

PULSACJE GWIAZDOWE

semestr zimowy 2019/2020

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.

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

\mathbf{P}_S -- zestaw parametrów charakteryzujących model:
M, X, Z, moment pędu (lub początkowa V_{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, ℓ**
 - **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 ℓ od 0 do kilku tysięcy, i maksymalnych amplitudach prędkości radialnej rzędu 20 cm/s

mody g na Słońcu

Odkryte (?) w sposób pośredni po 40 latach poszukiwań

A&A 604, A40 (2017)
DOI: [10.1051/0004-6361/201730460](https://doi.org/10.1051/0004-6361/201730460)
© ESO 2017

**Astronomy
&
Astrophysics**

Asymptotic g modes: Evidence for a rapid rotation of the solar core

E. Fossat¹, P. Boumier², T. Corbard¹, J. Provost¹, D. Salabert³, F. X. Schmider¹, A. H. Gabriel², G. Grec¹, C. Renaud¹,
J. M. Robillot⁴, T. Roca-Cortés^{5,6}, S. Turck-Chièze⁷, R. K. Ulrich⁸, and M. Lazrek⁹

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

**Odkryte poprzez ich wpływ na duże odstępny modów p
Amplitudy na powierzchni 3 mm/s**

Jądro Słońca rotuje 4x szybciej niż otoczka

A&A 629, A26 (2019)

<https://doi.org/10.1051/0004-6361/201935434>

© V. G. A. Böning et al. 2019

**Astronomy
&
Astrophysics**

Signature of solar g modes in first-order p -mode frequency shifts

Vincent G. A. Böning¹, Huanchen Hu (胡奐晨)^{1,2}, and Laurent Gizon^{1,3,4}

Mody g mogą zmieniać częstotliwości modów p , ale efekt jest bardzo mały, rzędu 0.1 nHz

Conclusions. It appears to be impossible to detect g modes solely through their signature in p -mode frequency shifts. Whether g modes leave a detectable signature in p -mode travel times under a given observational setup remains an open question.

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 odstępstwa, 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 ℓ

Mt. Wilson Observatory

Astrofizyczne Obserwatorium Krymskie

GONG (Global Oscillation Newtwork 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)**

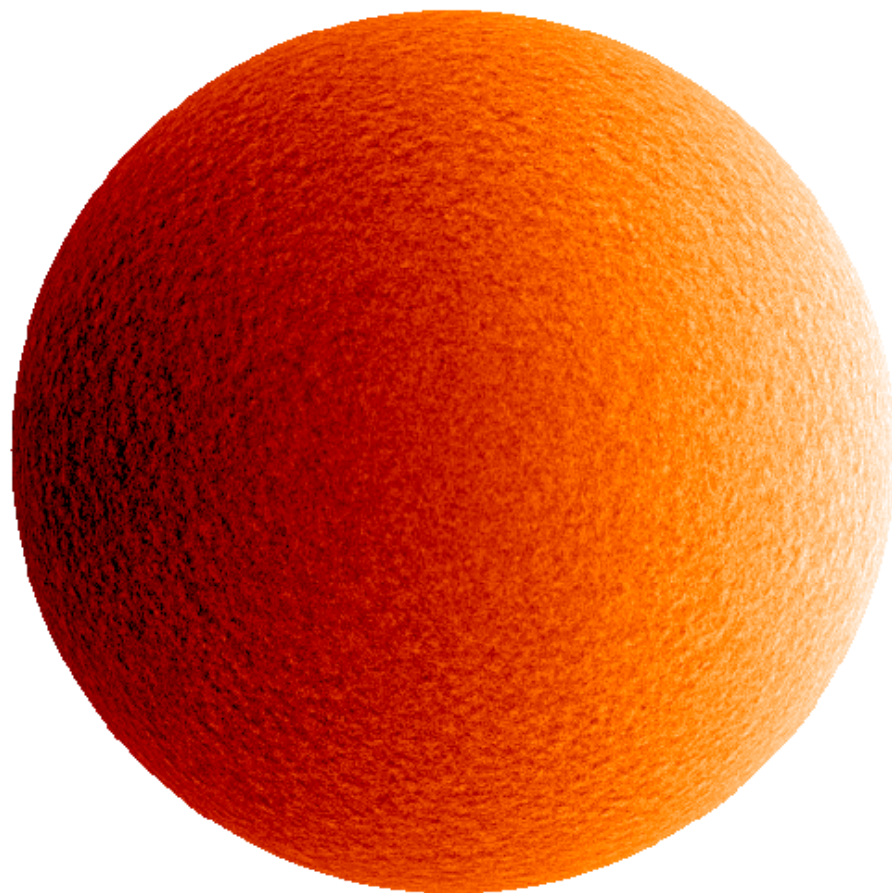
TRACE (1998-2010)

SDO (Solar Dynamics Observatory) (2010)

PICARD (2010)

Solar Orbiter (2019)

Drgania powierzchni Słońca



-2500. -2000. -1500. -1000. -500. 0. 500. 1000. 1500. 2000.
Velocity (m/s)

SOI / MDI

Stanford Lockheed Institute for Space Research SOI / MDI

z rotacją

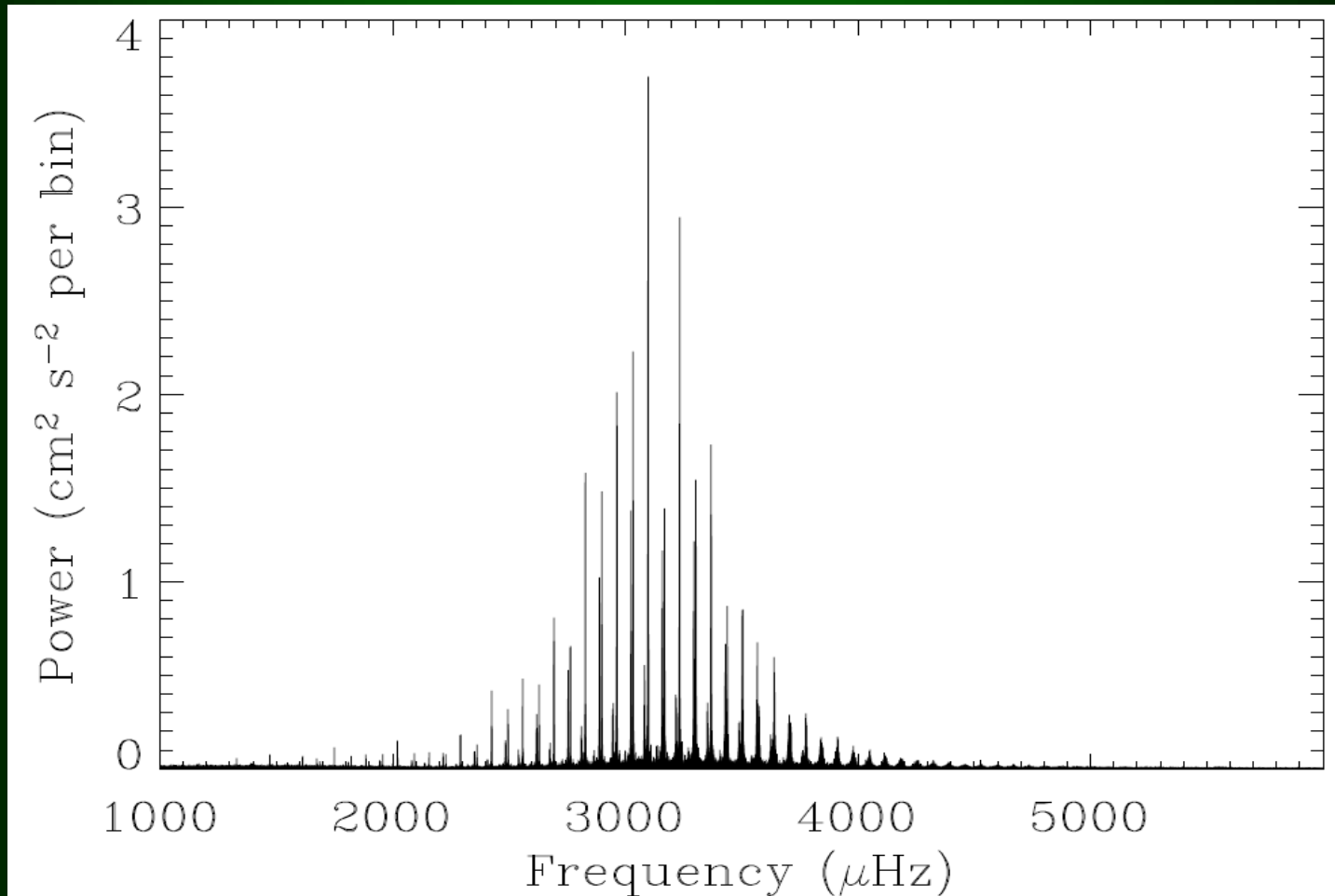


-500. -400. -300. -200. -100. 0. 100. 200. 300. 400. 500.
Velocity (m/s)

Stanford Lockheed Institute for Space Research

rotacja 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 .

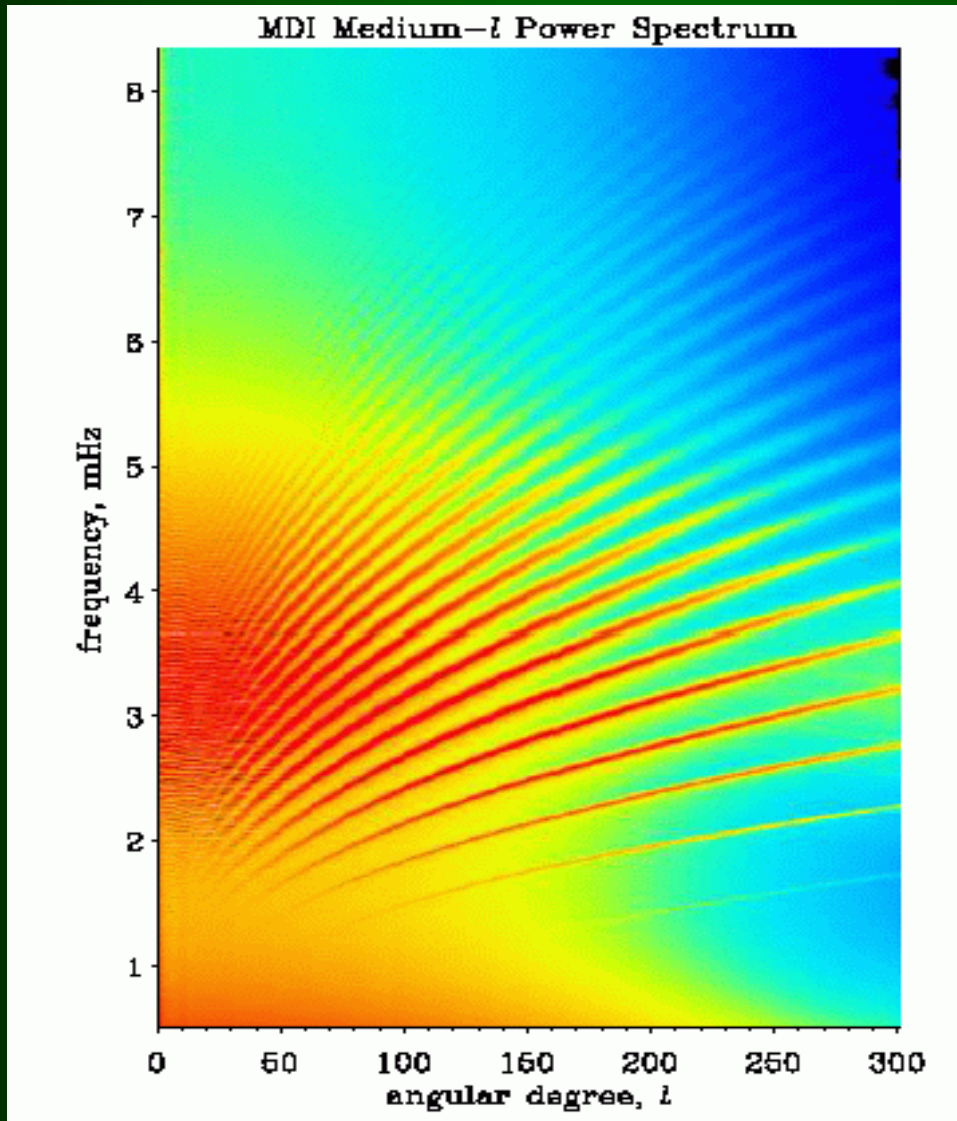


Diagram otrzymany z danych SOHO/MDI Medium-l program

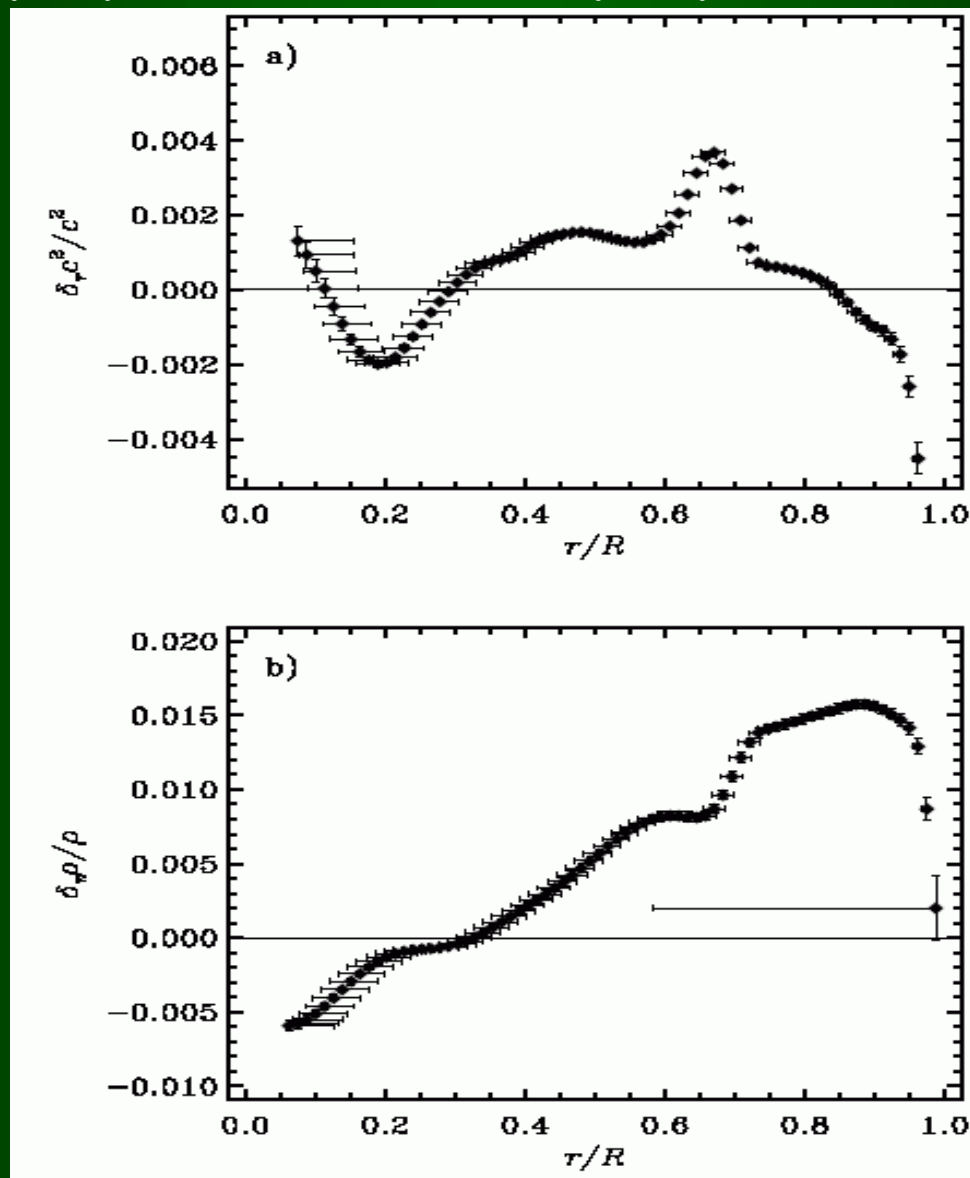
GLOBALNA HELIOSEJSMOLOGIA

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.

