

Pós-Graduação do Dep. de Física - CFM  
Campus Universitário - Trindade - UFSC  
CP 476  
CEP 88040-900 – Florianópolis – SC



---

# ESTRELAS MAGNÉTICAS QUIMICAMENTE PECULIARES<sup>1</sup>

## Evolução, Oscilações e Imageamento Doppler

Tese realizada sob orientação do Prof. Dr. Antônio Kanaan e apresentada à Pós-Graduação do Departamento de Física da UFSC em preenchimento parcial dos requisitos para obtenção do título de Doutor em Física.

UNIVERSIDADE FEDERAL DE SANTA CATARINA  
Centro de Ciências Física e Matemática – CFM  
Departamento de Pós-Graduação em Física

Luciano Fraga

Florianópolis, 22 de novembro de 2006

---

<sup>1</sup> Trabalho financiado pelas agencias CAPES/CNPq/DAAD

À minha esposa Mariella B. Bortoluzzi

## AGRADECIMENTOS

Aos meus pais, irmãos pelo apoio, motivação e carinho que me deram todos estes anos, e por me fazerem acreditar que eu era capaz de alcançar meus objetivos.

Aos antigos e eternos amigos Celio K. Campos, Marcelo M. Motta, Marcelo S. Meyer, Roberto Fasanaro, Roberto F. Borini pelo convívio e por me lembrarem que existem outras coisas além da universidade, e por algumas vezes me fazerem esquecê-la.

Meus sinceros agradecimentos ao Prof. Dr Roberto Cid Fernandes por ter me encaminhado ao grupo de astrofísica da UFSC, enquanto eu ainda estava pensando em enveredar por outros caminhos. Por estar presente nos principais momentos da minha vida acadêmica: banca da dissertação de mestrado, banca da qualificação do doutorado, banca da seleção para o doutorado sanduíche, banca da tese de Doutorado.

Meus sinceros agradecimentos ao Prof. Dr. Antônio Kanaan pela orientação durante todos estes anos, pela total confiança, amizade e respeito mútuo. Por ter me ensinado muito mais que astrofísica.

Ao meu orientador na Alemanha, Prof. Dr. Artie Hatzes, por ter me ensinado muito em tão pouco tempo. Ao Dr. Hölger Lehmann pelas discussões diárias sobre todos os assuntos (de vez enquando até astrofísica) durante as caronas da cidade de Jena até o observatório em Tautenburg.

Aos colegas do grupo de astrofísica, aos professores do Departamento de

Física da UFSC, aos membros da banca de doutorado.

Ao auxílio financeiro da CAPES, CNPq e do DAAD (agência de fomento alemã).

Minha esposa Mariella B. Bortoluzzi, a quem esta tese é dedicada, por todo seu empenho e compreensão nos momentos mais difíceis.

A elaboração deste trabalho não seria possível sem contribuição de todos estes! Por isso o meu muito obrigado.

## RESUMO

Apresentamos nesta tese os resultados de três estudos observacionais relacionados com as estrelas Ap, assim como a sub-classe das estrelas rapidamente oscilantes (roAp).

No primeiro estudo, investigamos o estado evolutivo das estrelas Ap visando responder a seguinte pergunta: **as estrelas nascem peculiares, ou desenvolvem suas peculiaridades ao longo de sua vida na seqüência principal?** Para isso, observamos e classificamos 470 estrelas pertencentes a 18 aglomerados com idades entre  $6.9 \leq \log t \leq 8.1$  e estudamos a freqüência de ocorrência de estrelas Ap em função da idade dos aglomerados. Os resultados revelaram uma leve evidência de que as peculiaridades dependem da idade dos aglomerados.

No segundo estudo, apresentamos os resultados da análise de sete noites consecutivas (19-25 setembro 2005) de medidas de velocidade radial na estrela roAp HD 12098. Detectamos a freqüência dominante,  $\nu_1$ , em  $187.75 \text{ c/d}$  ( $P = 7.7 \text{ min}$ ) e com amplitude de  $74 \pm 8 \text{ m/s}$ . A freqüência  $\nu_2$ , detectada em  $187.93 \text{ c/d}$  e com amplitude de  $33 \pm 8 \text{ m/s}$ , foi interpretada como sendo a componente rotacionalmente separada da freqüência principal  $\nu_1$ . A diferença das freqüências,  $\Delta\nu = 2.15\mu\text{Hz}$ , corresponde a um período de rotação de  $5.38 \pm 0.05 \text{ d}$ . A freqüência  $\nu_3$  foi interpretada como um possível modo independente de pulsação, com probabilidade de falso alarme estimada em  $FAP = 10\%$ .

Em Adelman (2004), foi relatado uma extraordinária mudança no período das variações fotométricas da estrela HR 7224 de 1.123  $d$  para 101  $d$ . Lehmann et al. (2006) questionaram este resultado determinando um período de 1.12324  $d$  para as variações de velocidade radial para este objeto. Lehmann et al. (2006) propuseram que as variações fotométricas e espectrocópicas eram causadas por manchas na superfície da estrela e que a técnica de imageamento Doppler poderia confirmar esta hipótese. No terceiro estudo, aplicamos a técnica de imageamento Doppler para inferir a distribuição de silício na superfície da estrela HR 7224. Os mapas Doppler de quatro linhas de Si apresentaram estruturas semelhantes, basicamente duas manchas no equador estelar (em fases  $\phi \sim 0.125$  e  $\phi \sim 0.625$ ) que estendem-se em direção ao pólo norte da estrela. As variações de velocidade radial e de largura equivalente obtidas a partir do mapa Doppler médio das quatro linhas de Si concordam perfeitamente com as variações observadas em Lehmann et al. (2006), o que sugere que as manchas sejam de fato responsáveis pelas variações espectroscópicas e fotométricas observadas na estrela HR 7224.

## ABSTRACT

In this work, we carried out three observational studies related with the magnetic Ap stars and with the roAp stars as well.

In the first part of this thesis, we investigate the evolutionary status of the Ap stars with the aim to answer the following question: **when, in the evolution process, does an A star turn into an Ap star?**. We studied the number ratio of Ap to A stars in open clusters of different ages. We analyzed 18 clusters and classified 470 stars. We found a marginal evidence of age dependency of the Ap phenomenon.

In the second part, we presented the analysis of seven consecutive nights (September 19-25, 2005) of radial velocities measurements of the roAp star HD 12098. We detected a dominant frequency,  $\nu_1$ , at  $187.75 \text{ c/d}$  ( $P = 7.7 \text{ min}$ ) with amplitude of  $74 \pm 8 \text{ m/s}$ . The frequency  $\nu_2$ , detected at  $187.93 \text{ c/d}$  with amplitude of  $33 \pm 8 \text{ m/s}$ , is interpreted as the rotational splitting of the main frequency  $\nu_1$ . The frequency spacing between  $\nu_1$  and  $\nu_2$  is  $2.15 \mu\text{Hz}$ , which implies a rotational period of  $5.38 \pm 0.05 \text{ day}$ . The frequency  $\nu_3$  is interpreted as a possible independent oscillation mode and it has a false alarm probability of  $FAP = 10 \%$ .

Adelman (2004) reported an extraordinary photometric change of the chemically peculiar star HR 7224. He found that the amplitude of variability increase from  $0.04 \text{ mag}$  to  $0.21 \text{ mag}$  and that the main period of variability appears to be of the order of  $101 \text{ d}$  rather than the known  $1.123 \text{ d}$ . Motivated

by Adelman (2004) results, Lehmann et al. (2006) investigated the star HR 7224 spectroscopically to determine the period of radial velocity. The rotation period determined from period analysis of data was 1.12324 *d*. Lehmann et al. (2006) proposed that the photometric and the spectroscopic variations on HR 7224 is due to two large spots on the stellar surface. They suggest that Doppler imaging would confirm this hypothesis. In the third part of this thesis, we used the Doppler imaging technique for mapping the surface distribution of four silicon lines on HR 7224. The Doppler maps show similar structures, basically two equator spots (phases  $\phi \sim 0.125$  and  $\phi \sim 0.625$ ) which extends to the north pole. The radial velocities and the line strengths variations of the calculated lines profiles (from the Doppler maps) agree very well with the observed variations presented in Lehmann et al. (2006), which suggests that the starspots indeed produce the observed spectroscopic and photometric variation on HR 7224.



# SUMÁRIO

1. <i>Estrelas A peculiares (Ap)</i> . . . . .	1
1.1 Introdução . . . . .	1
1.2 O Descobrimento das estrelas Ap . . . . .	3
1.3 Modelo do Rotador Oblíquo (MRO) . . . . .	5
1.4 Propriedades gerais das estrelas Ap . . . . .	10
1.4.1 Classificação espectral e Temperaturas efetivas . . . . .	10
1.4.2 Variabilidade Espectral e Fotométrica . . . . .	11
1.4.3 Campo Magnético . . . . .	12
1.4.4 Rotação . . . . .	16
1.5 Origem das peculiaridades químicas . . . . .	17
1.5.1 Difusão Radiativa . . . . .	19
1.6 Outras estrelas quimicamente peculiares . . . . .	21
2. <i>Estrelas roAp</i> . . . . .	26
2.1 Introdução . . . . .	26
2.2 Estrelas Pulsantes . . . . .	27
2.2.1 Descrevendo as pulsações . . . . .	27
2.2.2 Pulsações radiais e não radiais . . . . .	29
2.2.3 O efeito da rotação: modos-m . . . . .	30
2.2.4 Modos-p e Modos-g . . . . .	31
2.2.5 Astrossismologia . . . . .	32

---

2.3	O descobrimento das estrelas $\text{roAp}$ . . . . .	35
2.4	Generalidades das estrelas $\text{roAp}$ . . . . .	37
2.5	O modelo do Pulsador Oblíquo . . . . .	39
2.6	Mecanismo de pulsação . . . . .	45
2.6.1	Mecanismo $-\kappa$ de pulsação . . . . .	45
2.6.2	Mecanismo de pulsação das estrelas $\text{roAp}$ . . . . .	48
3.	<i>O estado evolutivo das estrelas Ap</i> . . . . .	51
3.1	Introdução . . . . .	51
3.2	Observações . . . . .	55
3.3	Aglomerados de Programa . . . . .	57
3.3.1	NGC 2362 . . . . .	61
3.3.2	NGC 2264 . . . . .	61
3.3.3	NGC 1502 . . . . .	61
3.3.4	NGC 2169 . . . . .	62
3.3.5	NGC 2343 . . . . .	62
3.3.6	NGC 5281 . . . . .	63
3.3.7	IC 2395 . . . . .	63
3.3.8	NGC 7160 . . . . .	64
3.3.9	NGC 4103 . . . . .	64
3.3.10	IC 2602 . . . . .	64
3.3.11	Trumpler 10 . . . . .	65
3.3.12	IC 2391 . . . . .	65
3.3.13	NGC 2232 . . . . .	66
3.3.14	NGC 2422 . . . . .	66
3.3.15	NGC 3228 . . . . .	67
3.3.16	Collinder 258 . . . . .	67
3.3.17	NGC 2516 . . . . .	68

---

3.3.18 NGC 3114 . . . . .	69
3.4 Resultados e Discussão . . . . .	69
3.5 Simulações . . . . .	76
3.6 Conclusões . . . . .	81
4. <i>A estrela roAp HD 12098</i> . . . . .	84
4.1 Introdução . . . . .	84
4.2 HD 12098 . . . . .	86
4.3 Observações . . . . .	88
4.4 Análise das séries temporais . . . . .	91
4.4.1 Análise das medidas da VR entre 5190 Å e 5740 Å . . . . .	93
4.4.2 Análise das medidas de VR das 10 ordens em separado . . . . .	99
4.4.3 Análise da VR de elementos químicos . . . . .	103
4.5 Conclusões . . . . .	107
5. <i>Imageamento Doppler da estrela HR 7224</i> . . . . .	111
5.1 Introdução . . . . .	111
5.2 Imageamento Doppler . . . . .	113
5.2.1 Formulação matemática do ID . . . . .	115
5.3 Observações . . . . .	120
5.4 Resultados . . . . .	121
5.5 Conclusões . . . . .	125
6. <i>Conclusões Gerais e Perspectivas</i> . . . . .	136
A. <i>O efeito das lacunas nas séries temporais</i> . . . . .	143
B. <i>Identificação das linhas espectrais da estrela HD 12098</i> . . . . .	147
C. <i>Resultado da classificação espectral dos aglomerados</i> . . . . .	150

---

*D. Curriculum Vitæ* . . . . . 165

## **LISTA DE TABELAS**

1.1	Esquema de classificação para estrelas CP. . . . .	25
2.1	Estrelas roAp . . . . .	50
3.1	Sumário dos Instrumentos . . . . .	55
3.2	Diário das observações . . . . .	60
4.1	Diário das observações . . . . .	92
6.1	Lista das próximas estrelas Ap para ID . . . . .	140
C.1	Aglomerados de Programa . . . . .	150

## LISTA DE FIGURAS

1.1	Largura equivalente ( $W$ ) e velocidade radial em função da fase de rotação . . . . .	4
1.2	Variação do campo magnético da estrela 53 Cam . . . . .	6
1.3	A geometria do rotador oblíquo. . . . .	8
1.4	Variação do campo magnético para diferentes inclinações. . . . .	9
1.5	Variação fotométrica nos filtros UBVRI da estrela Ap HD 6532	13
2.1	Diagrama HR de pulsação. . . . .	28
2.2	Diferentes modos de pulsação. . . . .	31
2.3	A dependência da frequência $\nu$ dos modos-p e dos modos-g com grau harmônico $\ell$ . . . . .	33
2.4	A trajetória de propagação da pulsação para os modos-p (A) e para os modos-g (B). . . . .	34
2.5	Amplitude de pulsação modulada por batimentos. . . . .	39
2.6	Amplitude de pulsação modula por rotação. . . . .	40
2.7	Fase de pulsação em função da fase do campo magnético. . . . .	41
2.8	O modelo do pulsador oblíquo (MPO). . . . .	44
2.9	Posição da região de transição em relação à zona de ionização parcial. . . . .	48
3.1	Estrelas normais utilizadas para auxiliar a classificação espectral.	57
3.2	Estrelas peculiares utilizadas para auxiliar a classificação espectral. . . . .	58

