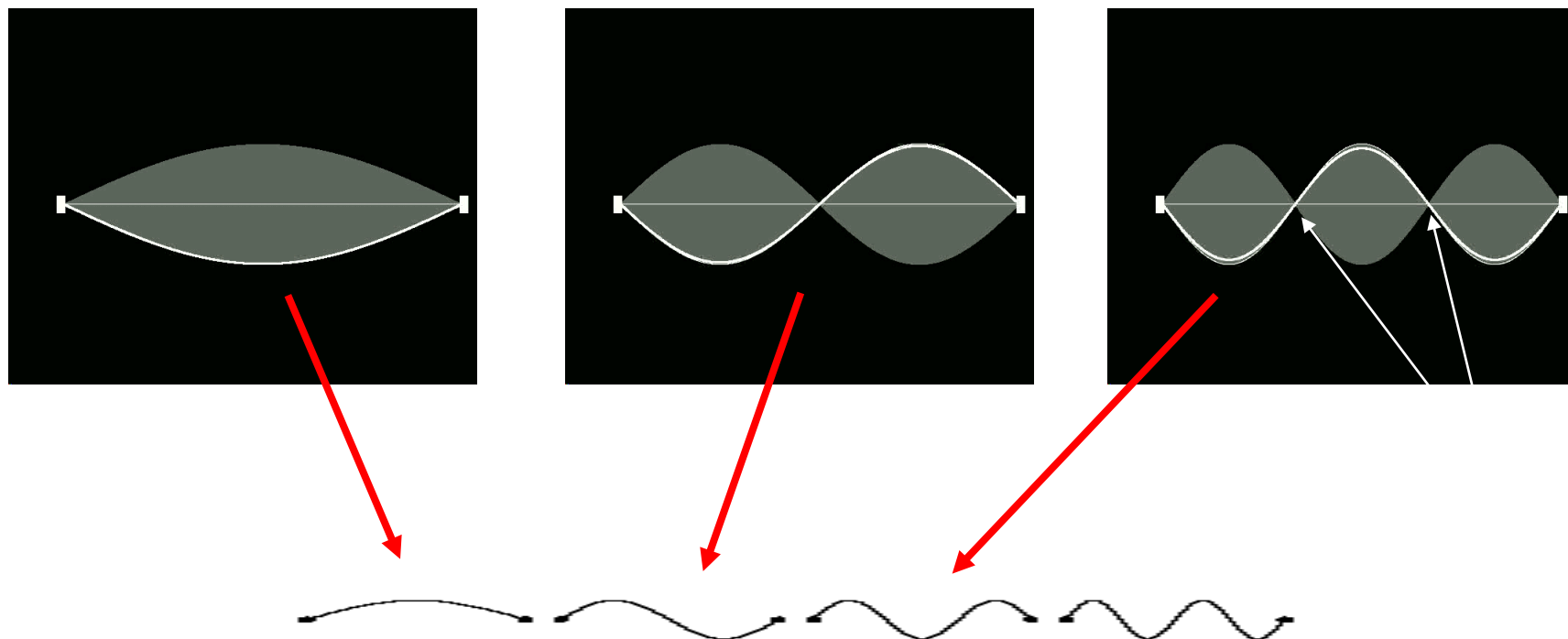


Źródłem fal dźwiękowych jest stochastyczne pole prędkości w warstwach konwektywnych, gdzie ruch odbywa się z prędkością bliską prędkości dźwięku.

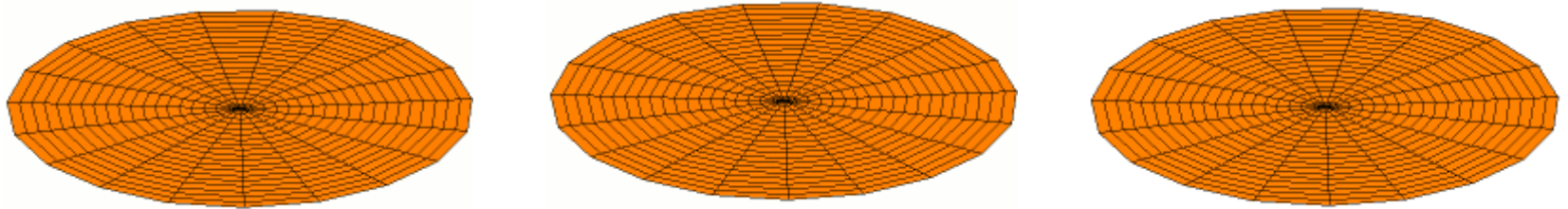
Oscylacje słoneczne są drganiami tłumionymi, wzbudzanymi przez konwekcję.

JAK GWIAZDY PULSUJĄ ?