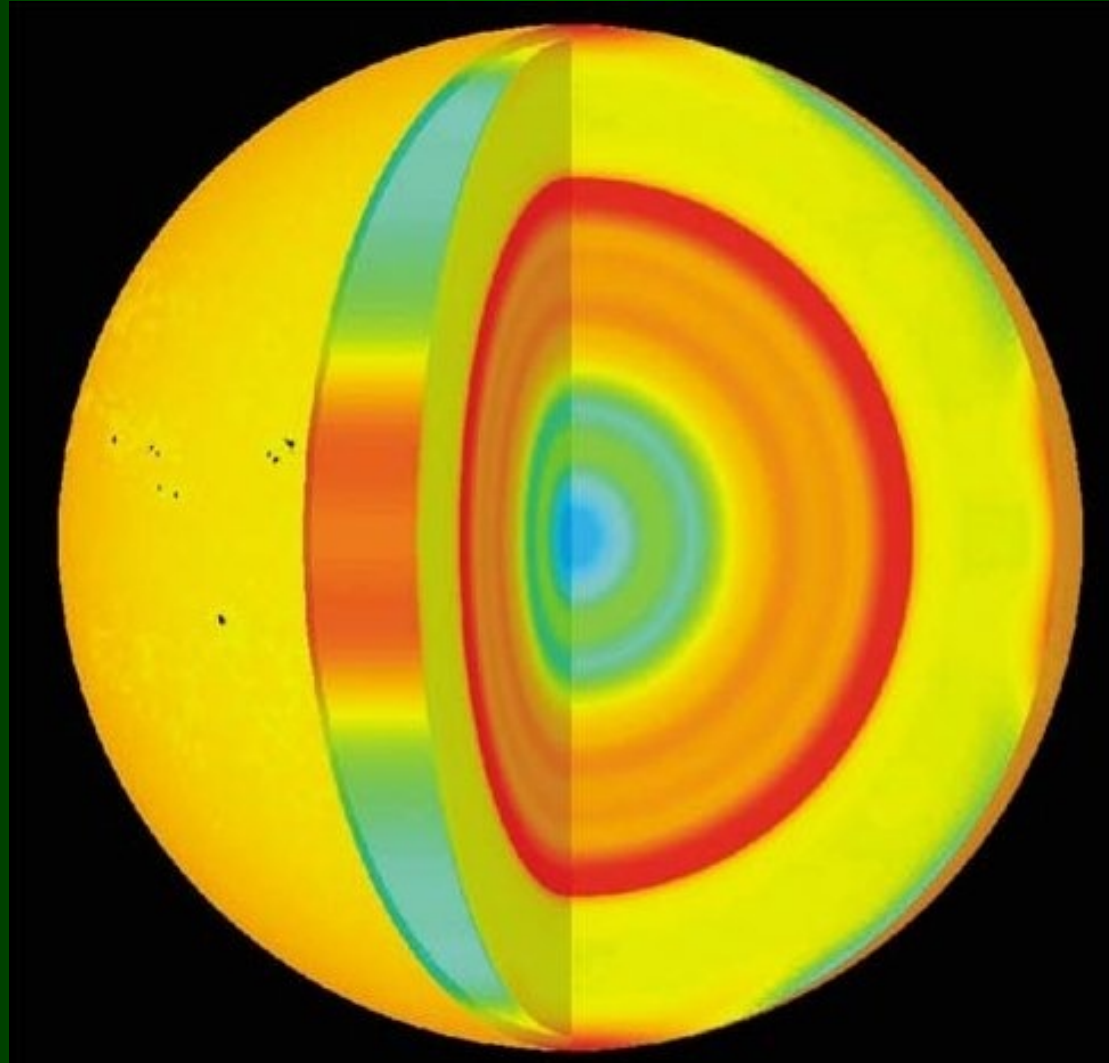


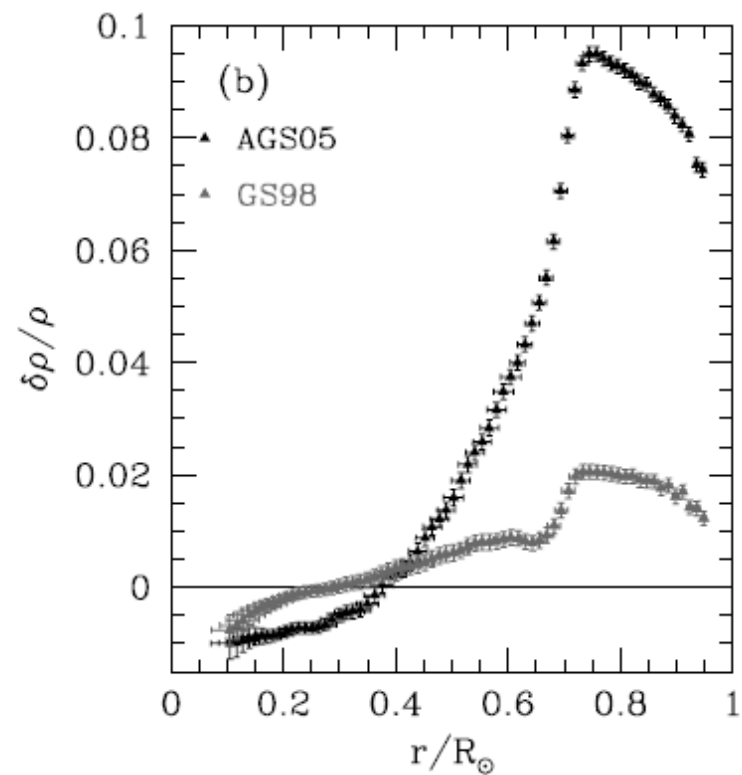
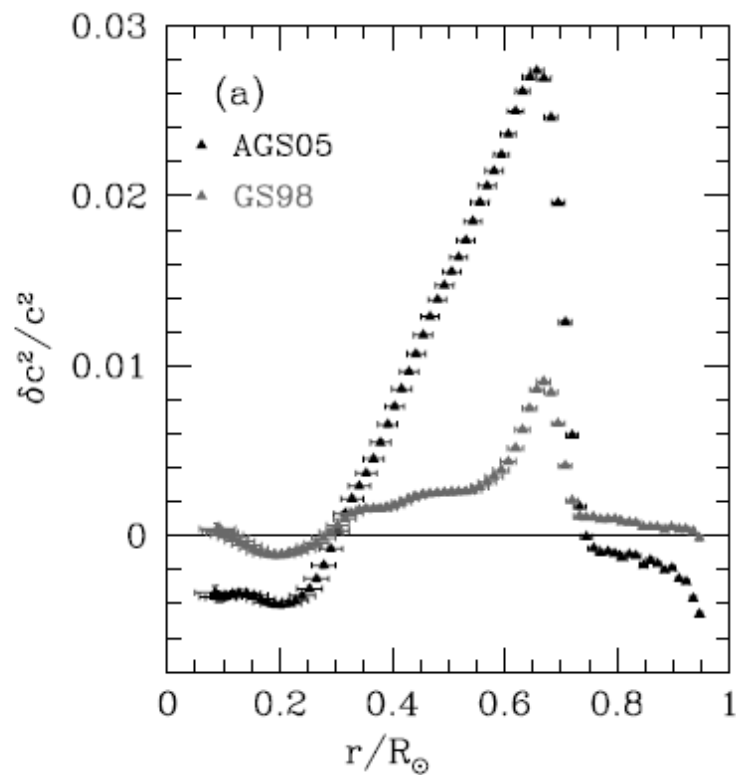
Prędkość dźwięku we wnętrzu Słońca