---

3.3	Exemplo do método utilizado para a classificação. . . . .	59
3.4	Espectros normalizados das estrelas pertencentes aos aglomerados NGC 2264 e NGC 2169. . . . .	70
3.5	Espectros normalizados das estrelas pertencentes aos aglomerados NGC 2343, NGC 7160, NGC 5281, IC 2602 e Trumpler 10. . . . .	71
3.6	Espectros normalizados das estrelas pertencentes aos aglomerados IC 2391, NGC 2232 e NGC 2422. . . . .	72
3.7	Espectros normalizados das estrelas pertencentes aos aglomerados NGC 2422, NGC 3228 e NGC 2516. . . . .	73
3.8	Espectros normalizados das estrelas pertencentes aos aglomerados NGC 2516 e NGC 3114. . . . .	74
3.9	Esquema das hipótese 1 e 2 para o estado evolutivo das estrelas Ap. . . . .	75
3.10	Resultado do estudo da frequência de estrelas Ap em função da idade dos aglomerados. . . . .	77
3.11	Resultados das simulações (com dependência). . . . .	80
3.12	Resultados das simulações (sem dependência). . . . .	83
4.1	A curva de luz da estrela HD 12098. . . . .	89
4.2	Variação do campo magnético da estrela HD 12098. . . . .	90
4.3	As 10 ordens espectrais da estrela HD 12098 analisadas neste trabalho. . . . .	93
4.4	A transformada de Fourier do conjunto total dos dados da estrela HD 12098. . . . .	97
4.5	O periodograma Lomb-Scargle do conjunto total dos dados da estrela HD 12098. . . . .	98
4.6	A transformada de Fourier das noites individuais. . . . .	100

---

4.7	A amplitude de pulsação e a fase de pulsação em função da fase de rotação. . . . .	101
4.8	A transformada de Fourier das ordens em separado em função da fase de rotação. Ordens 24-28. . . . .	102
4.9	A transformada de Fourier das ordens em separado em função da fase de rotação. Ordens 29-33. . . . .	103
4.10	Identificação das linhas espectrais na ordem 29. . . . .	106
4.11	O periodograma L-S para 5 íons. A) . . . . .	106
4.12	O periodograma L-S para 5 íons. B) . . . . .	109
4.13	O periodograma L-S para 5 íons. C) . . . . .	110
5.1	A curva de luz da estrela HR 7224 obtida nos quatro filtros <i>uvby</i> . . . . .	114
5.2	A curva de velocidade radial em função da fase de rotação da estrela HR 7224. . . . .	115
5.3	A curva de velocidade radial em função da fase de rotação dos elementos: Mg II, Si II, Fe II e $H\beta$ . . . . .	116
5.4	Manchas na superfície estelar distorcem o perfil ideal (sem manchas) das linhas espectrais. . . . .	117
5.5	Obtendo informação sobre a latitude e a forma das manchas no imageamento Doppler. . . . .	118
5.6	A divisão zonal da superfície estelar no imageamento Doppler. . . . .	120
5.7	Mapa Doppler de Si II 5041 Å. . . . .	126
5.8	Mapa Doppler de Si II 5056 Å. . . . .	127
5.9	Mapa Doppler de Si II 6347 Å. . . . .	128
5.10	Mapa Doppler de Si II 6371 Å. . . . .	129
5.11	Mapa Doppler da média das quatro linhas de Si. . . . .	130
5.12	Variações observadas e calculadas da velocidade radial e da largura equivalente das linhas de Si em função da fase de rotação. . . . .	131



---

5.13	As variações de perfis da linha Si II $\lambda 5041 \text{ \AA}$ . . . . .	132
5.14	As variações de perfis da linha Si II $\lambda 5056 \text{ \AA}$ . . . . .	133
5.15	As variações de perfis da linha Si II $\lambda 6347 \text{ \AA}$ . . . . .	134
5.16	As variações de perfis da linha Si II $\lambda 6371 \text{ \AA}$ . . . . .	135
6.1	A transformada de Fourier das medidas de velocidade radial das 6 primeiras ordens do espectro da estrela roAp HR 1217. . . . .	141
6.2	A transformada de Fourier das medidas de velocidade radial das 6 últimas ordens do espectro da estrela roAp HR 1217. . . . .	142
A.1	O efeito das lacunas nas séries temporais. . . . .	146
B.1	Mostramos a identificação das ordens 24 a 28 (de cima para baixo) do espectro da estrela roAp HD 12098. . . . .	148
B.2	Mostramos a identificação das ordens 29 a 33 (de cima para baixo) do espectro da estrela roAp HD 12098. . . . .	149

# INTRODUÇÃO

Esta tese trata de estudos observacionais relacionados a estrelas magnéticas quimicamente peculiares (Ap), assim como a sub-classe das estrelas Ap rapidamente oscilantes (roAp).

As estrelas magnéticas Ap (tipo espectral A-peculiar) são caracterizadas pela presença de alta abundância química, em comparação ao Sol, de elementos como Si, Cr, Sr, Eu e outras terras raras. As estrelas roAp pertencem à subclasse das estrelas Ap magnéticas frias (as Ap SrCrEu) que apresentam variações de brilho de baixa amplitude ( $< 16\text{mmag}$ ) com períodos variando entre 5 e 21 min. Estas variações são interpretadas como pulsações não-radiais em modos  $p$  (pressão) com alto sobretom ( $n > 10$ ) e baixo grau  $\ell$  ( $\ell \leq 3$ ).

Apesar de décadas de extensivas observações e de considerável progresso teórico em entender as variações espectrais e magnéticas das estrelas Ap, muitos mistérios a respeito destas estrelas permanecem a ser esclarecidos. Qual é a origem dos campos magnéticos nestas estrelas? É primordial ou é gerado por um dínamo? Por que somente 10 % das estrelas no intervalo espectral de B5 – A9 são magnéticas? Uma estrela Ap faz parte do processo evolutivo de uma estrela A normal? Caso não, quais são as condições físicas para criar uma estrela Ap? Por que somente algumas das estrelas Ap pulsam, enquanto outras, compartilhando propriedades similares, não pulsam? Por que algumas roAp são multi-periódicas enquanto outras apresentam somente um modo de pulsação?

Este trabalho visou responder algumas destas perguntas que cercam estes objetos ou, pelo menos, acrescentar algumas peças para a montagem do quebra-cabeça das estrelas Ap e roAp. Para isto realizamos três estudos observacionais:

1. **Evolução:** Com o objetivo de responder a seguinte pergunta: as peculiaridades químicas dependem ou não da idade estelar? Observamos e classificamos, através de seus espectros, 470 estrelas em 18 aglomerados abertos no intervalo espectral de  $B5 - F0$  e investigamos a frequência de ocorrência de estrelas Ap em função da idade dos aglomerados.
2. **Pulsações:** Por anos, todo conhecimento sobre pulsações em estrelas roAp foi adquirido através de estudos fotométricos. Porém, recentemente, séries temporais de espectroscopia de alta-resolução forneceram detalhes da dinâmica de pulsação e distribuição de elementos nunca vistos em outras estrelas além do Sol. Neste trabalho apresentamos a análise de sete noites consecutivas de medidas de velocidade radial da estrela roAp HD 12098.
3. **Imageamento Doppler:** Adelman (2004) relatou uma extraordinária mudança no período das variações fotométricas da estrela HR 7224 de 1.123  $d$  para 101  $d$ . Estimulados pelo resultado anterior, Lehmann et al. (2006) investigaram a estrela HR 7224 através de séries temporais de velocidade radial e concluíram que o período das variações espectroscópicas era de 1.12324  $d$ . Lehmann et al. (2006) sugeriram que manchas na superfície daquela estrela eram responsáveis pelas variações fotométricas e espectroscópicas observadas. Para testar esta hipótese, utilizamos a técnica de imageamento Doppler para inferir a distribuição de quatro linhas de Si na superfície da estrela Ap HR 7224.

Para a coleta de dados o autor desta tese conduziu campanhas observacionais de espectroscopia de média e alta resolução nos observatórios: Pico dos Dias (OPD–LNA/MCT, Brasil), Inter-Americano do Cerro Tololo (CTIO, Chile), Europeu do Hemisfério Sul (ESO, Chile) e Tautenburg (TLS, Alemanha); além de colaborações com Dr. Mukremin Kilic no observatório McDonald (Univ. do Texas, EUA) e com Dr. Holger Lehmann no observatório de Tautenburg (TLS, Alemanha).

Esta tese está organizada da seguinte forma. Nos Capítulos 1 e 2 discutimos as principais propriedades das estrelas Ap e roAp, respectivamente. No Capítulo 3, apresentamos os resultados do estudo referente ao estado evolutivo das estrelas Ap. No Capítulo 4 apresentamos os resultados da análise das medidas de velocidade radial da estrela roAp HD 12098. No Capítulo 5, apresentamos os resultados do imageamento Doppler da estrela HR 7224. No Capítulo 6 apresentamos as conclusões gerais e as perspectivas. Os Capítulos 3, 4 e 5, foram escritos para serem auto suficientes e, por este motivo, existem algumas partes repetidas em cada um destes capítulos.

# Capítulo 1

## Estrelas A peculiares (Ap)

*“De perto ninguém é normal.”*

– Caetano Veloso

### 1.1 Introdução

No meio da seqüência principal (daqui em diante, SP) encontram-se as estrelas do tipo espectral A. Estas estrelas deveriam estar entre as mais simples de todas as estrelas da SP, pois são quase que inteiramente radiativas e, portanto, deveriam estar livres de todas as complicações causadas pela convecção. Nelas o hidrogênio é a fonte principal de opacidade e a rotação é moderada. Para estrelas com composição química solar os modelos atmosféricos baseados nas suposições clássicas de equilíbrio termodinâmico local (ETL) e equilíbrio radiativo; descrevem com grande sucesso o espectro observado. Entretanto, nesta região do diagrama *HR*<sup>1</sup>, estrelas com peculiaridades químicas em seus espectros parecem ser a regra ao invés da exceção (Lemke 1989, 1990).

As peculiaridades químicas não são um fenômeno restrito às estrelas do

---

<sup>1</sup> O diagrama Hertzsprung-Russel (HR) é o principal diagrama para o estudo da evolução estelar. Este diagrama, na sua forma teórica, é essencialmente um gráfico da luminosidade estelar em função da temperatura. Na sua forma observacional, pode-se encontrar este diagrama contendo a magnitude absoluta ( $M_v$ ) em função da diferença das magnitudes nos filtros *B* e *V* ( $B - V$ ), este índice de cor relaciona-se com a temperatura da estrela.

tipo espectral *A*, este fenômeno se estende às estrelas do tipo espectral *B2* ao *F2*. Cowley et al. (1969) estimaram que um quinto das estrelas do tipo espectral *A* apresentam algum tipo de peculiaridade detectável em espectros de baixa resolução, e que este número aumenta para resoluções espectrais mais altas. Isto é, uma estrela que classificada como normal em baixa resolução, poderá vir a ser classificada como peculiar em alta resolução. Gray (1992) estimou que as estrelas quimicamente peculiares (CP, do termo em inglês *Chemically Peculiar*) constituem cerca de um terço de todas as estrelas no intervalo espectral entre *A* e *B*. Para ilustrar a escassez de estrelas normais até mesmo a estrela Vega, o protótipo de estrela padrão, é deficiente em metais (ver por exemplo Hunger (1955) e Qiu et al. (2001)).

Existem diversos tipos diferentes de estrelas CP. Preston (1974) as dividiu em 4 grupos de acordo com suas principais características espectrais: CP1 (estrelas Am), CP2 (estrelas Ap magnéticas), CP3 (estrelas HgMn) e CP4 (estrelas com anomalias em hélio). Posteriormente, um novo grupo de estrelas CP foi descoberto, as estrelas  $\lambda$  Bootis.

Esta tese concentra-se nas estrelas Ap magnéticas e sua sub-classe pulsante, as estrelas roAp, esta última sub-classe é discutida no capítulo 2. Neste capítulo apresenta-se uma breve introdução histórica do descobrimento das estrelas Ap (seção 1.2), descreve-se o modelo do rotador oblíquo (seção 1.3), discute-se suas principais propriedades (seção 1.4) e a origem das peculiaridades químicas (seção 1.5). E, por fim, descreve-se brevemente as principais características das outras classes de estrelas quimicamente peculiares (seção 1.6).

## 1.2 O Descobrimento das estrelas Ap

No final do século XIX, Maury, uma das pioneiras na classificação espectral do catálogo Henry Draper (HD), verificou a natureza peculiar do espectro da estrela  $\alpha^2 CVn$  ( $\alpha^2 Canum Venaticorum$ ). Em seu trabalho, Maury (1897) relatou que a linha K do Ca era fraca e que o dubleto de Si II em 4128 Å e 4131 Å possuía uma intensidade anormal.

O interesse por essa estrela cresceu quando Ludendorff (1907) observou que a intensidade das linhas de Fe, Cr e Mg variava. Em investigação posterior, Belopolsky (1914) verificou que a variação da linha de Eu  $\lambda$  4129 Å tinha um período de 5.5 dias. Além disso, observou que a velocidade radial dessa linha variava em quadratura (defasagem de 90°) com as mudanças de intensidade. A Figura 1.1 mostra a variação da intensidade da linha espectral (ou largura equivalente, que na figura está como W, abreviação que vem do termo em inglês *equivalent width*) e da velocidade radial das linhas de Eu II, Gd II e Dy II no período de 5.5 dias.

A primeira curva de luz de  $\alpha^2 CVn$  foi medida utilizando-se fotometria fotoelétrica por Guthnick & Prager (1915). Neste estudo, os autores descobriram que a variação fotométrica era periódica e que estava em anti-fase com a variação de intensidade da linha de Eu.