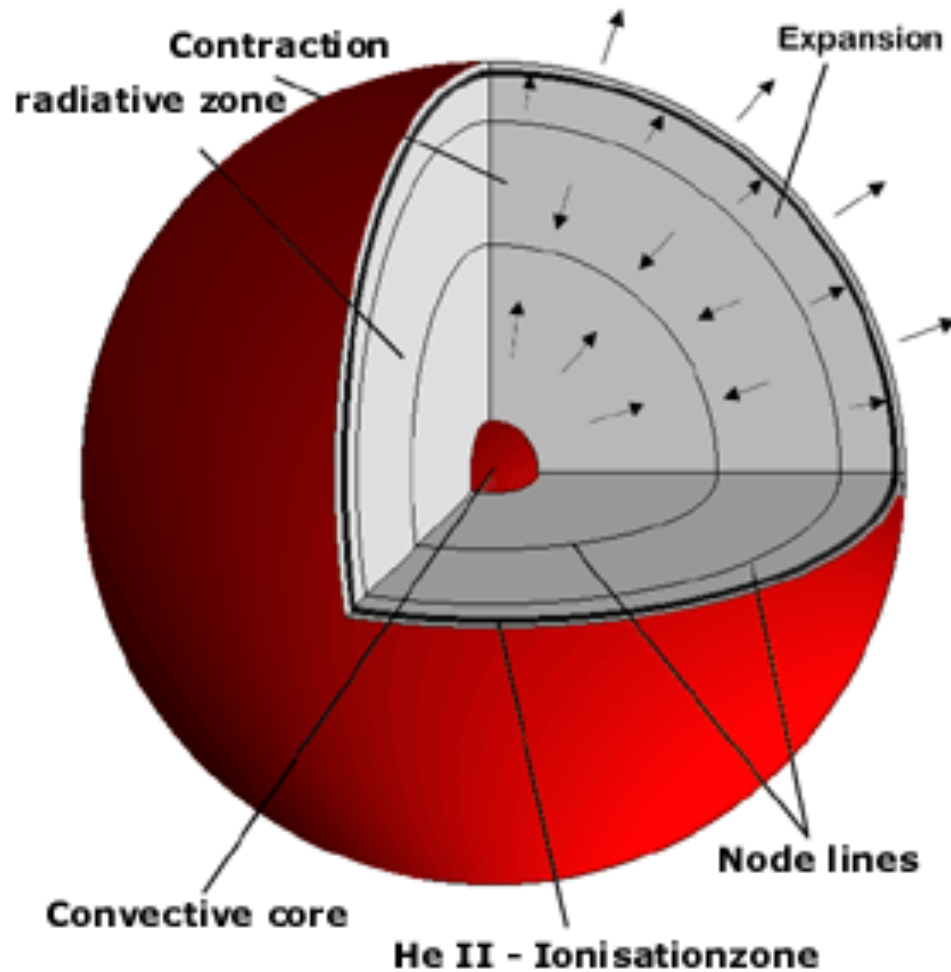
1-wymiarowe oscylacje: struna



2-wymiarowe oscylacje radialne membrany



3-wymiarowe pulsacje radialne z $n=2$



Mod pulsacji

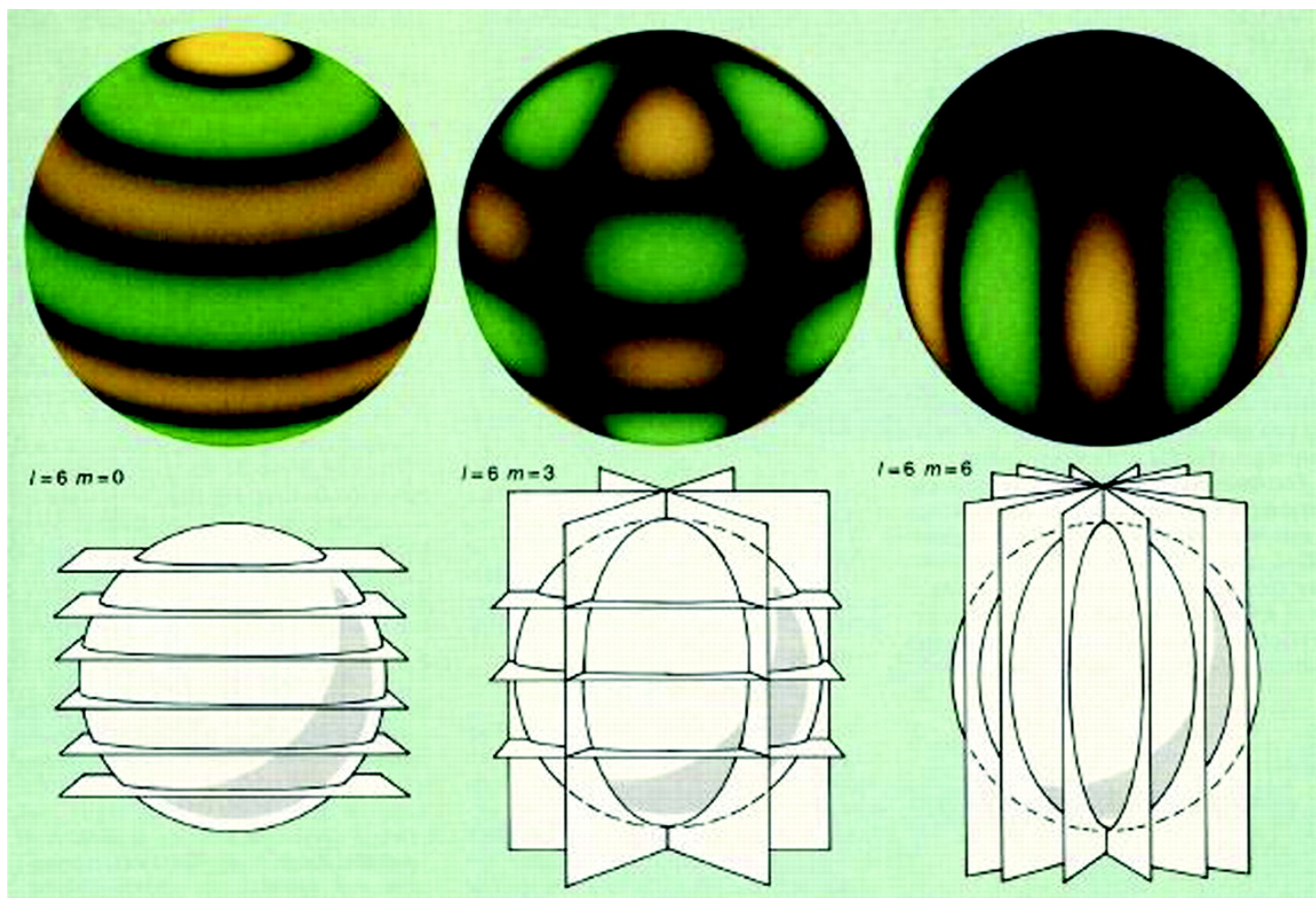
częstotliwość + 3 liczby całkowite

n – rząd radialny, $n=0,1,2,\dots$
ilość węzłów w kierunku radialnym

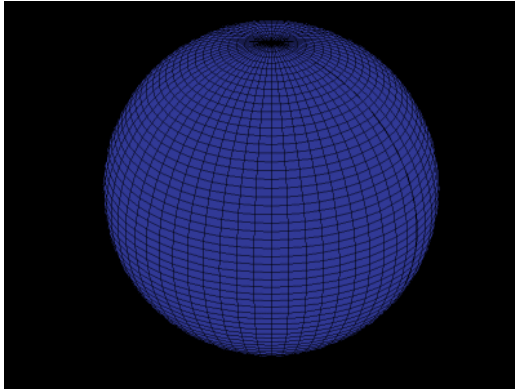
ℓ – stopień modu (harmoniki sferycznej), $\ell=0,1,2, \dots$
całkowita ilość linii węzłowych na powierzchni

m – rząd azymutalny $|m| \leq \ell$
liczba węzłowych linii południkowych

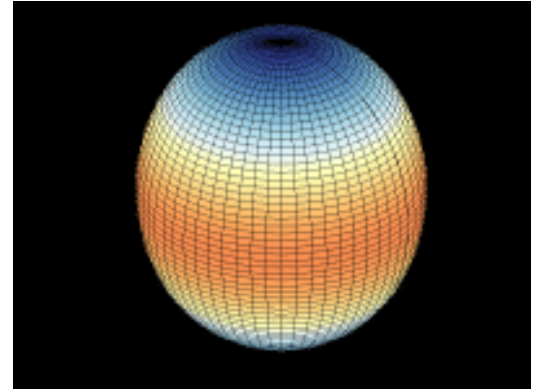
3-wymiarowe oscylacje nieradialne $\ell=6$



