

# PULSACJE GWIAZDOWE

semestr zimowy 2017/2018

Jadwiga Daszyńska-Daszkiewicz

- **Wiemy, że gwiazdy pulsujące istnieją**
- **Potrafimy je wykrywać**
- **Wiemy jak pulsują**
- **Wiemy dlaczego pulsują**
- **Mamy metody identyfikacji modów**

**PO CO BADAMY GWIAZDY PULSUJĄCE ?**

**Wyznaczanie odległości we Wszechświecie  
(relacji P-L, wykład 2)**

**Czas jest jednym z najdokładniej mierzonych parametrów fizycznych !**

**Częstotliwości zidentyfikowanych modów oraz ich własności porównujemy z teoretycznymi przewidywaniami.**

**Celem badania gwiazd pulsujących jest testowanie teoretycznych modeli wnętrza oraz teorii ewolucji.**

**Dziedzinę tych badań nazywamy  
**ASTEROSEISMOLOGIĄ.****

# MODEL SEJSMICZNY GWIAZDY

Jest to model, którego częstotliwości modów oscylacji odtwarzają, w granicach błędów, mierzone częstotliwości.

$$\nu_{j,\text{obs}} = \nu_{j,\text{cal}}(\lambda_j, m_j, n_j, \mathbf{P}_S, \mathbf{P}_T)$$

$\mathbf{P}_S$  -- zestaw parametrów charakteryzujących model:  
M, X, Z, moment pędu (lub początkowa  $V_{\text{rot}}$ ),  
wiek (lub temperatura efektywna)

$\mathbf{P}_T$  – zestaw wolnych parametrów teorii: efektywność konwekcji (parametr MLT), zasięg przestrzeliwania z jądra konwekcyjnego, współczynniki mieszania, tempo utraty masy i momentu pędu

**Jakość dopasowania otrzymujemy licząc**

$$\chi^2 = 1/J \sum (v_{\text{obs}} - v_{\text{cal}})^2 / \sigma_{\text{obs}}^2$$

**gdzie J jest liczbą zidentyfikowanych modów**

**Dla modeli sejsmicznych **Słońca**  $\chi^2 \sim 1$**

**W asterosejsmologii jesteśmy jeszcze daleko od tak dobrego dopasowania.**



**Sir Arthur Eddington (1882 – 1944)**

**„Wydaje się, że głębokie wnętrze Słońca  
i gwiazd jest mniej dostępne do badań  
niż jakikolwiek obszar we Wszechświecie”**

**Wielookresowe pulsacje zostały wykryte w dużej części diagramu  
Herzsprunga-Russella, na wszystkich etapach ewolucji.**

**Możemy je podzielić na cztery podstawowe typy:**

- **pulsacje radialne o dużych amplitudach**
  - **mody p, g i mieszane niskich stopni,  $\ell$**
  - **mody p wysokich rzędów radialnych, n**
  - **mody g wysokich rzędów radialnych, n**



## Oscylacje Słońca

Słońce oscyluje w kilku milionach modów o okresach od 3-15 (27) min.

5 min oscylacje odkryli Leighton,  
Noyes, Simon w 1962 (ApJ 135, 474)

Mody oscylacji Słońca są modami akustycznymi o stopniach  $\ell$  od 0 do kilku tysięcy, i maksymalnych amplitudach prędkości radialnej rzędu 15 cm/s

## **mody g na Słońcu**

**odkryte po 40 latach poszukiwań !**

**Sierpień 2017**

**Fossat et al. A&A, 604, 40**

**16.5 lat obserwacji z instrumentu Global Oscillations at  
Low Frequencies (GOLF na SOHO)**

**Odkryte poprzez ich wpływ na mody p  
Amplitudy na powierzchni 3 mm/s**

**Jądro Słońca rotuje 4x szybciej niż otoczka**

# Helioseismologia

Częstotliwości oscylacji dają informacje  
o strukturze i dynamice wnętrza Słońca.

Początki **helioseismologii** ~1975

Ando & Osaki 1975, 1977

**Problem wprost** – próbujemy wykalibrować różne wolne parametry modelu w ten sposób, tak aby „dopasować się” do mierzonych częstotliwości

**Problem odwrotny (inverse)** – na podstawie mierzonych częstotliwości wyznaczamy parametry modelu

**Różnicowy problem odwrotny** – na podstawie różnic w częstotliwościach wyznaczamy różnice w parametrach modelu i gwiazdy

**Duże i małe odstępny, prawo Duvalla – wykład 6**

## Niektóre eksperymenty helioseismologiczne:

### Naziemne

**BiSON (Birmingham Solar Oscillation Network)**

**IRIS (International Research on the Interior of the Sun)**

**LOWL obserwacje oscylacji o niskich  $\lambda$**

**Mt. Wilson Observatory**

**Astrofizyczne Obserwatorium Krymskie**

**GONG (Global Oscillation Network Group)**

**TON (Taiwanese Oscillation Network)**

## Niektóre eksperymenty helioseismologiczne:

### Satelitarne

**SOHO (Solar and Heliospheric Observatory)(1995)**  
**instrumenty**

**GOLF (Global Oscillations at Low Frequency)**

**VIRGO (Variability of solar Irradiance and Gravity  
Oscillations)**

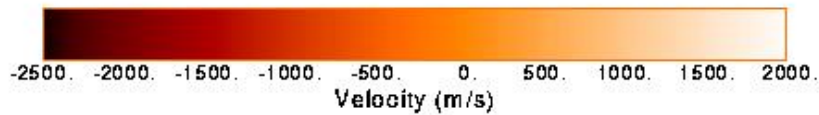
**SOI/MDI (Solar Oscillations Investigations  
– Michelson Doppler Imager)**

**SDO (Solar Dynamics Observatory) (luty 2010)**

**PICARD (marzec 2010)**

**Solar Orbiter (luty 2019)**

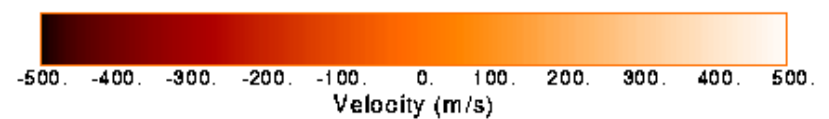
# Drgania powierzchni Słońca



SOI / MDI

Stanford Lockheed Institute for Space Research SOI / MDI

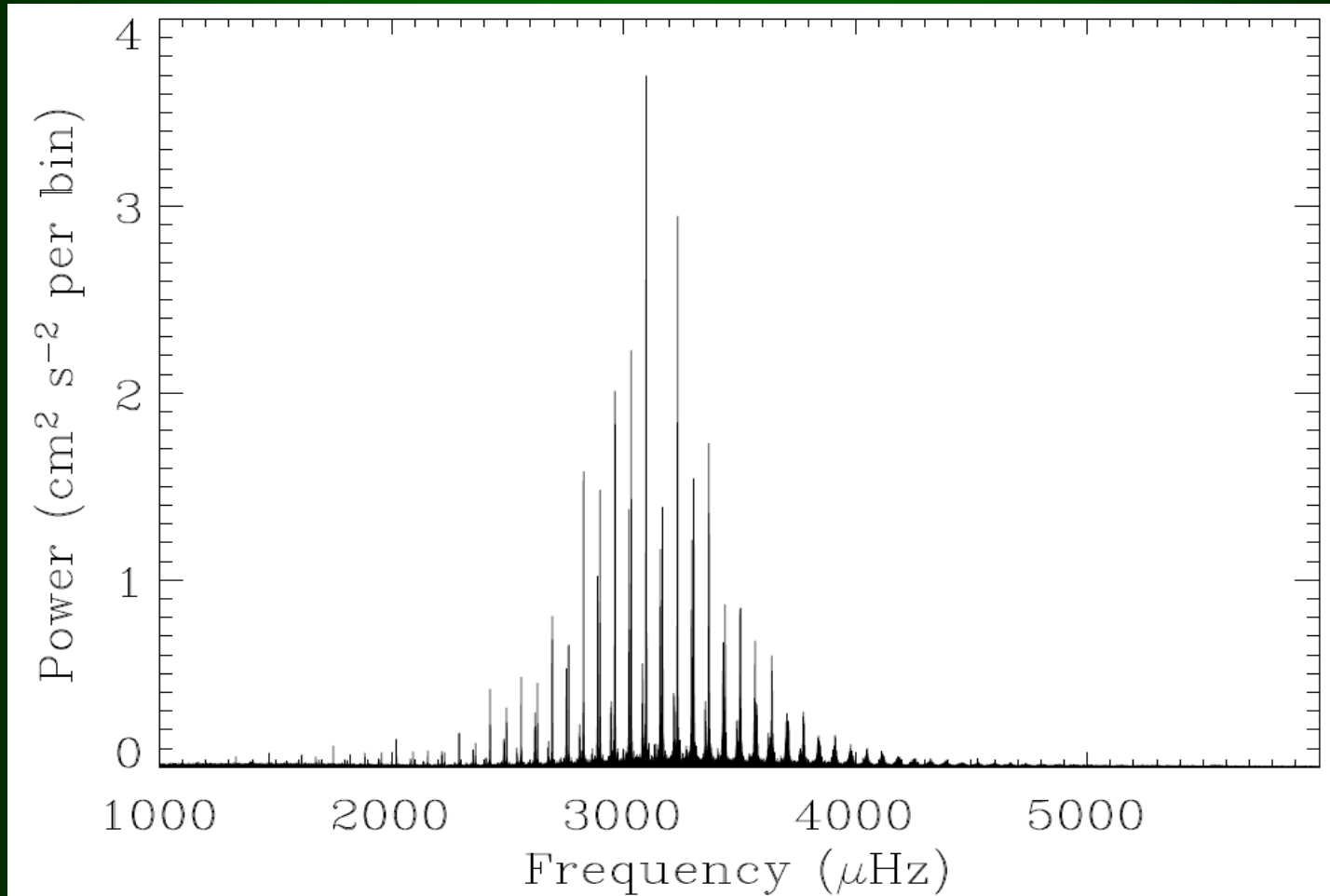
z rotacją



Stanford Lockheed Institute for Space Research

rotacją odjęta

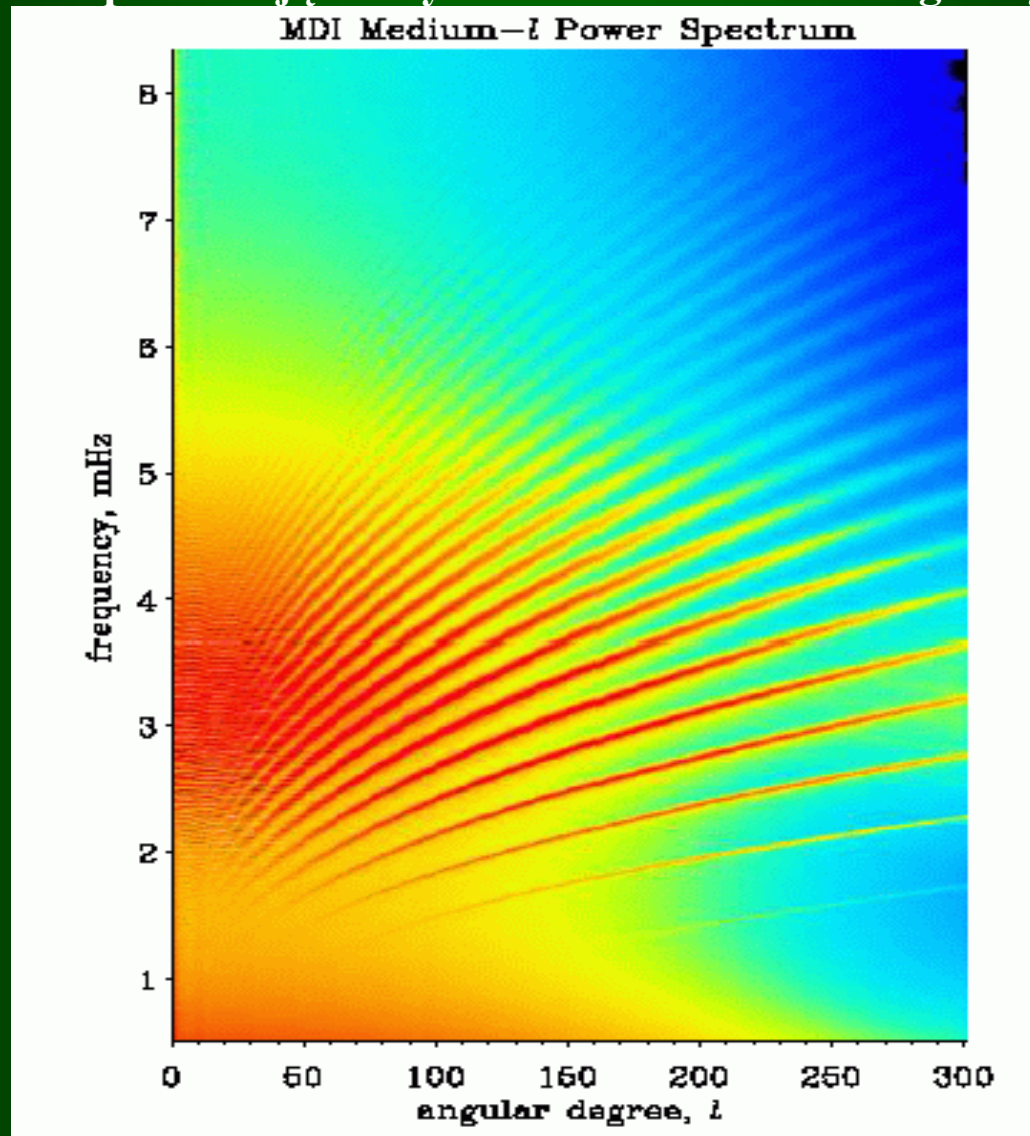
# Periodogram dla Słońca z pomiarów prędkości radialnych (eksperyment BiSON)





Zależność obserwowanych częstotliwości oscylacji Słońca od  $l$ .

Kolorami zaznaczone są amplitudy natężeń oscylacji: największe – czerwony, najmniejsze – niebieski. Oscylacje Słońca koncentrują się w wąskich obszarach, które odpowiadają różnym wartościom radialnego rzędu,  $n$ .