Nas três décadas seguintes outras estrelas foram identificadas como sendo estrelas Ap. Um estudo de 61 estrelas peculiares realizado por Deutsch (1947) mostrou que todas as propriedades observadas em  $\alpha^2 CVn$  (variação espectral, fotométrica e de velocidade radial e as correlações entre estas variações) era típico de todas as estrelas Ap, diferindo apenas nos detalhes (período, amplitude, etc). Este estudo também revelou que a variação espectral possui uma sistemática importante: as linhas que possuem a maior variação de intensidade são as mesmas linhas anômalas (Si, Cr, Sr, Eu e outras terras raras) que

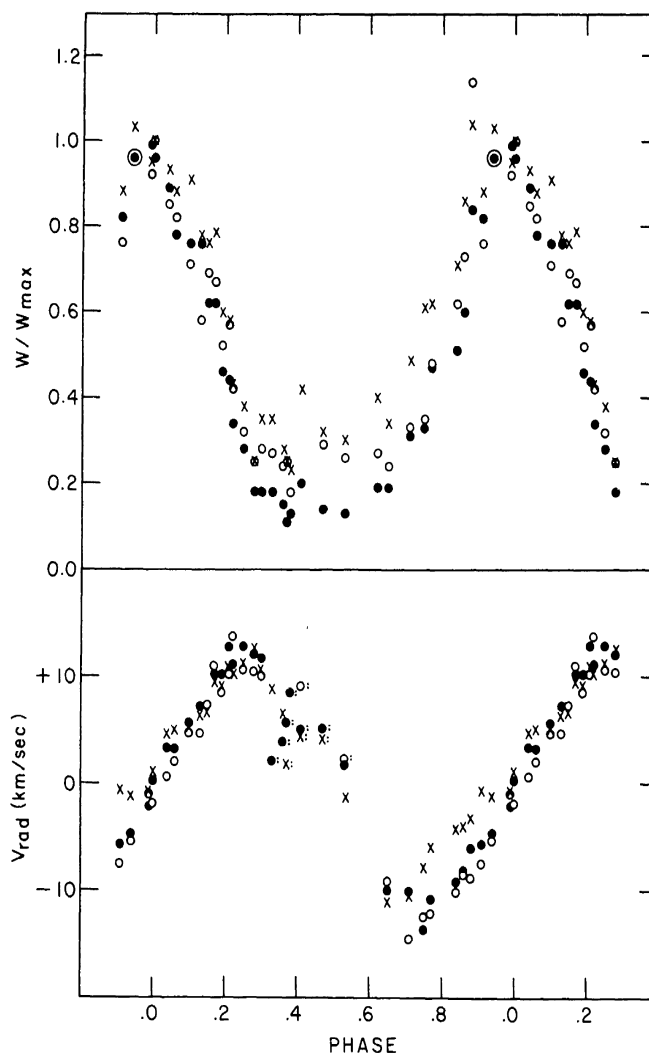


Fig. 1.1: Largura equivalente ( $W$ ) e velocidade radial para Eu II (círculos cheios), Gd II (cruzes) e Dy II (círculos vazados). Para um dado íon numa dada fase, o ponto marcado é a média dos valores de todas as linhas deste íon. Para cada linha, a medida da largura equivalente foi dividida pelo máximo valor da largura equivalente dentro do ciclo. Nesta figura podemos ver que a variação da velocidade radial está em quadratura em relação à variação da intensidade das linhas. Extraído de Pyper (1969).

marcam o espectro como peculiar.

A última peça para resolver o quebra-cabeça das estrelas Ap foi descoberta



por Babcock (1947). Ele observou que a estrela Ap 78 Vir possuía um campo magnético global variável, com um máximo de 1500G (o campo magnético global do Sol é de 0.5G e o campo magnético medido nas manchas solares é de 1500G). No mesmo ano, ele também descobriu um campo magnético variável na estrela HD 125248 que passava por mudanças de polaridade. Investigações posteriores realizadas por Babcock em outras estrelas Ap (incluindo  $\alpha^2 CVn$ ) mostraram que todas as estrelas Ap possuem campo magnético global de alguns kG o qual varia de intensidade com o mesmo período que a variação espectral, fotométrica e de velocidade radial. Em relação à variação do campo magnético, a variação espectral, fotométrica e a velocidade radial estão em *fase*, em *anti-fase* e em *quadratura*, respectivamente. A Figura 1.2 mostra a variação do campo magnético da estrela 53 Cam. Pode-se ver que a estrela passa por mudanças de polaridade.

### 1.3 Modelo do Rotador Oblíquo (MRO)

Com todas as peças do quebra-cabeça, Stibbs (1950) propôs o modelo do rotador oblíquo (daqui em diante MRO) que explicaria todas as variações observadas nas estrelas Ap. A Figura 1.3 mostra a geometria do MRO proposto por Stibbs (1950). Este modelo postula que a estrela é envolvida por um campo magnético global dipolar constante e fixo na estrela. Este campo está inclinado em relação ao eixo de rotação por um ângulo  $\beta$ , de forma análoga à inclinação entre os eixos magnético e de rotação terrestre. A inclinação do eixo de rotação com a linha de visada é dada pelo ângulo  $i$  e o ângulo variável entre o eixo magnético e a linha de visada é dado por  $\alpha$ . Para um observador distante, parece que o campo magnético varia de intensidade enquanto a estrela rotaciona.

De acordo com Stibbs (1950) a equação que descreve a variação da intensi-

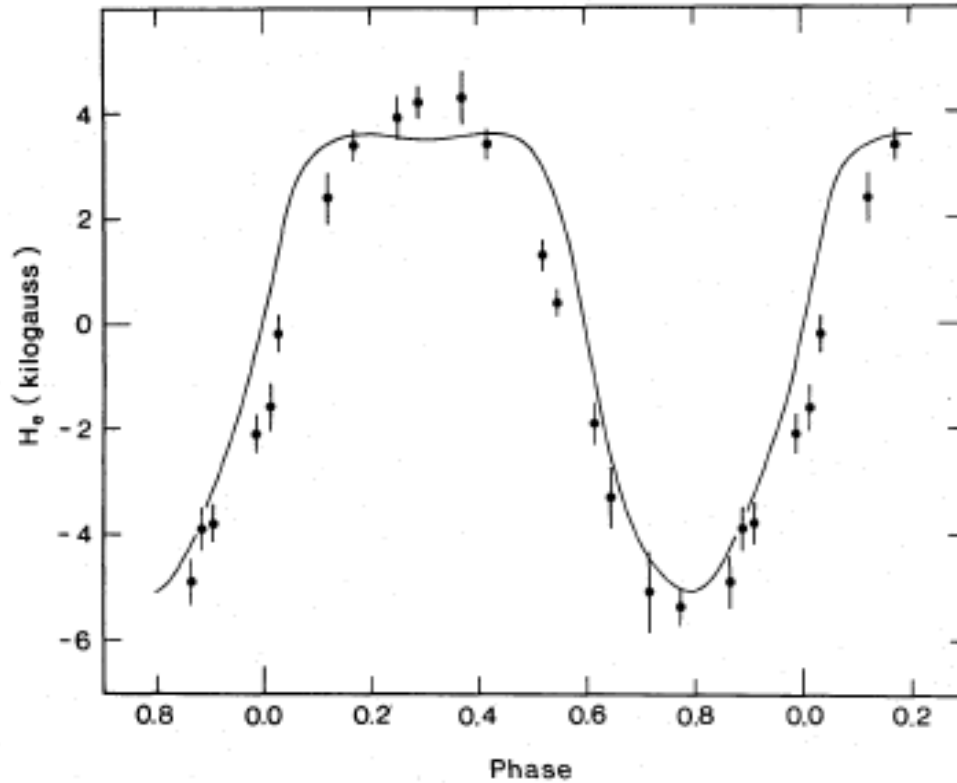


Fig. 1.2: Variação do campo magnético da estrela 53 Cam. Os pontos representam a medida do efeito Zeeman da linha  $H\beta$ . A linha, feita à mão livre, representa a média das medidas realizadas por Babcock (1958). Extraído de Borra & Landstreet (1977).

dade do campo magnético dipolar com o tempo  $t$  é dada por:

$$H_{eff} = \frac{1}{20} \frac{15 + \mu}{3 - \mu} H_p (\cos i \cos \beta + \sin i \sin \beta \cos \Omega t) \quad (1.1)$$

onde  $H_p$  é a intensidade polar do campo magnético e  $\mu$  é o coeficiente de obscurecimento de limbo e  $\Omega$  é a frequência de rotação. Para uma máxima intensidade do campo magnético, que ocorre quando  $\cos \Omega t = 1$ , a equação 1.1 pode

ser reescrita na forma:

$$H_{eff}(max) = \frac{1}{20} \frac{15 + \mu}{3 - \mu} H_p (\cos i \cos \beta + \sin i \sin \beta), \quad (1.2)$$

e para um mínimo, que ocorre quando  $\cos \Omega t = -1$ , temos:

$$H_{eff}(min) = \frac{1}{20} \frac{15 + \mu}{3 - \mu} H_p (\cos i \cos \beta - \sin i \sin \beta). \quad (1.3)$$

É possível então investigar a geometria do campo magnético utilizando a quantidade

$$\tan i \tan \beta = (1 - r)/(1 + r) \quad (1.4)$$

onde  $r = H_{eff}(min)/H_{eff}(max)$  é uma quantidade observada.

A Figura 1.4 mostra as variações magnéticas observadas durante a rotação da estrela para um campo magnético dipolar. Cada gráfico ilustra uma diferente inclinação entre a linha de visada e o eixo de rotação ( $i = 10^\circ, 20^\circ, 40^\circ, 60^\circ$ ). As quatro curvas são para diferentes inclinações entre o eixo de rotação e o eixo magnético ( $\beta = 20^\circ, 40^\circ, 60^\circ, 80^\circ$ ). As mudanças de polaridade observadas em algumas estrelas Ap surgem nos casos mais favoráveis em que o eixo de rotação está aproximadamente no plano do céu ( $i \sim 90^\circ$ ).

As variações espectral e de velocidade radial podem ser explicadas assumindo que os elementos que estão variando de intensidade (que são os mesmos que marcam o espectro como peculiar) estão concentrados em pequenas áreas, ou manchas, na superfície estelar. Quando a rotação torna uma das manchas visível, a intensidade das linhas anômalas aumenta, atingindo um máximo ao passar pelo meridiano central (plano entre a linha de visada e o eixo de rotação). A velocidade radial dessas linhas parte de um valor mínimo e aumenta de valor (vetor velocidade radial em direção ao observador) atingindo um valor médio ao passar pelo meridiano central. Após a passagem da mancha pelo meridiano central, a intensidade das linhas começa a diminuir e

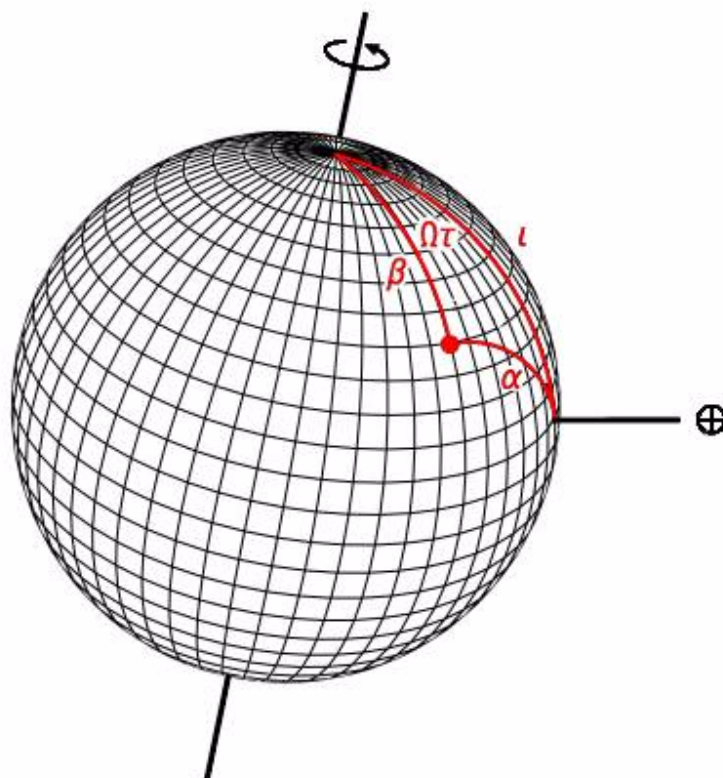


Fig. 1.3: A geometria do rotador oblíquo. A direção do observador está indicada pelo símbolo da Terra (círculo com cruz).  $i$  é a direção do eixo de rotação com a linha de visada.  $\beta$  é a obliquidade do campo magnético (a inclinação deste com o eixo de rotação),  $\Omega$  é a frequência de rotação e  $\alpha$  é o ângulo variável entre a linha de visada e o pólo magnético.

a velocidade radial continua a aumentar até a mancha desaparecer atrás do limbo da estrela.