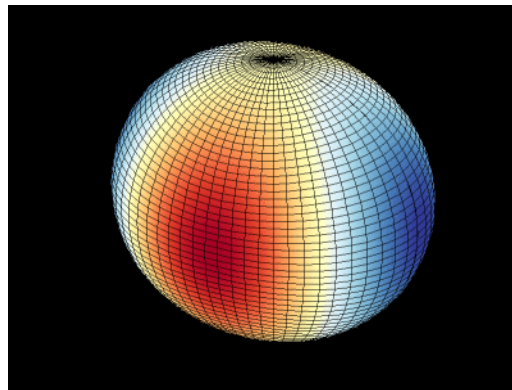
$\ell=0$



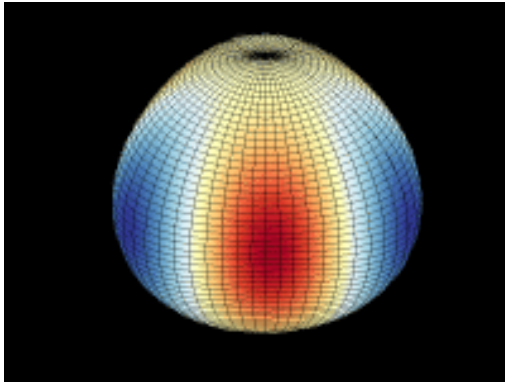
$\ell=2, m=0$



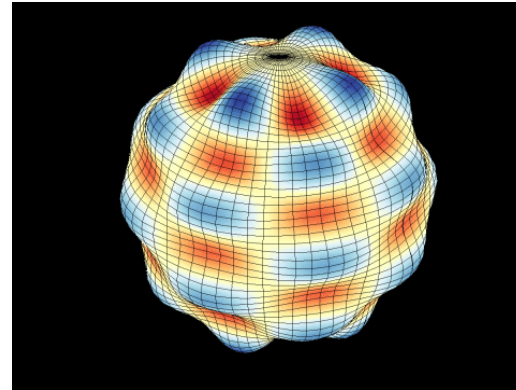
$\ell=2, m=2$



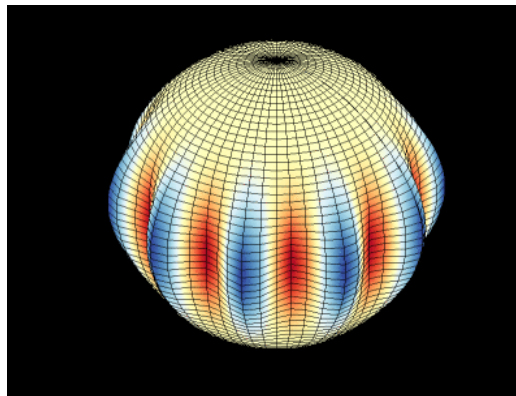
$\ell=3, m=0$



$\ell=10, m=5$



$\ell=10, m=10$



mody p – siłą przywracającą jest ciśnienie

mody g – siłą przywracającą jest s. wyporu

Gwiazda może pulsować

- w modzie fundamentalnym
 - w kolejnych owertonach
 - radialnie
 - nieradialnie
-
- Gwiazdy mogą pulsować w wielu modach. Każdy mod penetruje inne obszary gwiazdy i ma inną czułość na budowę wewnętrzną. Analizując wiele modów możemy wnioskować o budowie wewnętrznej gwiazdy.