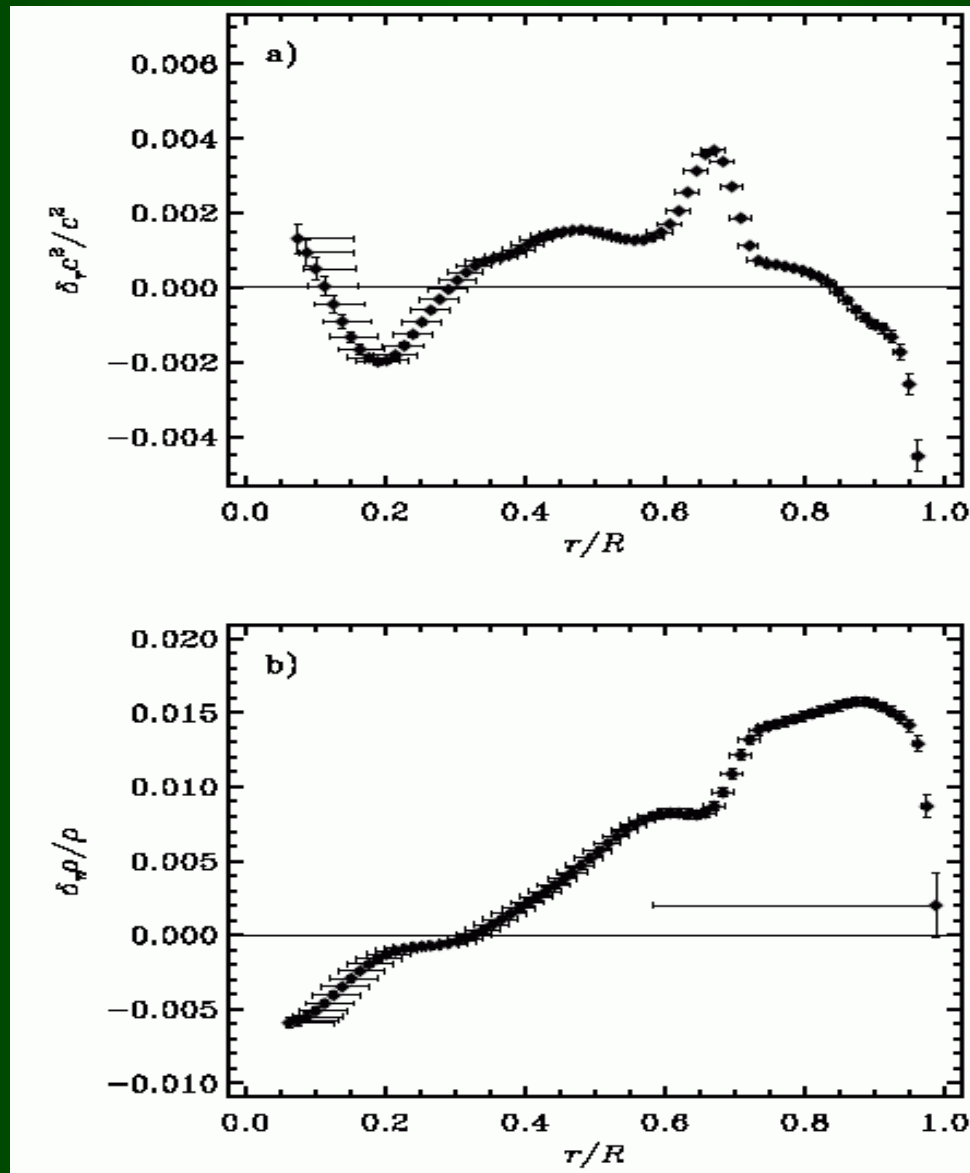
**GLOBALNA HELIOSEJSMOLOGIA**

**LOKALNA HELIOSEJSMOLOGIA**

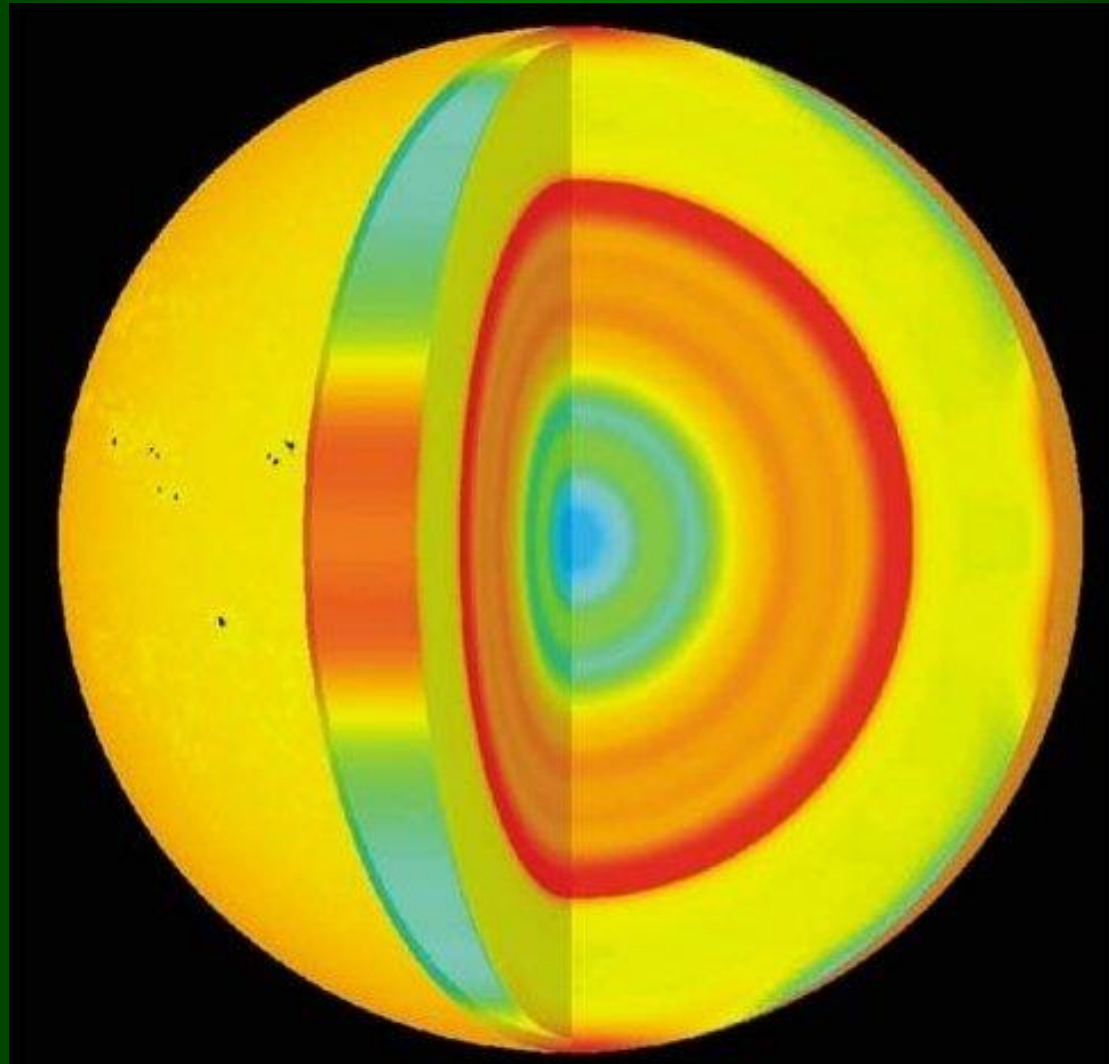
# Czego dowiedzieliśmy z globalnej heliosejsmologii ?

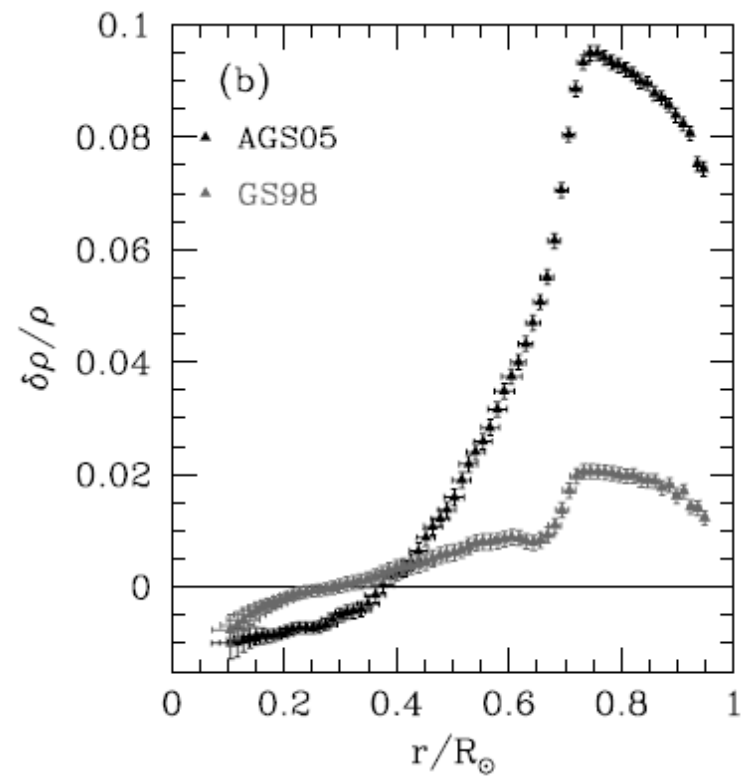
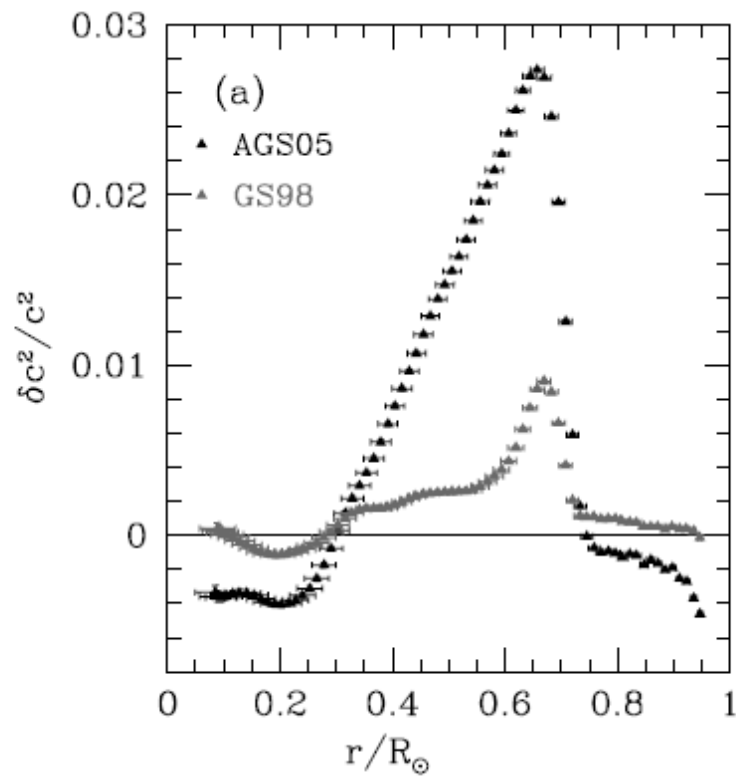
- **Wiek**
- **Głębokość warstwy konwektywnej**
- **Test tablic nieprzezroczystości, równania stanu**
- **Obfitość helu**
- **Profil rotacyjny,  $\Omega(r,\theta)$**

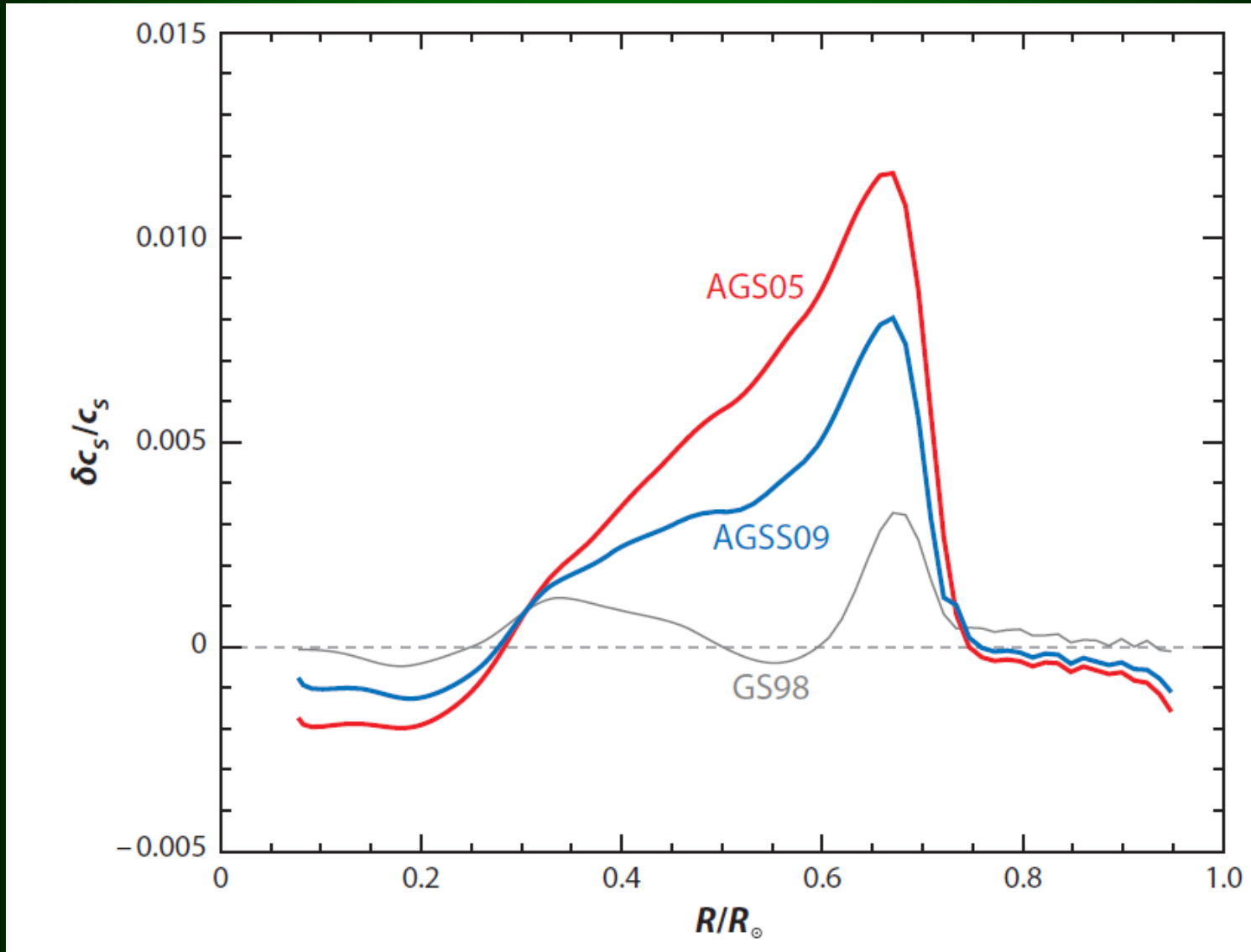
# Poprawki do prędkości dźwięku i gęstości otrzymane z różnic pomiędzy częstotliwościami teoretycznymi i obserwowanymi.



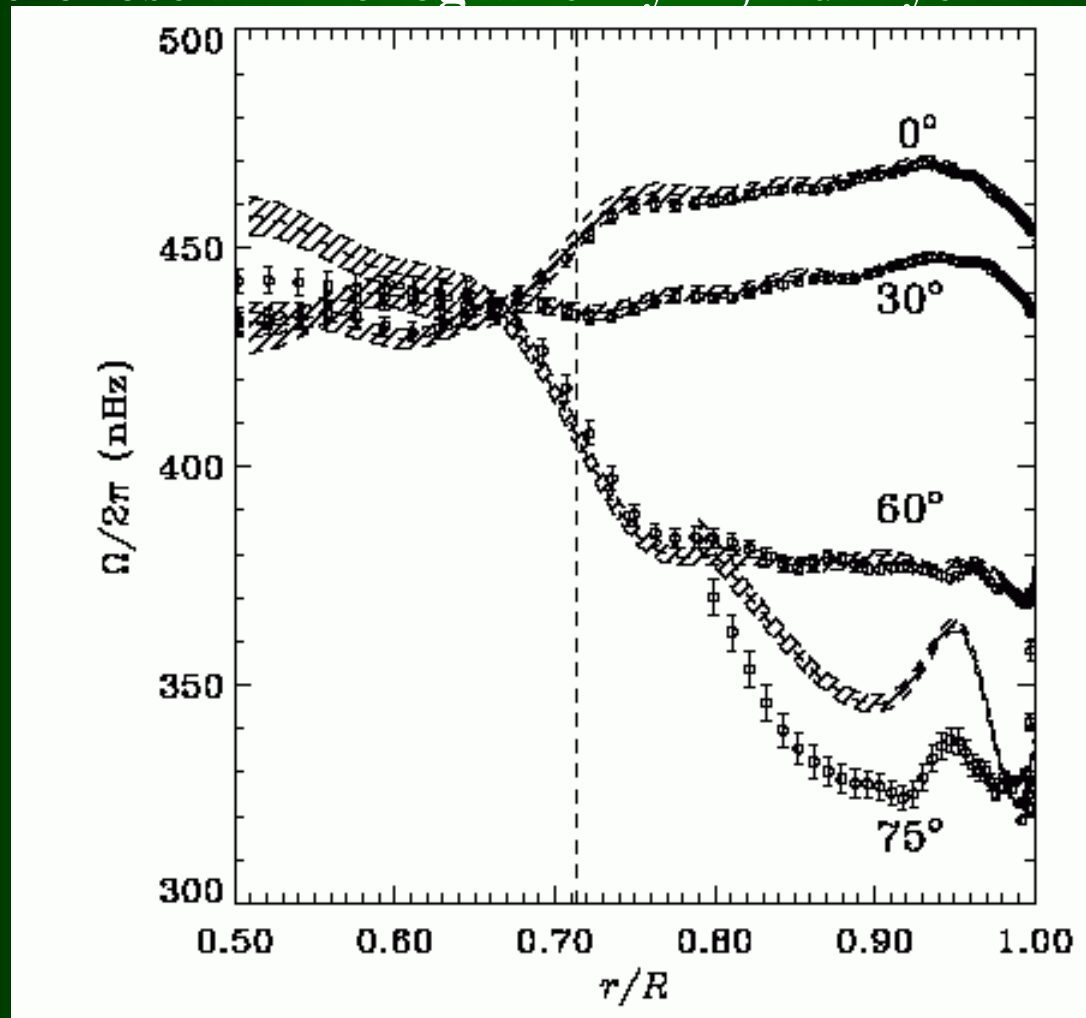
**Prędkość dźwięku we wnętrzu Słońca**  
Niebieski – T niższa od przewidywanej  
czerwony – T wyższa od przewidywanej  
max. różnice - 4%