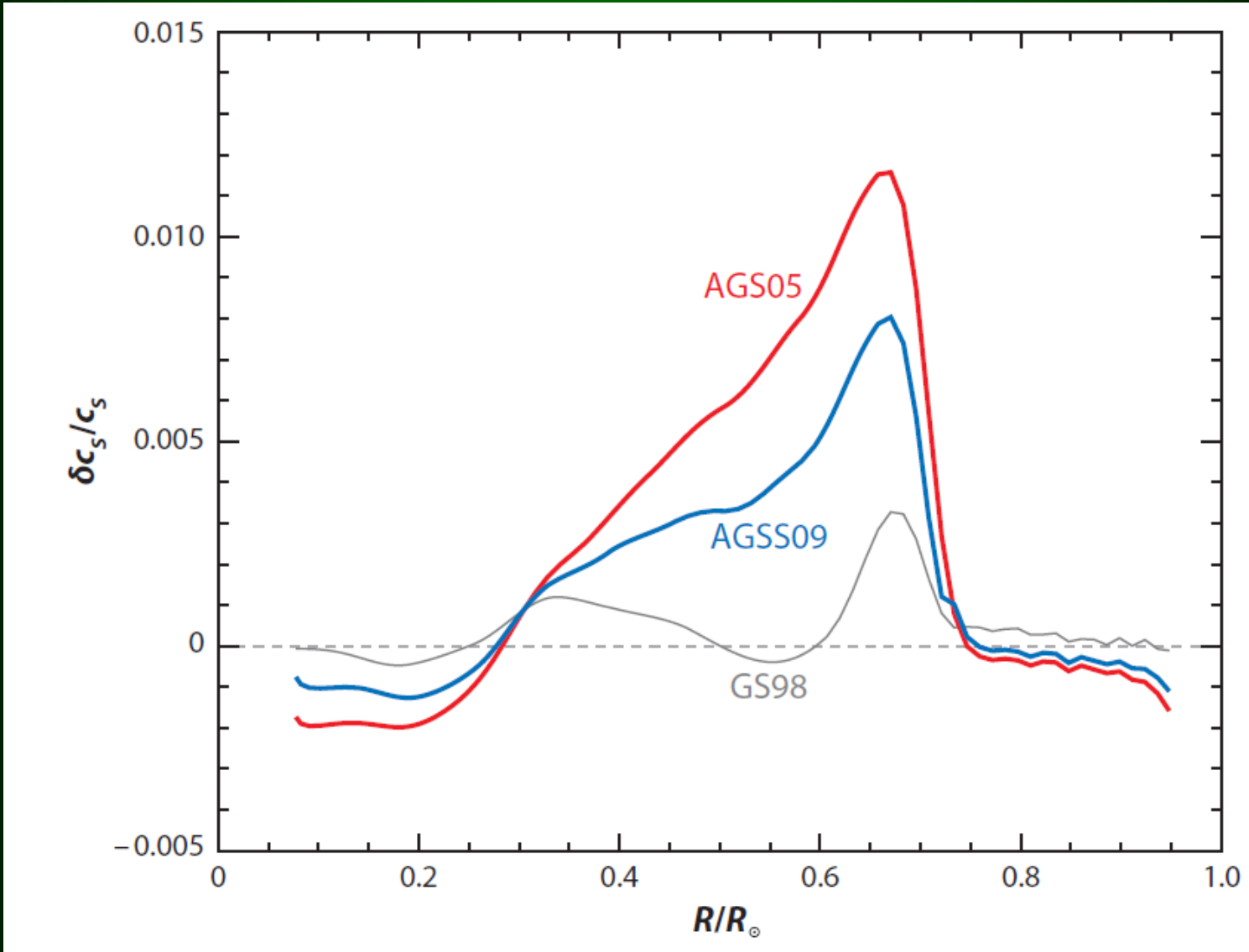
Niebieski – T niższa od przewidywanej

czzerwony – T wyższa od przewidywanej

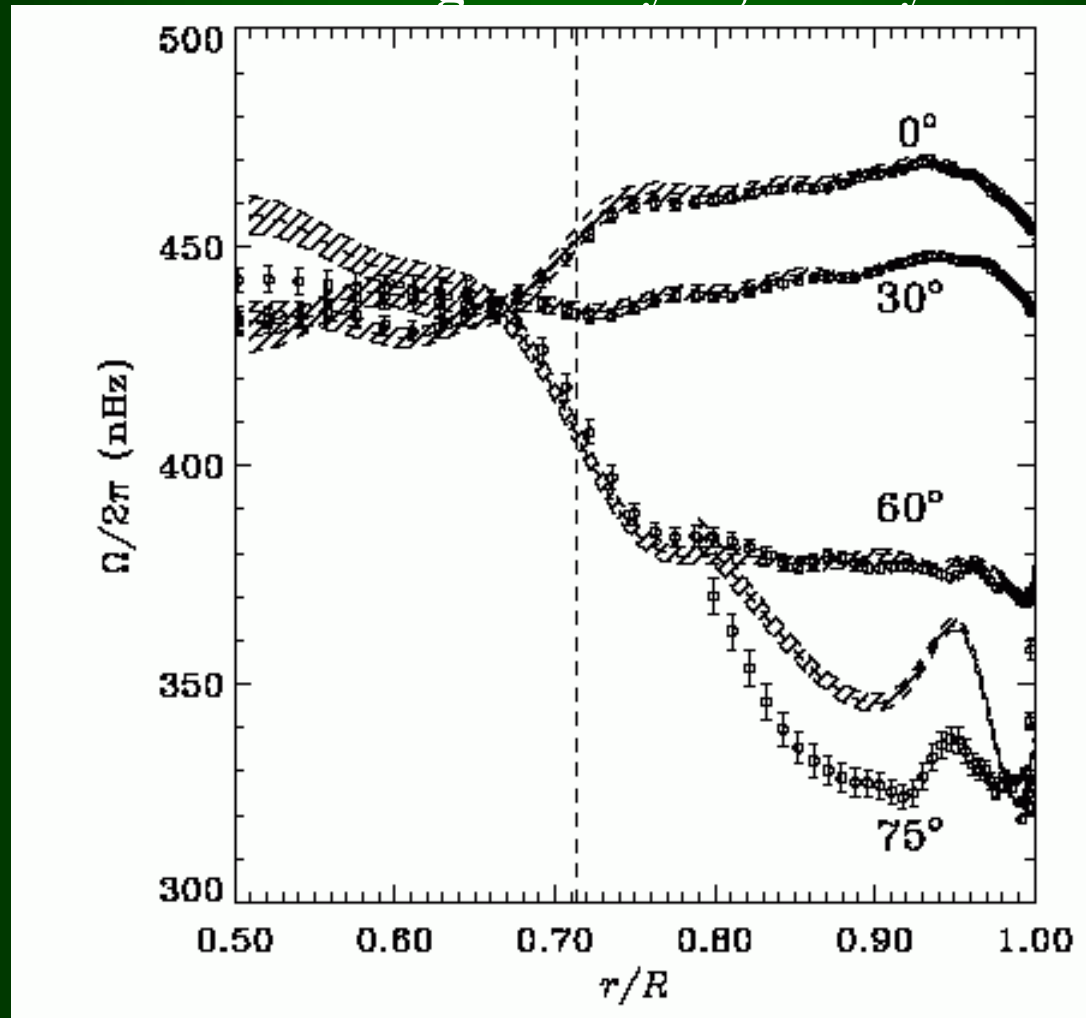
max. różnice - 4%



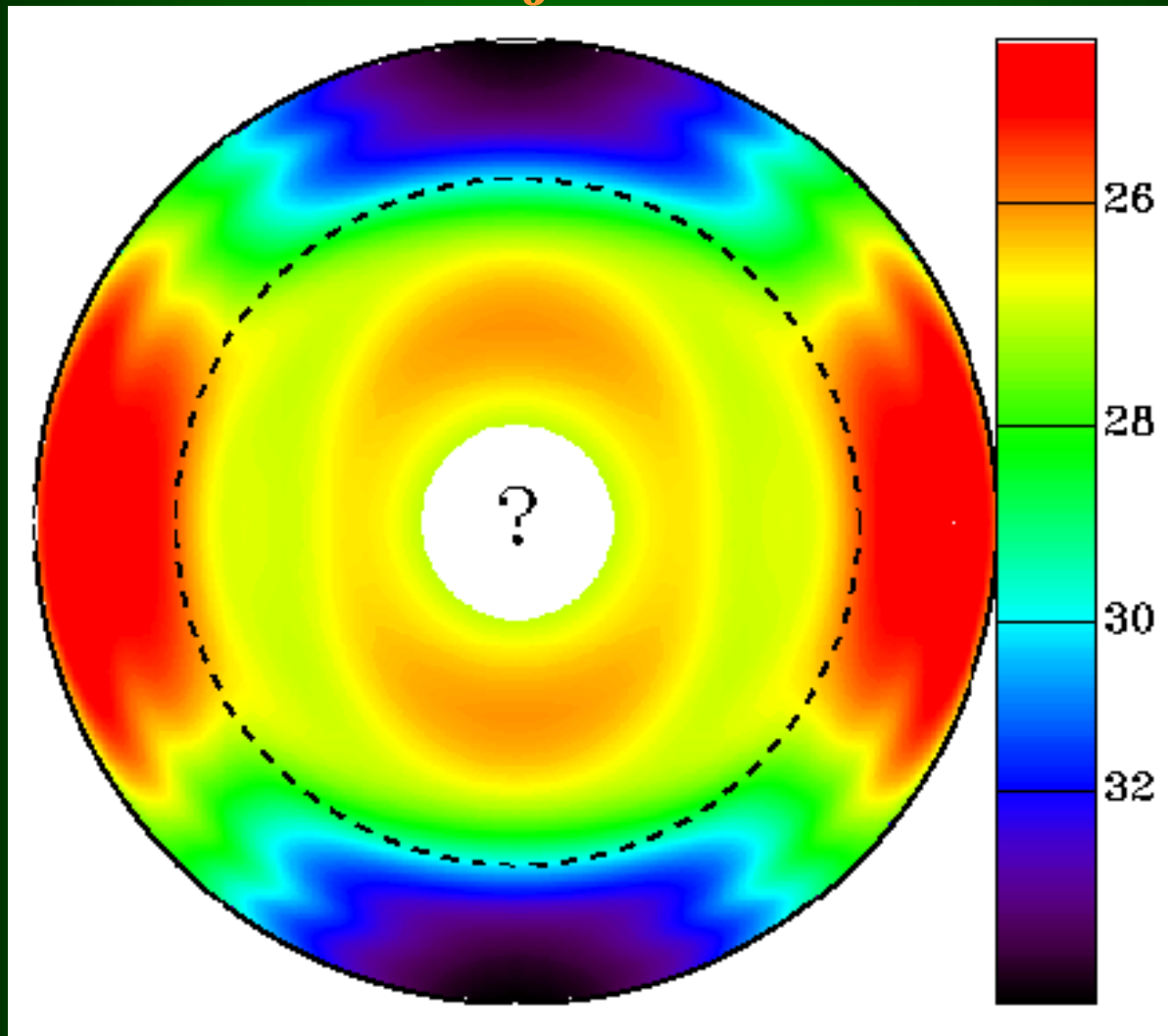




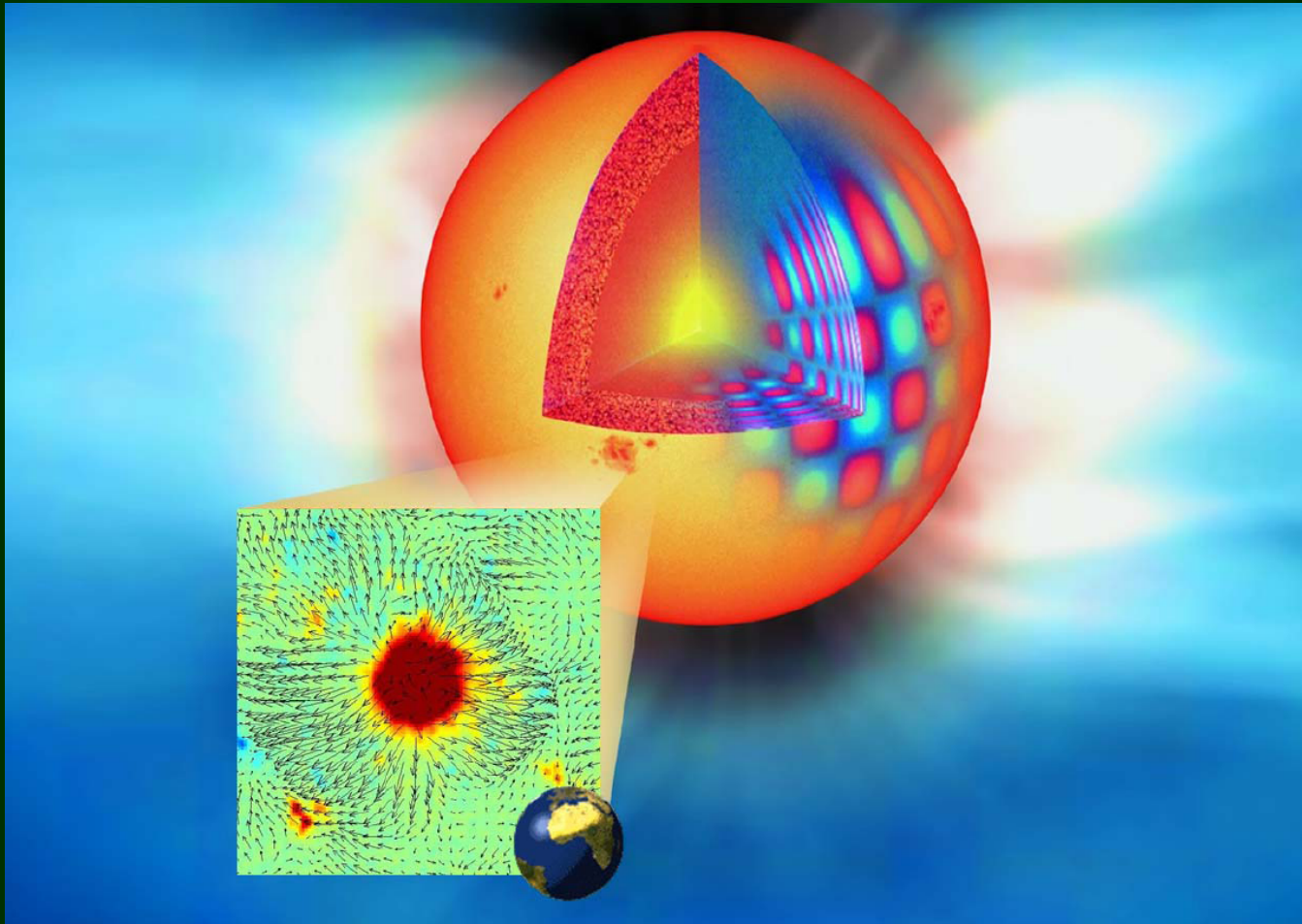
Rotacja Słońca w funkcji r , i zaznaczonymi szerokościami heliograficznymi, z danych MDI.



Rotacja Słońca

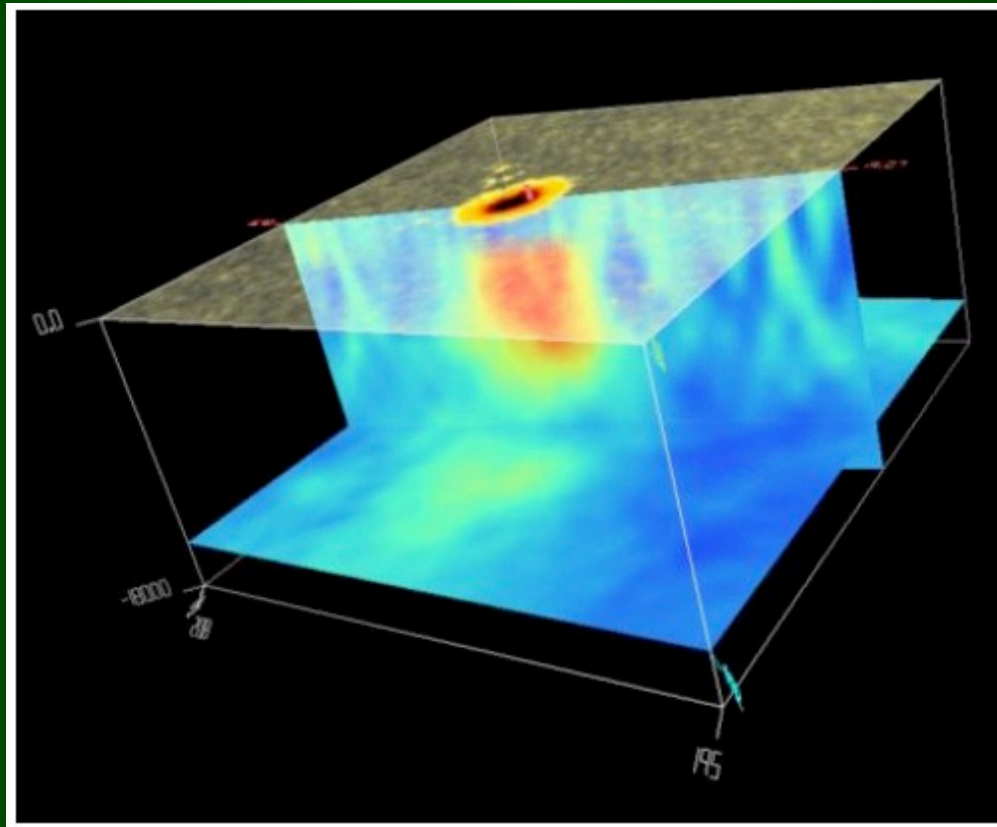


Przepływ horyzontalny 1000 km pod plamą uzyskany z lokalnej heliosejsmologii

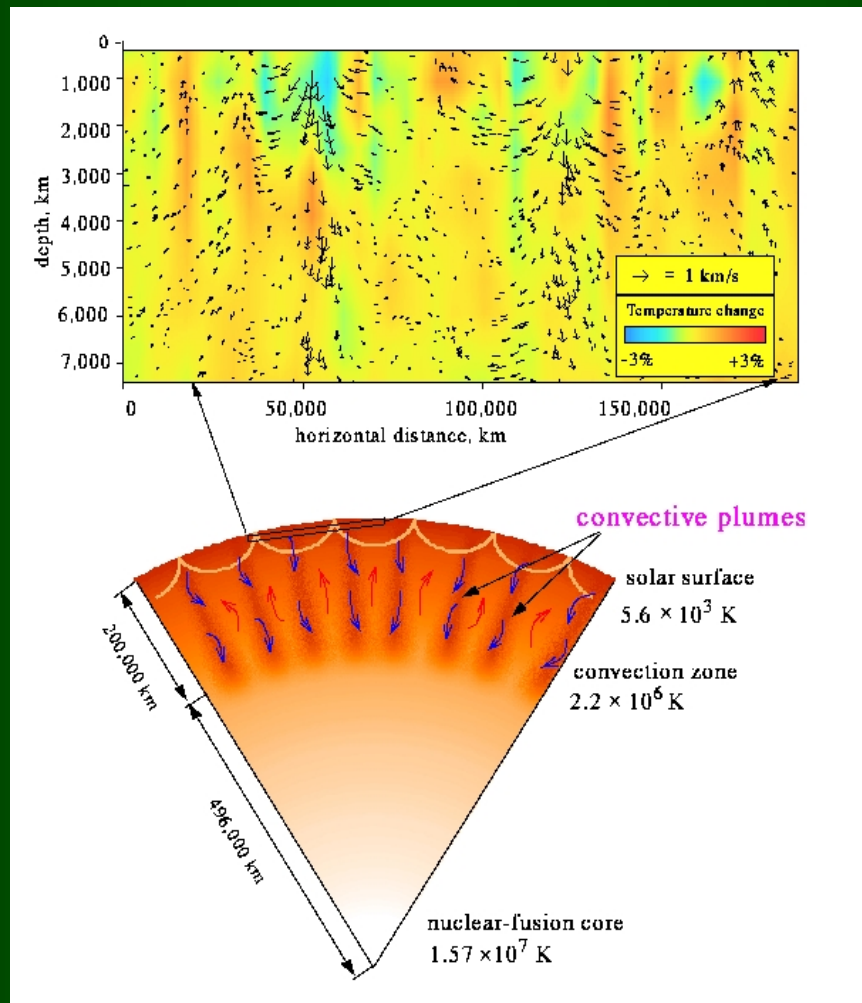


Zaburzenia prędkości fal akustycznych pod plamą słoneczną

Czerwony – prędkość szybsza od średniej

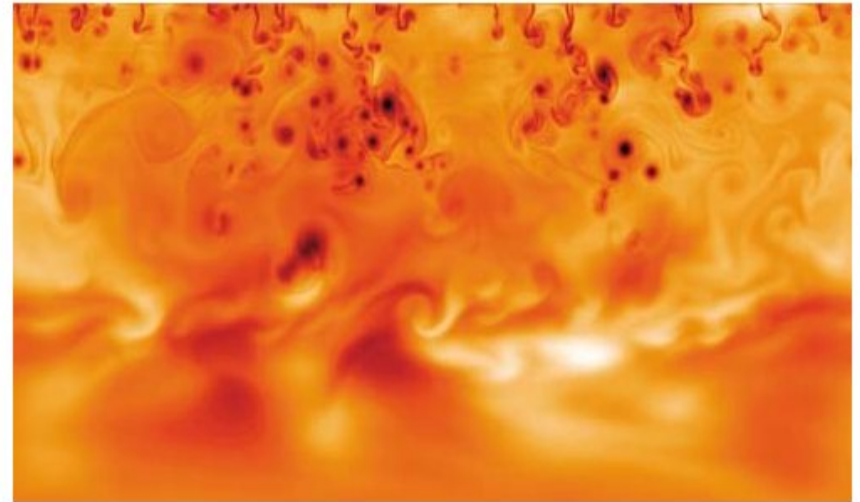
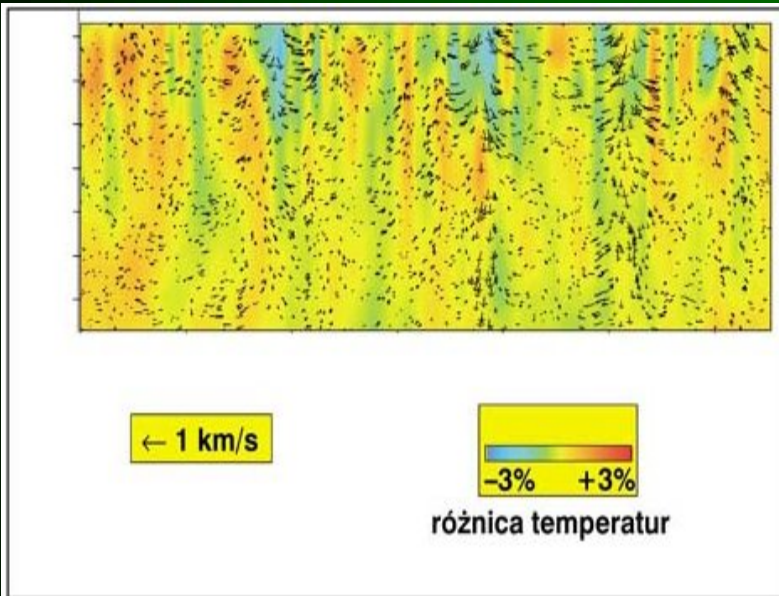