MODEL SEJSMICZNY GWIAZDY

częstotliwości teoretyczne = częstotliwości obserwowane

$$\nu_{j,\text{obs}} = \nu_{j,\text{cal}}(\ell_j, m_j, n_j, P_S, P_T)$$

P_S -- zestaw parametrów charakteryzujących model:

M, X, Z , początkowa V_{rot} , wiek

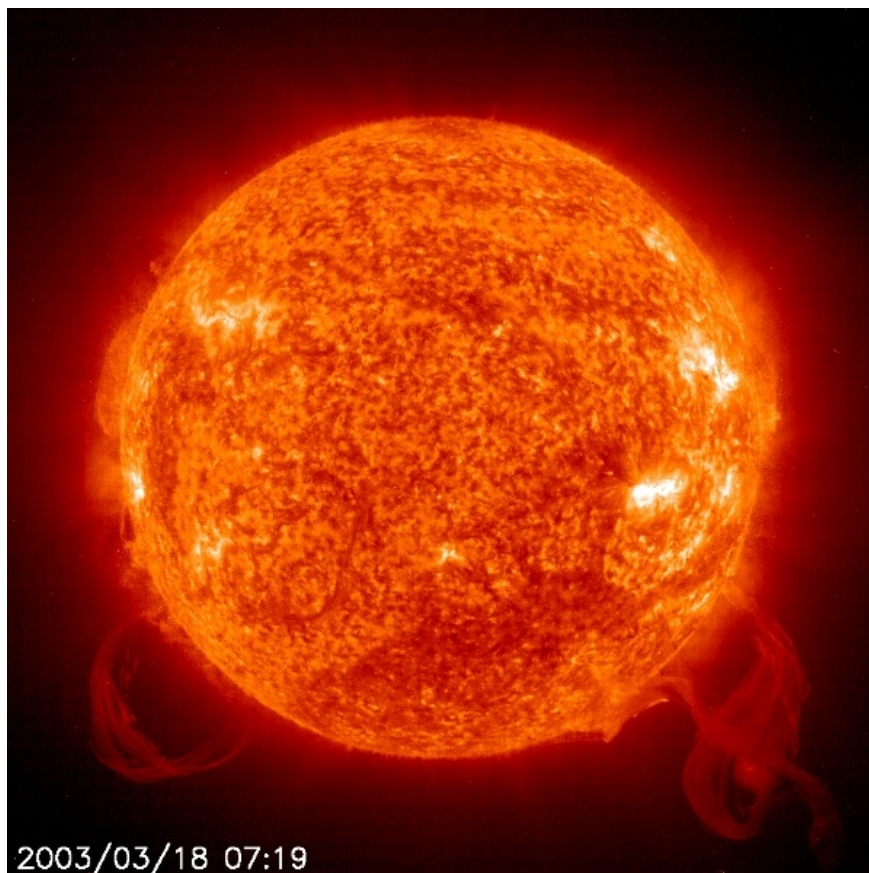
P_T – zestaw wolnych parametrów teorii: efektywność konwekcji, zasięg przestrzeliwania z jądra konwekcyjnego, tempo utraty masy, pole magnetyczne, procesy mieszania

+

Dane mikrofizyki data (opacity, EOS)