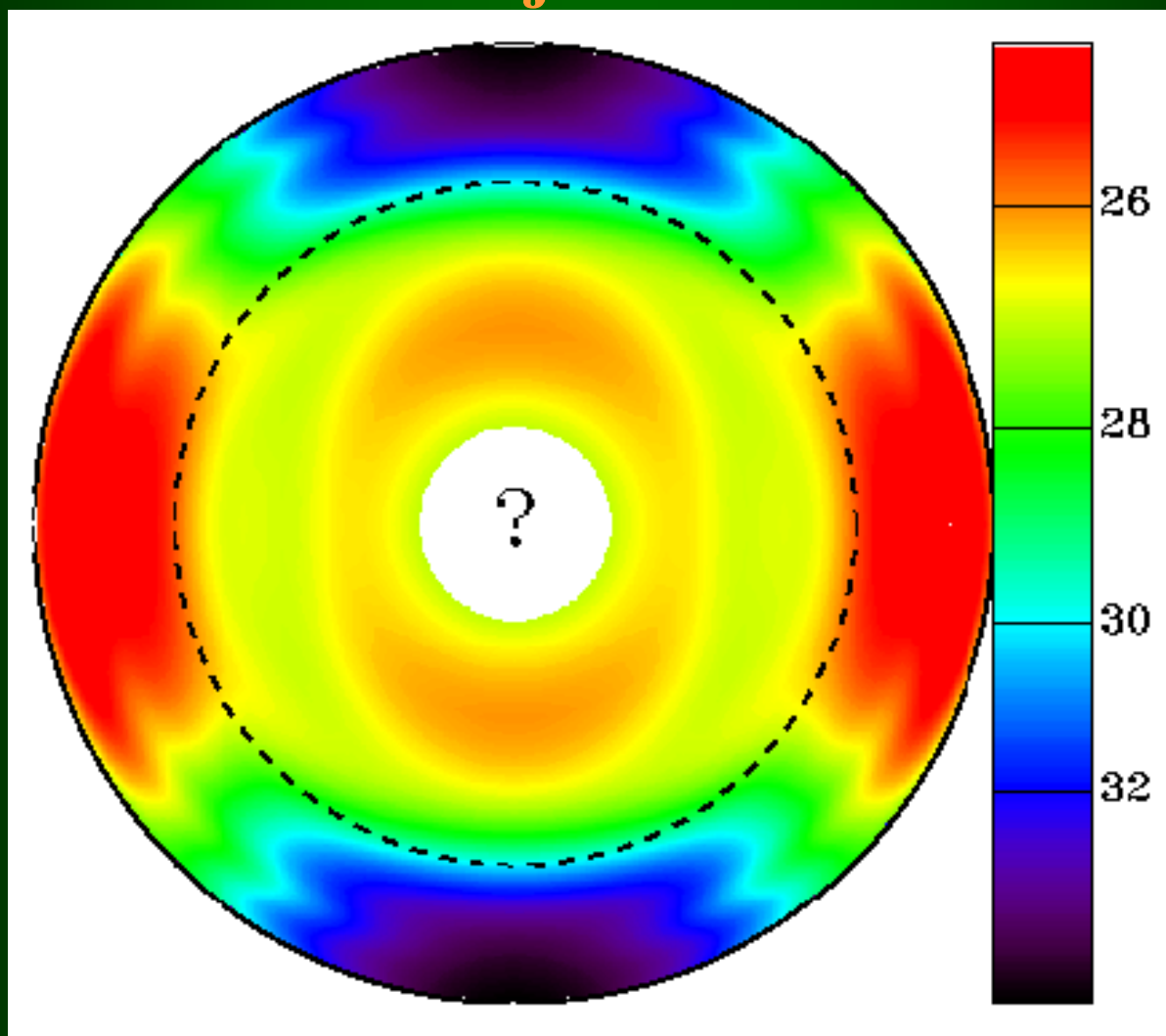


**Rotacja Słońca w funkcji  $r$ , i zaznaczonymi szerokościami heliograficznymi, z danych MDI.**

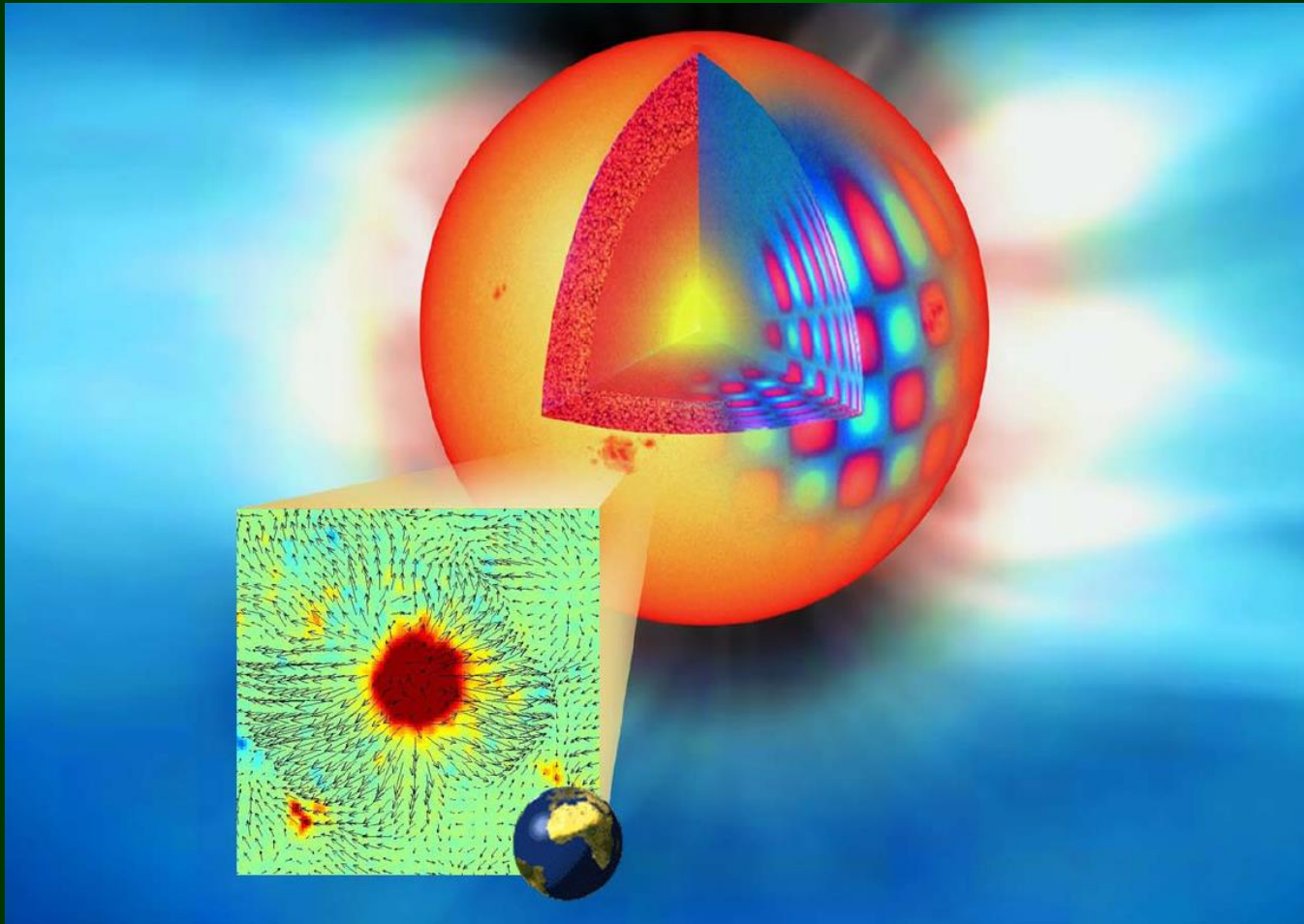




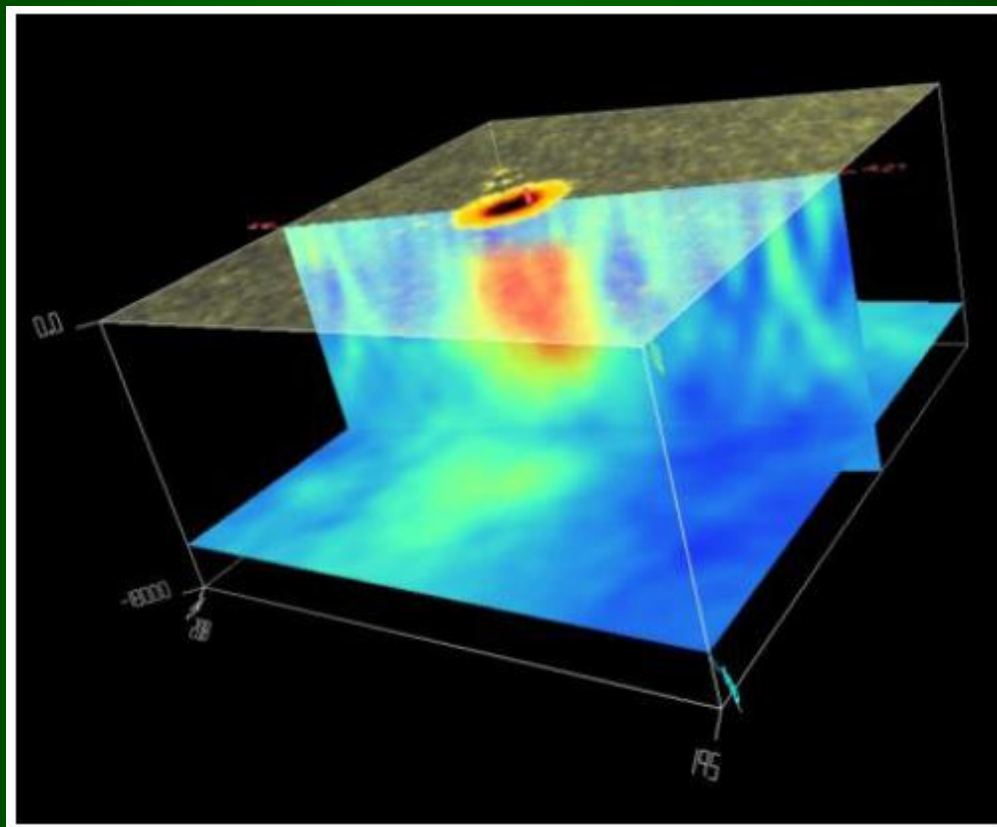
# Rotacja Słońca



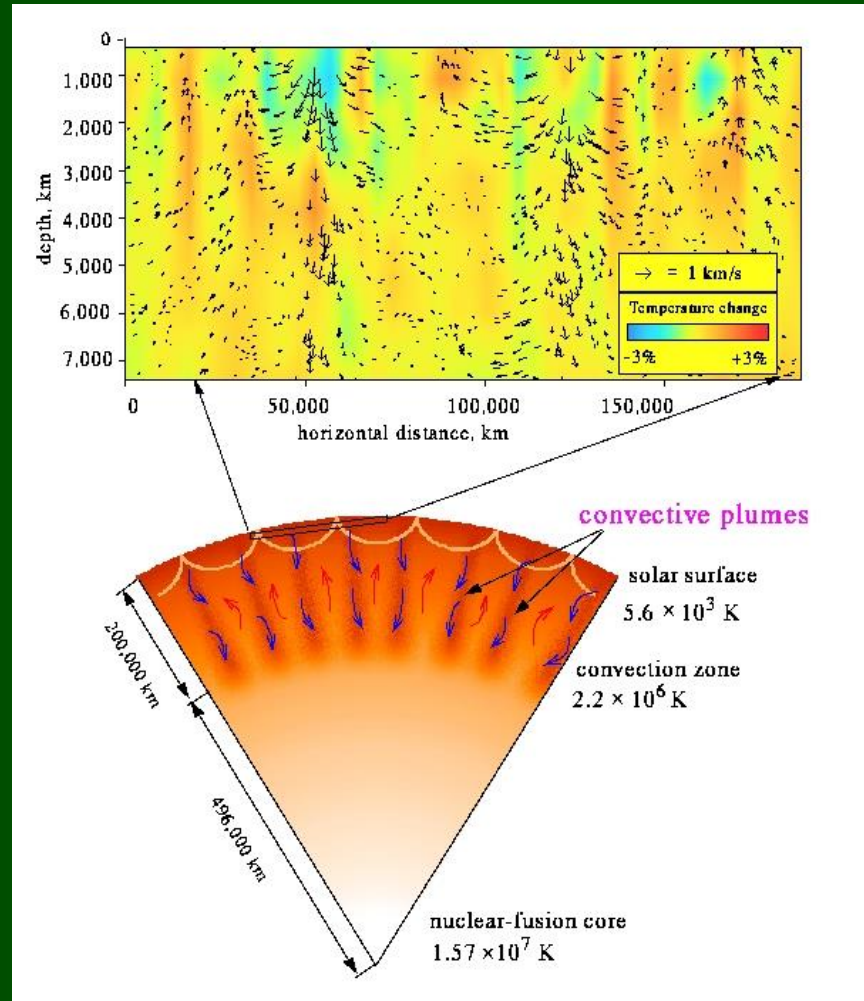
# Przepływ horyzontalny 1000 km pod plamą uzyskany z lokalnej heliosejsmologii



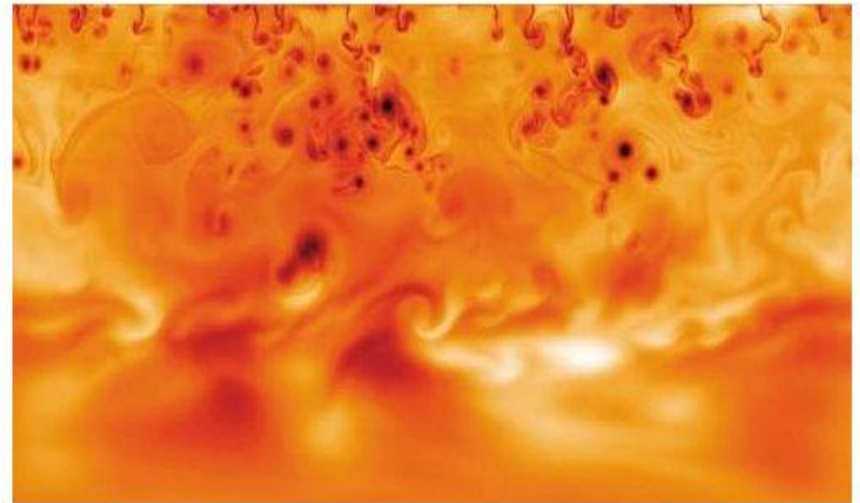
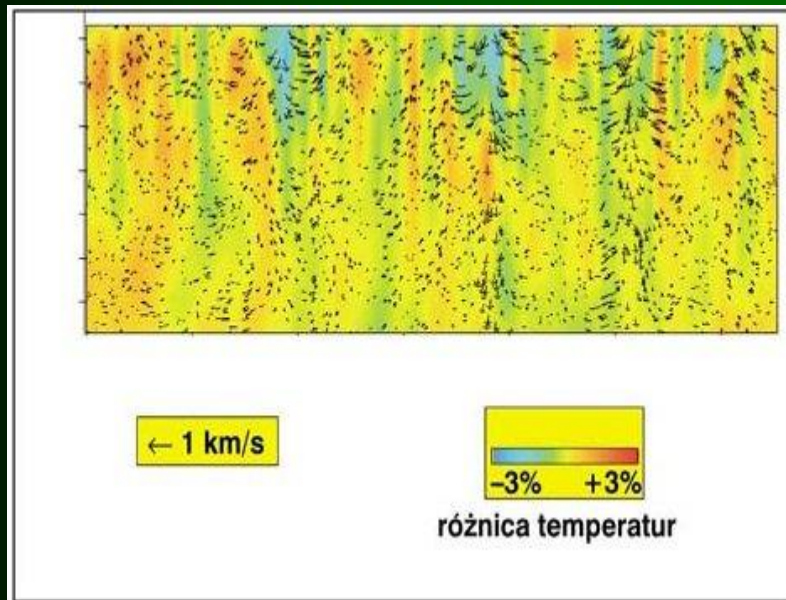
**Zaburzenia prędkości fal akustycznych pod plamą słoneczną**  
**Czerwony – prędkość szybsza od średniej**



# Ruch konwektywny pod powierzchnią Słońca odtworzony metodami heliosejsmicznymi

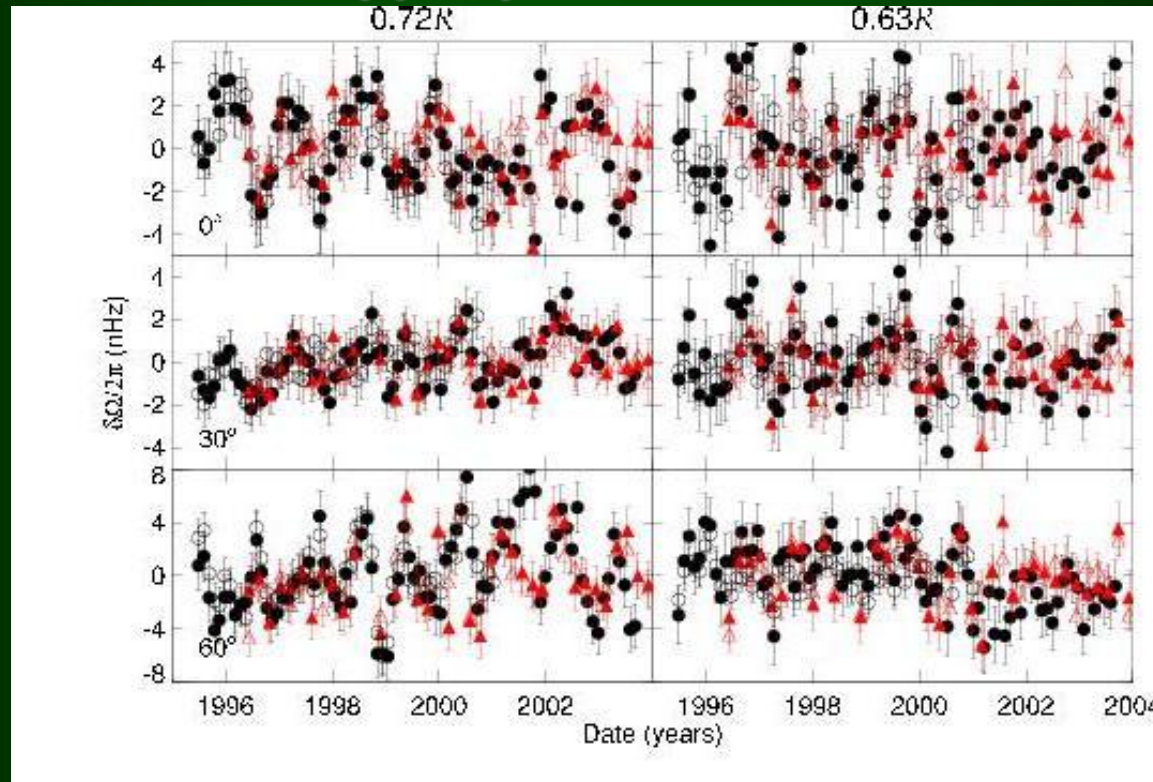


**Symulacja komputerowa tego samego obszaru. Kolory obrazują różnice gęstości. Chłodne bąble gęstego gazu mają zabarwienie brunatne.**





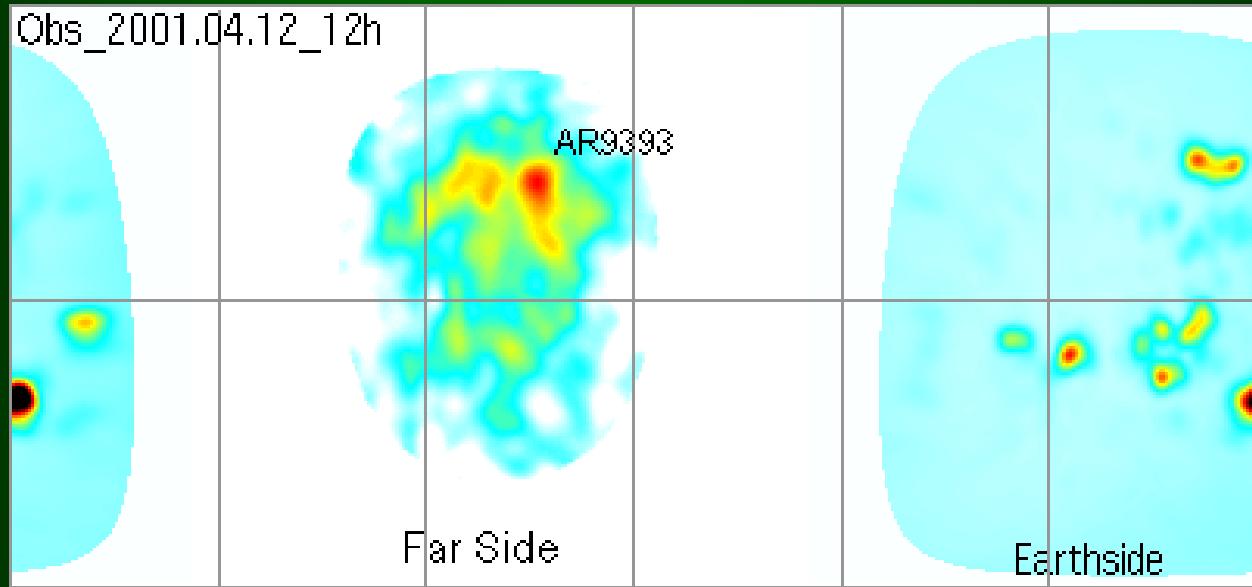
# Zmiana tempa rotacji na dnie warstwy konwekcyjnej z okresem $P \approx 1.3$ roku



dynamo słoneczne ?