Ruch konwektywny pod powierzchnią Słońca odtworzony metodami heliosejsmicznymi

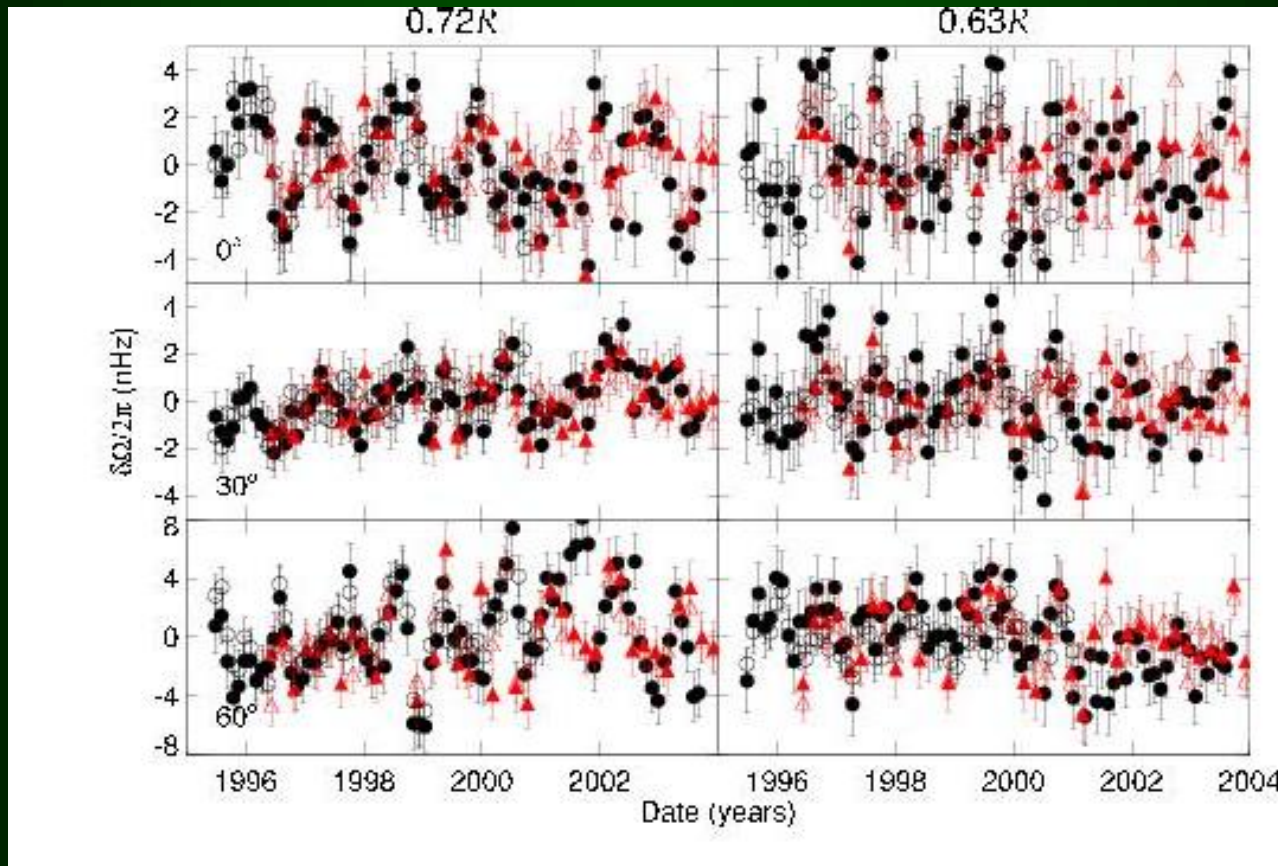


ruchy materii w górnej części
strefy konwekcyjnej odtworzone
z analizy heliosejsmicznej

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



SOHO MDI -czerwone trójkąty, GONG -czarne kółka

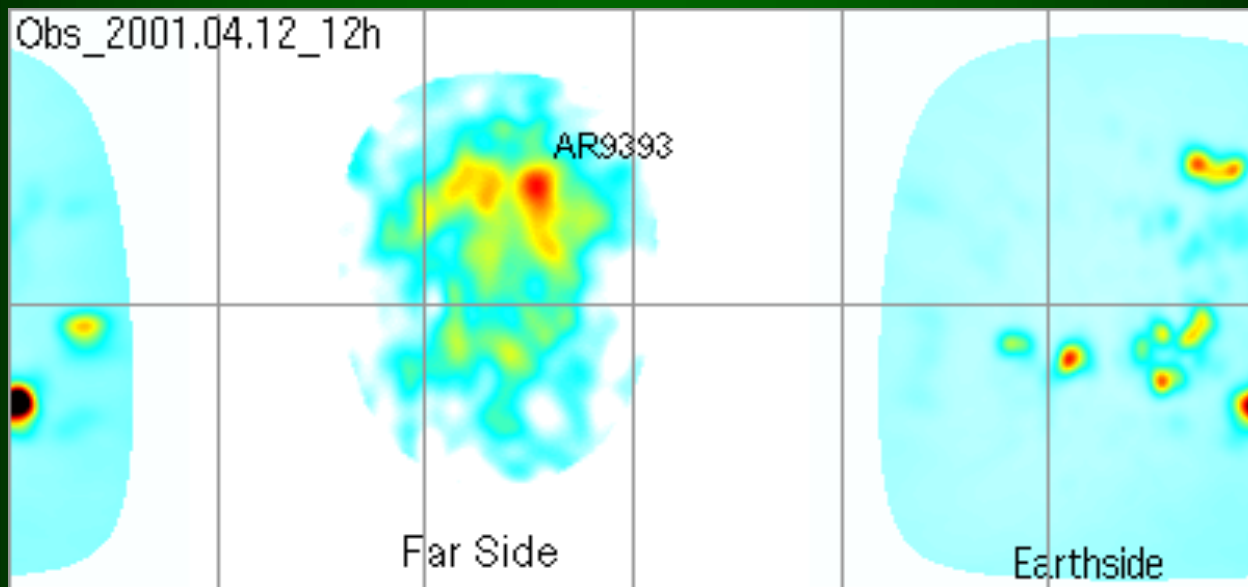
dynamo słoneczne?

Howe i in. (2000)

M. Roth

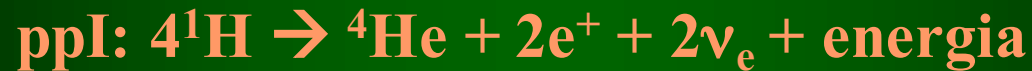
Holografia heliosejsmiczna (SOHO MDI)

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 magnetycznego.

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%

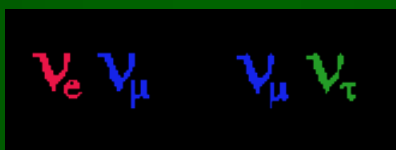
Model Standardowy Słońca jest poprawny

Standardowy model fizyki cząstek elementarnych był niepoprawny.

neutrino mają masę



mogą oscylować



Oscylacje typu słonecznego

Brown & Gilliland 1994, ARA&A 32,37

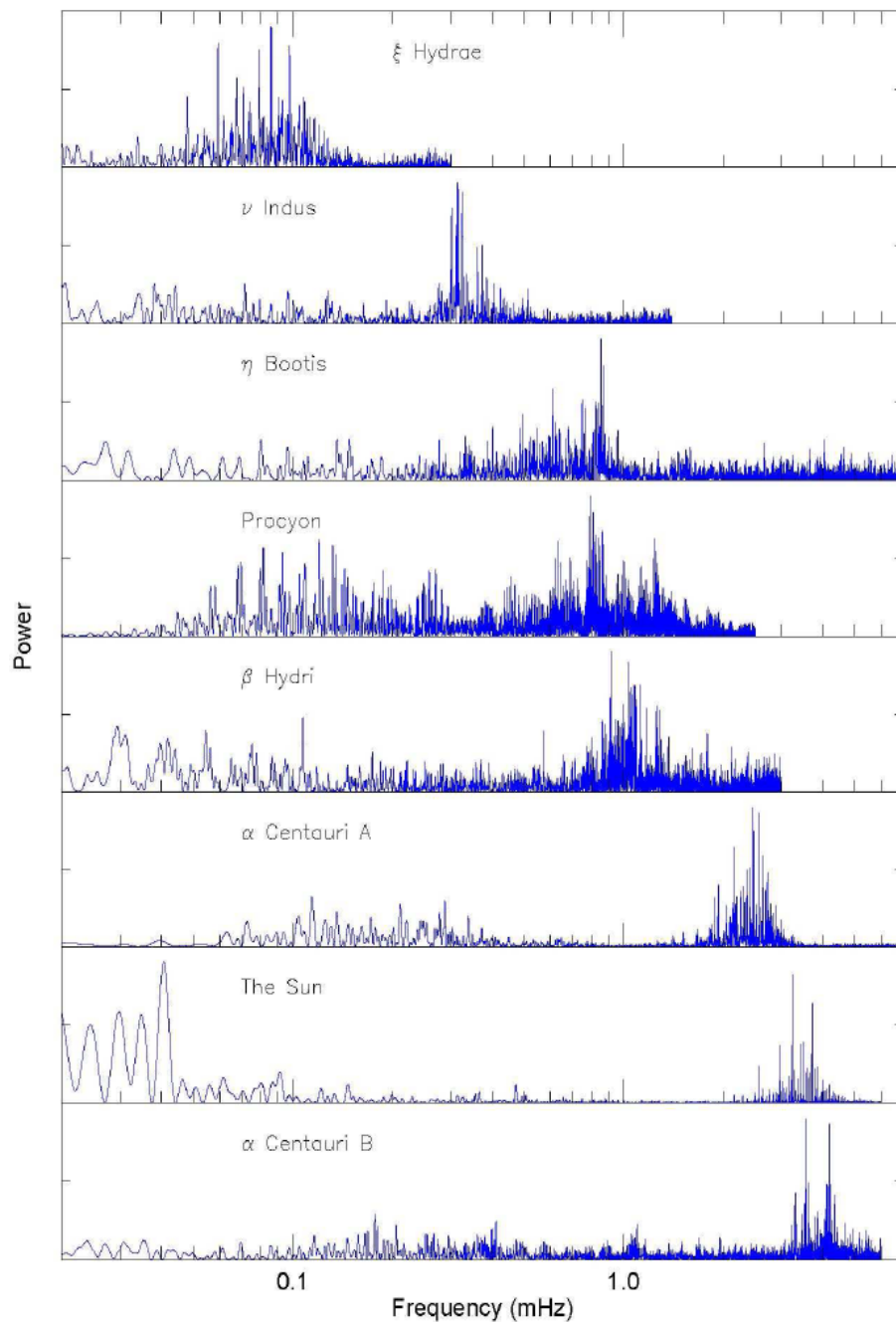
Kjeldsen & Bedding 1995, A&A 293, 87

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

**Procyon (α CMi), η Boo, β Hyi, ζ Her A, δ Eri,
 α Cen A, ν Ind, ξ Hya, Arcturus (α Boo), α Uma**

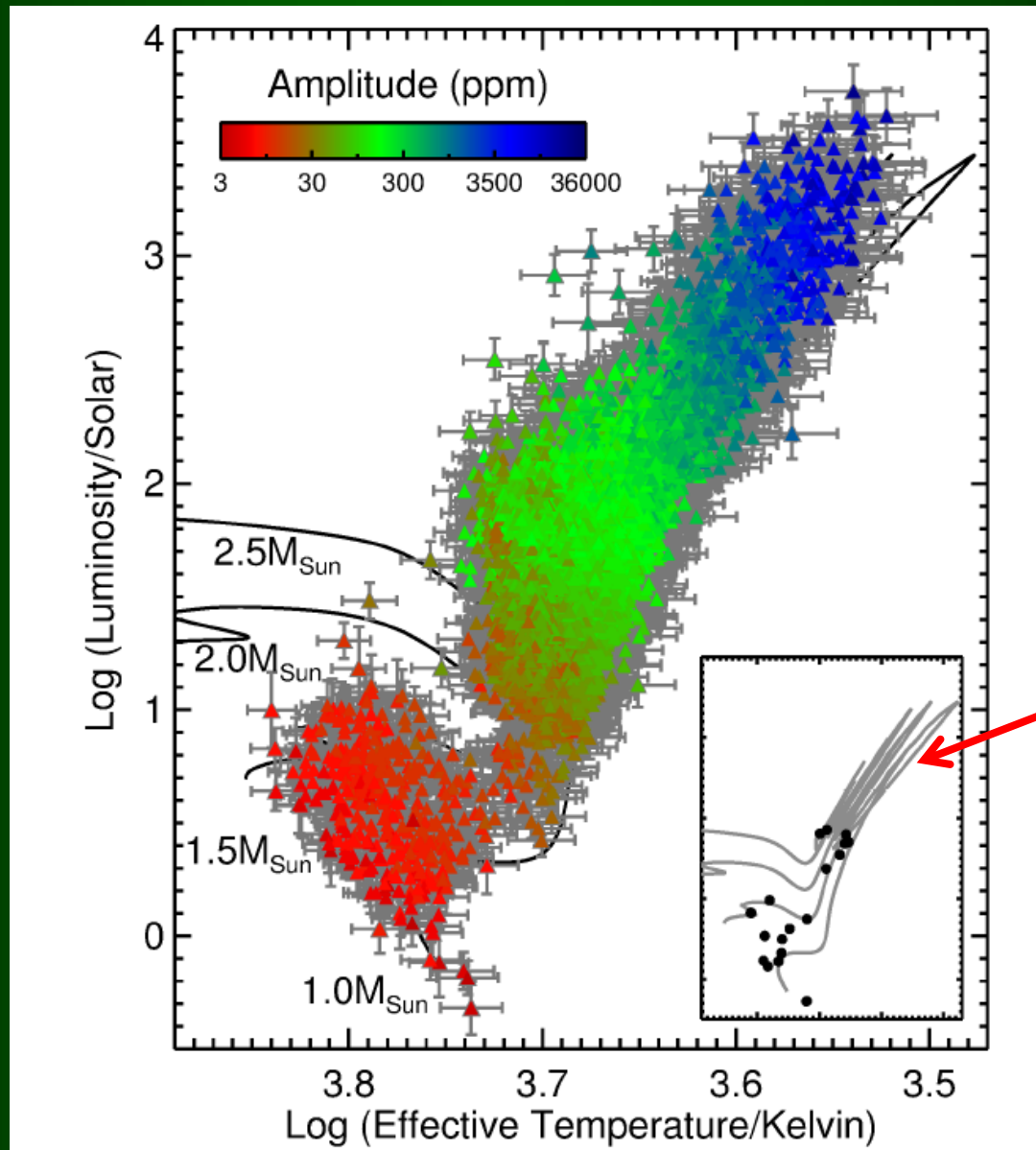
**T. Bedding & H. Kjeldsen 2003,
Solar-like Oscillations**

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

Beck i in . (2012) – analiza modów mieszanych pokazała, że rotacja czerwonych olbrzymów nie jest sztywna

Mosser i in. (2012) – prędkość rotacji jądra w fazie czerwonego olbrzyma istotnie maleje, w szczególności pod koniec tej fazy

Deheuvels i in. (2014) – podczas fazy podolbrzyma rotacja jądra wzrosła natomiast otoczki zmniejszyła się

Beck i in . (2012) – analiza modów mieszanych pokazała, że rotacja czerwonych olbrzymów nie jest sztywna

Mosser i in. (2012) – prędkość rotacji jądra w fazie czerwonego olbrzymia istotnie maleje, w szczególności pod koniec tej fazy

Deheuvels i in. (2014) – podczas fazy podolbrzymia rotacja jądra wzrosła natomiast otoczki zmniejszyła się

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 asteroseismologii białych karłów ?