Heliosejsmologia

Częstotliwości oscylacji dają informacje o strukturze i dynamice wnętrza Słońca

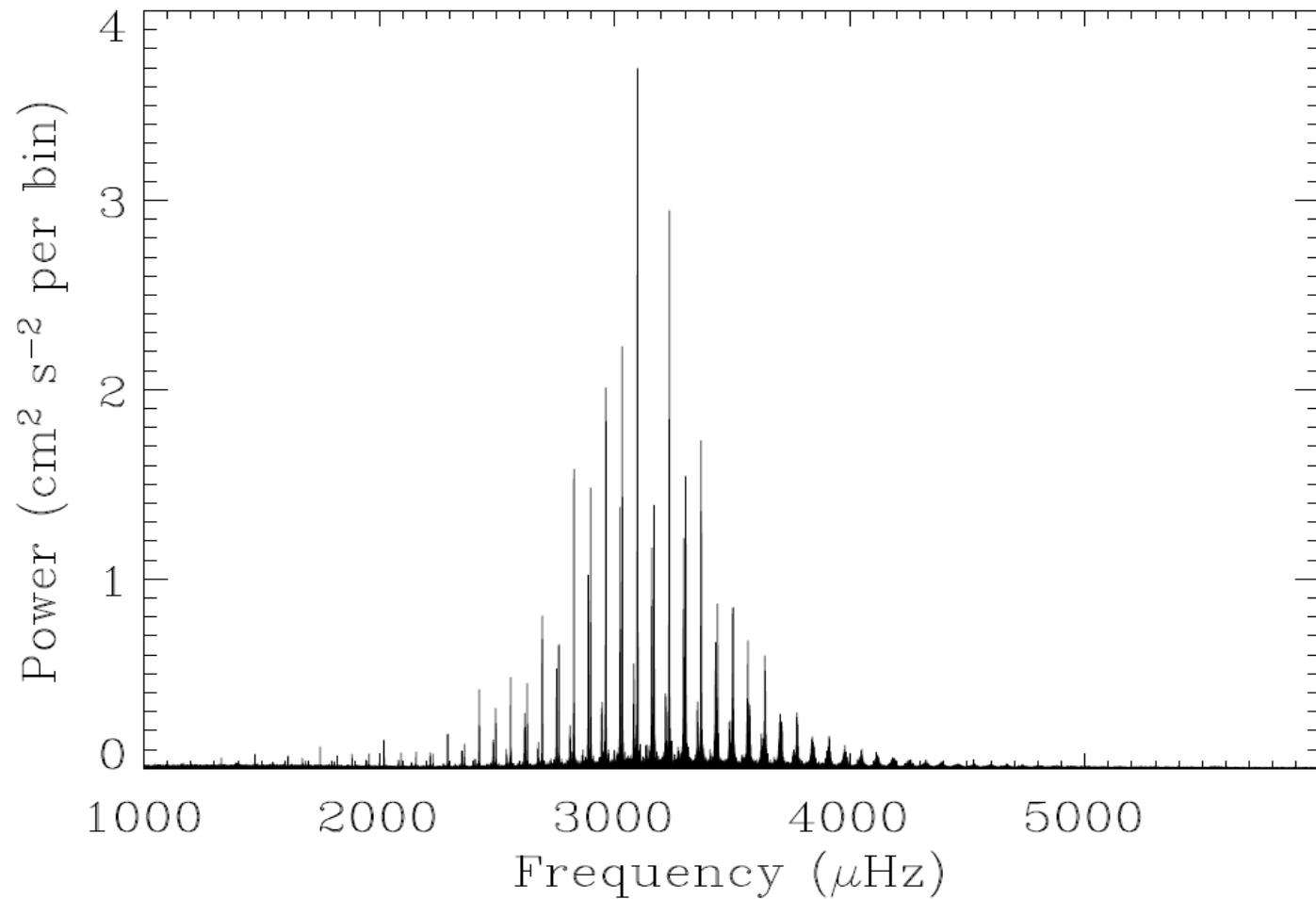


Słońce jako gwiazda pulsująca

5 min oscylacje Słońca odkryli w 1962
Leighton, Noyes, Simon

-  amplitudy zmian jasności: $\sim 2 \mu\text{mag}$
-  amplitudy zmian prędkości radialnej: $\sim 20 \text{ cm/s}$
-  okresy oscylacji: 3-25 min
-  czas życia: rzędu dni, tygodni
-  liczba modów: rzędu 10^7

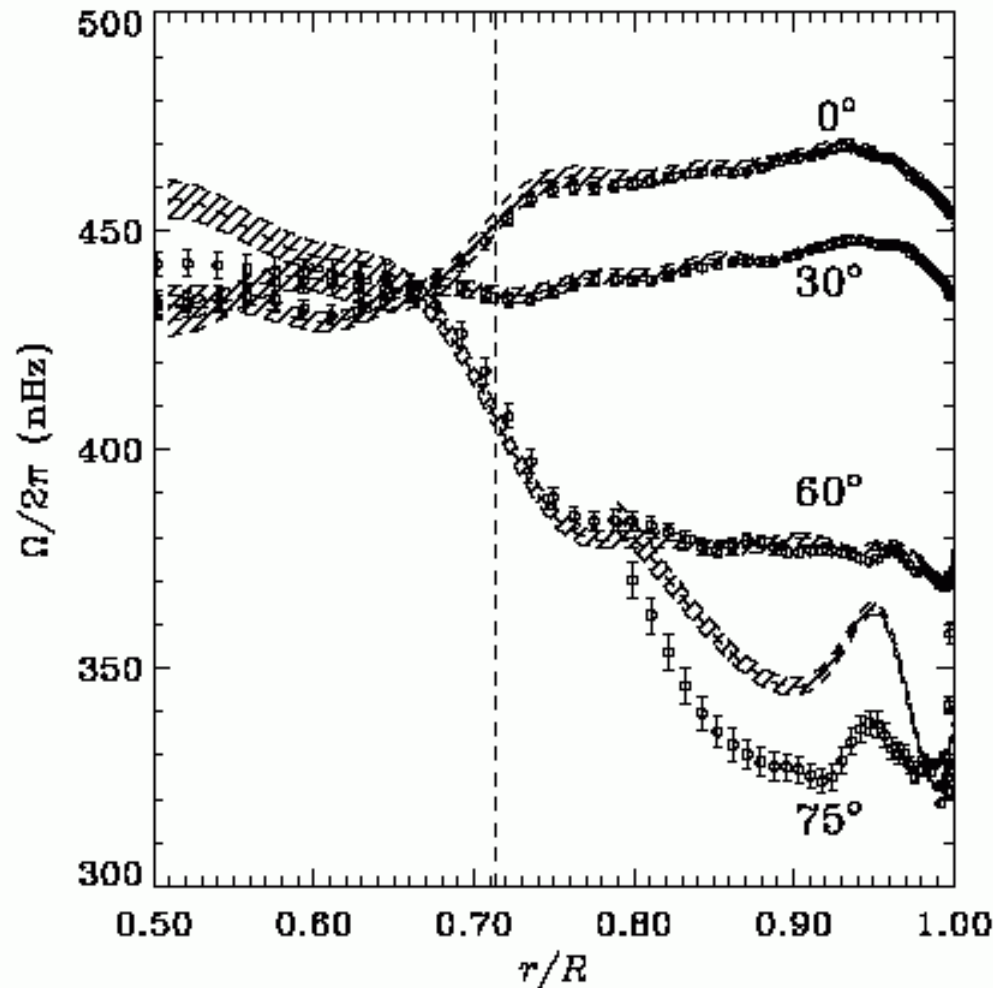
Periodogram dla Słońca z pomiarów prędkości radialnych (eksperyment BiSON)