# Holografia heliosejsmiczna

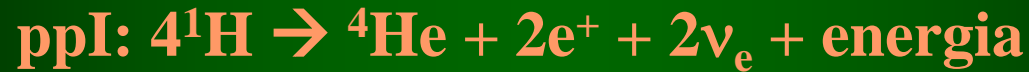
Kolory reprezentują natężenie pola magnetycznego



Silne pole magnetyczne wokół plam wpływa na czas przejścia fali dźwiękowej. Po odbiciu od powierzchni niewidocznej półkuli, fala porusza się z prędkością zależną m.in. od natężenia pola magnetycznego w miejscu odbicia. Analiza takiej fali pozwala na lokalizację plamy i oszacowanie natężenia pola magn.

# **Rola heliosejsmologii w rozwiązaniu problemu neutrin słonecznych**





**Liczba rejestrowanych neutrin na Ziemi była za mała**

**Proponowane wyjaśnienie**

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

**→ Model Standardowy Słońca jest niepoprawny**

## Heliosejsmologia

prędkość dźwięku  $< 0.01 \%$

temperatura  $< 0.05\%$

gęstość  $< 0.6 \%$

dla modelu z deficytem neutrin  
otrzymujemy różnice rzędu 10%

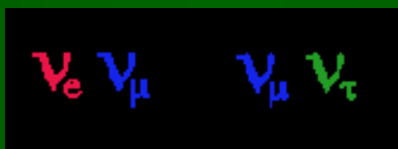
**Model Standardowy Słońca jest poprawny**

**Standardowy model fizyki cząstek elementarnych był niepoprawny.**

**neutrino mają masę**



**mogą oscylować**



## Oscylacje typu słonecznego

**Brown & Gilliland 1994, ARA&A 32,37**

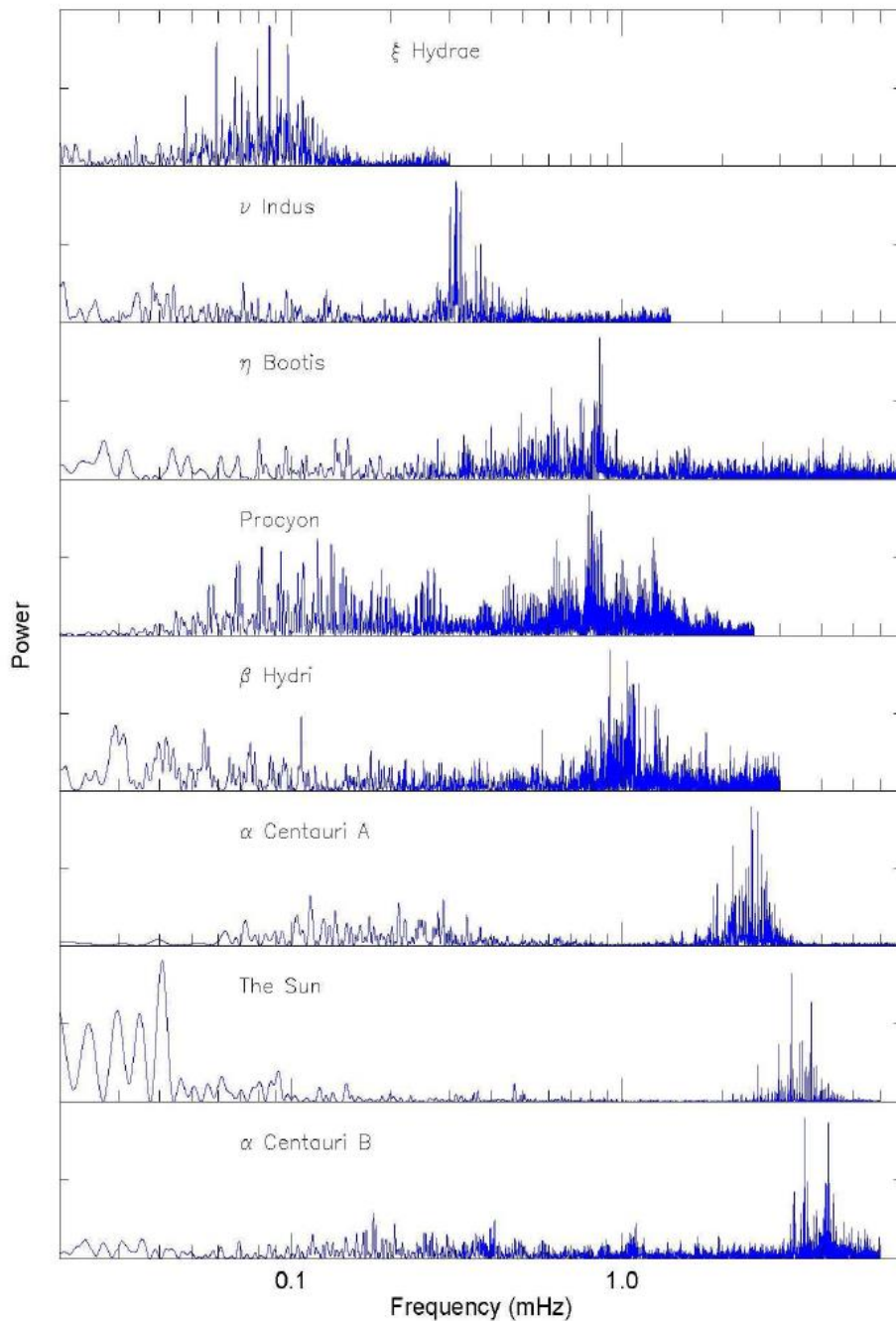
**Kjeldsen & Bedding 1995, A&A 293, 87**

**Gwiazdy typu słonecznego oscylują, a ich  
właściwości są ~zgodne z przewidywaniami.**

**Procyon ( $\alpha$  CMi),  $\eta$  Boo,  $\beta$  Hyi,  $\zeta$  Her A,  $\delta$  Eri,  
 $\alpha$  Cen A,  $\nu$  Ind,  $\xi$  Hya, Arcturus ( $\alpha$  Boo),  $\alpha$  Uma**

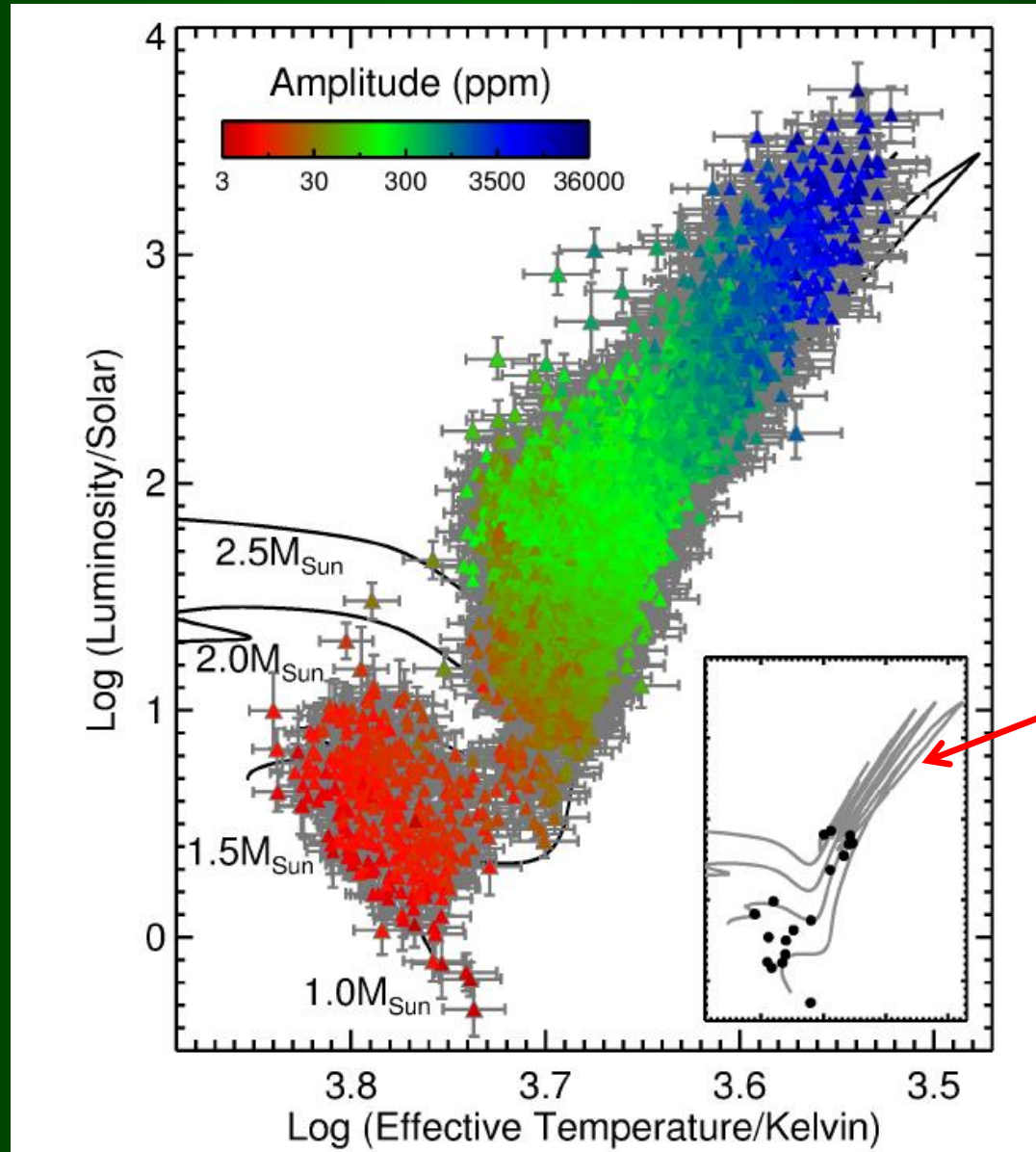
**T. Bedding & H. Kjeldsen 2003,  
Solar-like Oscillations**

**Publications of the Astronomical Society of Australia 20, 203**



**Widma mocy dla gwiazd wykazujących oscylacje typu słonecznego w porównaniu danymi dla Słońca z instrumentu GOLF**

# Diagram HR z gwiazdami wykazującymi oscylacje typu słonecznego wykryte z danych Keplera



~2008  
przed CoRoT

## **Odkrycie pulsacji białych karłów**

**Pierwsze obserwacje oscylacji białych karłów:  
Landolt 1968 (ApJ 153, 151), HL Tau 76 (DAV)**

**Następny obiekt: Mc Graw et al. 1979,  
PG 1159-035, prototyp DOV**

**Ostatnią odkrytą klasa były DBV, wcześniej  
przewidziane teoretycznie przez Winget'a (1981).**

**Odkryto również jeden obiekt przejściowy  
pomiędzy PNNV a PG1159: RXJ2117+3412,  
Motch et al. 1993, Appleton et al. 1993**

## **Pulsujące białych karłów**

**Większość gwiazd (~97%) zakończy ewolucję jako białe karły**

**Na ciągu chłodzenia BK mamy kilka obszarów niestabilności:**

**GW Vir (PNNV + DOV) – atmosfery He/C/O,  $T_{\text{eff}} \approx 120\,000\text{ K}$**

**V777Her (DBV) – atmosfery He,  $T_{\text{eff}} \approx 25\,000\text{ K}$**

**ZZ Cet (DAV) – atmosfery H,  $T_{\text{eff}} \approx 12\,000\text{ K}$**

**Mody g o okresach  $P=100 - 1500\text{s}$**



## Sejsmologia białych karłów

W zdegenerowanym jądrze częstotliwość  
Brunta-Väisälä spada do 0.



Mody g o okresach (od 100s do 1500s)  
nie mogą propagować się we wnętrzu.



W przeciwieństwie do gwiazd „normalnych”  
mody g w białych karłach dają informacje  
o warstwach zewnętrznych.

## Czego możemy się nauczyć z asterosejsmologii białych karłów ?

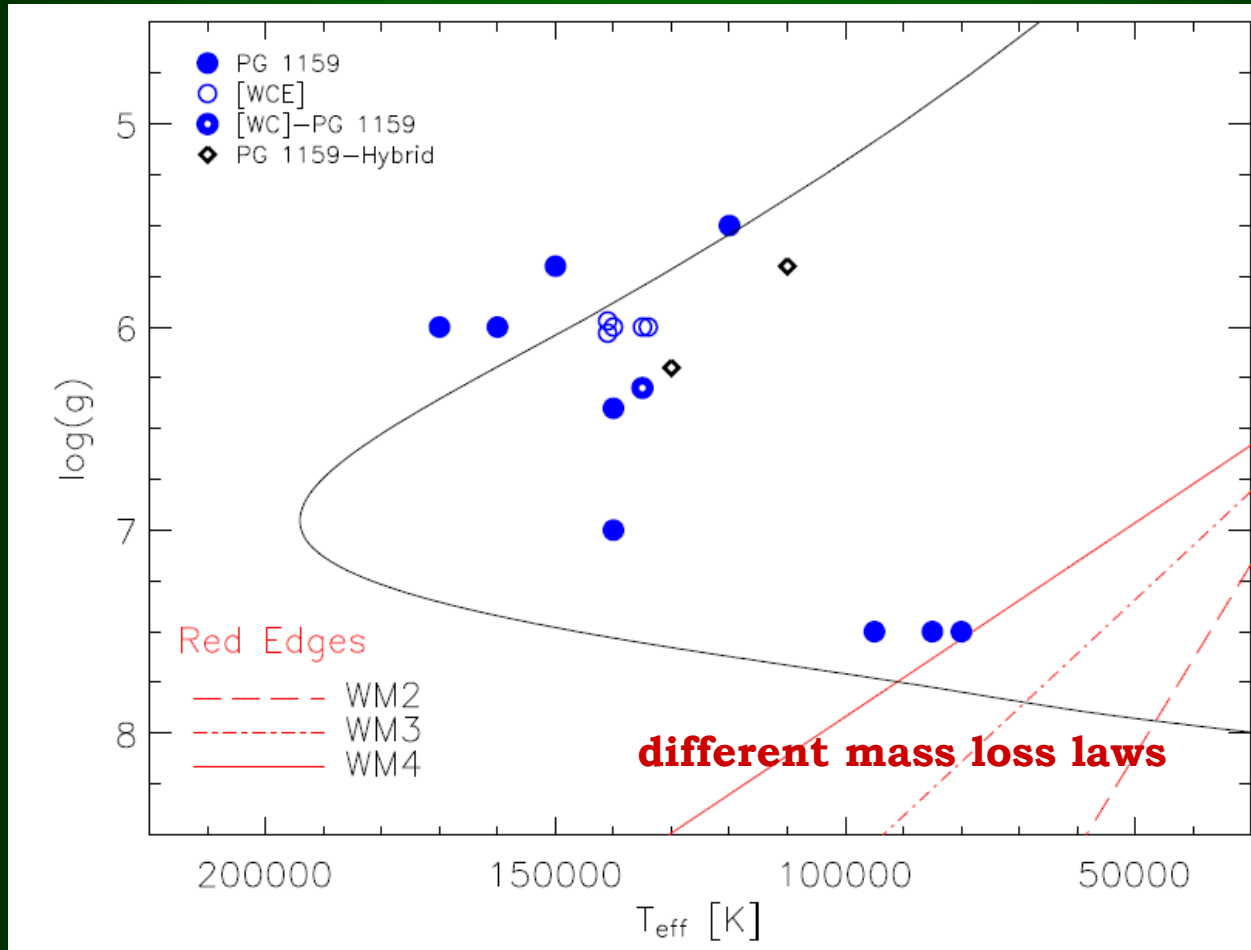
- ◆ Całkowita masa z odstępów w okresach
- ◆ Masa warstw zewnętrznych z odchyłek rozkładu okresów od regularnego, diagram  $\Delta P$  vs.  $P$ 
  - ◆ Jasność gwiazdowa
  - ◆ Okres rotacji
- ◆ Pole magnetyczne z rozszczepienia magnetycznego
  - Pole magnetyczne rozszczepia mody na  $l+1$  składowych, a przesunięcie w częstotliwościach jest proporcjonalne do  $m^2$
- ◆ Ewolucyjną skalę czasową z tempa zmian okresów

**Tempo zmian okresów jest bezpośrednim pomiarem czasu chłodzenia, który zależy od składu chemicznego zdegenerowanego jądra. Jest to bezpośredni test przewidywań teorii ewolucji.**

**Wyznaczenie wieku białych karłów wzdłuż ciągu chłodzenia jest metodą pomiaru wieku dysku galaktycznego w okolicach Słońca.**

# gwiazdy GW Vir

## Ograniczenia na utratę masy z położenia czerwonej granicy



# Przegląd pulsacji białych karłów

PUBLICATIONS OF THE ASTRONOMICAL SOCIETY OF THE PACIFIC, **120**:1043–1096, 2008 October  
© 2008. The Astronomical Society of the Pacific. All rights reserved. Printed in U.S.A.