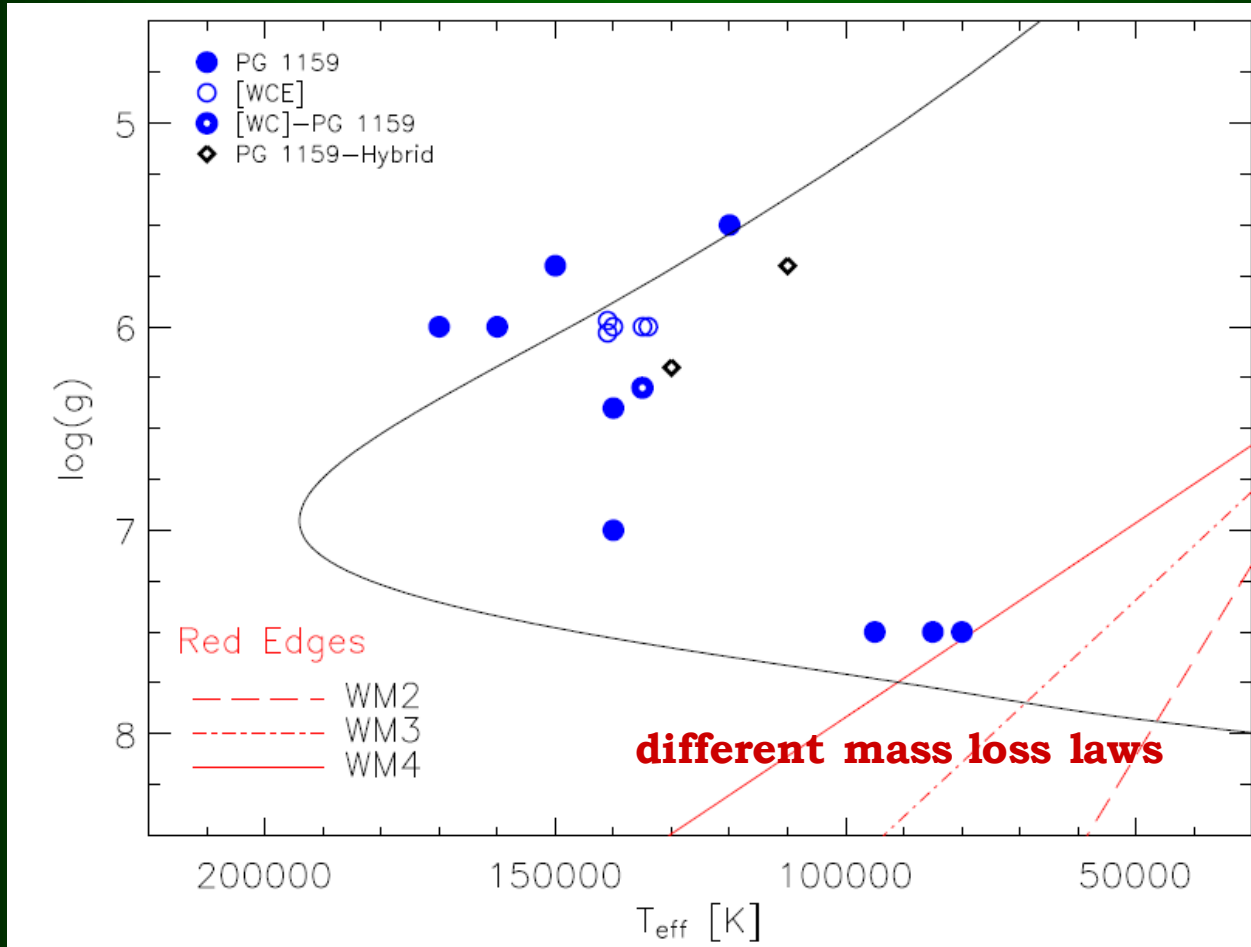
- ◆ Całkowita masa z odstępów w okresach
- ◆ Masa warstw zewnętrznych z odchyłek rozkładu okresów od regularnego, diagram ΔP vs. P
 - ◆ Jasność gwiazdowa
 - ◆ Okres rotacji
- ◆ Pole magnetyczne z rozszczepienia magnetycznego
Pole magnetyczne rozszczepia mody na $l+1$ składowych, a przesunięcie w częstotliwościach 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 δ 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

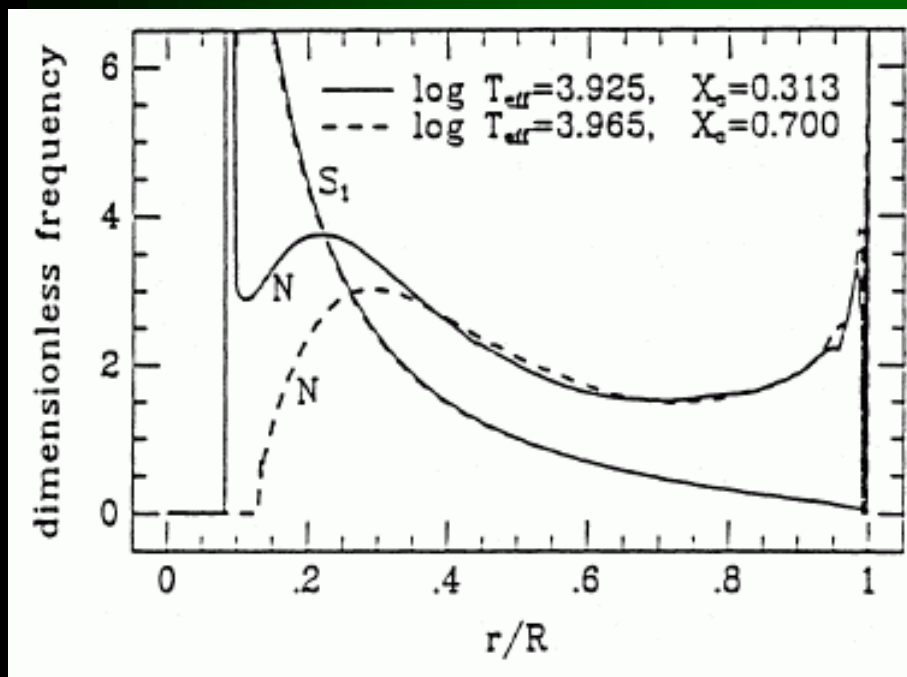
44 Tau, Breger, Pamyatnykh, Lenz, Garrido

Dziembowski & Pamyatnykh 1991, A&A 248, L11

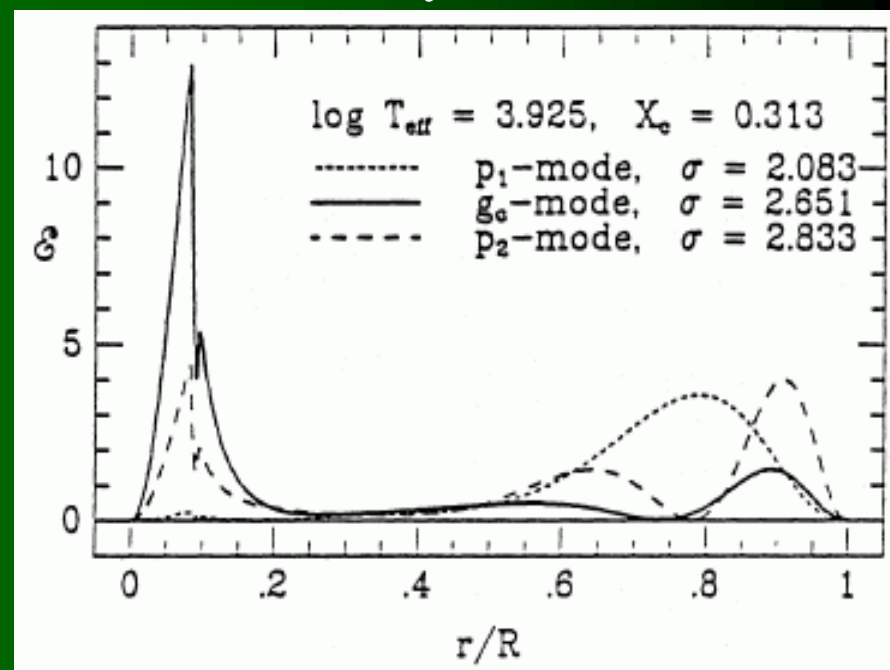
Mody mające we wnętrzu dużą energię kinetyczną, $E_k = \rho \omega^2 \xi^2$, mogą być miarą zasięgu przestrzeliwania konwektywnego.

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

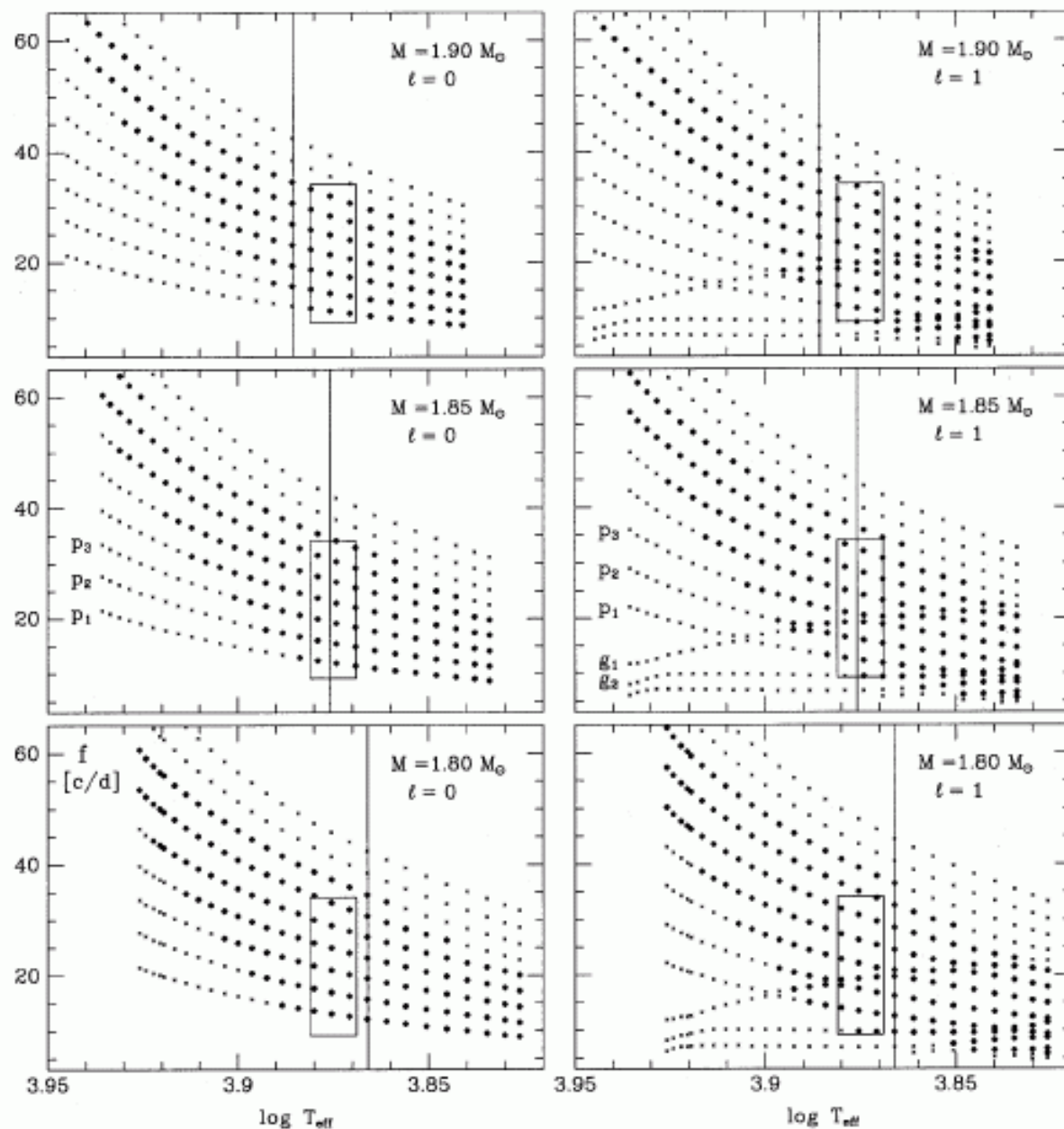


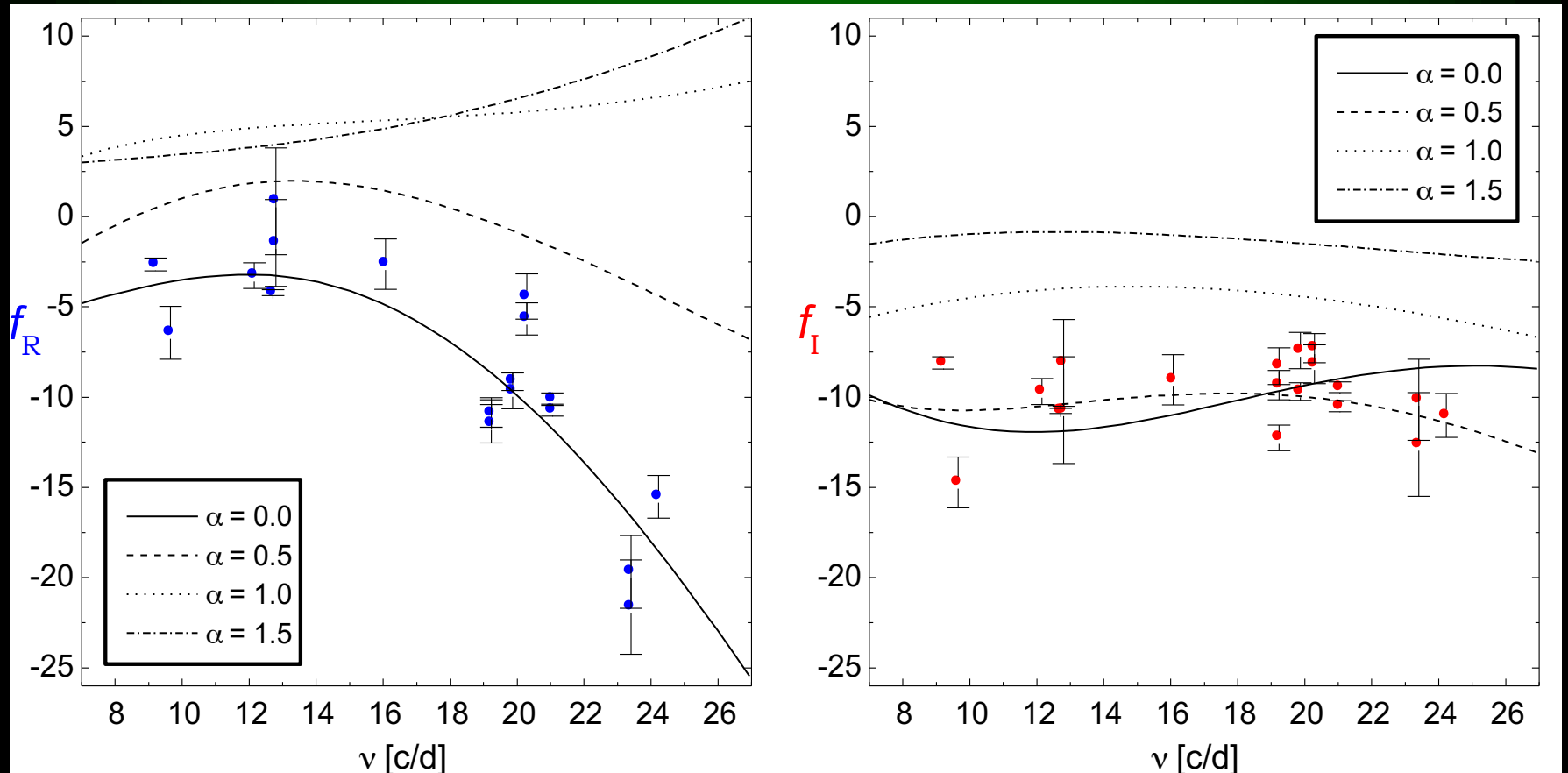
Fig. 5. Main-sequence evolution of low-order frequency spectra of radial and dipole oscillations of stellar models with masses 1.80 , 1.85 and $1.90 M_{\odot}$. In each panel, leftmost and rightmost points correspond to the ZAMS and to the TAMS models, respectively. Large filled circles denote unstable 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 $f_0 = 12.154$ c/d. Only models with masses 1.815 – $1.875 M_{\odot}$ fit the allowed temperature range