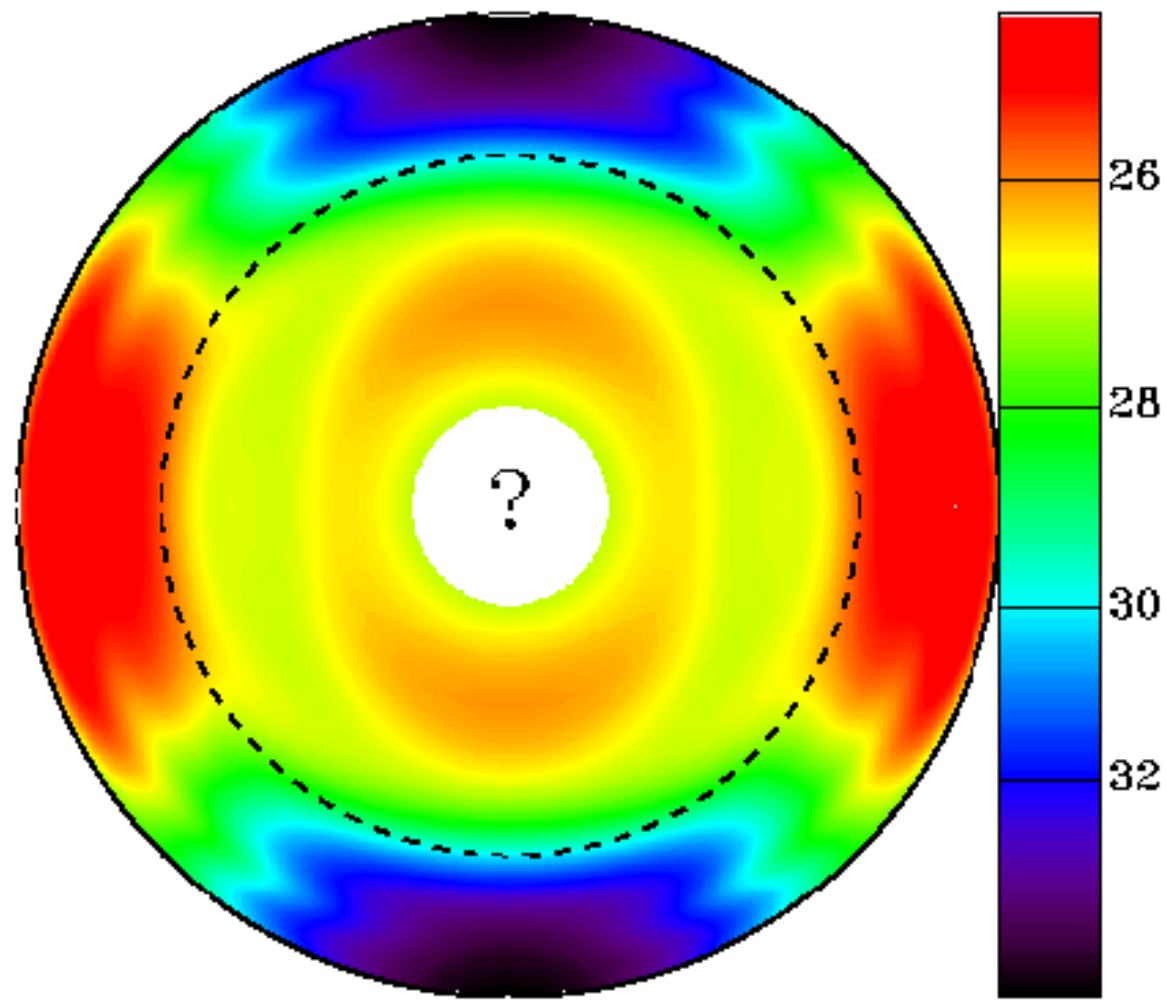
Czego dowiedzieliśmy z heliosejsmologii ?

- Wiek
- Głębokość warstwy konwektywnej
- Test tablic nieprzezroczystości, równania stanu
- Obfitość helu
- Profil rotacyjny, $\Omega(r, \theta)$

Rotacja Słońca w funkcji r , i zaznaczonymi szerokościami heliograficznymi, z danych MDI

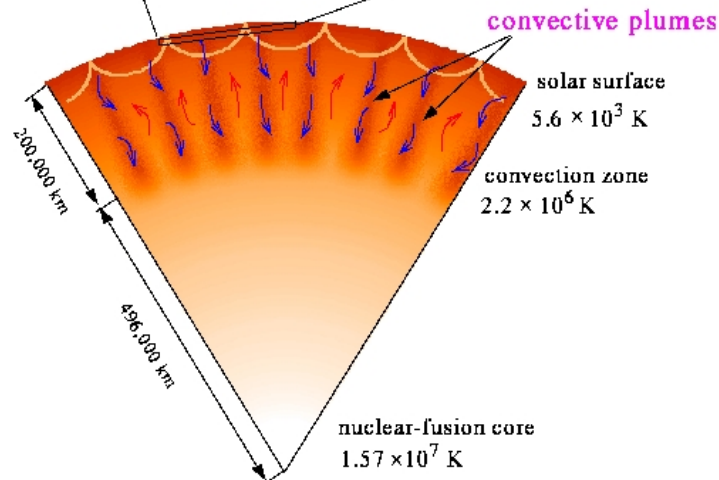
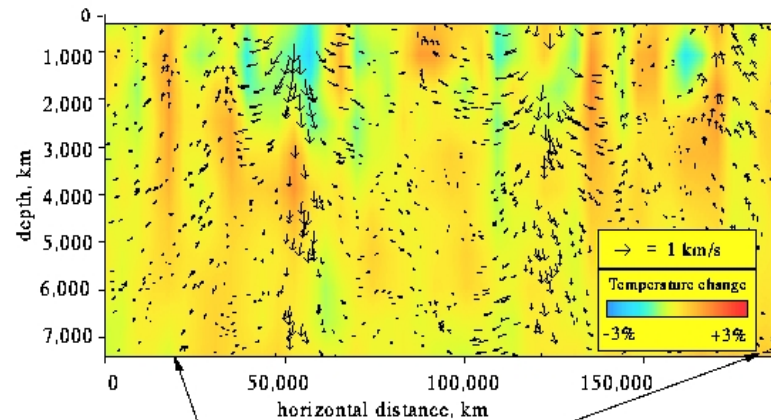