A coincidência do máximo dos elementos anômalos com o máximo magnético sugere que estes elementos estejam localizados nos pólos magnéticos. A variação fotométrica é uma consequência da concentração dos elementos anômalos nos pólos magnéticos. A mancha causa um aumento na opacidade; então, enquanto a mancha está visível, o brilho superficial da estrela diminui. No momento em que a mancha está passando pelo meridiano central, o brilho

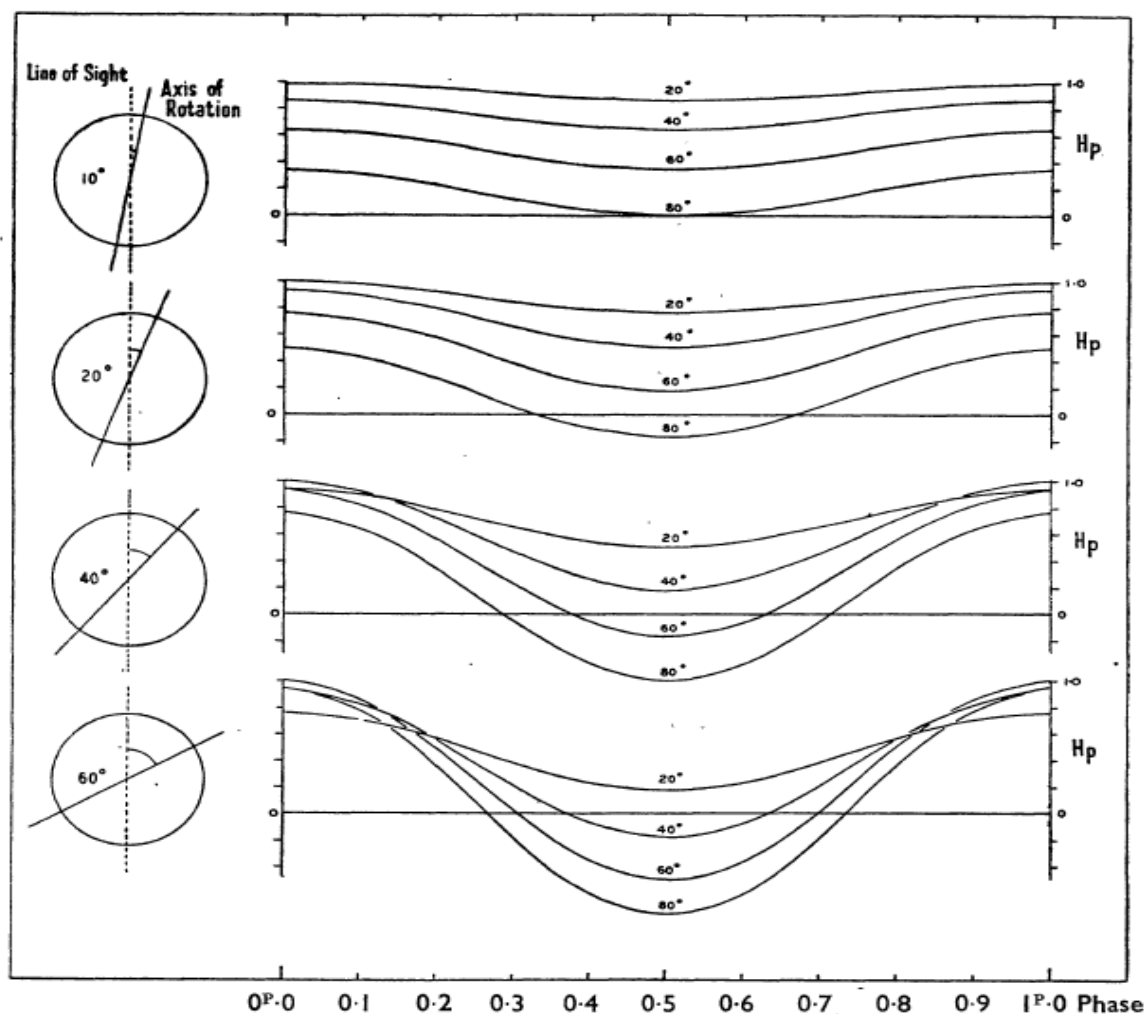


Fig. 1.4: A figura mostra a variação do campo magnético devida à rotação da estrela quando vista de diferentes inclinações entre a linha de visada e o eixo de rotação ( $i = 10^\circ, 20^\circ, 40^\circ, 60^\circ$ ) e diferentes inclinações entre o eixo de rotação e o magnético ( $\beta = 20^\circ, 40^\circ, 60^\circ, 80^\circ$ ) (retirado de Stibbs 1950).

médio é mínimo, pois a mancha está cobrindo uma parte maior do hemisfério visível.

O MRO postula que os elementos anômalos devem estar localizados em

regiões na superfície da estrela; no entanto, não oferece nenhuma explicação acerca do mecanismo físico que faz com que estes elementos estejam na superfície.

## 1.4 Propriedades gerais das estrelas Ap

### 1.4.1 Classificação espectral e Temperaturas efetivas

As fortes linhas espectrais anômalas encontradas nas estrelas Ap exibem diferenças que são facilmente distinguíveis numa resolução de  $\Delta\lambda \sim 5\text{\AA}$ , sendo possível agrupar as estrelas Ap que possuam peculiaridades espectrais claramente similares. Morgan (1933) foi quem primeiro definiu classes para as estrelas Ap, as quais foram ordenadas em 5 grupos de acordo com a peculiaridade espectral dominante (Mn, Si, Eu Cr, Sr). O autor verificou que estes grupos podem ser ordenados numa seqüência de temperatura. O esquema de classificação atual (Jaschek & Jaschek 1958) possui 5 classes que, quando ordenadas por cor, do azul pra o vermelho, são:  $\lambda 4200$  Si, Si, SiCrEu, EuCrSr e Sr. Estas 5 classes de estrelas Ap constituem as estrelas quimicamente peculiares do tipo 2 (CP2) ou, como também são chamadas, estrelas Ap clássicas.

Embora a classificação atual divida as estrelas Ap em 5 classes, as estrelas Ap são usualmente diferenciadas como: *Ap quentes* e *Ap frias*. A primeira, constitui as estrelas  $\lambda 4200$  Si e Si, e ocupam o intervalo de temperatura de 10000 a 14000K, correspondendo a um intervalo de tipo espectral de A2 a B8. As Ap frias constituem as estrelas SiCrEu, EuCrSr e Sr, e ocupam o intervalo de temperatura de 7000 a 10000K, correspondendo a um intervalo de tipo espectral de F0 a A3.

### 1.4.2 Variabilidade Espectral e Fotométrica

As variações espectrais nas estrelas Ap foram primeiramente observadas há 100 anos e os estudos destas variações continuam até os dias de hoje. Muitas estrelas Ap foram observadas durante vários anos (milhares de ciclos de rotação) e, para todas estas, nenhuma mudança no período ou na fase das variações espectrais foi observada. Isto significa, que estes objetos são verdadeiros rotadores rígidos, ao contrário do Sol que exhibe rotação diferencial. Esta rotação rígida possibilita criar modelos da distribuição de diversos elementos na superfície estelar, este assunto é abordado no capítulo 5.

Os elementos químicos que possuem a maior variação espectral (intensidade e perfil da linha) são os mesmos elementos que marcam o espectro como peculiar. Para estes elementos, a largura da linha varia periodicamente e em fase com o campo magnético. Indicando que estes elementos devam estar concentrados nos pólos magnéticos.

Investigações realizadas por Stępień (1968) revelaram que todas as estrelas Ap possuem variações de brilho com amplitudes da ordem de 0.01 a 0.1 mag, e períodos da ordem de dias a anos (não confundir com as variações rápidas de brilho das estrelas roAp, que são o escopo do capítulo 2). As curvas de luz de um mesmo objeto, obtidas em diferentes filtros, variam em amplitude e forma (onda-dupla ou onda-única). Em relação às variações magnéticas, as variações fotométricas podem estar em fase ou anti-fase, dependendo do filtro utilizado.

Wolff & Wolff (1971) explicam a variação de brilho nas estrelas Ap como sendo causadas por manchas de maior concentração de elementos do grupo do Fe e de terras raras, onde o período das variações corresponde ao período da rotação estelar. Os elementos do grupo do Fe e de terras raras possuem muitas linhas de absorção nas regiões do ultravioleta e azul, o que, por sua

vez, impede a livre passagem do fluxo radiativo nestas regiões. Este efeito está ilustrado na Figura 1.5. Naquela figura, mostramos as variações fotométricas nos filtros *UBVRI*<sup>2</sup> em função da fase de rotação da estrela HD 6532 (um ciclo completo corresponde a 1.944973 dias). Na fase zero, que corresponde ao máximo das variações do campo magnético, o brilho nos filtros *U* e *B* está no mínimo, enquanto que nos filtros *V*, *R* e *I*, o brilho está no máximo. Os dois pólos magnéticos possuem manchas, e ambos são vistos durante o ciclo de rotação (onda-dupla). Porém, por causa da inclinação do eixo de rotação, um dos pólos é visto mais próximo da linha de visada, por isso a diferença de profundidade entre os dois mínimos de uma mesma curva de luz.

### 1.4.3 Campo Magnético

Os campos magnéticos em estrelas Ap foram descobertos por Babcock (1947) na estrela Ap 78 Vir medindo a separação entre as linhas espectrais circularmente polarizadas à direita e à esquerda. É amplamente aceito que *todas* as estrelas Ap possuam campos magnéticos, os quais são encontrados no intervalo de  $10^2 - 10^4$  G. As observações indicam que a geometria destes campos deva ser principalmente dipolar Preston (1971). Em investigações baseadas em medidas precisas do campo magnético de 24 estrelas Ap, Landstreet & Mathys (2000) encontraram que, ao contrário das estrelas Ap com curto período de rotação, as estrelas Ap com período de rotação  $P \geq 25$  dias possuem baixos valores do ângulo de obliquidade  $\beta$  ( $\sim 20^\circ$ ); ou seja, para estas estrelas os eixos magnéticos possuem forte tendência a alinharem-se com os eixos de rotação.

---

<sup>2</sup> O comprimento de onda central de máxima transmissividade ( $\lambda_0$ ) e a largura total à metade da intensidade máxima ( $\Delta\lambda$ ) correspondente para o sistema de filtros de Johnson *UBVRI* são:  $U(\lambda_0 = 3650\text{Å}, \Delta\lambda = 700\text{Å})$ ,  $B(\lambda_0 = 4400\text{Å}, \Delta\lambda = 1000\text{Å})$ ,  $V(\lambda_0 = 5500\text{Å}, \Delta\lambda = 900\text{Å})$ ,  $R(\lambda_0 = 7000\text{Å}, \Delta\lambda = 2200\text{Å})$  e  $I(\lambda_0 = 8800\text{Å}, \Delta\lambda = 2400\text{Å})$ .



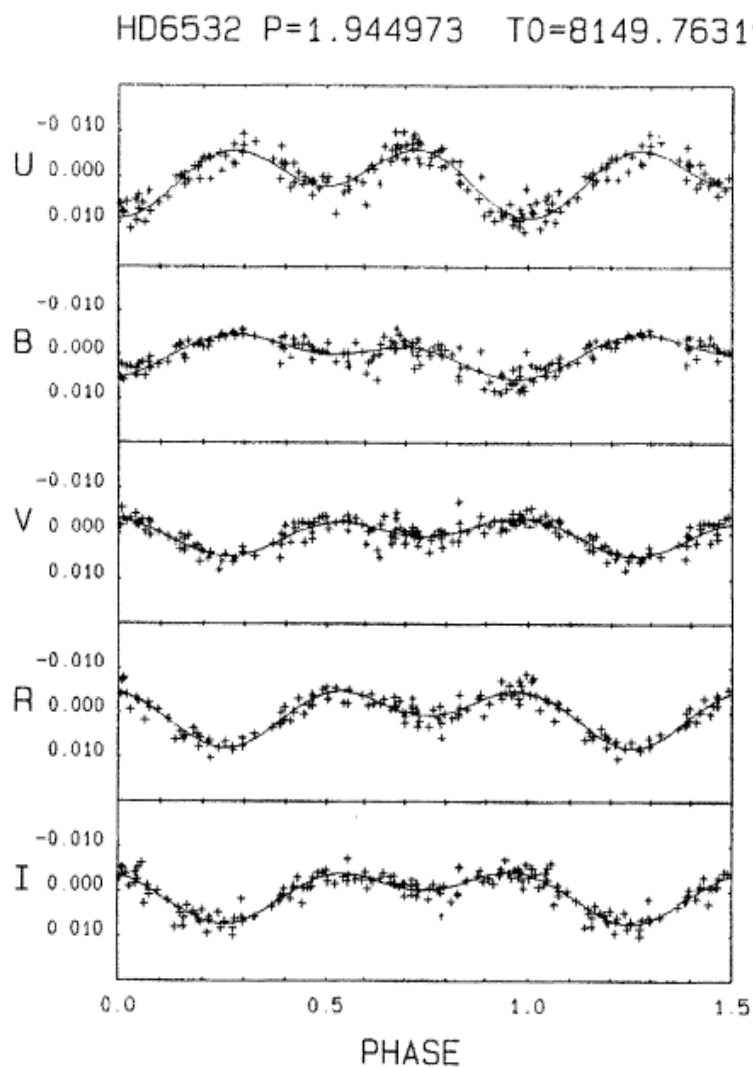


Fig. 1.5: A variação fotométrica nos filtros *UBVRI* da estrela Ap HD 6532. Extraído de Kurtz et al. (1996).

#### *Origem dos campos magnéticos*

São duas as questões fundamentais sobre o magnetismo nas estrelas do tipo espectral A que precisam ser resolvidas: 1) Qual é a origem dos campos magnéticos observados? 2) Por que são observados campos magnéticos em so-

mente alguns e não em todos os objetos na mesma faixa de temperatura das estrelas Ap?

Existem duas teorias para a origem dos campos magnéticos nas estrelas Ap (ver artigo de revisão Moss 2001). A primeira postula que o campo magnético é criado e mantido por um dínamo contemporâneo agindo no núcleo convectivo, o qual estende-se cerca de 15-20% do raio estelar – o *modelo do dínamo-nuclear*. A segunda postula que o campo magnético tem origem fóssil ou primordial, remanescente do campo originalmente existente no meio interestelar e intensificado durante o processo de formação estelar – o *modelo do campo fóssil*. Alternativamente, uma combinação das duas teorias, postula que o campo magnético é remanescente de um dínamo gerado durante a fase convectiva de Hayashi na pré-sequência principal, sendo assim, ainda considerada como de origem fóssil no sentido de que o campo magnético foi gerado ainda no começo do ciclo evolutivo.