OGRANICZENIA NA KONWEKCJĘ

FG Vir

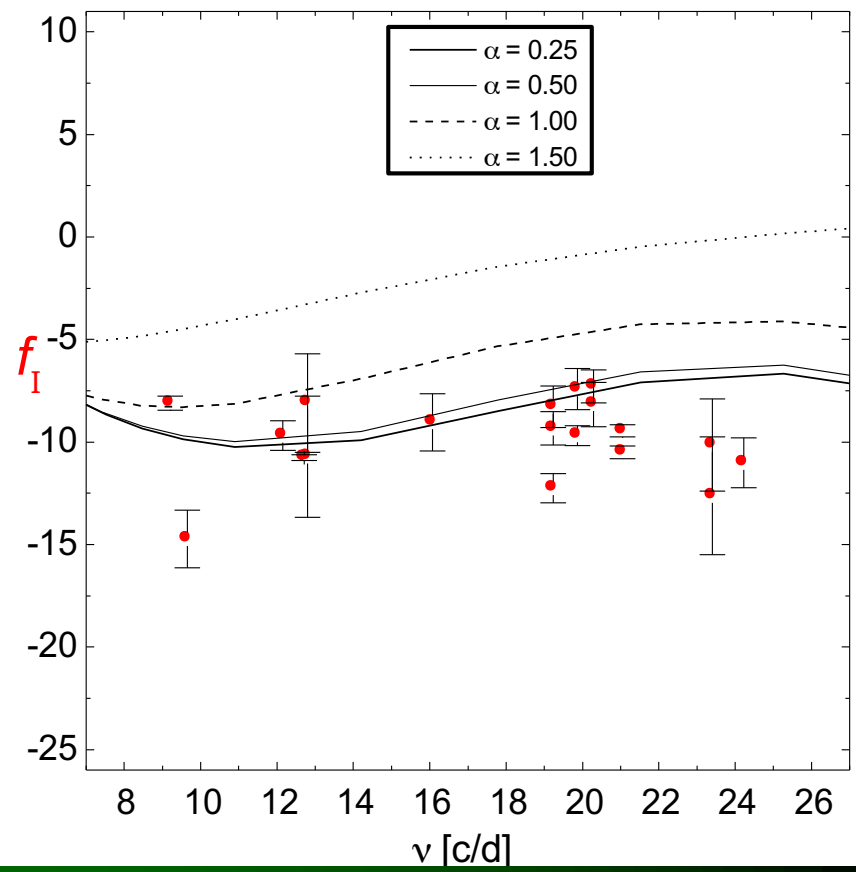
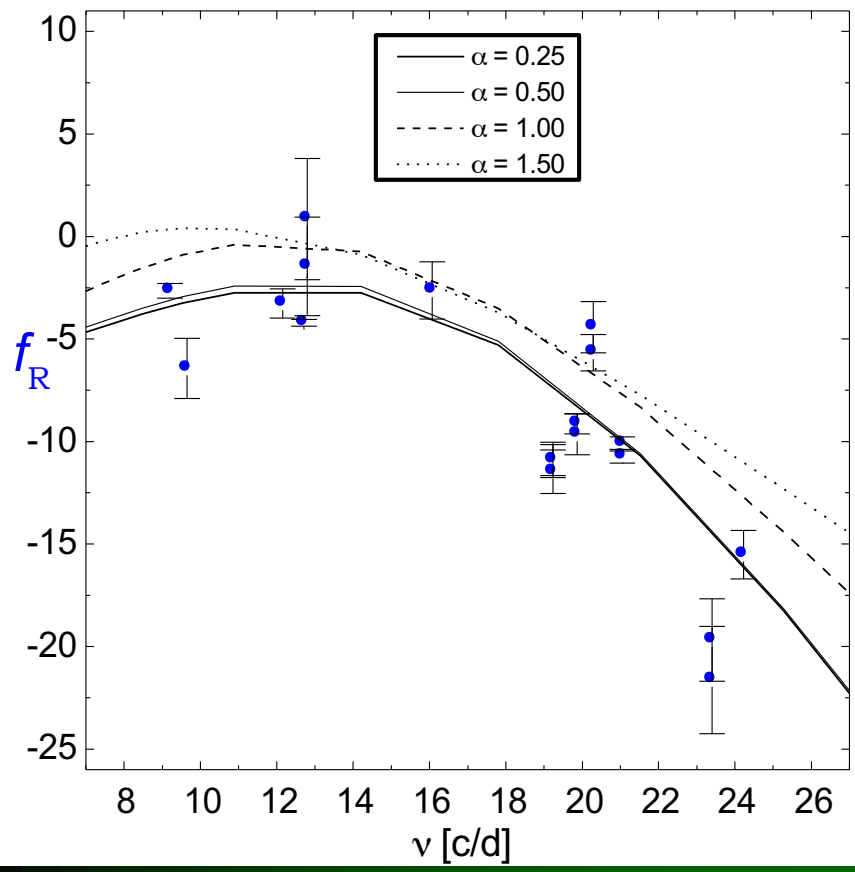
Empiryczne i teoretyczne wartości f .

Model: MLT, convective flux freezing approximation



Empiryczne i teoretyczne wartości f .

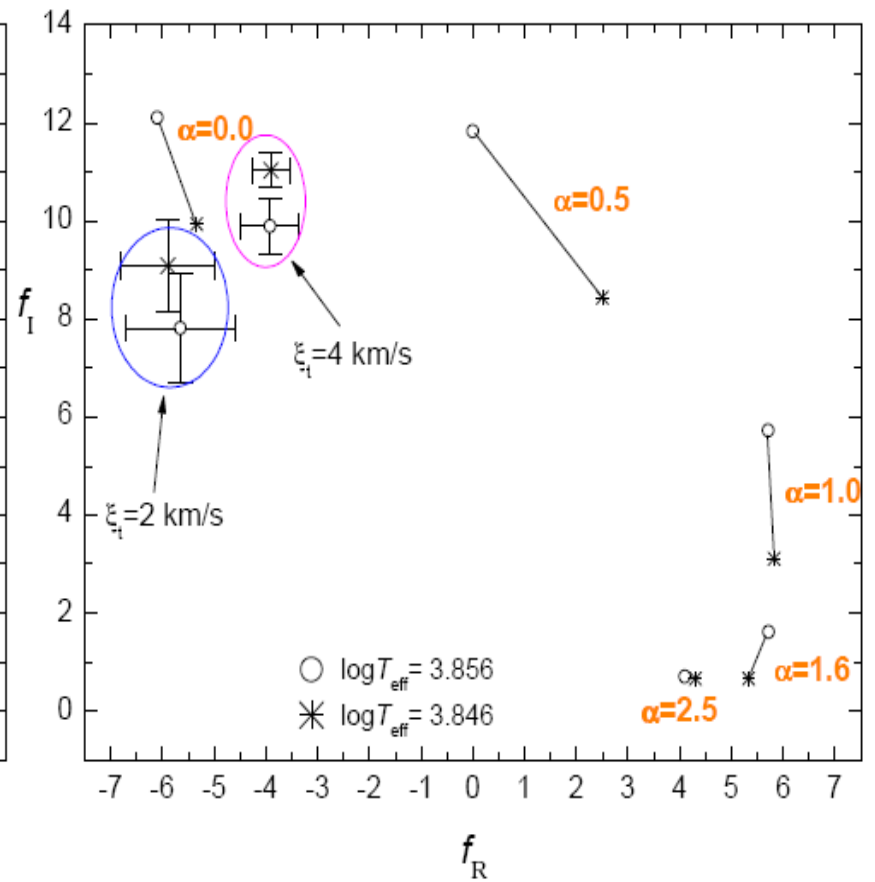
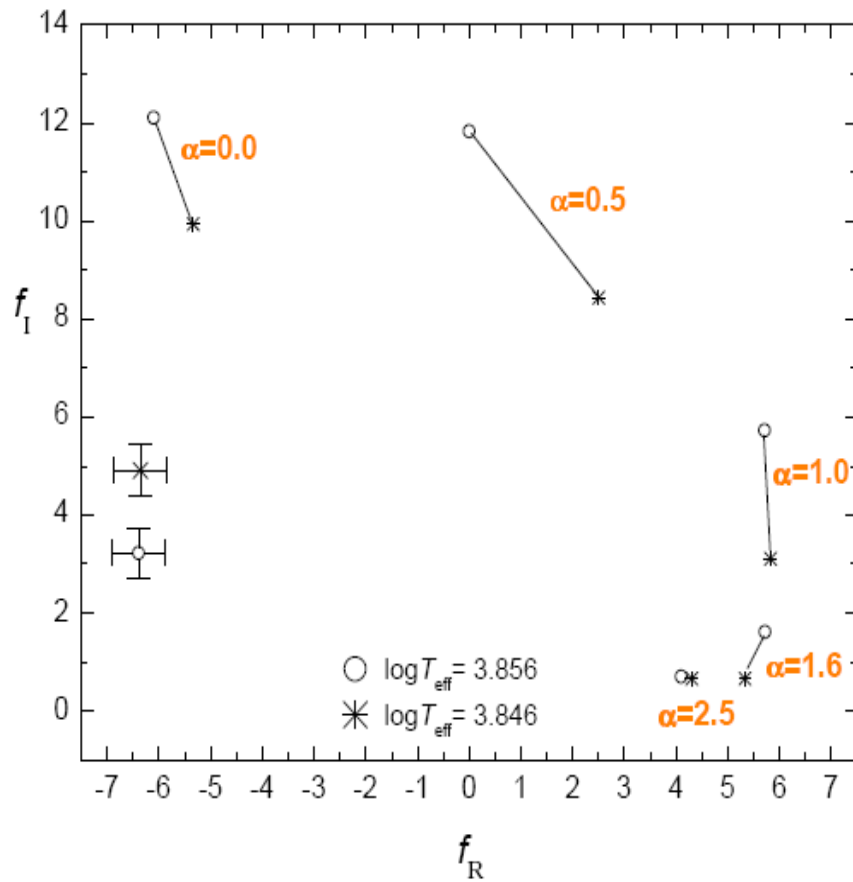
Model: non-local, time-dependent formulation of MLT



β Cas

Kurucz models

Vienna models



Sejsmologia gwiazd typu β 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

ν Eri, Pamyatnykh, Handler & Dziembowski 2004, MNRAS 350, 1022

Ausseloos et al. 2004, MNRAS, 355, 352

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

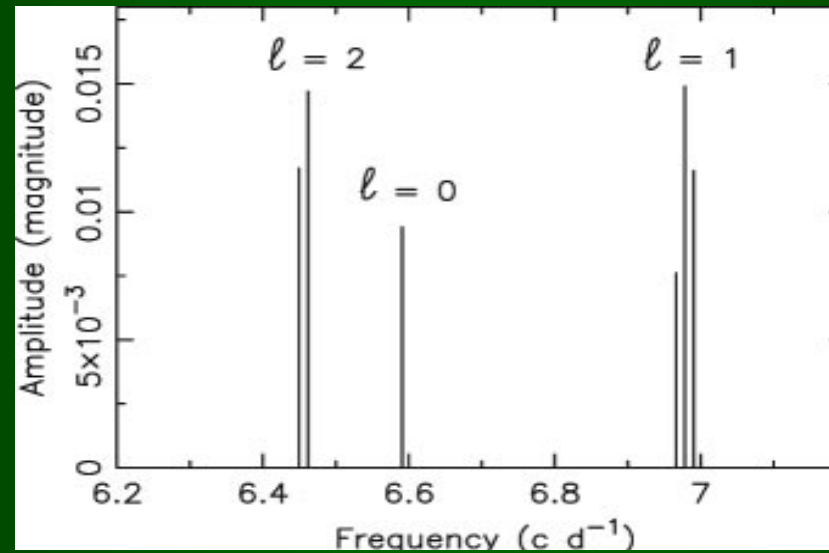
Dziembowski, Pamyatnykh, 2008, MNRAS 385, 2061

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

θ Oph, Briquet et al. 2007, MNRAS 381, 1482

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

V836 Cen



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

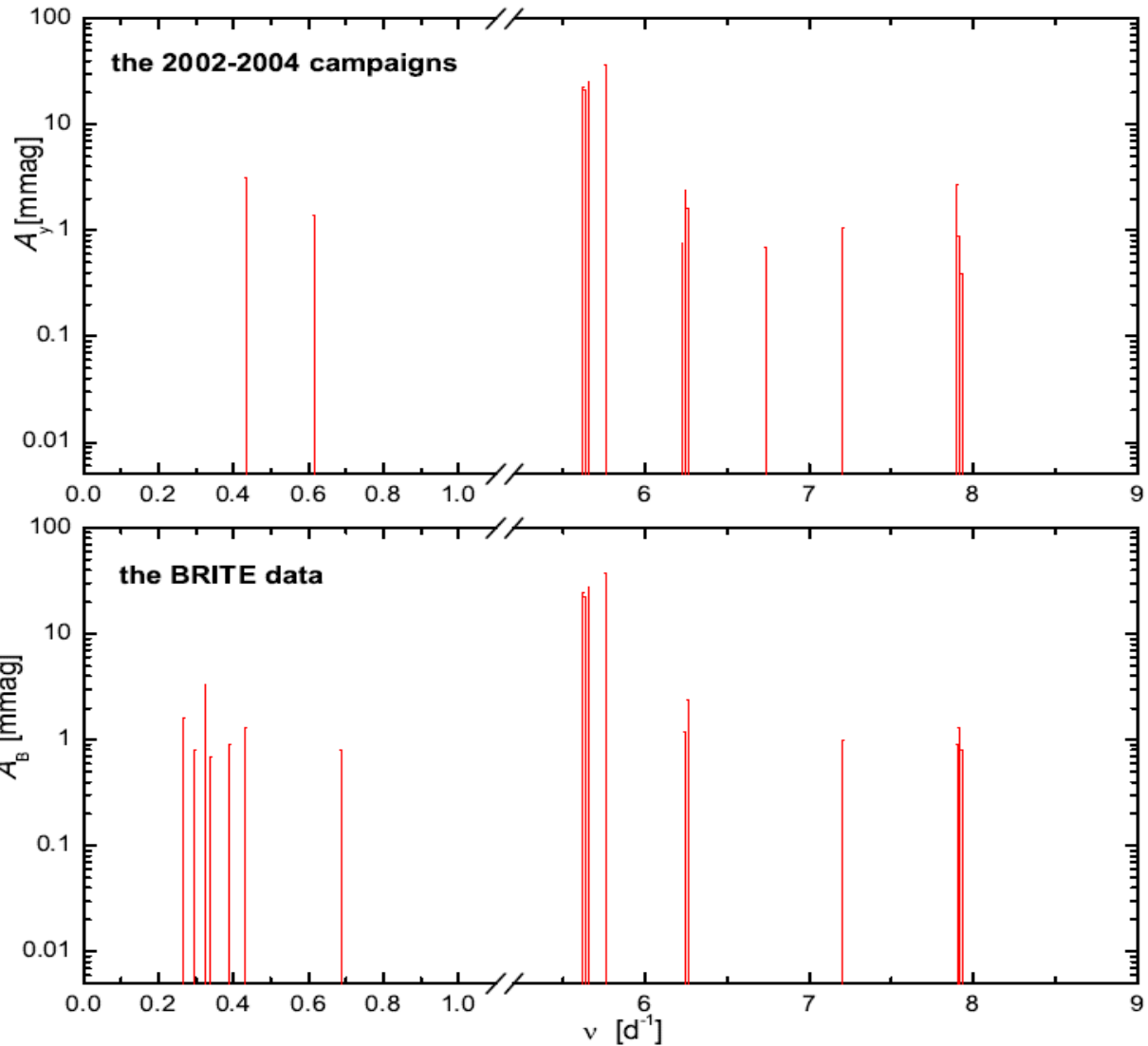
V836 Cen

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

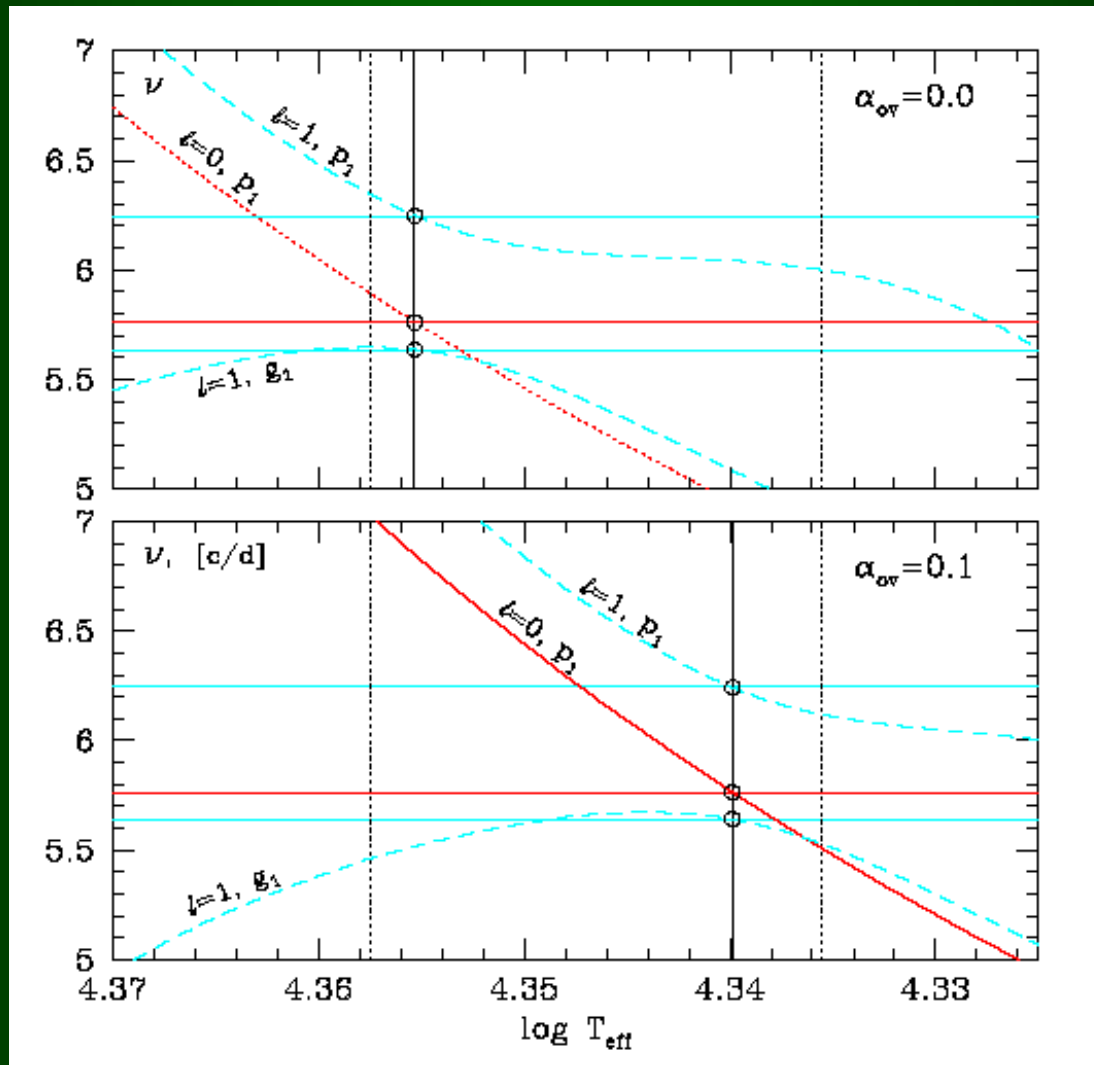
2) rotacja nie jest sztywna

ν Eridani (HD 29248)