Rotacja Słońca



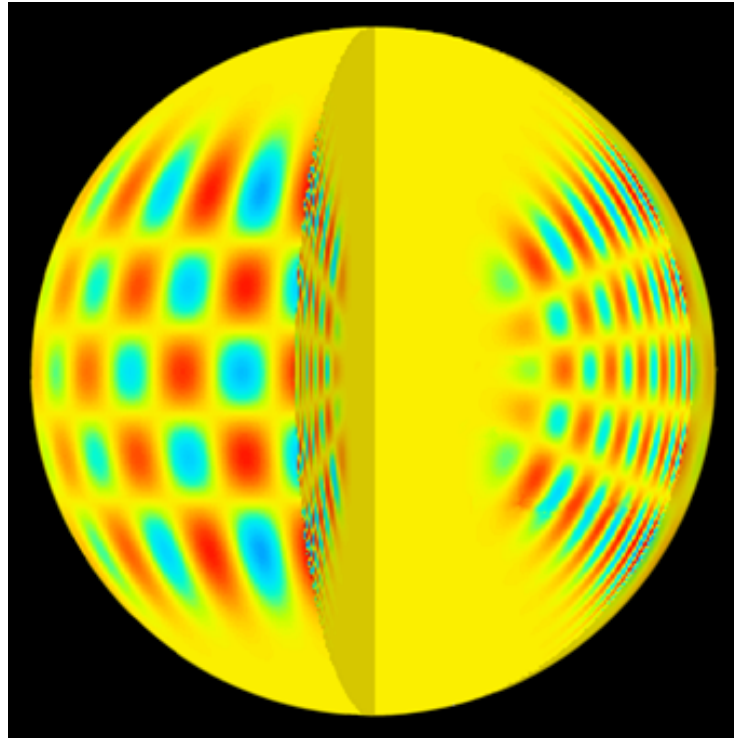
Ruch konwektywny pod powierzchnią Słońca odtworzony przez heliosejsmologów

Strzałki obrazują prędkość i kierunek ruchu, kolory – różnice temperatur.



Asteroseismologia

badanie wnętrz gwiazdowych na podstawie obserwowanych częstotliwości oscylacji



Asteroseismologia - przykłady

Białe karły (97% gwiazd zakończy ewolucję jako b.k.)

- tempo zmian okresów → pomiar czasu chłodzenia
- wiek białych karłów → pomiar wieku dysku galaktycznego

gwiazdy masywne ciągu głównego - poprzedniczki SNII

- rozmiar jądra konwektywnego
 - profil rotacyjny
 - składu chemicznego
- test danych mikrofizyki

ZAŁEŻNOŚĆ OKRES-JASNOŚĆ

Henrietta Swan Leavitt (1868 –1921)
Obserwując w 1908 Cefeidy w Obłokach
Magellana odkryła zależność okres-jasność,
P-L (period -luminosity).



$$\log_{10} \left(\frac{\langle L \rangle}{L_{\odot}} \right) = 1.15 \log_{10} \Pi^d + 2.47$$

$$M_{\langle V \rangle} = -2.80 \log_{10} \Pi^d - 1.43$$

+

$$m_V - M_V = 5 \log_{10} r - 5$$

=

odległość

zależność P-L z 1912

↑
Jasność w max i min blasku

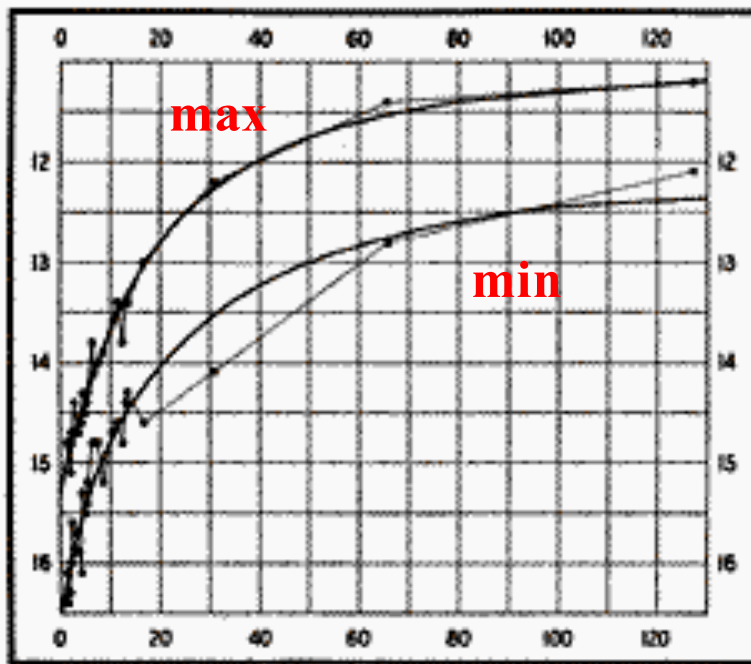


FIG. 1.

P [d]