*Invited Review*

## The Pulsating White Dwarf Stars

G. FONTAINE AND P. BRASSARD

Département de Physique, Université de Montréal, Montréal, Québec H3C 3J7, Canada; fontaine@astro.umontreal.ca, brassard@astro.umontreal.ca

*Received 2008 July 17; accepted 2008 August 25; published 2008 October 1*

## **Seismologia gwiazd $\delta$ Scuti**

**Dziembowski & Pamyatnykh 1991, A&A 248, L11**

**A potential asteroseismological test for convective overshooting**

**GX Peg, Goupil, Michel, Lebreton, Baglin 1993, A&A 268, 546**

**XX Pyx, Pamyatnykh, Dziembowski, Pikall 1998 A&A 333, 141**

**FG Vir, Breger, Pamyatnykh, Pikall, Garrido, 1999 A&A 341, 151**

**Templeton, Basu, Demarque 2001 ApJ 563, 999,**

**Daszyńska-Daszkiewicz et al. 2005 A&A, 438, 653**

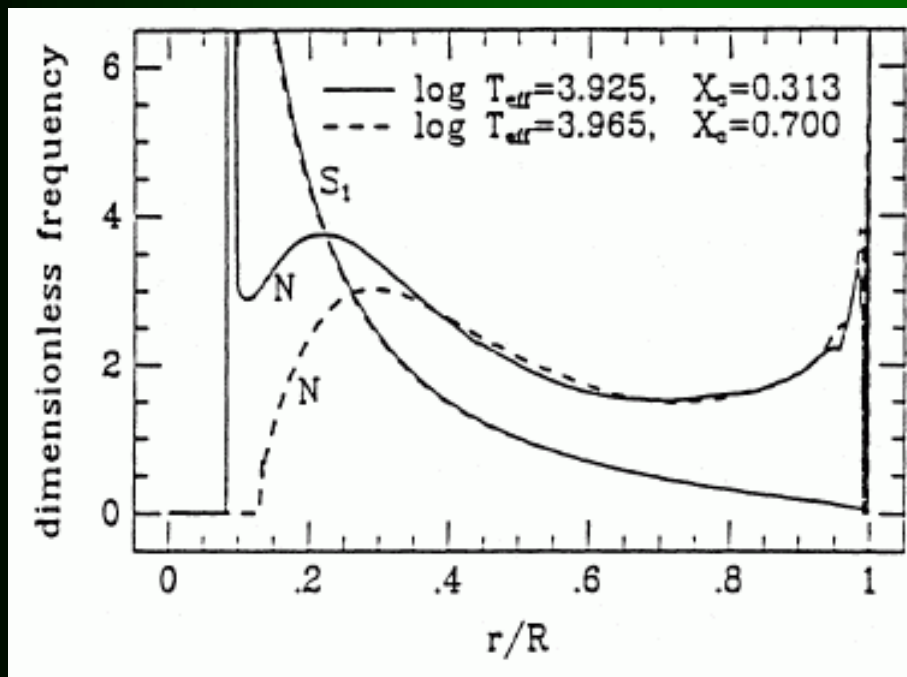
**44 Tau, Breger, Pamyatnykh, Lenz, Garrido**

Dziembowski & Pamyatnykh 1991, A&A 248, L11

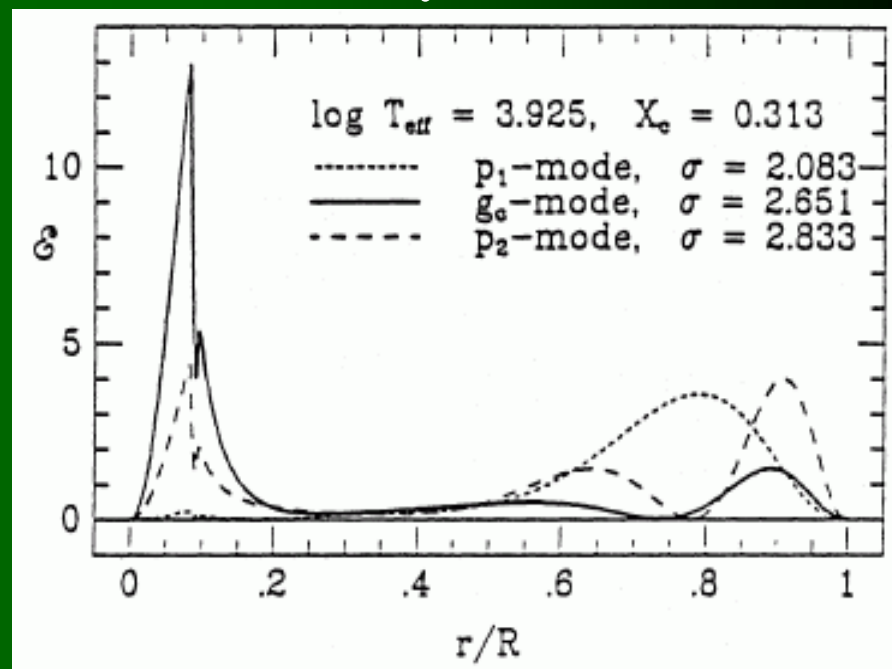
Mody mające we wnętrzu dużą energię kinetyczną,  $E_k = \rho \omega^2 \xi^2$ , mogą być miarą zasięgu przestrzeliwania konwektywnego.

Jądro rotacyjne, **K**, może dostarczyć informacji o rozszczepieniu rotacyjnym w przypadku gdy rotacja gwiazdy jest niejednorodna,  $\Omega = \Omega(r)$ .

**Częstotliwość Brunta-Väisälä i Lamba  
dla dwóch modeli o masie  $2 M_{\odot}$   
podczas ewolucji na MS.**



**Rozkład energii kinetycznej  
dla różnych modów.**





# FG Vir

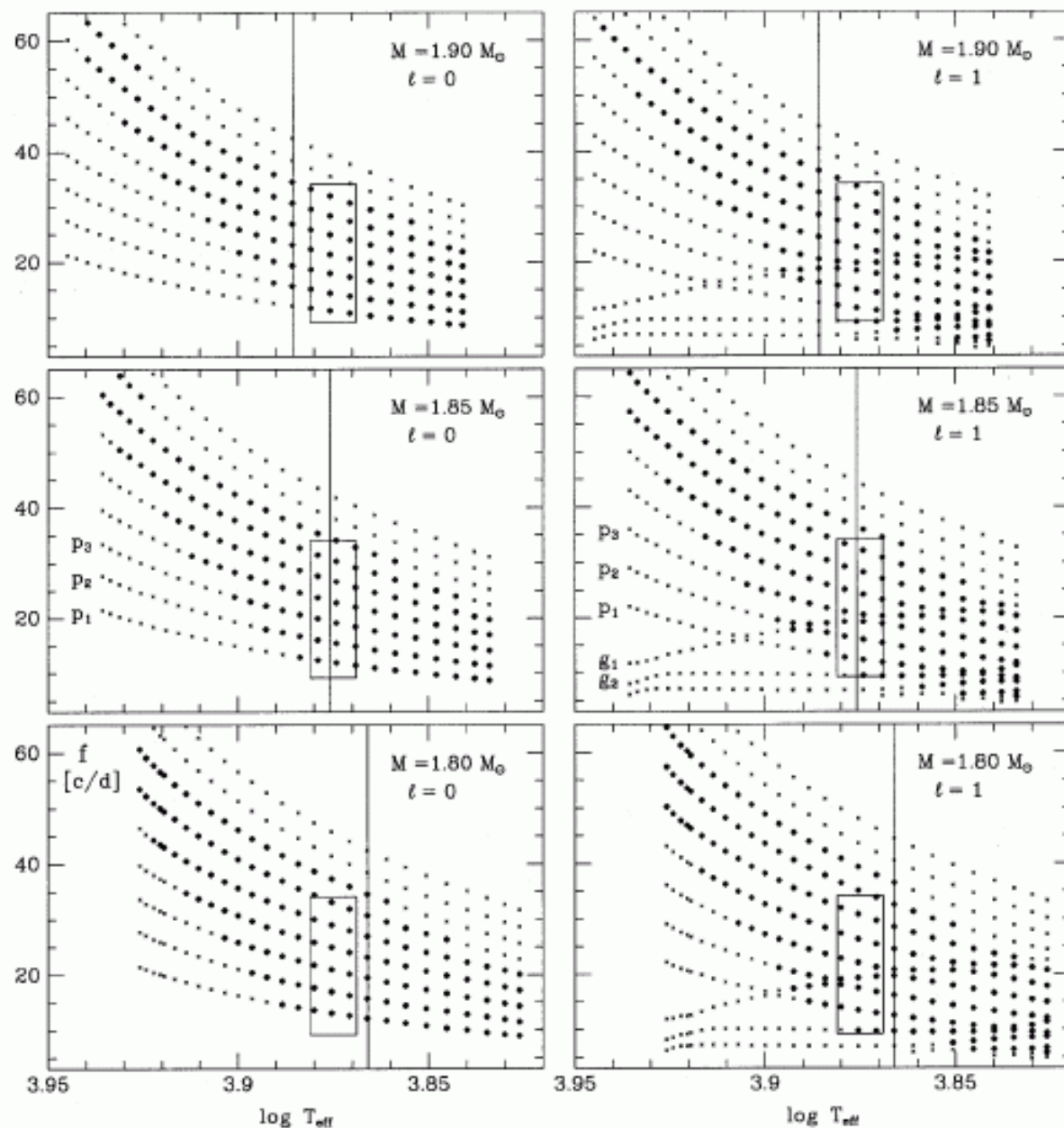
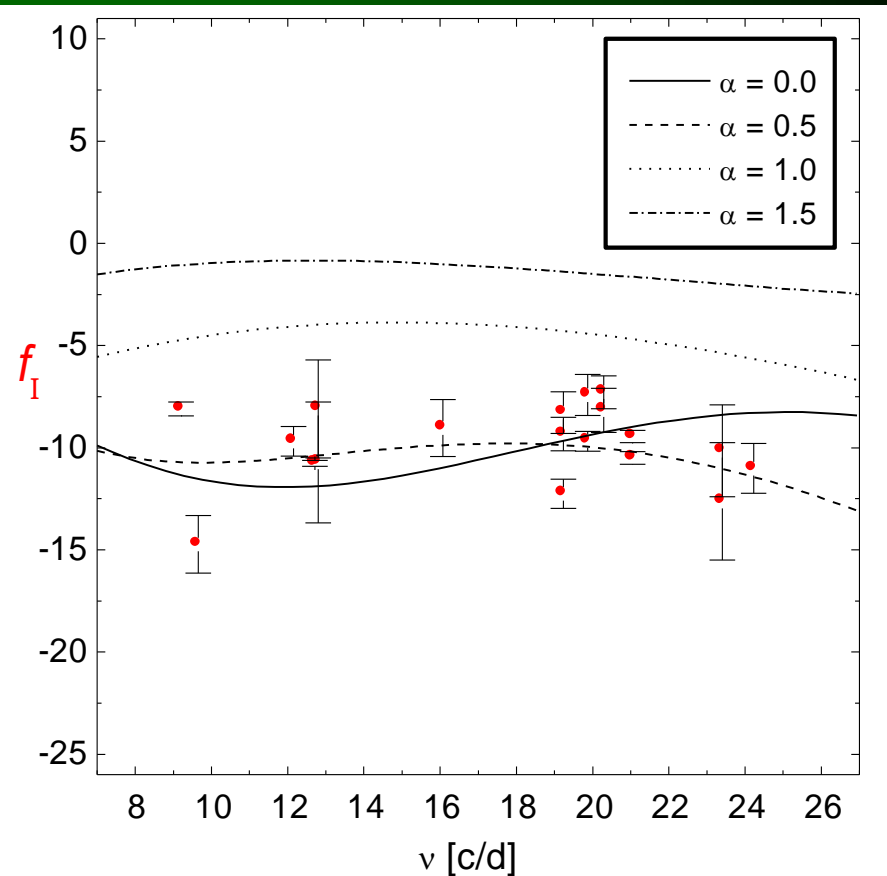
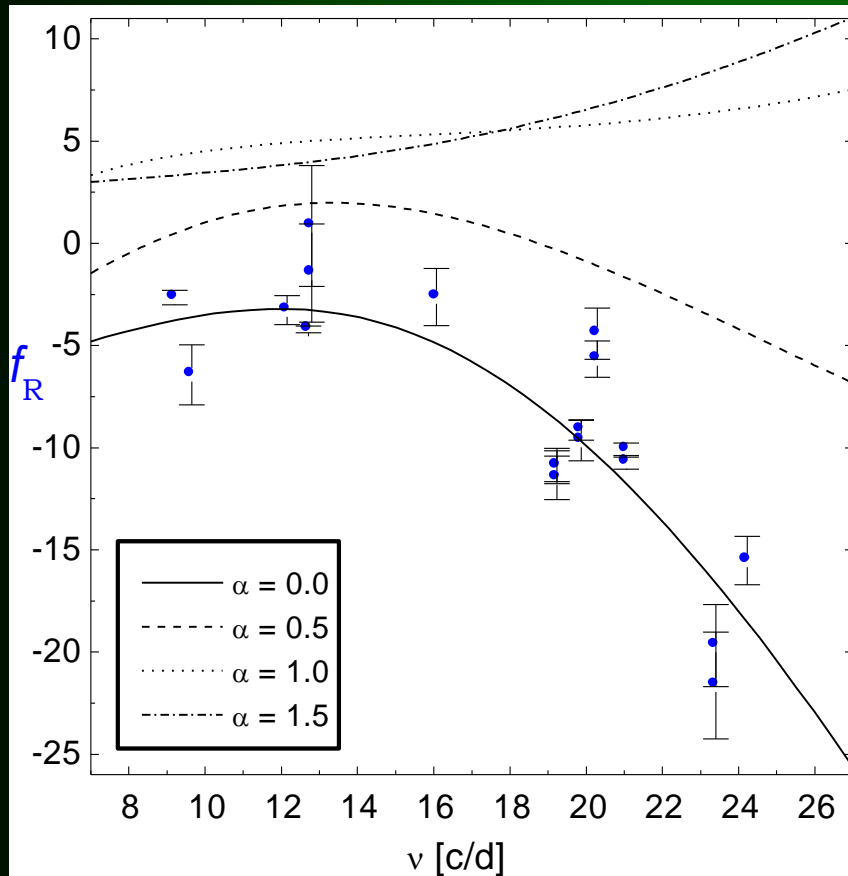


Fig. 5. Main-sequence evolution of low-order frequency spectra of radial and dipole oscillations of stellar models with masses  $1.80$ ,  $1.85$  and  $1.90 M_{\odot}$ . In each panel, leftmost and rightmost points correspond to the ZAMS and to the TAMS models, respectively. Large filled circles denote unstable modes. For simplicity, for  $\ell = 1$  only axisymmetric ( $m = 0$ ) components of the dipole multiplets are shown. Rectangular boxes mark the observational frequency and effective temperature range of FG Vir. The vertical line in each panel denotes a model whose radial fundamental frequency (F-mode) fits the observational frequency  $f_8 = 12.154$  c/d. Only models with masses  $1.815$ – $1.875 M_{\odot}$  fit the allowed temperature range

# OGRANICZENIA NA KONWEKCJĘ

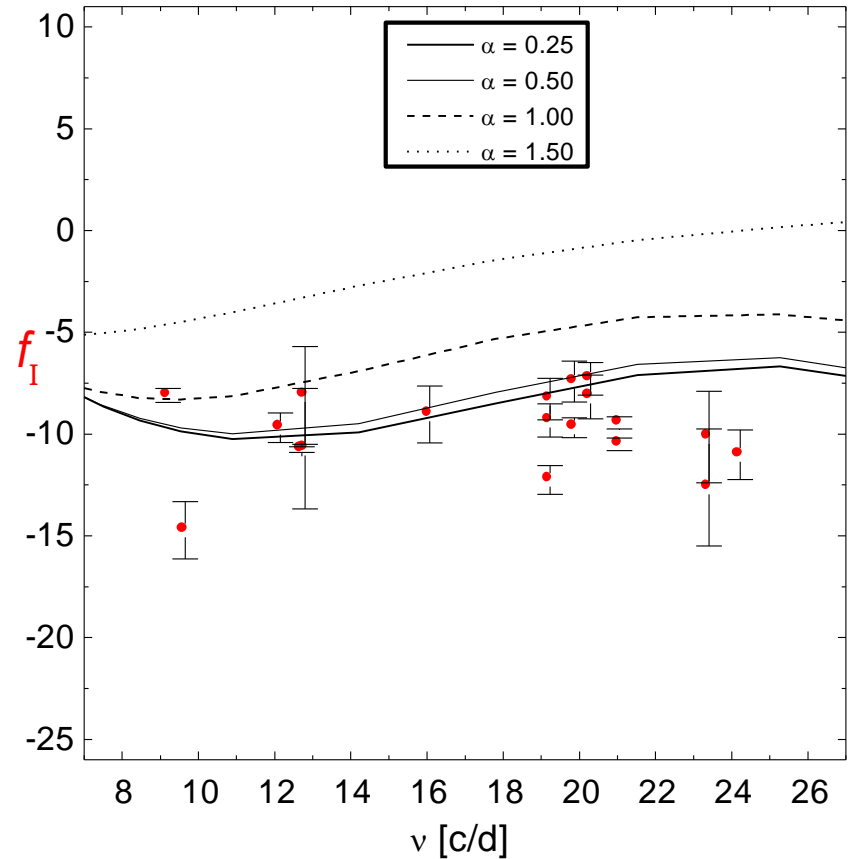
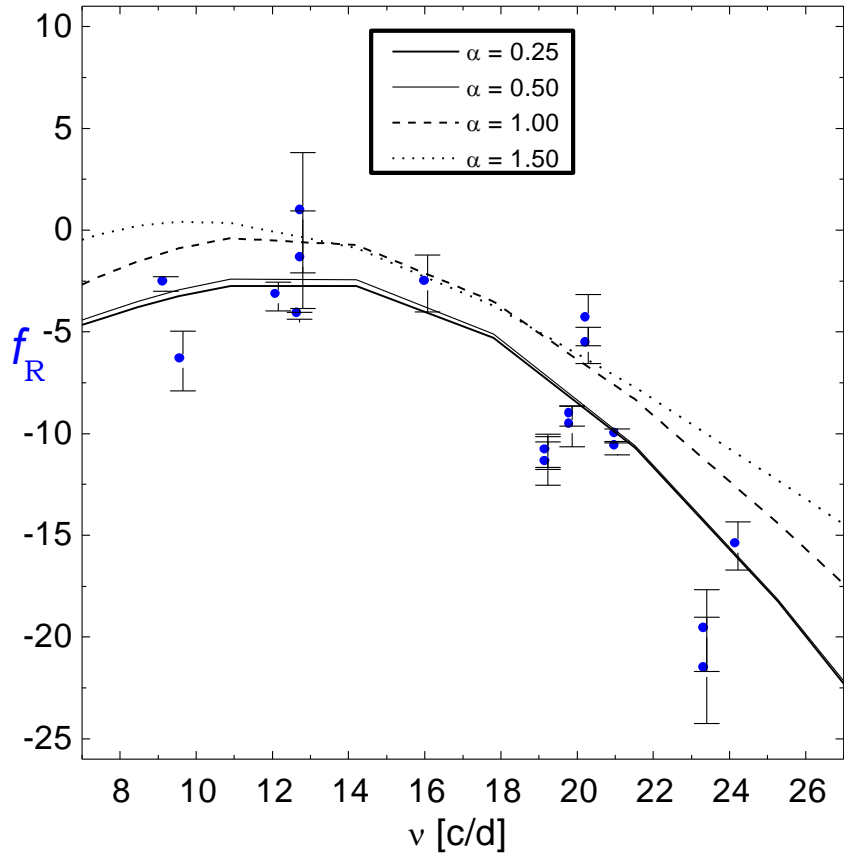
# Empiryczne i teoretyczne wartości $f$ .