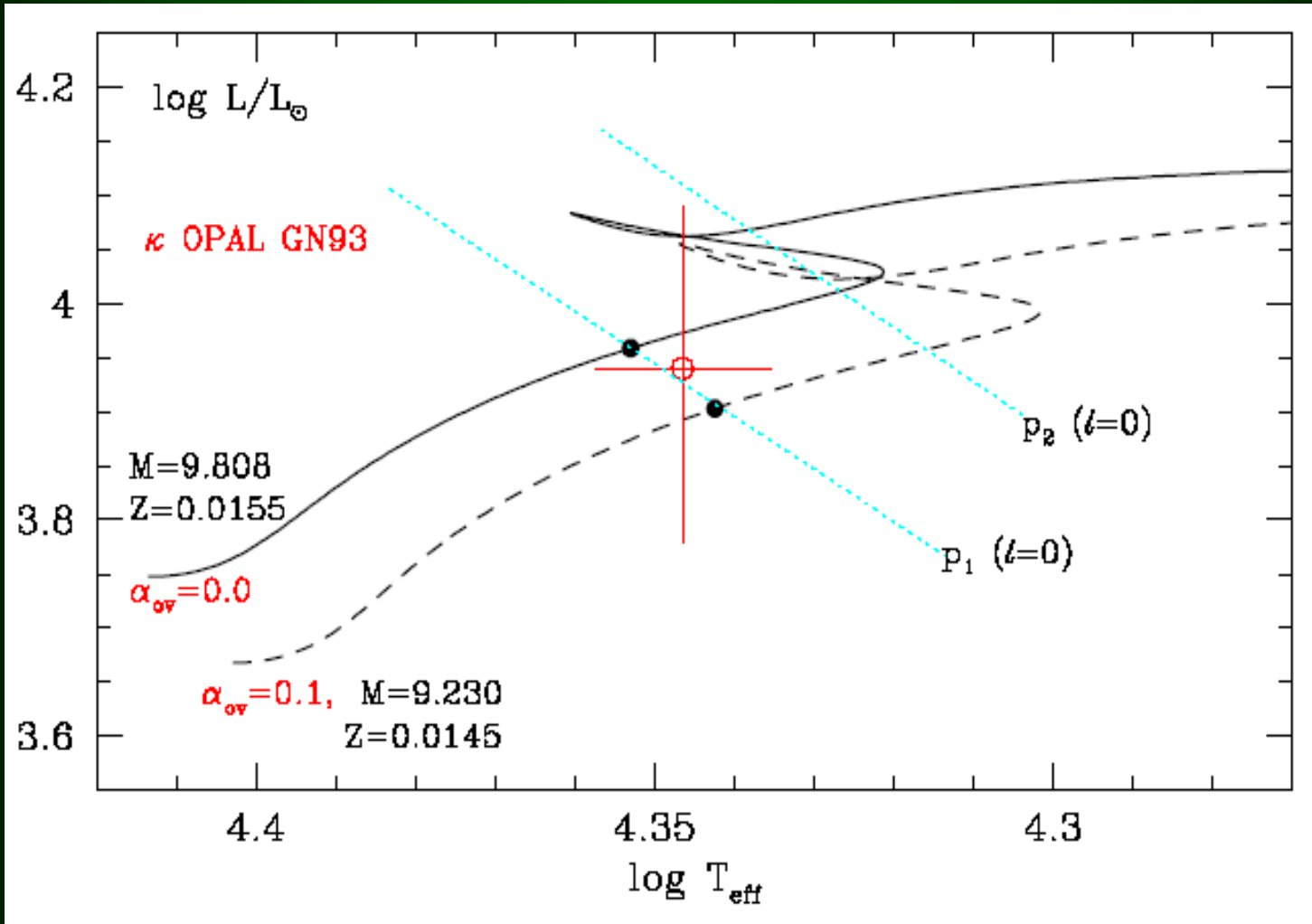
B2III, $m_V=3.92$ mag, $v_e \approx 7$ km/s



Szukanie modelu sejsmicznego dla ν ERI



ν Eri, ścieżki ewolucyjne, κ OPAL



ν Eri

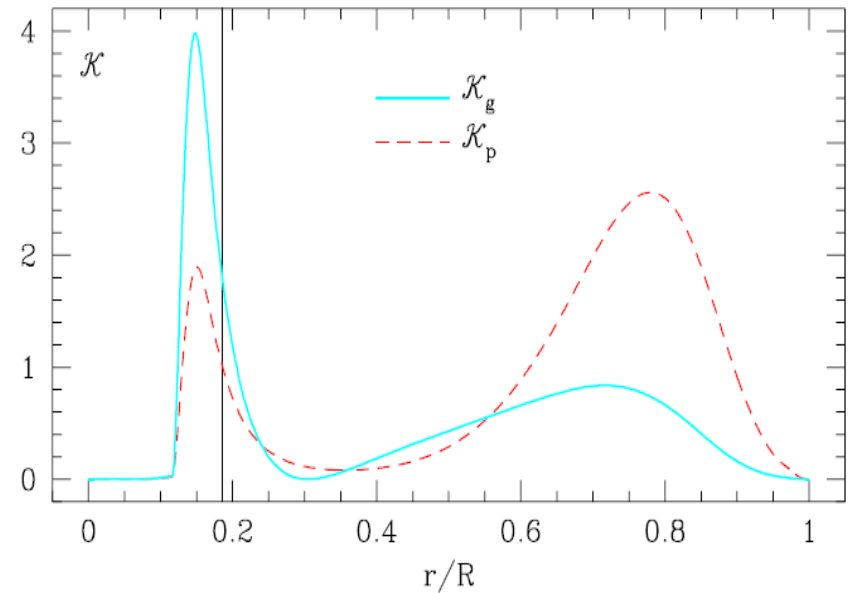
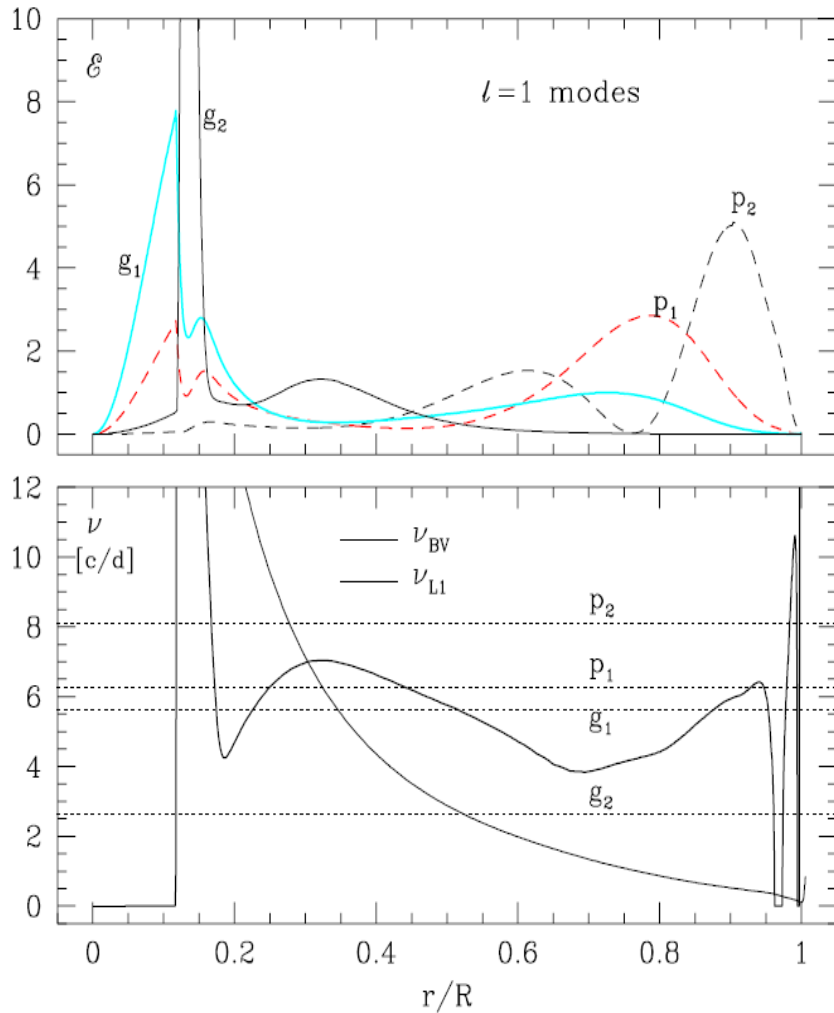
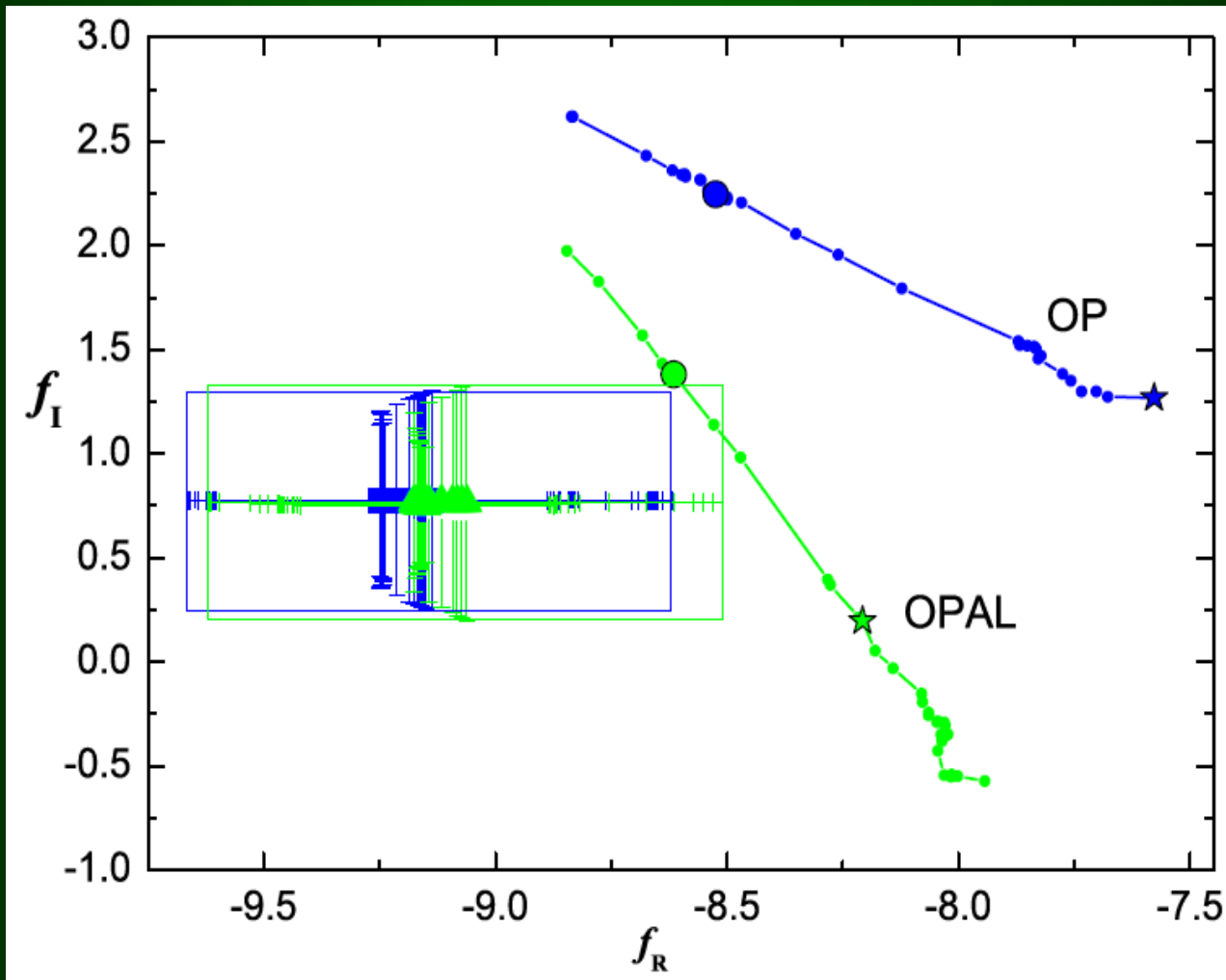


Fig. 5. The rotational splitting kernel for the g_1 and p_1 modes in the model calculated with $\alpha_{ov} = 0$. The vertical line at r_{c0}/R marks the top of the μ -gradient zone. Note the difference between \mathcal{K} and \mathcal{E} , shown in Fig. 4. Rotation within the convective core has hardly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