As principais dificuldades do modelo do dínamo são: 1) de acordo com o modelo do dínamo espera-se uma correlação entre a intensidade do campo magnético e o período de rotação, que de fato não é observada (Borra & Landstreet 1980); 2) a falta de um modelo que relacione os campos gerados no núcleo da estrela com os campos observados na superfície da estrela (Moss 2001); 3) a obliquidade dos campos magnéticos; 4) a falha em explicar porquê somente uma pequena fração (cerca de 10%) das estrelas é magnética. Esta última também é uma dificuldade para o modelo do campo fóssil, embora as diferenças nas condições iniciais na formação estelar, como por exemplo a intensidade e orientação dos vetores do campo magnético em relação ao vetor do momento angular na nuvem interestelar; possam explicar, pelo menos qualitativamente, a fração de 10% de estrelas magnéticas. Pode-se imaginar que as estrelas nasçam em um intervalo de valores de momento angular e fluxo

magnético, porém somente aquelas que possuam o balanço certo entre estes valores tornam-se estrelas magnéticas. Alternativamente, pode-se imaginar a possibilidade de que todas as estrelas possuam um campo magnético primordial, mas que a maioria delas percam fluxo magnético por instabilidades ou qualquer outro processo. A principal dificuldade da teoria do campo fóssil era a falta de uma configuração para o campo magnético que provasse ser estável numa escala de tempo de  $10^9$  anos. Porém, simulações numéricas mostraram que configurações estáveis são de fato possíveis (Braithwaite & Spruit 2004).

#### *Conexão com as estrelas anãs brancas magnéticas*

Cerca de 4% das estrelas anãs brancas possuem campos magnéticos extremamente intensos ( $10^6 - 10^9 G$ ). Uma hipótese bastante plausível para a origem destes campos foi proposta por Angel et al. (1981). Os autores sugeriram que os campos magnéticos das estrelas anãs brancas sejam herdados, no processo de evolução estelar, das estrelas Ap. Sabe-se que as estrelas do tipo espectral A, as quais possuem aproximadamente 2.5 massas solares ( $2.5M_{\odot}$ ) e 2.5 raios solares ( $2.5R_{\odot}$ ), tornam-se estrelas anãs brancas após esgotarem seu combustível nuclear, assim como todas as estrelas de massa inferior a  $8M_{\odot}$ . Assumindo que o processo de perda de massa que resulta na formação de uma estrela anã branca o fluxo magnético é conservado; a amplificação do campo magnético de uma estrela Ap ao colapsar em uma anã branca, a qual possui um raio da ordem de  $0.025R_{\odot}$ , é de  $(R_{Ap}/R_{AB})^2 \sim 10^4$ . Dado que os campos magnéticos ocorrem em estrelas Ap no intervalo de  $10^2 - 10^4 G$ , esta ampliação concorda perfeitamente com o intervalo dos campos magnéticos encontrados nas estrelas anãs brancas.

Angel et al. (1981) também compararam a densidade espacial das estrelas anãs brancas magnéticas com a densidade espacial esperada para as anãs

brancas descendentes de estrelas Ap. Os autores estimaram a densidade espacial das estrelas anãs brancas, em um raio de 15 pc do Sol, em  $5.3 \pm 2.3 \times 10^{-4} pc^{-3}$ . A densidade de estrelas Ap assumida foi de  $\sim 1 - 2 \times 10^{-5} pc^{-3}$ . Para calcular a densidade esperada de estrelas anãs brancas descendentes de estrelas Ap, os autores utilizaram o tempo de vida na seqüência principal de uma estrela de  $3.6 M_{\odot}$  ( $\sim 1.2 \times 10^8$  anos) e assumiram que a taxa de formação estelar foi constante nos últimos  $10^9$  anos. A densidade esperada de anãs brancas descendentes de estrelas Ap calculada foi de  $4 - 8 \times 10^{-4} pc^{-3}$ , concordando com o valor esperado.

#### 1.4.4 Rotação

As velocidades de rotação encontradas nas estrelas Ap são, em média, muito menores do que as encontradas nas estrelas normais no mesmo intervalo de temperatura. Os períodos de rotação encontrados nestes objetos são da ordem de dias, porém existem caso extremos como: HR465 com  $P \sim 24$  anos (Rice 1988) e  $\gamma$  Equ com  $P \sim 72$  anos (Wolff 1983).

Abt & Morrell (1995) estimaram a velocidade de rotação projetada ( $v \sin i$ ) de 1700 estrelas do tipo espectral A normais e peculiares, e concluíram que as estrelas que apresentam baixa rotação ( $v \sin i < 120 km s^{-1}$ ) apresentam peculiaridades químicas. A análise estatística mostrou que a distribuição de  $v \sin i$  das estrelas Ap pode ser aproximada por uma distribuição maxwelliana com média 3 – 4 vezes menor do que a distribuição da  $v \sin i$  das estrelas normais no mesmo intervalo de temperatura. De acordo com o trabalho de Abt (2000), a baixa velocidade de rotação é uma condição suficiente para a ocorrência do fenômeno Ap.

É amplamente aceito que os campos magnéticos intensos sejam responsáveis pela frenagem das estrelas Ap. Em que fase da evolução estelar a fre-

nagem magnética é mais eficiente ainda é uma questão em debate. Stępień (2000) estudou a hipótese de perda de momento angular durante a fase pré-sequência principal. O autor concluiu que a presença de um campo magnético primordial moderado pode explicar as diferenças observadas entre a distribuição de velocidade de rotação de estrelas normais e a distribuição de estrelas peculiares.

### 1.5 *Origem das peculiaridades químicas*

Como já mencionado na seção 1.3, o MRO explica todas as características observadas nas estrelas Ap. A causa da super-abundância de elementos anômalos encontrada nas estrelas Ap foi o alvo seguinte de investigação dos astrônomos. Foram propostos vários modelos para explicar a origem das peculiaridades químicas.

Todos os modelos concordam que a composição química anormal deva ser uma característica apenas de camadas mais externas, e não de toda a estrela. O motivo desta suposição é que se os elementos que marcam a estrela como peculiar fossem distribuídos homogeneamente na estrela, então a abundância galáctica destes elementos (elementos estes que deveriam estar espalhados por toda Galáxia) estaria confinada apenas nas estrelas Ap. Dois fatos observacionais contribuem para a suposição de que composição química anormal deva ser uma característica apenas de camadas mais externas. O primeiro é que parece não haver nenhuma estrela pós-sequência principal com composição química similar à das estrelas Ap. A explicação para isto, assumindo que os elementos estão localizados em camadas mais externas da estrela, é que em estrelas pós-sequência principal ocorre convecção. A convecção seria responsável pela mistura dos elementos por toda a estrela, e então a superabundância dos elementos anômalos nesta fase da vida da estrela não seria

mais observada. O segundo é que muitas estrelas Ap fazem parte de aglomerados e de sistemas binários e os outros membros dos sistemas aparentemente possuem composição química normal (composição química solar). Para que a abundância nessas estrelas fosse característica de toda a estrela então a nuvem de onde se formaram as estrelas deveria ser incrivelmente heterogênea. A região da nuvem onde se formou a estrela Ap deveria ser superabundante de Si, Cr, Eu, etc. e a região onde se formou a estrela vizinha deveria ser quimicamente normal.

Os modelos propostos para explicar a origem das peculiaridades químicas podem ser divididos em: modelos de *nucleossíntese* e *não-nucleossíntese*. Os modelos de nucleossíntese diferem principalmente na localização onde a mesma ocorre:

1. *No interior*: O modelo proposto por Fowler et al. (1965) sugere que as estrelas Ap sejam objetos evoluídos, que passaram pela fase de gigante vermelha e retornaram às proximidades da SP, onde agora são observadas, e que as anomalias são produzidas no interior da estrela e levadas para a superfície através da mistura de elementos durante a fase de gigante vermelha.
2. *Na superfície*: O modelo proposto por Brancazio & Cameron (1967) sugere que o campo magnético acelere os prótons e as partículas  $\alpha$  para induzir reações de espalação (do termo em inglês *spallation*) que criariam os elementos pesados na superfície estelar.
3. *Na companheira binária*: O modelo proposto por van den Heuvel (1967) e revisado por Guthrie (1971), sugere que uma estrela Ap seja o componente menos massivo de um sistema binário em que a companheira já tenha explodido em supernova. Os elementos leves (H, He, C, N e O)

atingem primeiramente a estrela secundária com velocidades superiores ( $> 5000 \text{ km s}^{-1}$ ) à sua velocidade de escape, portanto, pouco deste material seria depositado na superfície da estrela. Enquanto os elementos pesados, formados no centro da explosão, cobririam a estrela secundária produzindo as altas abundâncias.

São 5 os modelos de não-nucleossíntese propostos para explicar o mecanismo que produz as peculiaridades químicas nas superfícies das estrelas Ap:

1. *Acresção magnética*: O modelo proposto por Havnes & Conti (1971) sugere que íons pesados no meio interestelar, possivelmente enriquecido por uma supernova próxima, seriam capturados e guiados para os pólos magnéticos de uma estrela que estaria movendo-se através deste meio interestelar.
2. *Acresção de cometas*: Joss (1974)
3. *Acresção de poeira interplanetária*: Kumar et al. (1989)
4. *Impacto de planetas*: Cowley (1977)
5. *Difusão radiativa*: Michaud (1970)

Dentre todos os modelos acima citados, o que obteve maior sucesso em explicar muitas das propriedades observadas nas estrelas Ap é o modelo de difusão radiativa, o qual é discutido na próxima subseção.

### 1.5.1 Difusão Radiativa

A importância da difusão foi primeiramente discutida por Eddington em seu livro *The Internal Constitution of the Stars*. Michaud (1970) introduziu a difusão no contexto das estrelas Ap.

No modelo da difusão radiativa, uma estrela com atmosfera estável tem o balanço entre a pressão (incluindo pressão de radiação) e a gravidade quebrado pela pressão de radiação seletiva. Os elementos que possuem muitas linhas na região espectral próxima ao fluxo máximo de radiação, sofrem um excesso de força causado por pressão de radiação, transferido através das transições atômicas ligado-ligado ou ligado-livre, e serão empurrados em direção à superfície estelar e, portanto, parecerão ser sobre-abundantes. Enquanto os elementos que possuem poucas linhas na região espectral próxima ao fluxo máximo de radiação, tenderão a afundar no mar de hidrogênio e, portanto, parecerão ser sub-abundantes.

De acordo com Michaud et al. (1976), as velocidades de difusão são extremamente baixas – somente  $10^{-4}$  a  $1 \text{ cm s}^{-1}$ . Portanto, as estrelas devem ser estáveis, sem turbulência, a este nível ( $10^{-4}$  a  $1 \text{ cm s}^{-1}$ ) nas camadas onde ocorre a difusão.

A difusão radiativa é consistente, ou é compatível, com diversas características observadas nas estrelas Ap, conforme enumeramos a seguir.

1. *Intervalo de temperatura:* O fenômeno Ap é restrito ao intervalo de tipo espectral de *B2* a *F0*. Para as estrelas mais quentes que *B2*, nas quais ocorre significativa perda de massa, e para as estrelas mais frias que *F0*, as quais possuem uma extensa zona de convecção na superfície, a atmosfera estelar é instável, de forma que a difusão radiativa não poderia ocorrer.
2. *Velocidade de rotação:* As estrelas Ap são uma classe de estrelas que possuem baixa rotação ( $< 120 \text{ km s}^{-1}$ , Abt & Morrell 1995). Este fato está de acordo com a teoria da difusão radiativa, pois estrelas com alta rotação possuem atmosferas instáveis devido à circulação meridional, e resulta-



ria na mistura dos elementos, impossibilitando ou mascarando a difusão radiativa.

3. *Correlação da abundância com a temperatura:* A existência de diferentes tipos de peculiaridades observadas em diferentes intervalos de  $T_{\text{eff}}$ , é compatível com a difusão radiativa pois o grau de ionização e o campo de radiação variam com a  $T_{\text{eff}}$ .
4. *Idade:* A ocorrência de estrelas Ap em aglomerados jovens é consistente com a difusão radiativa, pois a escala de tempo necessária para o surgimento das peculiaridades químicas detectáveis é de  $10^3 - 10^6$  anos (Michaud et al. 1976; Michaud 1980).
5. *Manchas ou spots:* Na ausência de campo magnético, ou para elementos neutros, a difusão é predominantemente vertical. No entanto, a presença de campo magnético intenso influencia no movimento dos íons, permitindo somente movimentos ao longo das linhas do campo magnético, de forma que a distribuição destes íons na superfície estelar é modificada.

## 1.6 Outras estrelas quimicamente peculiares

- **Estrelas Am (CP1):**

Estes objetos são os membros mais frios entre os diferentes tipos de estrelas CP. O intervalo de temperatura efetiva varia entre 7000 a 10000 K.

Estas estrelas são denominadas como “estrelas A–metálicas” (Am) por apresentarem alta abundância química (cerca de 2 dex<sup>3</sup>), em compara-

---

<sup>3</sup> “dex” significa expoente decimal – decimal exponent” em inglês – e pode ser escrito como  $\text{dex}(x) = 10^x$ . Por exemplo, 0.3 dex significa  $10^{0.3}$ .

ção ao Sol, de metais pesados (ferro – Fe – e elementos mais pesados que este) em seus espectros. Também é observada em seus espectros uma deficiência de elementos como cálcio (Ca) e/ou escândio (Sc), e esta deficiência é usada para classificá-las.

Muitas estrelas satisfazem a definição clássica das estrelas Am: “uma estrela Am é aquela cujo tipo espectral determinado pelas linhas metálicas e pela linha K do cálcio diferem por 5 ou mais sub classes” (Roman et al. 1948).

As estrelas Am não apresentam variabilidade fotométrica ou espectral. Observações recentes identificaram a presença de campos magnéticos complexos, da ordem de alguns gauss, neste tipo de estrela (Shorlin et al. 2002).