## Model: MLT, convective flux freezing approximation



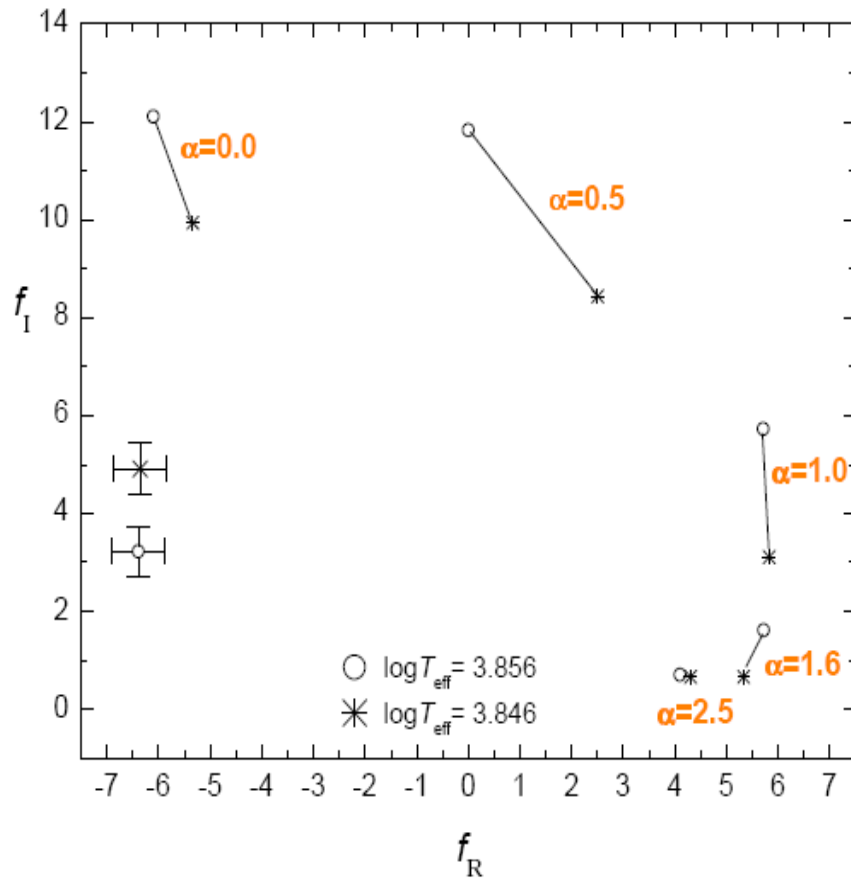
# Empiryczne i teoretyczne wartości $f$ .

Model: non-local, time-dependent formulation of MLT

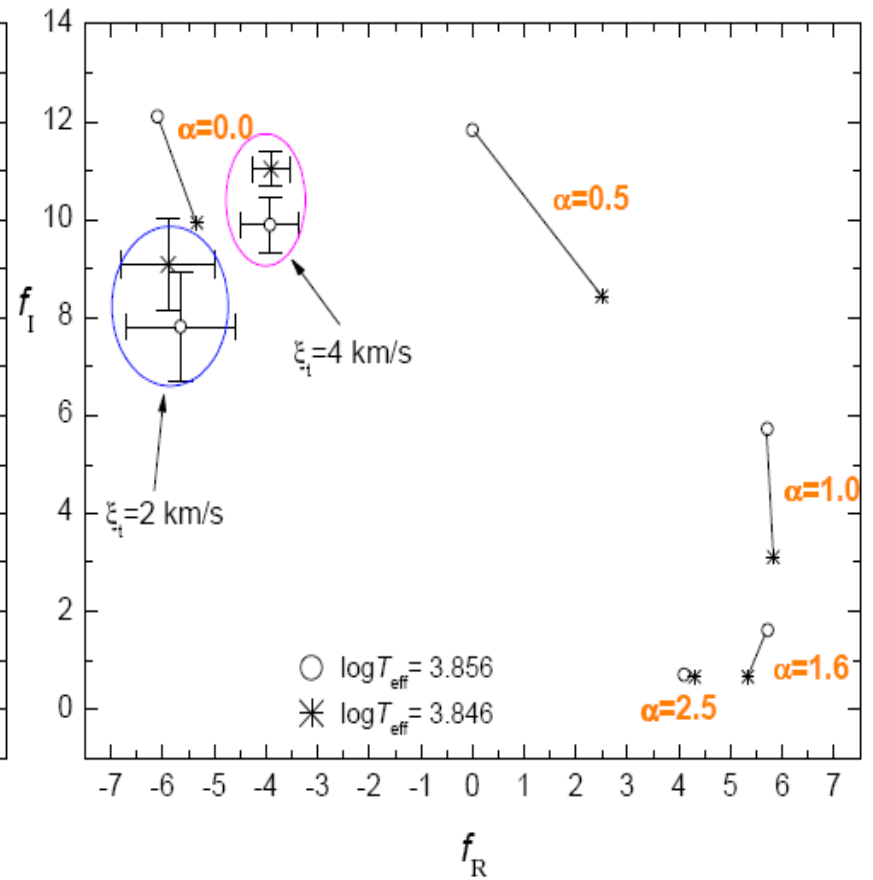


# $\beta$ Cas

## Kurucz models



## Vienna models



# Sejsmologia gwiazd typu $\beta$ Cephei

**16 (EN) Lac, Dziembowski & Jerzykiewicz 1996, A&A 436,442**

**12 (DD) Lac, Dziembowski & Jerzykiewicz 1999, A&A 341,480**

**V836 Cen (HD129929), Aerts, O'Toul, Daszyńska et al. 2003,  
Science 300, 1926**

**IL Vel, V433 Car, KZ Mus, Handler et al. 2003 , MNRAS 341, 1005**

**v Eri, Pamyatnykh, Handler & Dziembowski 2004, MNRAS 350, 1022**

**Ausseloos et al. 2004, MNRAS, 355, 352**

**Daszyńska-Daszkiewicz et al. 2005, A&A 441, 641**

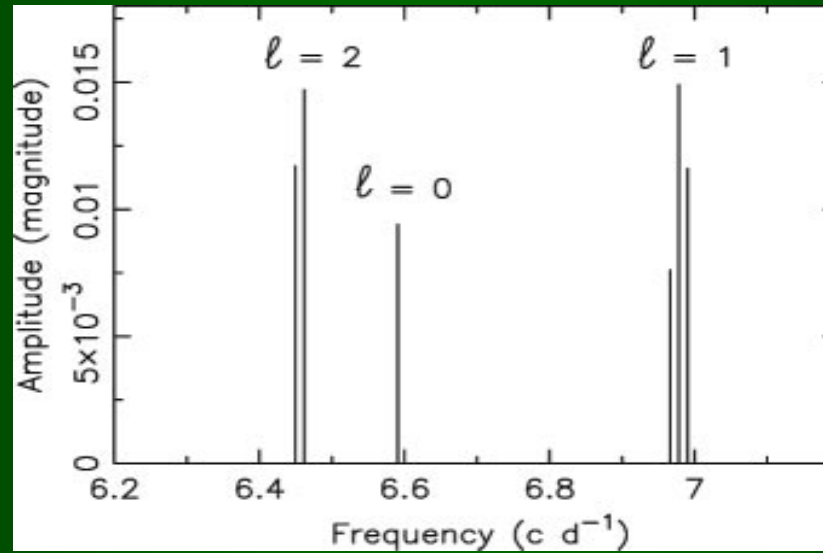
**Dziembowski, Pamyatnykh, 2008, MNRAS 385, 2061**

**Daszyńska-Daszkiewicz & Walczak, 2010, MNRAS, in press**

**$\theta$  Oph, Briquet et al. 2007, MNRAS 381, 1482**

**Daszyńska-Daszkiewicz & Walczak, 2009, MNRAS 398, 1961**

# V836 Cen



Oscillation frequencies (c d <sup>-1</sup> )	Amplitude (in U)	Amplitude (in V)	Mode identification	Frequency splitting (c d <sup>-1</sup> )
$f_1 = 6.461699$	$14.7 \pm 0.6$	$11.8 \pm 0.4$	$l = 2, m = ?, g_1$	
$f_2 = 6.978305$	$14.9 \pm 0.8$	$10.3 \pm 0.5$	$l = 1, m = 0, p_1$	
$f_3 = 6.449590$	$11.7 \pm 0.6$	$9.1 \pm 0.4$	$l = 2, m = ?, g_1$	
$f_4 = 6.990431$	$11.6 \pm 0.8$	$7.5 \pm 0.5$	$l = 1, m = +1, p_1$	$f_1 - f_3 = 0.012109$
$f_5 = 6.590940$	$9.4 \pm 0.8$	$4.9 \pm 0.5$	$l = 0, m = 0, p_1$	$f_4 - f_2 = 0.012126$
$f_6 = 6.966172$	$7.6 \pm 0.6$	$4.8 \pm 0.5$	$l = 1, m = -1, p_1$	$f_2 - f_6 = 0.012133$