ν Eri – identyfikacja stopnia ℓ

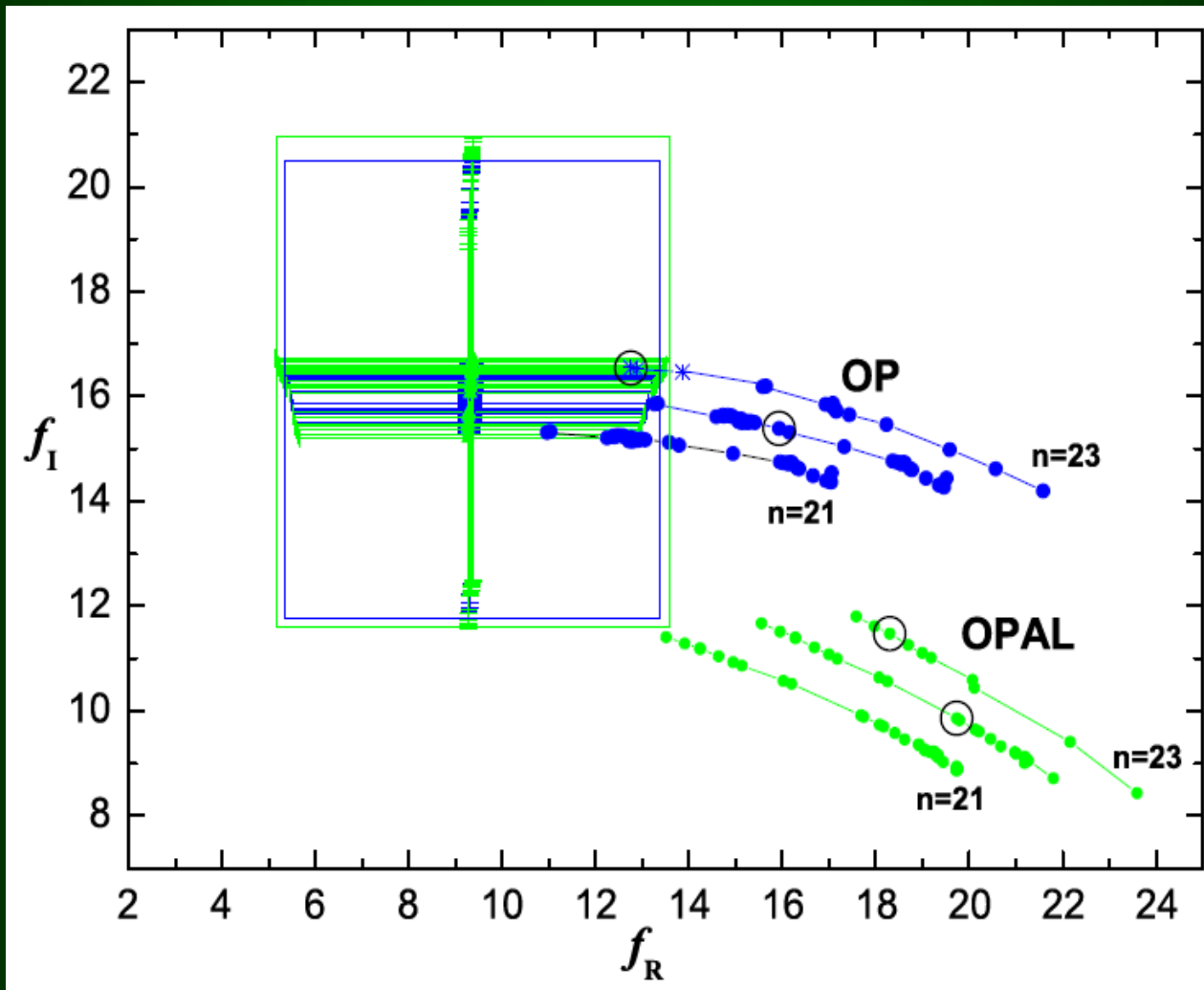
frequency [c/d]	photometry (theoretical f 's)	phot.+ V_{rad} (empirical f 's)
$\nu_1 = 5.7632828$	$\ell=0$	$\ell=0$
$\nu_2 = 5.6538767$	$\ell=1$	$\ell=1$
$\nu_3 = 5.6200186$	$\ell=1$	$\ell=1$
$\nu_4 = 5.6372470$	$\ell=1$	$\ell=1$
$\nu_5 = 7.898200$	$\ell=1$	$\ell=1$
$\nu_6 = 6.243847$	$\ell=1$	$\ell=1$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

ν Eri – porównanie teoretycznych i empirycznych wartości f dla modu radialnego



Preferowane są tablice OPAL

ν Eri – porównanie teoretycznych i empirycznych wartości f dla modu g



Preferowane są tablice OP

f - NOWE NARZĘDZIE ASTEROSEJSMICZNE

$\nu_{nlm} \longrightarrow$ wętrze

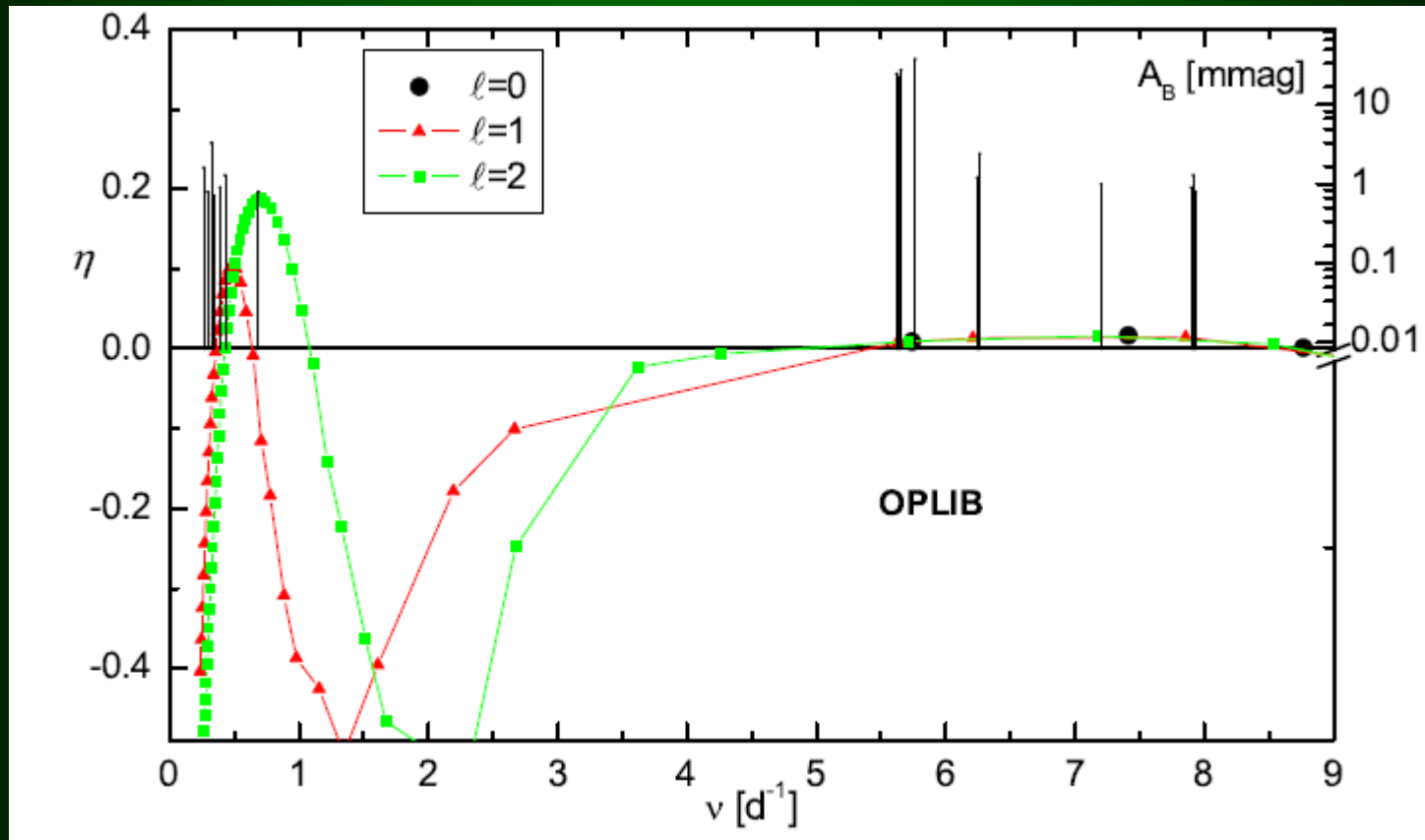
$f \longrightarrow$ warstwy podfotosferyczne

Asteroseismologia zespolona

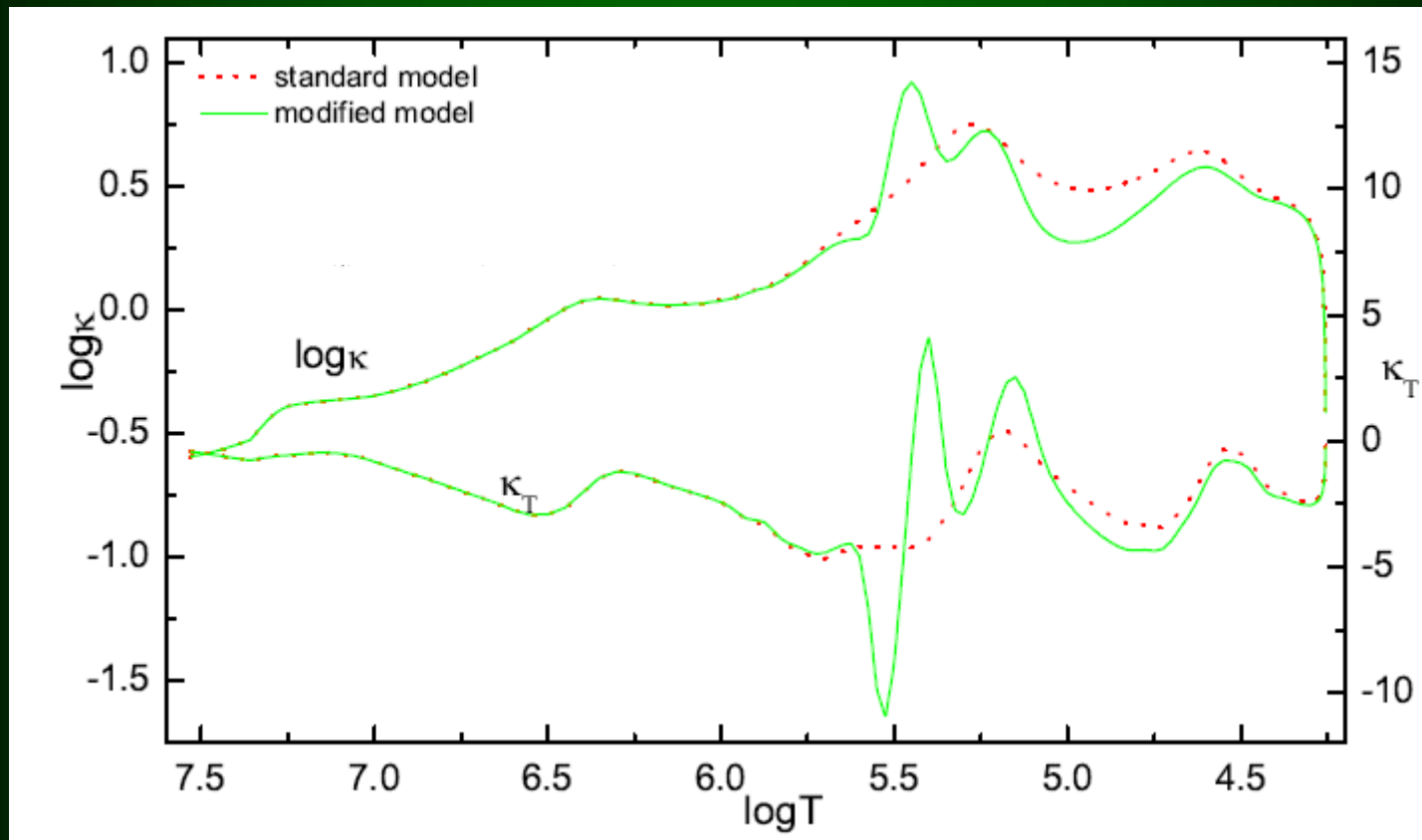
- dopasowanie częstotliwości zidentyfikowanych modów
- otrzymanie niestabilności w przedziale obserwowanych częstotliwości
- to odtworzenie empirycznych wartości parametru f

the OPLIB complex seismic model of ν Eri

$M = 9.0 M_{\odot}$, $\log T_{\text{eff}} = 4.3314$, $Z = 0.015$, $X_0 = 0.7$, $\alpha_{0\nu} = 0.163$



Zmodyfikowany profil κ (OPLIB) dla najlepszego modelu sejsmicznego ν 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

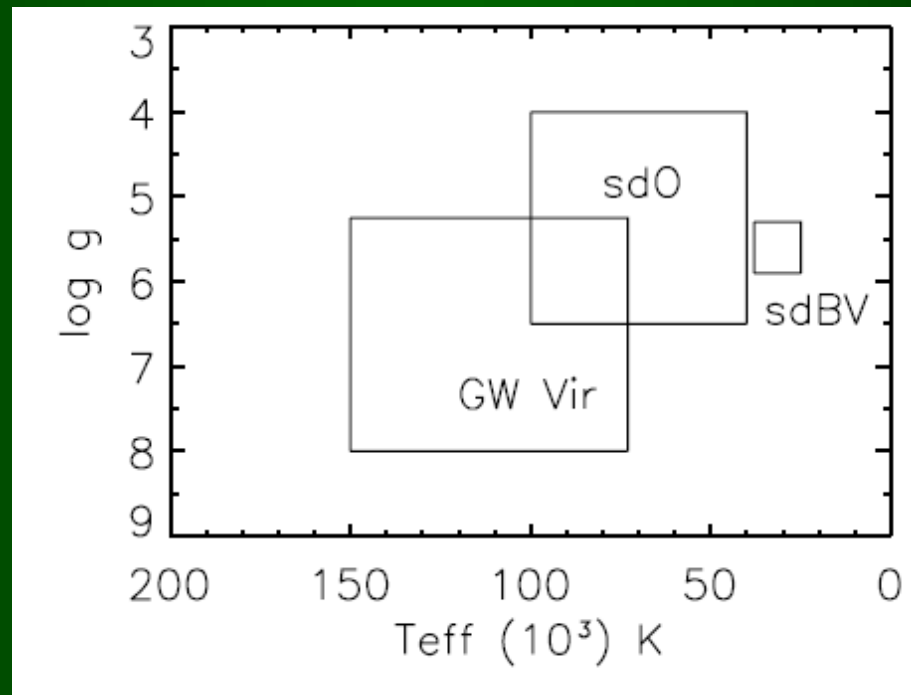
PULSACJE GWIAZD sdO

Woudt, Kilkenney, 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. Fontaine¹, P. Brassard¹, E. M. Green², P. Chayer³, S. Charpinet⁴, M. Andersen⁵, and J. Portouw²

Lewitacja żelaza w ośrodku wodorowym

Wzbudzenie modów w zakresie P=105-120 s

Table 2. Tentative mode identification for J1600+0748.

ℓ	k	P_{th} (s)	P_{obs} (s)	A_{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 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 roAp odkrył Don Kurtz (1982).

Istotną rolę odgrywa tu **pole magnetyczne**.

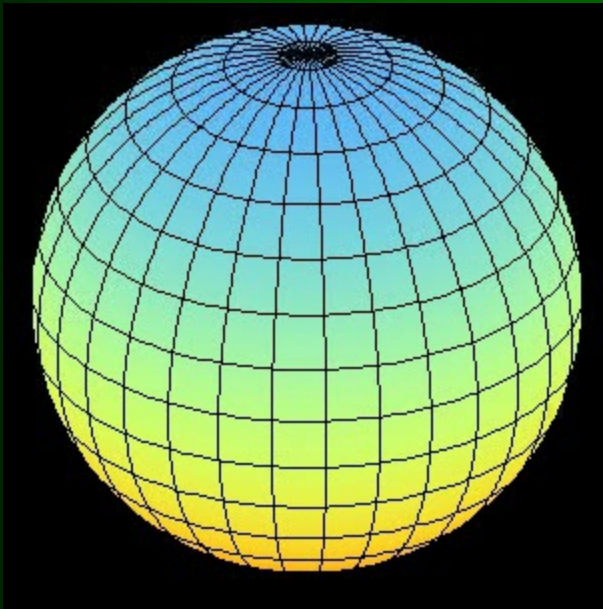
MODEL SKOŚNEGO PULSATORA

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

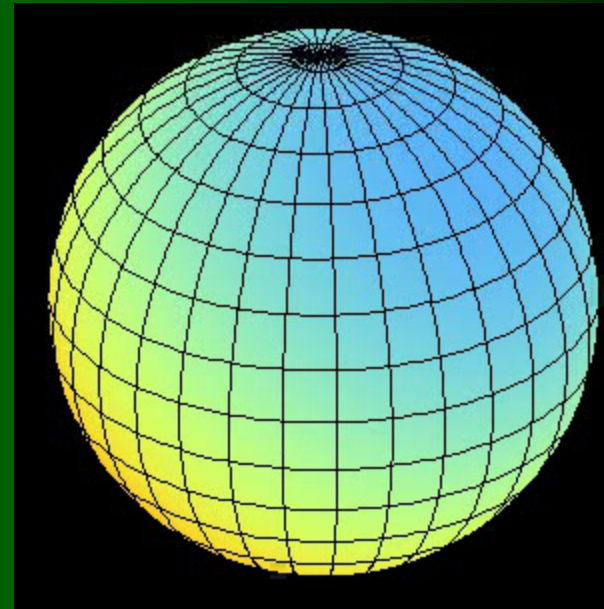
Głównym efektem pola magnetycznego jest
wpływ na **małe odstęp**y częstotliwości.

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).