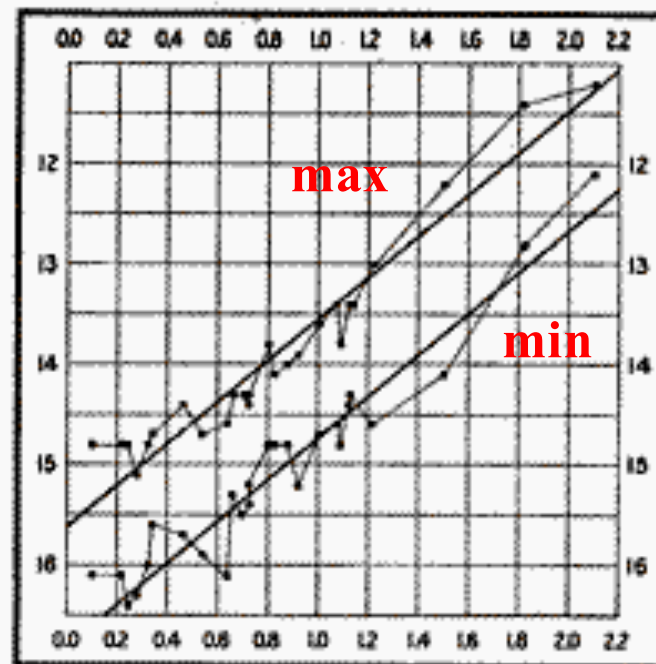
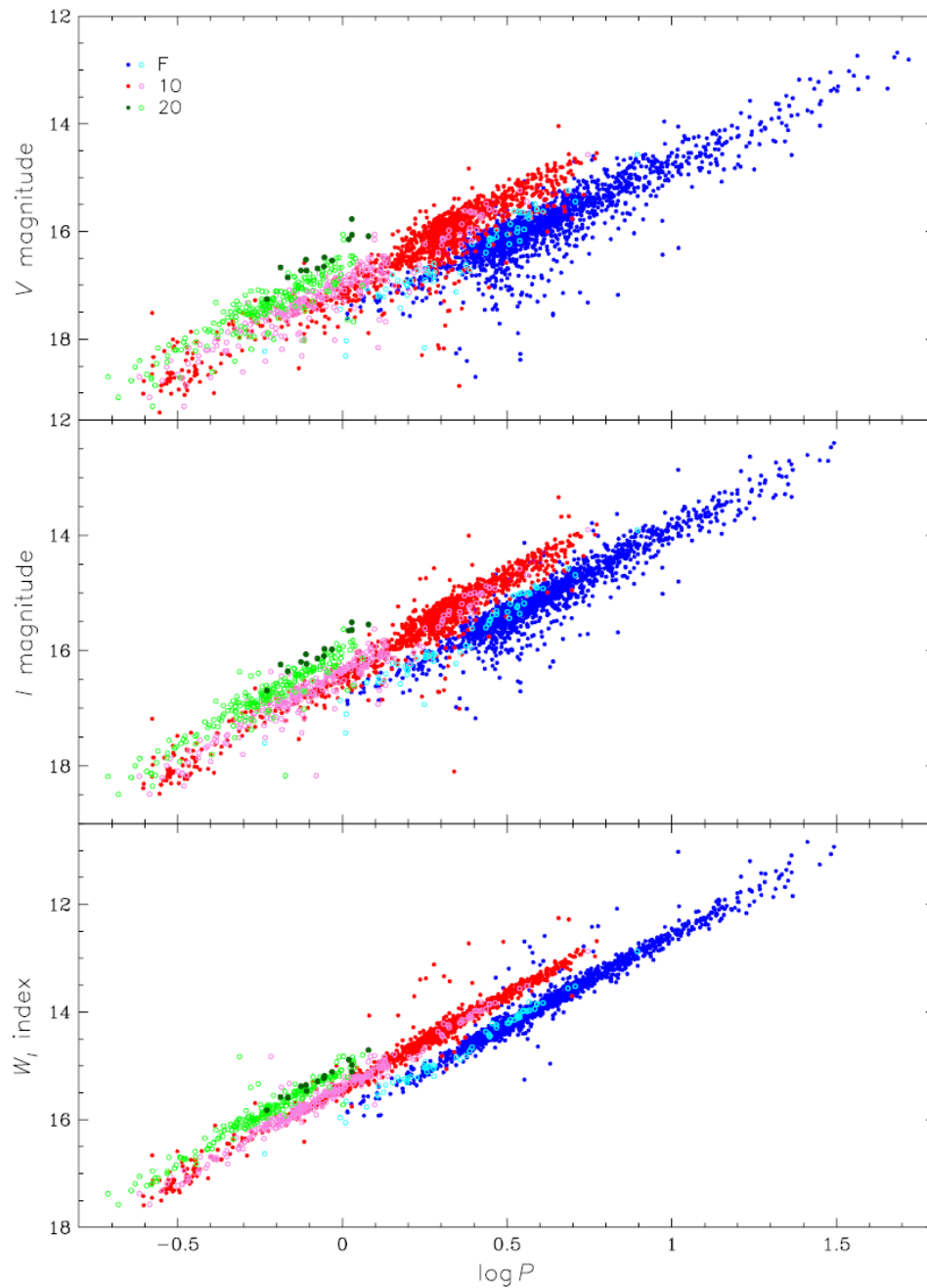


FIG. 2.

Log P



**Diagram okres–jasność dla
Cefeid klasycznych w LMC**

Dane OGLE, Soszyński et al. 2008

**W_I - wskaźnik barwy wolny
od poczerwienienia**

$$W_I = I - 1.55(V - I)$$

STAŁA PULSACJI, Q

$$P\sqrt{\rho} = \text{const} = Q$$

1. Wychodzimy od równanie ruchu

2. Zaburzamy

3. Linearyzujemy

Wynik:

$$P\sqrt{\rho} = [3\pi / G(3\gamma - 4)]^{1/2} = Q$$

czyli $P \sim 1/\sqrt{\rho}$

Jeśli stałą pulsacji zdefiniujemy

$$P\sqrt{\rho/\rho_{\odot}} = Q$$

to Q ma wymiar czasu

Gaz doskonały, jednoatomowy $\gamma = 5/3$

$$P = 0.12 * (\rho / \rho_{\odot})^{-1/2} \text{ [d]}$$

Częściowo zjonizowane pierwiastki ciężkie $\gamma = 13/9$

$$P = 0.20 * (\rho / \rho_{\odot})^{-1/2} \text{ [d]}$$

zazwyczaj $0.03 < Q < 0.08$ [d]

Z równości:

$$P\sqrt{\rho/\rho_{\odot}}=Q$$

wynika zależność **okres - jasność - barwa:**

$$M_{\text{bol}}-M_{\text{bol}\odot}= -3.33\log P+3.33\log Q-10\log T_{\text{eff}}/T_{\text{eff}\odot}+ 5\log g/g_{\odot}$$

lub

$$M_{\text{bol}}-M_{\text{bol}\odot}= -3.33\log P+3.33\log Q -10\log T_{\text{eff}}/T_{\text{eff}\odot} -1.67\log M/M_{\odot}$$

Zależność ta ma sens statystyczny i może być wyznaczona dla każdej grupy gwiazd pulsujących o zbliżonych cechach fizycznych.

PERIOD - LUMINOSITY RELATIONSHIP