## V836 Cen

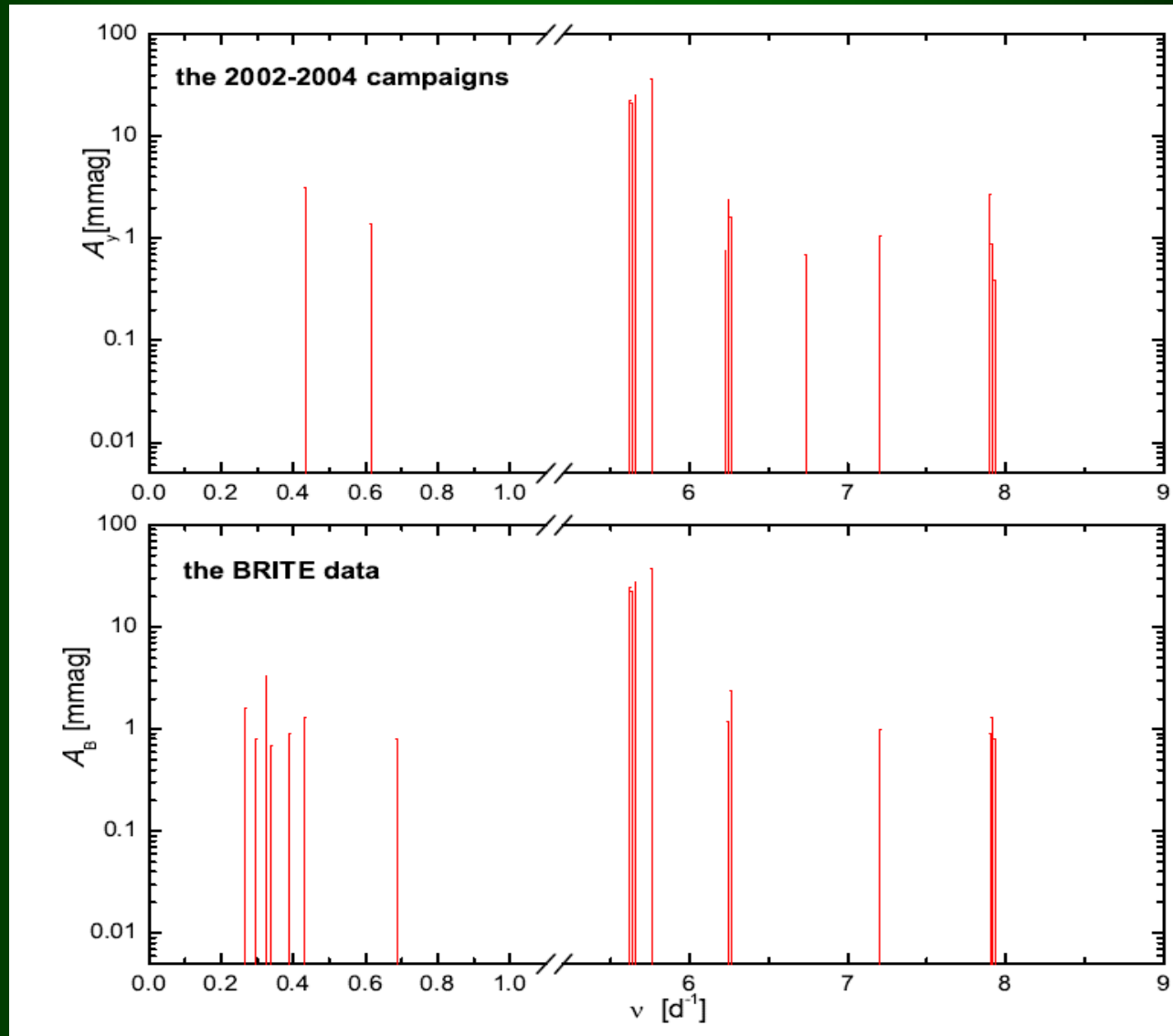
1)  $\alpha_{0v} = 0.1 \pm 0.05$

2) rotacja nie jest sztywna

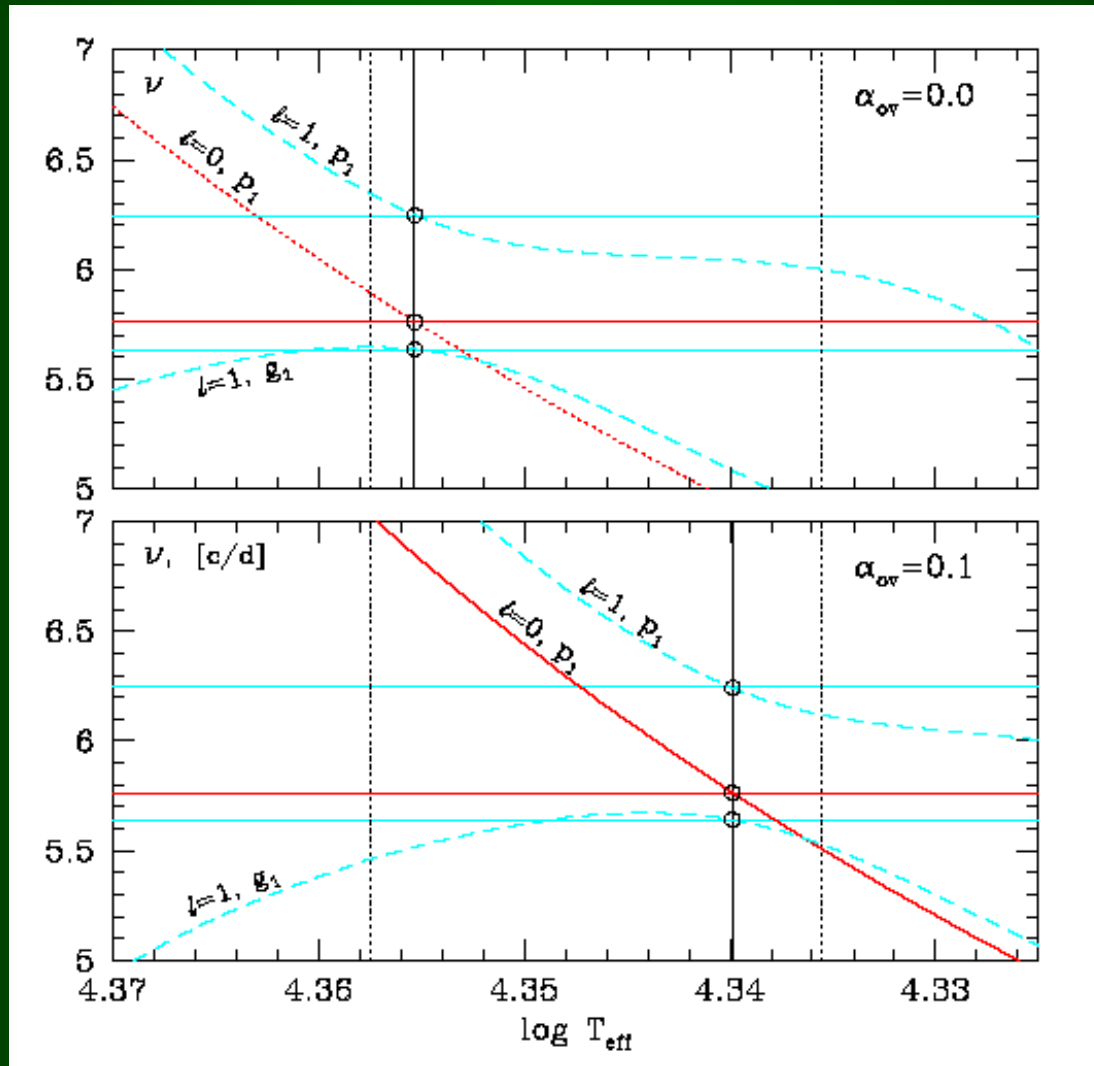


# $\nu$ Eridani (HD 29248)

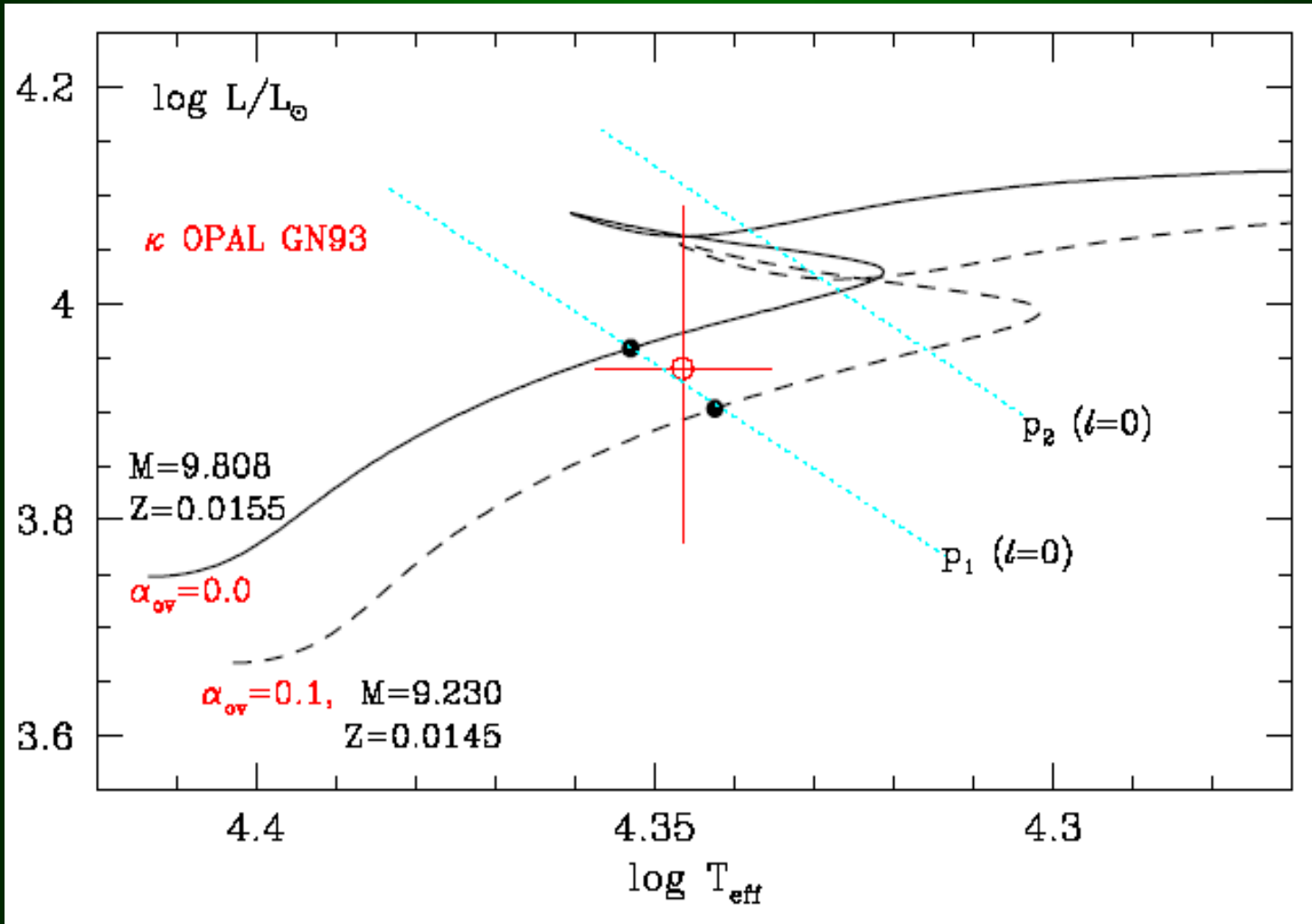
B2III,  $m_V=3.92$  mag,  $v_e \approx 7$  km/s



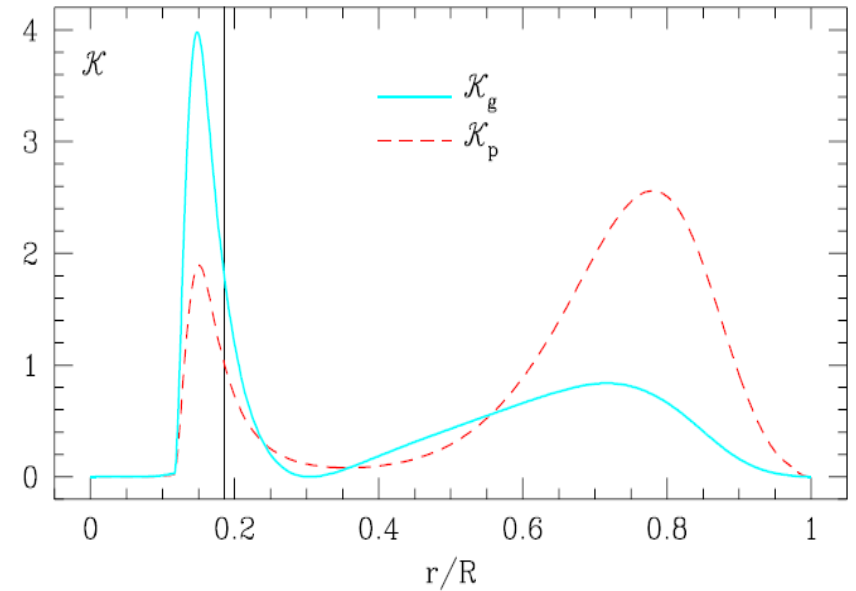
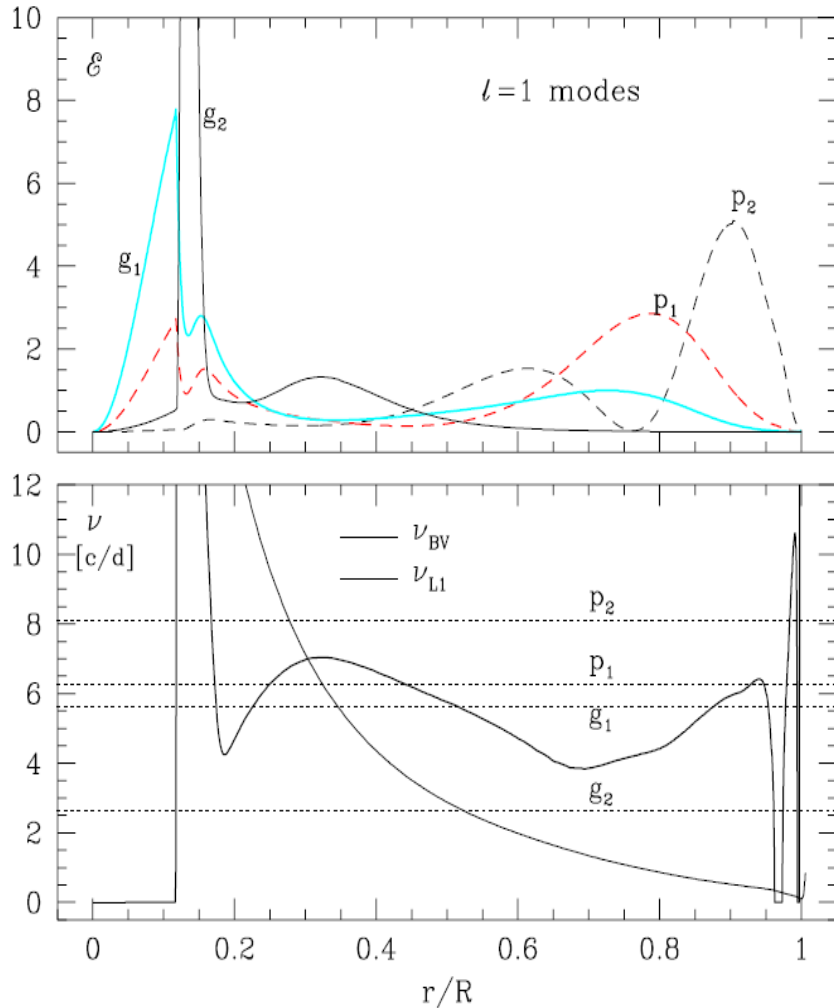
# Szukanie modelu sejsmicznego dla $\nu$ ERI



## $\nu$ Eri, ścieżki ewolucyjne, $\kappa$ OPAL



## ν Eri

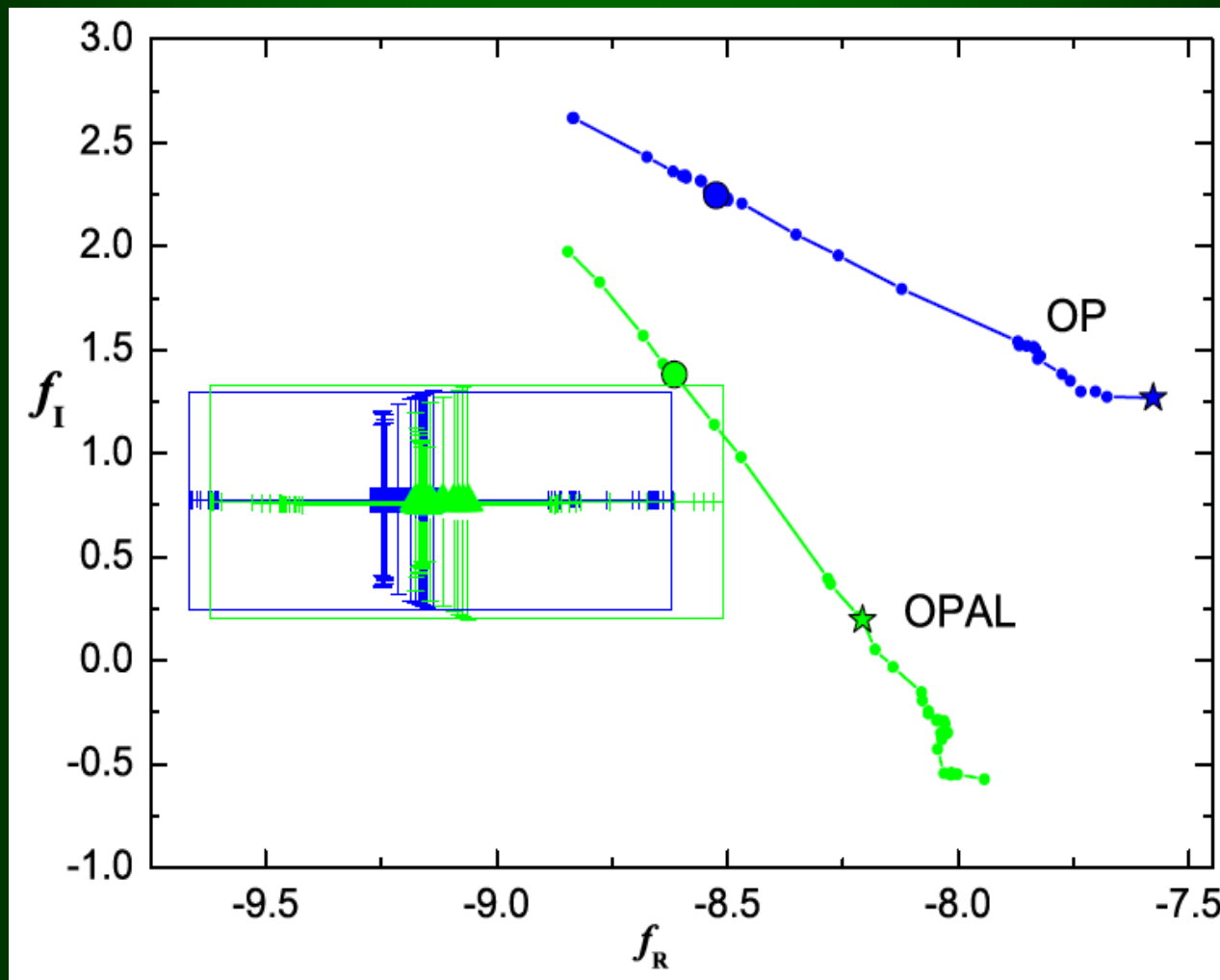


**Fig. 5.** The rotational splitting kernel for the  $g_1$  and  $p_1$  modes in the model calculated with  $\alpha_{ov} = 0$ . The vertical line at  $r_{c0}/R$  marks the top of the  $\mu$ -gradient zone. Note the difference between  $\mathcal{K}$  and  $\mathcal{E}$ , shown in Fig. 4. Rotation within the convective core has hardly any effect on the  $\ell = 1$  splitting.

## ν Eri – identyfikacja stopnia λ

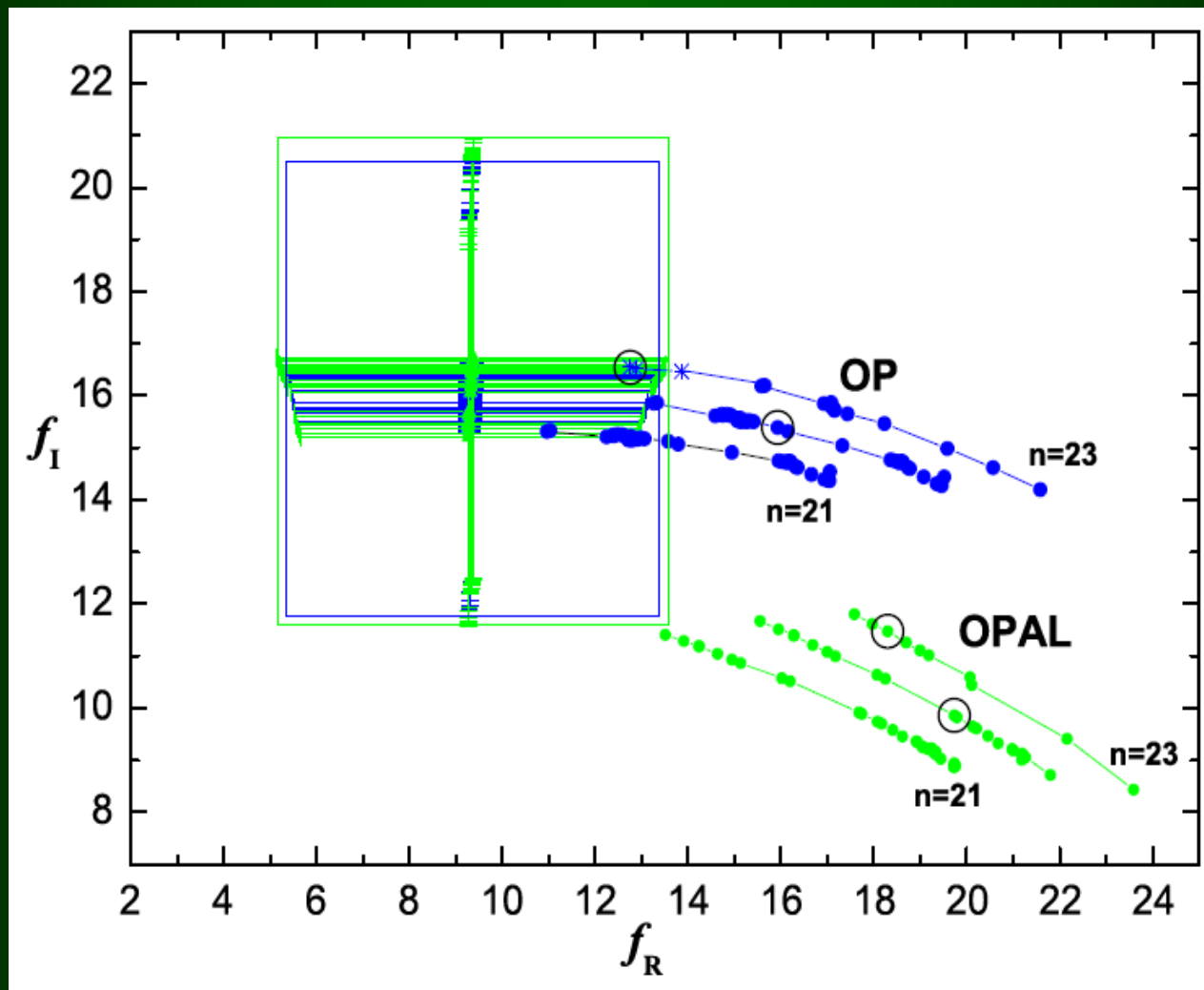
frequency [c/d]	photometry (theoretical $f$ 's)	phot.+ $V_{\text{rad}}$ (empirical $f$ 's)
$\nu_1 = 5.7632828$	$\ell=0$	$\ell=0$
$\nu_2 = 5.6538767$	$\ell=1$	$\ell=1$
$\nu_3 = 5.6200186$	$\ell=1$	$\ell=1$
$\nu_4 = 5.6372470$	$\ell=1$	$\ell=1$
$\nu_5 = 7.898200$	$\ell=1$	$\ell=1$
$\nu_6 = 6.243847$	$\ell=1$	$\ell=1$
$\nu_7 = 6.262917$	$\ell=1,3$	$\ell=1,3$
$\nu_8 = 7.20090$	$\ell=? (2)$	-
$\nu_9 = 7.91383$	$\ell \leq 3$	-
$\nu_{10} = 7.92992$	$\ell=?$	-
$\nu_{11} = 6.73223$	$\ell=? (3)$	-
$\nu_{12} = 6.22360$	$\ell=1,2,3$	$\ell=1,2,3$
$\nu_A = 0.432786$	$\ell=1$	-
$\nu_B = 0.61440$	$\ell=2,4$	$\ell=2,5$