Outros aspectos importantes nas estrelas Am são: a frequência de ocorrência em sistemas binários e a baixa rotação ( $v \sin i \sim 100 \text{ km s}^{-1}$ ) em relação às estrelas normais na mesma faixa de temperatura. Todas as estrelas Am são membros de sistemas binários espectroscópicos e dois terços destes sistemas possuem período orbital menor do que 100 dias, enquanto cerca de 30% das estrelas normais pertencem a sistemas binários. A baixa velocidade de rotação observada nestes objetos é consequência direta destes pertencerem a sistemas binários próximos. A interação entre as estrelas, ou o efeito de maré, diminui a rotação estelar até que o período rotacional iguale-se ao período orbital <sup>4</sup>.

- **Estrelas HgMn (CP3):**

As estrelas Hg–Mn (mercúrio – manganês) são caracterizadas pela presença de alta abundância química (da ordem de 3 dex), em comparação

---

<sup>4</sup> Da mesma forma que o período de rotação lunar diminuiu e igualou-se ao período orbital Lunar. Por isso, vemos sempre o mesmo hemisfério da Lua.

ao Sol, dos elementos que dão nome a classe em seus espectros. As linhas mais comuns observadas nestas estrelas são as linhas de Hg II  $\lambda 3984$  e Mn II  $\lambda 4206$  e  $4136$ .

O intervalo de temperatura efetiva destes objetos varia entre  $10000 - 15000 K$ . A frequência de ocorrência destes objetos é um baixa e varia com a temperatura e a velocidade de rotação (Wolff & Preston 1978). Para objetos com temperatura  $\sim 10000K$  as estrelas HgMn constituem cerca de 8% do total de estrelas, enquanto para objetos com temperatura de  $\sim 15000K$ , estas constituem cerca de 25%. Nenhuma estrela HgMn possui velocidade de rotação maior que  $100km/s$ , e a frequência de ocorrência destes objetos aumenta com a diminuição da velocidade de rotação.

A frequência de ocorrência em sistemas binários espectroscópicos é um pouco mais alta da frequência observada para as estrelas normais no mesmo intervalo de temperatura (Wolff & Preston 1978). Nenhum campo magnético foi detectado nestas estrelas (Borra & Landstreet 1980). As estrelas HgMn não apresentam variabilidade fotométrica ou espectral.

- **Estrelas com anomalias em hélio (CP4):**

O último grupo no esquema de classificação de Preston (1974) ocupa o intervalo de temperatura efetiva de  $14000$  a  $30000 K$ . A variedade de peculiaridades químicas neste intervalo de temperatura levou à definição de vários subgrupos.

As estrelas ricas em hélio (utiliza-se o termo em inglês *He-rich*) apresentam alta abundância de hélio e ocupam o intervalo espectral entre *B1-B2*. Ao contrário das demais estrelas peculiares, muitas destas estrelas apresentam velocidades maiores que  $150 km s^{-1}$ . Estes objetos

possuem campo magnético e, assim como nas estrelas Ap, apresentam variabilidade fotométrica, espectral e magnética.

As estrelas fracas, ou deficientes, em hélio (utiliza-se o termo em inglês *He-weak*) ocupam o intervalo espectral entre *B3* – *B7* e exibem discrepâncias entre suas cores *UBV* e seu tipo espectral. As estrelas He-weak são subdivididas em 3 subgrupos: P-Ga (fósforo–gálio), Ti-Sr (titânio-estrôncio) e Si (silício) He-weak; em alusão aos elementos peculiares presentes em seus espectros. Os dois últimos subgrupos possuem campos magnéticos e variabilidade fotométrica, espectral e magnética.

- **Estrelas  $\lambda$  Bootis**

As estrelas quimicamente peculiares  $\lambda$  *Bootis* foram descobertas por Morgan et al. (1943). As estrelas  $\lambda$  *Bootis* são estrelas de População I, que possuem deficiência moderada a extrema (2 dex) de elementos do grupo do Fe, e abundância solar para elementos leves (C, N, O e S – carbono, nitrogênio, oxigênio e enxofre). Estes objetos são encontrados no intervalo de tipo espectral de *B9* – *F0* e a frequência de ocorrência é de 2% (Paunzen 2001). Nenhum campo magnético foi detectado nestes objetos até agora. A distribuição de  $v \sin i$  e idade não difere das estrelas normais.

Diversas teorias foram desenvolvidas para explicar a origem da abundância peculiar encontrada nos membros deste grupo. Os modelos mais aceitos são: 1) a difusão radiativa em conjunto com perda de massa (Michaud & Charland 1986; Charbonneau 1993) e 2) a acreção de material do meio interestelar (Venn & Lambert 1990; Turcotte & Charbonneau 1993).

De acordo com Paunzen et al. (2002), cerca de 70% de todas as estrelas  $\lambda$  *Bootis* dentro da faixa de instabilidade das Cefeidas pulsam.

Tab. 1.1: Esquema de classificação para estrelas CP.

CP	Nome	Peculiaridade	Intensos Campos Magnéticos	Temperatura (Kelvin)
1	Am	deficiência em Ca II e/ou alta abundância em metais pesados	não	7000 - 10000
2	Ap	alta abundância Si, Cr, Eu	sim	8000 - 15000
3	HgMn	alta abundância Hg II, Mn II	não	10000 - 15000
4	He-weak	deficiência em He alta abundância Si or Ti,Sr	sim	14000 - 21000
5	He-weak	deficiência em He alta abundância P,Ga	não	14000 - 21000
6	He-rich	fortes em He	sim	21000 - 30000

\* É interessante notar que os números CP ímpares representam estrelas não magnéticas, enquanto números pares representam estrelas magnéticas.

# Capítulo 2

## Estrelas roAp

*“At first sight it would seem that the deep interior of the sun and stars is less accessible to scientific investigation than any other region of the universe.”*

– Sir Arthur Stanley Eddington

### 2.1 Introdução

Neste capítulo discute-se algumas noções básicas referentes às estrelas pulsantes, com enfoque nas **estrelas rapidamente oscilantes (roAp)**, que serão utilizadas para o melhor entendimento do estudo observacional do capítulo 4. Inicialmente, introduz-se os conceitos de pulsações radiais e não-radiais, dos modos de pressão e gravidade, e da astrossimologia. Em seguida, aborda-se o tópico do descobrimento das estrelas roAp, descreve-se suas principais propriedades e o modelo do pulsador oblíquo. E, por fim, discute-se sobre o mecanismo de pulsação das estrelas roAp. Para um estudo mais aprofundado sobre as *pulsações estelares*, sugerimos a leitura dos livros: Cox (1980), Unno et al. (1989) e Christensen-Dalsgaard (2003). Para uma introdução mais detalhada sobre as *estrelas roAp*, sugerimos a leitura dos artigos de revisão: Kurtz & Martinez (2000), Matthews (1991) e Shibahashi (1991). Kurtz e Matthews enfatizam a parte observacional, enquanto Shibahashi enfatiza a parte teórica.

## 2.2 Estrelas Pulsantes

As estrelas variáveis distinguem-se segundo a natureza da variação do seu brilho em: *extrínsecas* e *intrínsecas*. As variáveis extrínsecas variam de brilho por fatores externos à estrela, como por exemplo, efeitos geométricos. Neste grupo incluem-se as estrelas binárias eclipsantes, as variáveis por efeito de rotação, etc. As variáveis intrínsecas sofrem variação de brilho causadas por mudanças físicas na própria estrela. Neste grupo incluem-se as estrelas pulsantes e as eruptivas.

As pulsações estelares ocorrem em diversos tipos de estrelas e durante diferentes estágios de suas vidas, como pode-se notar no diagrama HR da figura 2.1. Observacionalmente, uma estrela pulsante pode apresentar mudanças periódicas em quantidades como: o brilho, a velocidade radial (o deslocamento Doppler das linhas espectrais) e o perfil da linha espectral.

### 2.2.1 Descrevendo as pulsações

As estrelas pulsantes não estão em equilíbrio hidrostático pois as forças internas, devidas à pressão de radiação e à pressão do gás em direção à superfície e à gravidade em direção ao núcleo, não são contrabalançadas, de forma que as acelerações locais causam movimento dos fluidos. Como resultado deste desequilíbrio a estrela contrai-se e expande-se. Por serem as estrelas objetos esféricos, utiliza-se esféricos harmônicos  $Y_\ell^m(\theta, \varphi)$  para descrever matematicamente as pulsações estelares. As soluções para as equações do movimento possuem deslocamentos nas direções  $(r, \theta, \varphi)$ , e são descritas por:

$$\xi_r(r, \theta, \varphi, t) = a(r)Y_\ell^m(\theta, \varphi)\exp(i\omega t) \quad (2.1)$$

$$\xi_\varphi(r, \theta, \varphi, t) = b(r)\frac{\partial Y_\ell^m(\theta, \varphi)}{\partial \theta}\exp(i\omega t) \quad (2.2)$$

$$\xi_\theta(r, \theta, \varphi, t) = \frac{b(r)}{\sin \theta}\frac{\partial Y_\ell^m(\theta, \varphi)}{\partial \varphi}\exp(i\omega t) \quad (2.3)$$

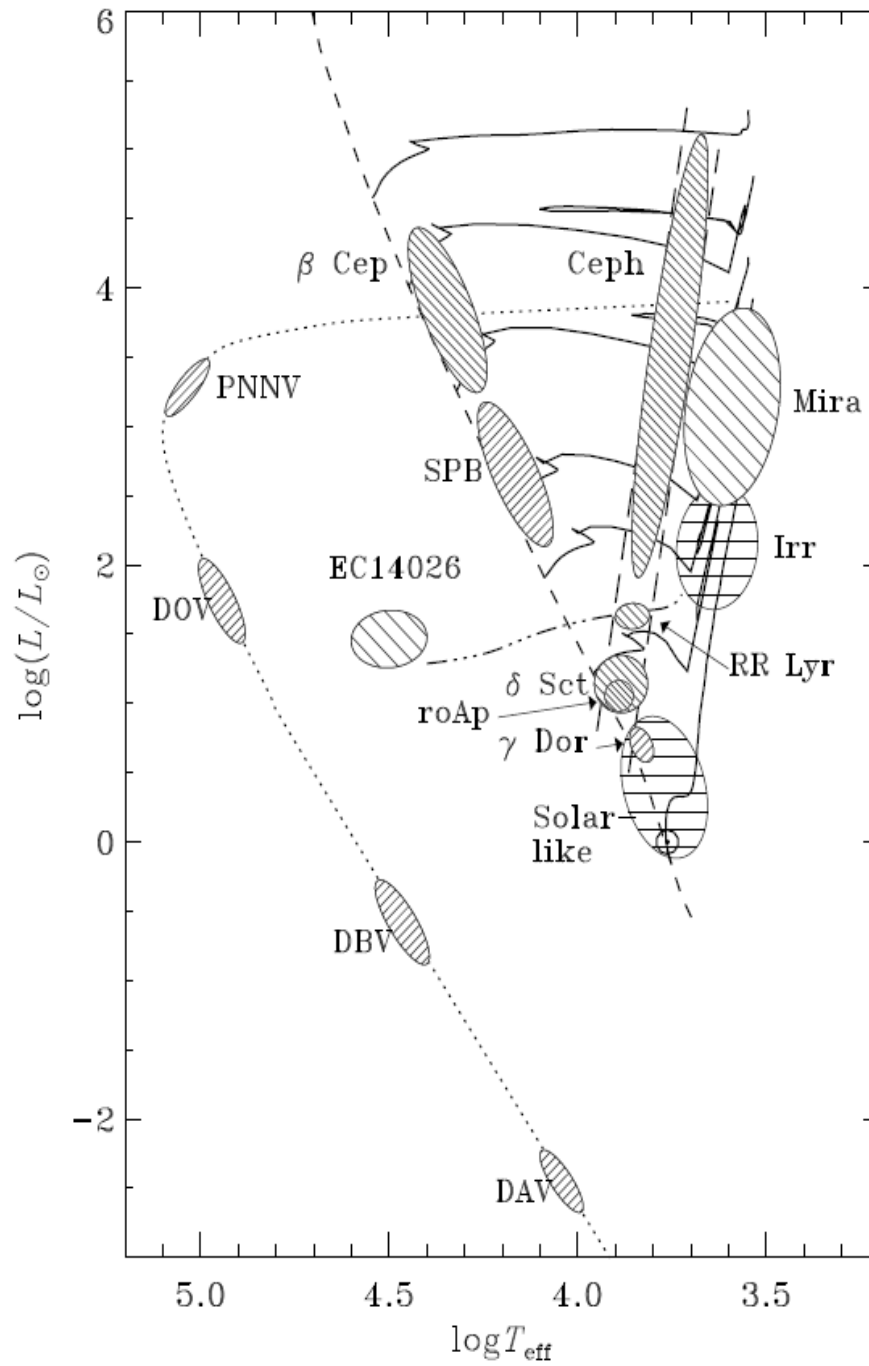


Fig. 2.1: O diagrama HR indicando a distribuição de diferentes tipos de estrelas pulsantes. Extraído de Christensen-Dalsgaard (2003).



onde  $\xi_r$ ,  $\xi_\varphi$  e  $\xi_\theta$  são deslocamentos,  $a(r)$  e  $b(r)$  são amplitudes,  $\omega$  é a frequência angular de oscilação e  $Y_\ell^m(\theta, \varphi)$  são esféricos harmônicos dados por:

$$Y_\ell^m(\theta, \phi) = (-1)^m \sqrt{\frac{2\ell + 1}{4\pi} \frac{(\ell - m)!}{(\ell + m)!}} P_\ell^m(\cos \theta) \exp(im\varphi) \quad (2.4)$$

onde  $P_\ell^m(\cos \theta)$  são polinômios de Legendre dados por:

$$P_\ell^m(\cos \theta) = \frac{(-1)^m}{2^\ell \ell!} (1 - \cos^2 \theta)^{\frac{m}{2}} \frac{d^{\ell+m}}{d \cos^{\ell+m} \theta} (\cos^2 \theta - 1)^\ell \quad (2.5)$$

Pode-se especificar um modo de pulsação através dos 3 índices  $n$ ,  $\ell$  e  $m$ . O índice radial (ou sobretom)  $n$  indica o número de nodos entre o centro e a superfície da estrela. O primeiro valor,  $n = 0$ , é denominado de *modo fundamental*,  $n = 1$ , o *primeiro sobretom*, e assim por diante. O índice  $\ell$  é o *grau harmônico* do modo e especifica o número de nodos presentes na superfície da estrela. Para  $\ell = 0$  não existem nodos na superfície da estrela e a estrela pulsa radialmente. O índice  $m$  é a *ordem azimutal* do modo e especifica quantos dos nodos da superfície são linhas de longitude. Por conseguinte, o número de nodo na superfície que são linhas de latitude é igual a  $\ell - m$ . Os valores de  $m$  variam de  $-\ell$  a  $+\ell$ , portanto existem  $2\ell + 1$  *modos-m* para cada grau  $\ell$ .