## $\nu$ Eri – porównanie teoretycznych i empirycznych wartości $f$ dla modu radialnego



Preferowane są tablice OPAL

# $\nu$ Eri – porównanie teoretycznych i empirycznych wartości $f$ dla modu g



Preferowane są tablice OP

*f* - NOWE NARZĘDZIE ASTEROSEJSMICZNE



$v_{n\ell m}$   $\longrightarrow$  wętrze

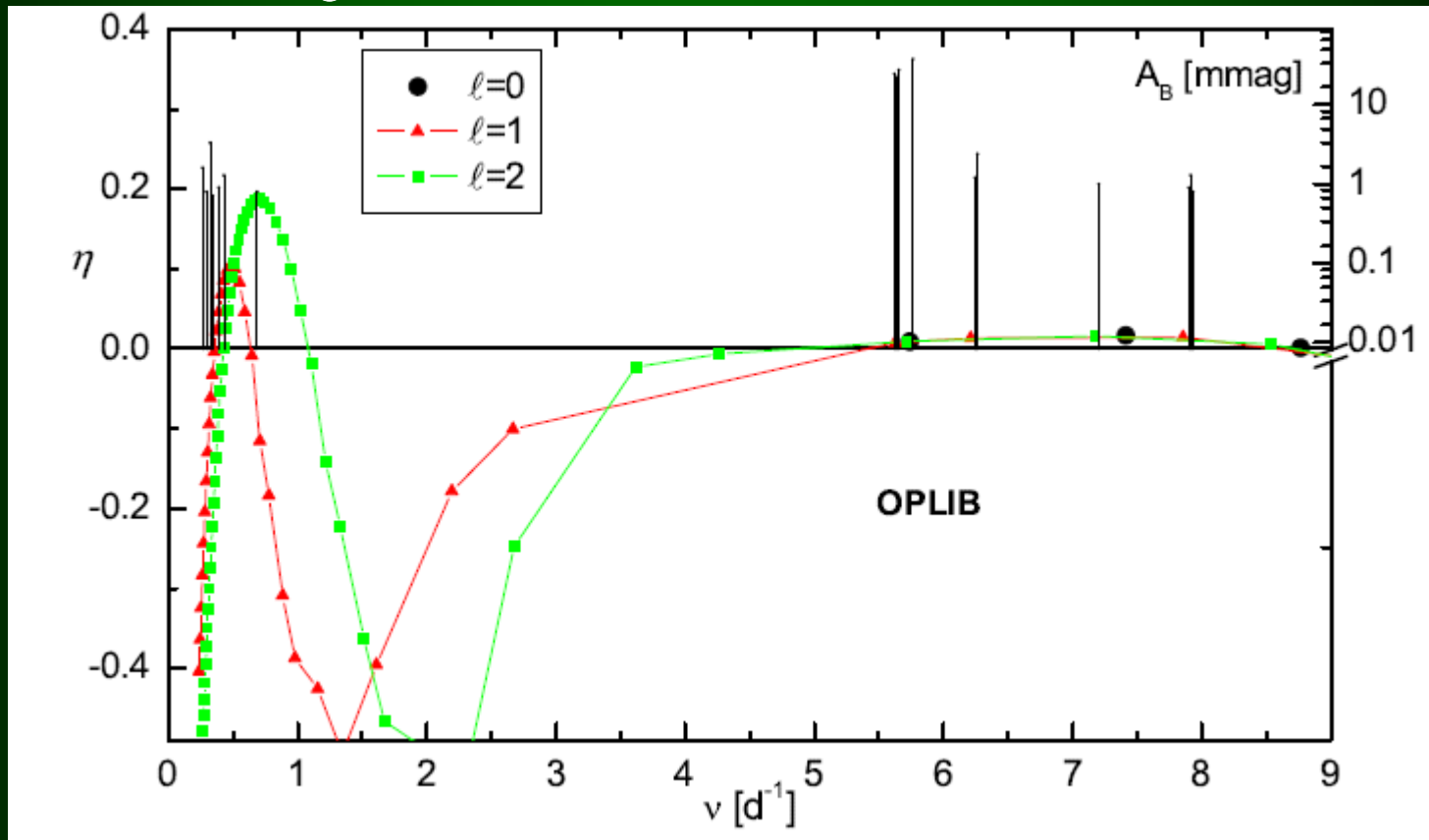
$f$   $\longrightarrow$  warstwy podfotosferyczne

## Asteroseismologia zespolona

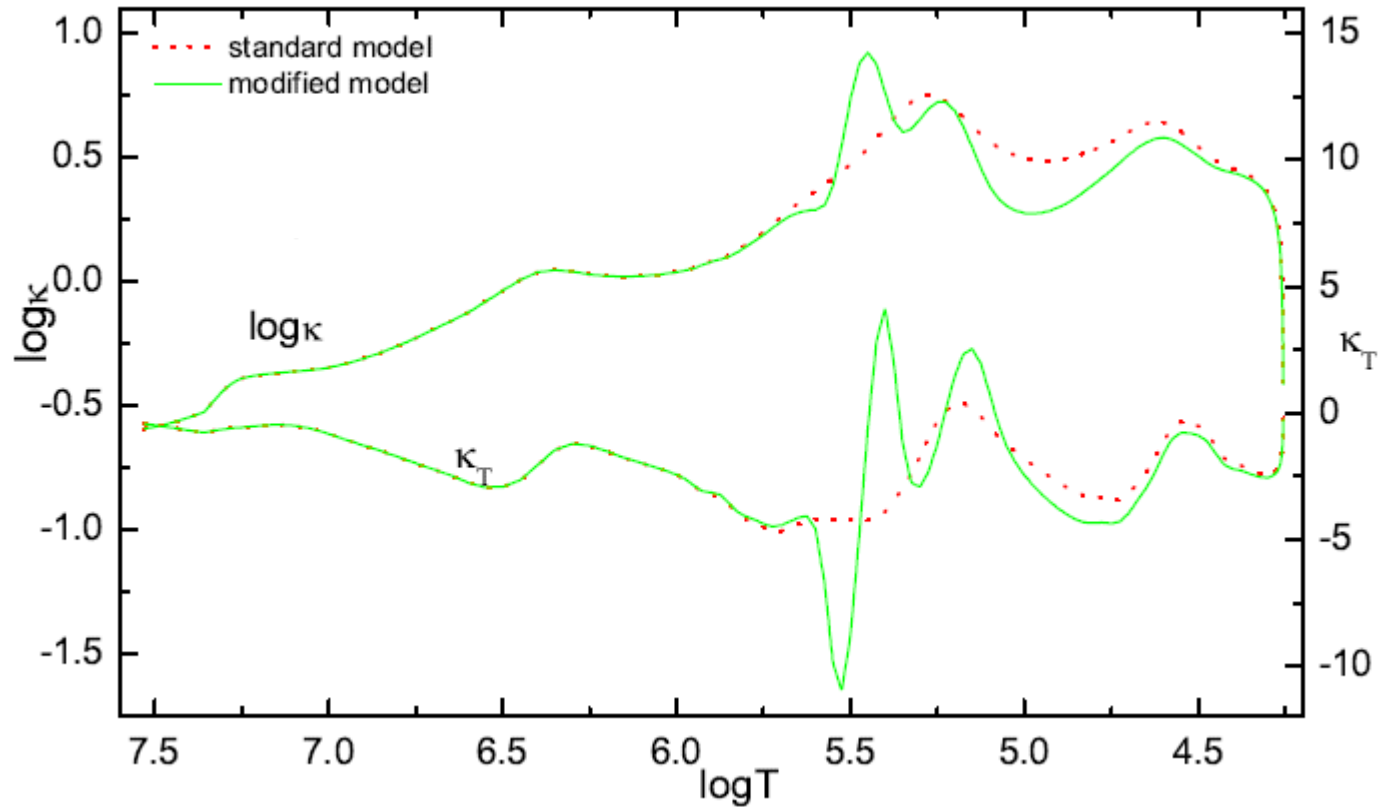
- dopasowanie częstotliwości zidentyfikowanych modów
- otrzymanie niestabilności w przedziale obserwowanych częstotliwości
- to odtworzenie empirycznych wartości parametru  $f$

## the OPLIB complex seismic model of $\nu$ Eri

$M = 9.0 M_{\odot}$ ,  $\log T_{\text{eff}} = 4.3314$ ,  $Z = 0.015$ ,  $X_0 = 0.7$ ,  $\alpha_{\text{ov}} = 0.163$



# Zmodyfikowany profil $\kappa$ (OPLIB) dla najlepszego modelu sejsmicznego v Eri



pochodna  $\log \kappa$  po  $\log T$

**W zależności od masy otoczki wodorową, do białego karła prowadzą dwie drogi od gałęzi horyzontalnej:**

- **poprzez fazę AGB i fazę mgławicy planetarnej (z masywną otoczką wodorową),**
- **poprzez rozszerzoną (skrajną) gałąź horyzontalną (EHB) i fazę gorącego podkarła (z małomasywną otoczką wodorową)**

**Tylko 2% białych karłów powstaje według 2go scenariusza**

# gwiazdy sdB

- ✦ faza palenia helu w jądrze
- ✦ cienka otoczka wodorowa
- ✦ ostatni etap przed białym karłem

## **Budowa wewnętrzna i pochodzenie ?**

- ★ ewolucja pojedynczej gwiazdy**
- ★ ewolucja w układzie podwójnym**
  - wspólna otoczka**
  - stabilne wypełnienie sfery Rocha**
  - połączenie dwóch helowych białych karłów**

## **Sejsmologia podkarłów typu B (sdBv)**

**W 1997 odkryto pulsujące podkarły sdBV,  
zwane też obiektami typu EC 14026.**

**Kilkenny et al. 1997, MNRAS 303, 525**

**Billères et al. 1997, ApJ 487, L81**

**Pulsacje tych gwiazd były wcześniej przewidziane  
przez teorię, Charpinet et al. 1996, ApJ 471, L104**

**Brassard & Fontaine, 2001, ApJ 563, 1013**

**Discovery and asteroseismological analysis of  
The pulsating sdB star PG0014+067**

**Fontaine et al. 2003 – akumulacja żelaza w „Z-bump”**

**Fontaine et al. 2006 – włączenie lewitacji promienistej**



## Pulsujące podkarły typu B dzielimy na

**V361 Hya - radialne i nieradialne mody p, P=80-600 s  
(Kilkenny et al.1997, MNRAS 285, 640)**

**V1093 Her - mody g, P=2000-9000 s  
(Green et al. 2003 ApJ 583, L31)**

$$M \approx 0.5 M_{\odot}$$

$$T_{\text{eff}} \approx 22\,000 - 40\,000 \text{ K}$$

$$\text{Log } g = 5.2 - 6.2$$

$$R = 0.1 - 0.2 R_{\odot}$$

## gwiazdy sdO

- ✦ jądro C/O

- ✦ faza palenia helu w „shellu”

## Budowa wewnętrzna i pochodzenie ?

„luminous” gwiazdy sdO

✦ obiekty post-AGB

„compact” sdO

✦ obiekty post-EHB, pochodzą od sdBs

✦ He-sdOs – złączenie dwóch helowych BK  
lub opóźniony błysk He w jądrze

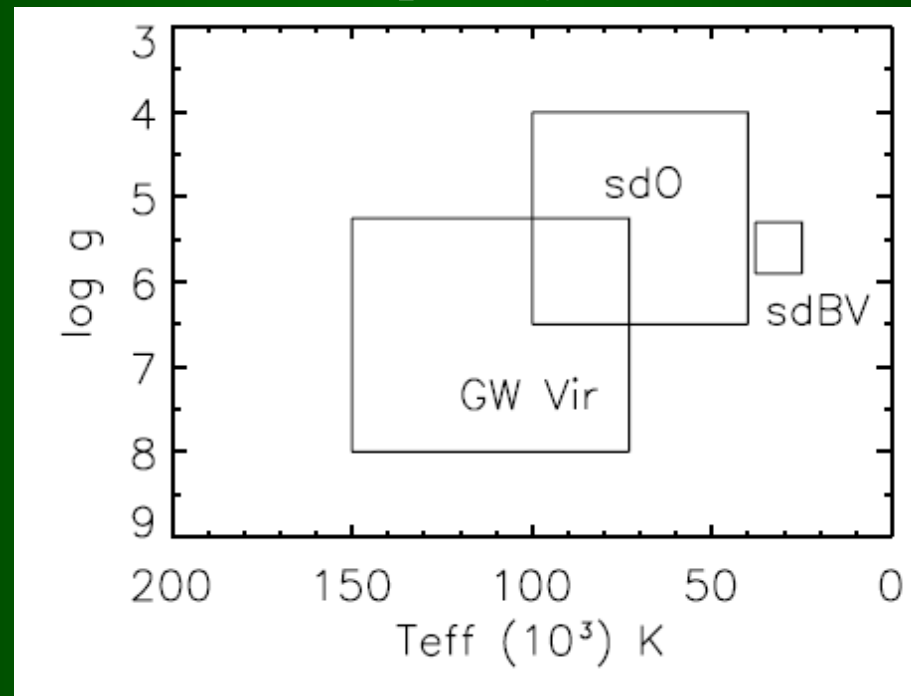
## PULSACJE GWIAZD sdO

Woudt, Kilkeny, Zietsman et al. 2006

Obiekt SDSS: 13 niezależnych częstości (P=60-120 s)

Rodriguez-Lopez, Ulla, Garrido, 2007

Dwie kandydatki o okresach pulsacji P=500s i 100 s



Rodriguez-Lopez, Ulla, Garrido, 2007

LETTER TO THE EDITOR

## Radiative levitation: a likely explanation for pulsations in the unique hot O subdwarf star SDSS J160043.6+074802.9

G. Fontaine<sup>1</sup>, P. Brassard<sup>1</sup>, E. M. Green<sup>2</sup>, P. Chayer<sup>3</sup>, S. Charpinet<sup>4</sup>, M. Andersen<sup>5</sup>, and J. Portouw<sup>2</sup>

### Lewitacja żelaza w ośrodku wodorowym

### Wzbudzenie modów w zakresie P=105-120 s

**Table 2.** Tentative mode identification for J1600+0748.

$\ell$	$k$	$P_{\text{th}}$ (s)	$P_{\text{obs}}$ (s)	$A_{\text{obs}}$ (mmag)
0	5	67.06	70.48	4.8
0	4	77.15	76.61	3.4
0	3	92.24	...	...
0	2	105.64	110.01	6.8
0	1	118.43	119.33	39.8
1	5	76.74	76.50	2.2
1	4	91.38	...	...
1	3	105.48	103.61	4.0
1	2	118.15	118.17	4.8
2	6	65.79	62.74	3.0
2	5	73.32	73.14	2.6
2	4	77.69	79.83	2.4
2	3	91.30	...	...
2	2	104.67	102.00	2.8
2	1	117.47	117.95, 117.42	2.5, 2.2

**sdOB pulsators** – idealne obiekty do  
testowania procesów dyfuzyjnych

**hybrydowe pulsacje sdOB** - Schuh et al. 2006

## Sejsmologia gwiazd typu $\text{roAp}$

Gwiazdy te pulsują w modach  $p$  wysokich rzędów.  
Częstotliwości modów obserwowanych  
zawierają się w zakresie od 1 do 3 mHz.

Fotometryczne amplitudy pulsacji są bardzo małe,  
od kilku do 50 mmag.

Gwiazdy  $\text{roAp}$  odkrył Don Kurtz (1982).

Istotną rolę odgrywa tu **pole magnetyczne**.

## MODEL SKOŚNEGO PULSATORA

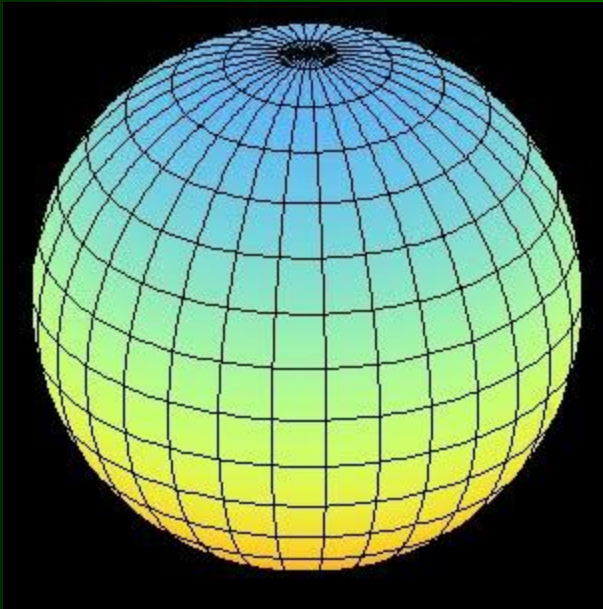
Efekty pola magnetycznego zależą od natężenia,  **$B^2$** ,  
oraz radialnego rzędu modu,  **$n$** .

Głównym efektem pola magnetycznego jest  
wpływ na **małe odstęp**y częstotliwości.

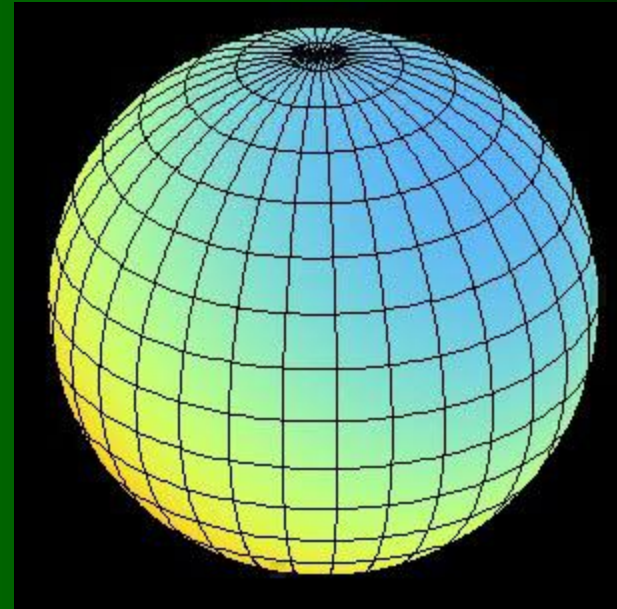


## Pulsacje $\ell=1$ $m=0$

Oś pulsacji=oś rotacji



Skośny pulsator  
Oś pulsacji=oś magnetyczna



Celem badania sejsmicznego gwiazd roAp  
jest uzyskanie ograniczeń na zachowanie  
**pola magnetycznego** we wnętrzach.

Częstotliwości oscylacji zmieniają się z okresem  
~100 dni, co tłumaczy się zmianami w **natężeniu**  
pola magnetycznego, Kurtz (1994, 1995).