### 2.2.2 Pulsações radiais e não radiais

As estrelas podem apresentar pulsações radiais ou não radiais. O tipo mais simples de pulsações são as radiais, as quais ocorrem quando a estrela oscila em torno do seu equilíbrio, expandindo e contraindo, preservando a forma esférica. Como somente movimentos radiais ocorrem, as oscilações radiais são caracterizadas somente pelo índice  $n$  e, portanto,  $\ell = 0$  e  $m = 0$ . O modo radial fundamental ( $n = 0$ ) não possui nenhum nodo entre a superfície e o núcleo, portanto, todos os elementos de massa no interior da estrela movimentam-se na mesma direção. O primeiro sobretom radial ( $n = 1$ ) possui um nodo radial,

uma casca concêntrica que não se move durante as oscilações, e os elementos de massa de cada lado do nodo movimentam-se em direções opostas.

As pulsações não radiais ocorrem quando movimentos transversais somam-se aos movimentos radiais, de tal forma que a simetria esférica não é preservada. Neste caso os três índices  $n, \ell$  e  $m$  são utilizados para caracterizar a oscilação. Os modos com  $\ell = 1$  e  $\ell = 2$  são chamados usualmente de modos de dipolo e quadripolo, respectivamente. Diferentes modos de pulsação podem ser visualizados na Figura 2.2. As estrelas roAp pulsam em modos não-radiais ( $\ell \leq 3$ ) e em altos sobretons ( $n > 30 - 40$ ).

### 2.2.3 O efeito da rotação: modos- $m$

A ordem azimutal  $m$  especifica quantos dos nodos da superfície são linhas de longitude. Para uma estrela sem rotação os modos- $m$  são degenerados e cada segmento da superfície estelar oscilará com a mesma frequência  $\nu(n, \ell)$  determinada por  $n$  e  $\ell$  somente. Nas estrelas reais esta degenerescência é levantada pela rotação através da força de Coriolis em  $2\ell + 1$  componentes com frequências dadas por (Ledoux 1951):

$$\nu_{m,\ell,m} = \nu_{n,\ell,0} - m(1 - C_{n,\ell})\Omega \quad (2.6)$$

onde  $\nu_{n,\ell,0}$  é a frequência central não perturbada do multipletto,  $C_{nl}$  é uma constante que depende da estrutura estelar, e  $\Omega$  é a frequência de rotação da estrela.

Pode-se ver pelas equações 2.1 e 2.4 que para os *modos- $m$*  (isto é, os modos com  $m \neq 0$ ) as exponenciais das duas equações combinam e formam o termo dependente do tempo  $\exp[i(\omega t + m\phi)]$ . A fase  $m\phi$  naquele termo indica que os modos- $m$  são ondas que se propagam, por convenção, na mesma direção da rotação quando  $m$  for negativo (modos *prógrados*) ou na direção contrária quando  $m$  for positivo (modos *retrógrados*).

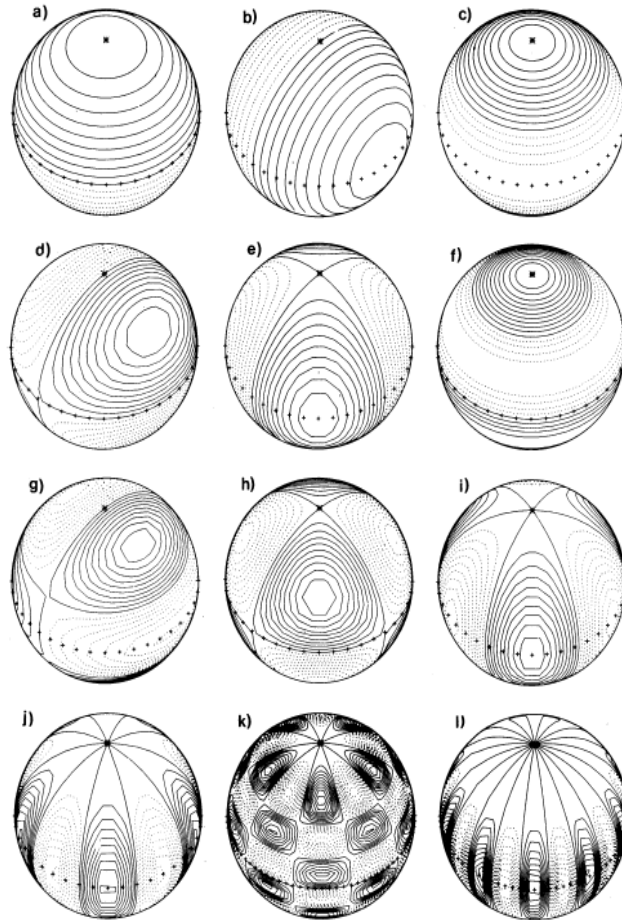


Fig. 2.2: Nesta figura mostra-se 12 diferentes modos de pulsação. Os contornos positivos são representados pelas linhas contínuas e os contornos negativos são representados pelas linhas tracejadas. O eixo de rotação está inclinado por um ângulo de  $45^\circ$ , e está indicado por uma estrela. O equador está representado por “++++”. Os casos ilustrados são: a)  $l = 1, m = 0$ ; b)  $l = 1, m = 1$ ; c)  $l = 2, m = 0$ ; d)  $l = 2, m = 1$ ; e)  $l = 2, m = 2$ ; f)  $l = 3, m = 0$ ; g)  $l = 3, m = 1$ ; h)  $l = 3, m = 2$ ; i)  $l = 3, m = 3$ ; j)  $l = 5, m = 5$ ; k)  $l = 10, m = 5$ ; l)  $l = 10, m = 10$ . Extraído de Christensen-Dalsgaard (2003).

#### 2.2.4 Modos-p e Modos-g

Existem dois principais conjuntos de soluções para as equações do movimento para estrelas pulsantes que levam a dois tipos de modos de pulsação, os quais são distinguidos de acordo com a força restauradora em: *modos-g* (gravidade) e *modos-p* (pressão). Os modos-p são ondas acústicas e os movimentos dos gases

são principalmente na direção vertical, enquanto os modos-g tem seu movimento principalmente na direção horizontal. Assim como o Sol, as estrelas roAp pulsam em modos-p, porém com um número menor de modos excitados.

Existem outras três importantes propriedades dos modos-p e -g que são: 1) para os modos-p a frequência de pulsação aumenta com número de nodos radiais, enquanto que para os modos-g a frequência diminui, conforme pode ser visto na Figura 2.3; 2) os modos-p são mais sensíveis às condições das camadas externas da estrela, enquanto que os modos-g são mais sensíveis ao interior, como pode ser visto no esquema da Figura 2.4; 3) para altos sobretons ( $n \gg \ell$ ) pode-se aplicar a teoria assintótica de pulsações (Tassoul 1980, 1990) no espectro de potências observado e derivar propriedades da estrela como: raio, luminosidade, período de rotação, etc; fazendo assim, a astrossismologia<sup>1</sup>.

### 2.2.5 Astrossismologia

De acordo com Tassoul (1980, 1990) a relação assintótica para os modos-p pode ser escrita como:

$$\nu_{n\ell} = \Delta\nu_0 \left( n + \frac{\ell}{2} + \epsilon \right) + \delta\nu, \quad (2.7)$$

onde  $n$  e  $\ell$  são o sobreton e o grau do modo,  $\epsilon$  é uma constante ( $\sim 1$ ),  $\delta\nu$  é usualmente denominado como a “pequena separação”,  $\nu_{n,\ell}$  é a frequência observada,  $\Delta\nu_0$  é usualmente denominado como a “grande separação” e corresponde ao inverso do tempo da propagação de uma onda sonora cruzando o diâmetro ( $2R$ ) da estrela, dado por:

$$\Delta\nu_0 = \left( 2 \int_0^R \frac{dr}{c(r)} \right)^{-1} \quad (2.8)$$

onde  $c(r)$  é a velocidade adiabática local do som. A grande separação pode ser estimada através do espectro de potências pela distância em frequência entre

<sup>1</sup> Em analogia à sismologia, onde os geólogos inferem sobre as propriedades do interior da Terra através do estudo da propagação de ondas de choque (sismos) através da Terra.

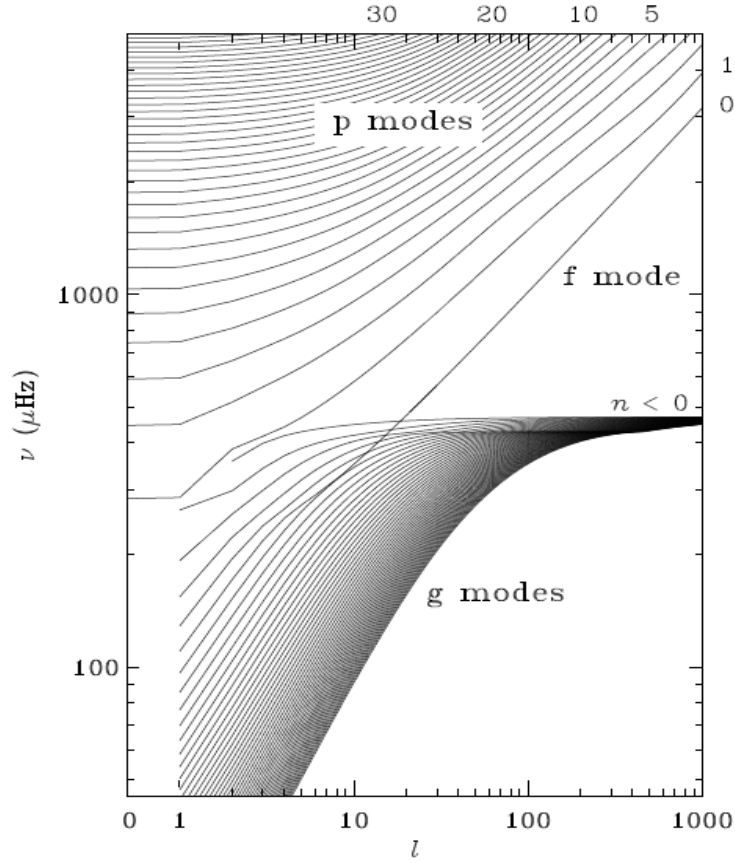


Fig. 2.3: Esta figura ilustra a dependência da frequência  $\nu$  dos modos-p e dos modos-g com grau harmônico  $\ell$ . Extraído de Christensen-Dalsgaard (2003)

dois modos com sobretons consecutivos  $(n - 1, n)$ , mas de mesmo grau ( $\ell$ ), por

$$\Delta\nu_0 \approx \nu_{n,\ell} - \nu_{n-1,\ell}, \quad (2.9)$$

ou por dois graus consecutivos  $(\ell, \ell + 1)$  e mesmo sobreton ( $n$ ), por

$$\frac{\Delta\nu_0}{2} \approx \nu_{n,\ell+1} - \nu_{n,\ell}. \quad (2.10)$$

Utilizando o teorema do virial mostra-se que a grande separação  $\Delta\nu$  relaciona-se com a densidade média da estrela por (Cox 1980):

$$\Delta\nu_0 \approx 135 \left( \frac{M}{R^3} \right)^{1/2} \mu Hz \quad (2.11)$$

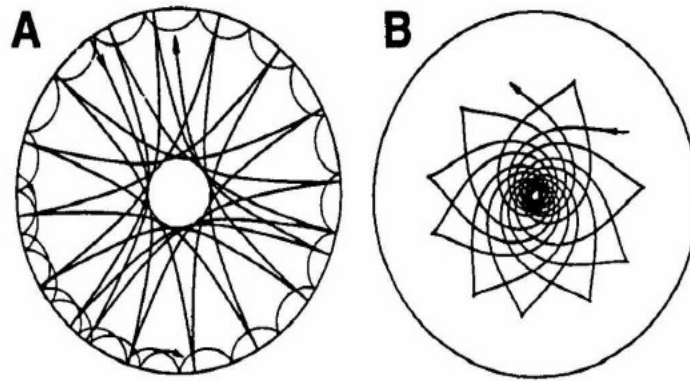


Fig. 2.4: Neste figura mostra-se a trajetória de propagação da pulsação para os modos-p (A) e para os modos-g (B). O modo-p com alto grau possui  $n = 8$ ,  $\ell = 100$ ; e o modo-p com baixo grau possui  $n = 8$ ,  $\ell = 2$ . O modo-g possui  $n = 10$ ,  $\ell = 5$ . Note que o modo-g, neste caso, fica confinado ao interior pois este é um modelo solar e os modo-g não se propagam na região convectiva do Sol. Extraído de Christensen-Dalsgaard (2003).

onde  $M$  e  $R$  são a massa e o raio estelar em unidades solares. Para os modos-p, a grande separação  $\Delta\nu$  é principalmente um indicador do raio estelar e é quase insensível a outros parâmetros, incluindo a massa da estrela (equação 2.11).  $\Delta\nu$  é a quantidade observável mais usada e fácil de se obter na astrossismologia.

Pode-se determinar o valor de  $\Delta\nu$  utilizando modelos de estrutura estelar. Cálculos independentes realizados por Gabriel et al. (1985), Shibahashi & Saio (1985) e Heller & Kawaler (1988) para o intervalo de massa das estrelas roAp levaram a resultados consistentes. O valor de  $\Delta\nu$  calculado por Gabriel

et al. (1985) foi:

$$\Delta\nu_0 = (0.205 \pm 0.011) \left( \frac{GM}{R^3} \right)^{1/2} Hz. \quad (2.12)$$

Em termos da  $T_{\text{eff}}$  e luminosidade,  $\Delta\nu$  pode ser expressado como (Matthews et al. 1999):

$$\Delta\nu_0 = (6.64 \pm 0.36) \times 10^{-16} M^{1/2} T_{\text{eff}}^3 L^{-3/4} Hz. \quad (2.13)$$

A pequena separação ( $\delta\nu_{n,\ell}$ ) pode também ser obtida do espectro de potências por

$$\delta\nu_{n,\ell} \approx \nu_{n,\ell} - \nu_{n-1,\ell+2}. \quad (2.14)$$

Este termo é influenciado pelo gradiente da velocidade do som no núcleo da estrela. Como a velocidade do som depende da temperatura e da composição química<sup>2</sup>, a pequena separação  $\delta\nu_{n,\ell}$  é principalmente sensível à composição química no núcleo da estrela, pois durante a seqüência principal a temperatura é aproximadamente constante nas regiões centrais da estrela, e conseqüentemente pode ser um indicador do estado evolutivo da estrela. O valor de  $\Delta\nu$  observado para o Sol é de  $135\mu Hz$ , enquanto que para as estrelas roAp esta separação é observada no intervalo de  $30 - 70\mu Hz$ . O valor de  $\Delta\nu$  menor para as roAp em relação ao Sol é consistente com o valor esperado pela teoria, pois as estrelas roAp possuem raios cerca de duas vezes maiores que o raio do Sol. A pequena separação é tipicamente um fator 10 menor que a grande separação.

### 2.3 O descobrimento das estrelas roAp

Com um espectro extremamente complexo, dominado por linhas de terras raras, como por exemplo Ho (hólmio) II, Dy (disprósio) II, Sm (samário) II e Nd

<sup>2</sup> Para um gás ideal tem-se que  $c^2 \approx \frac{\Gamma_1 k_B T}{\mu m_u}$ , onde  $k_B$  é constante de Boltzmann,  $m_u$  é a unidade de massa atômica e  $\mu$  é o peso molecular médio e  $\Gamma_1 = \left( \frac{\partial \ln p}{\partial \ln \rho} \right)_{ad}$

(neodímio) II; a estrela HD 101065 é provavelmente a estrela não degenerada mais peculiar no céu (Kurtz 1982). Por este motivo, o tipo espectral desta estrela esteve em debate por mais de uma década. Przybylski (1961) foi quem primeiramente classificou esta estrela como uma estrela do tipo espectral G0 rica em metais. Por este estudo e, por discussões em torno deste objeto que se seguiram, a estrela HD 101065 ficou conhecida como a “*estrela de Przybylski*”.

Wegner & Petford (1974) classificaram a estrela HD 101065 como pertencente à classe das estrelas Ap. Jones et al. (1974), enquanto estudavam a estrela Ap HD 51418, argumentaram que seria importante fazer medidas de campo magnético na estrela HD 101065 para estabelecer o tipo espectral da mesma, de tal forma que a presença de um campo magnético dipolar favorecerá uma classificação espectral do tipo  $F0$  ou mais jovem<sup>3</sup>. Wolff & Hagen (1976) observaram a presença de um campo magnético global de 2.2kG na estrela HD 101065. Baseado em medidas da intensidade de  $H\alpha$  e  $H\beta$ , Wegner (1976) concluiu que a temperatura efetiva de HD 101065 deveria estar em torno de 7000K. Neste caso, a estrela estaria dentro da faixa de instabilidade das  $\delta$  Scuti. As  $\delta$  Scuti são estrelas fotometricamente variáveis que pulsam com períodos de algumas horas e amplitude de algumas dezenas de mili-magnitude. As estrelas Ap por sua vez, como discutido na seção 1.4.2, apresentam variações “lentas” de brilho causadas por manchas na superfície estelar. O período dessas variações, que corresponde ao período da rotação estelar, é da ordem de dias.

Com o objetivo de estabelecer por definitivo o tipo espectral da estrela HD 101065, Kurtz (1978) decidiu procurar por variações rápidas de brilho do tipo  $\delta$  Scuti naquela estrela. Caso a estrela HD 101065 pertencesse à classe das

---

<sup>3</sup> O termo “tipo jovem” refere-se a estrelas mais quentes (e também mais massivas), enquanto o termo “tipo tardio” refere-se a estrelas mais frias. Isto porque o tempo de permanência na SP de uma estrela mais quente é menor do que o tempo de uma estrela mais fria.



estrelas Ap era esperado que esta não apresentasse variações de brilho com escala de tempo de horas do tipo  $\delta$  Scuti, pois isto seria incompatível com a atmosfera estável requerida pela teoria da difusão radiativa para produzir as peculiaridades observadas nas estrelas Ap.

Utilizando a técnica de fotometria diferencial, Kurtz (1978) observou a estrela e mais duas estrelas de comparação com ciclo total de cerca de 8 minutos, obtendo um resultado negativo para variações. Entretanto, a estrela apresentou um espalhamento um pouco maior ( $\sigma = 0.003$  mag) comparado com as estrelas de comparação ( $\sigma = 0.002$  mag). Intrigado com este resultado, na noite seguinte, Kurtz repetiu as observações com tempos de exposição mais curtos, 10s, que revelaram oscilações com um período de 12.1 minutos e amplitude de 0.010 mag pico-a-pico. Estimulado por este resultado, Kurtz (1982) continuou a observar outras estrelas Ap levando-o a detectar mais 4 estrelas roAp. Pode-se dizer que se não fosse pela estrela HD 101065, a classe das estrelas roAp provavelmente não seria descoberta até hoje. Isto por que a tecnologia necessária para investigar estas estrelas já existia no final dos anos de 1960, porém não havia nenhuma motivação teórica para se procurar por pulsações nas estrelas Ap.

## 2.4 *Generalidades das estrelas roAp*

Até a metade do ano de 2006, 35 estrelas roAp são conhecidas. A tabela 2.1 lista o nome, as coordenadas, o período, a amplitude de pulsação e o tipo espectral destes objetos. As principais características observadas nas estrelas roAp são descritas a seguir.

1. As estrelas roAp pertencem à subclasse das estrelas Ap magnéticas frias (as Ap SrCrEu), em queima nuclear de hidrogênio, próximas à ou na

seqüência principal, no intervalo de tipo espectral de *A4* a *F0*. São objetos relativamente brilhantes, sendo que a estrela com o brilho mais fraco já encontrada possui magnitude  $V = 10.32 \text{ mag}$  e a estrela mais brilhante possui magnitude  $V = 3.92 \text{ mag}$ .

2. Nestes objetos são encontradas variações de brilho com amplitudes pico-a-pico  $\leq 16 \text{ mmag}$  no filtro *B*, e com períodos variando entre 5 a 21 minutos. Estas variações são interpretadas como pulsações não-radiais em modos-*p* com alto sobretom ( $n > 30 - 40$ ) e baixo grau harmônico ( $l \leq 3$ ).
3. Muitos destes objetos são multi-periódicos. Mostra-se na Figura 2.5 a curva de luz com duração de 8 horas da estrela roAp HD 119027 (Martinez et al. 1993), na qual pode-se notar que a amplitude de pulsação é modulada. Esta modulação é causada por batimentos de três modos independentes de pulsação.
4. Além das modulações de curto período causadas por batimentos de frequências independentes, também são observadas modulações na amplitude de pulsação com escala de tempo de vários dias, ou maiores. Mostra-se na Figura 2.6 a curva de luz da estrela roAp HR3831 ao longo de 18 noites consecutivas. Pode-se notar na figura a amplitude de pulsação variando de noite para noite. Para aquelas estrelas roAp cujo período de variação do campo magnético (=rotação) é conhecido, o período da modulação da amplitude da pulsação é sempre igual ao período de rotação. O máximo da amplitude de pulsação coincide com o máximo (ou com o mínimo) do campo magnético.
5. Em algumas destas estrelas é observado um salto de  $\pi$  radianos na fase de pulsação, como mostrado na Figura 2.7.

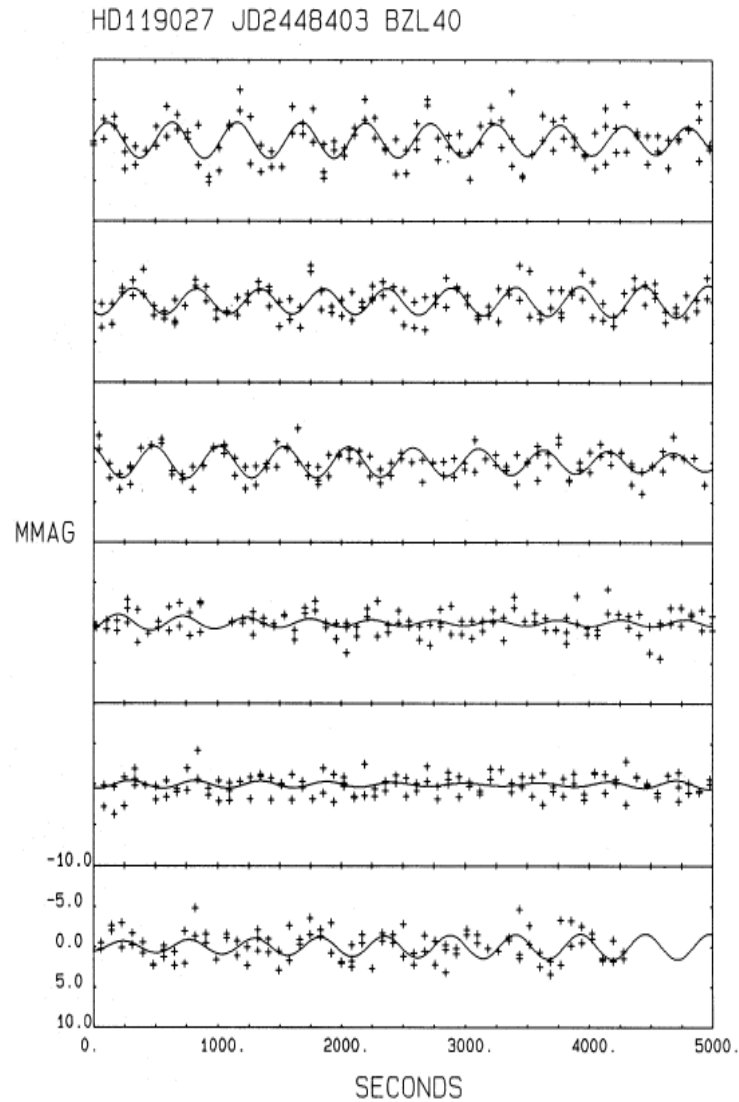
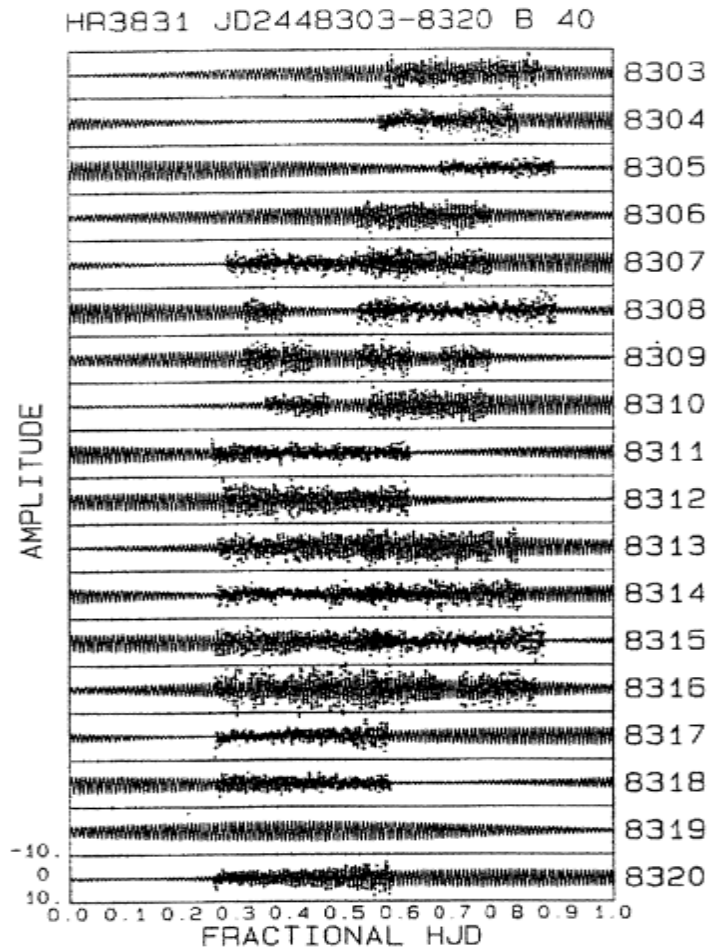


Fig. 2.5: Nesta figura mostra-se a curva de luz com 8 horas de duração da estrela roAp HD 119027. A amplitude de pulsação é modulada devido a batimentos de 3 modos independentes de pulsação. Extraído de Martinez et al. (1993).

## 2.5 O modelo do Pulsador Oblíquo

O espectro de potência de muitas destas estrelas roAp apresenta multipletos de frequência, usualmente tripletos. As separações em frequência entre os



*Fig. 2.6:* Nesta figura mostra-se a curva de luz obtidas em 18 noites consecutivas da estrela roAp HR 3831. A figura ilustra a modulação da amplitude de pulsação causada pela rotação estelar. Extraído de Kurtz et al. (1992).

componentes dos multipletos são sempre iguais entre si, e estas, iguais ou aproximadamente iguais à frequência de rotação. Uma possível interpretação para estes multipletos pode ser dada por modos-m que surgem devido à rotação estelar, como discutido na seção 2.2.3.

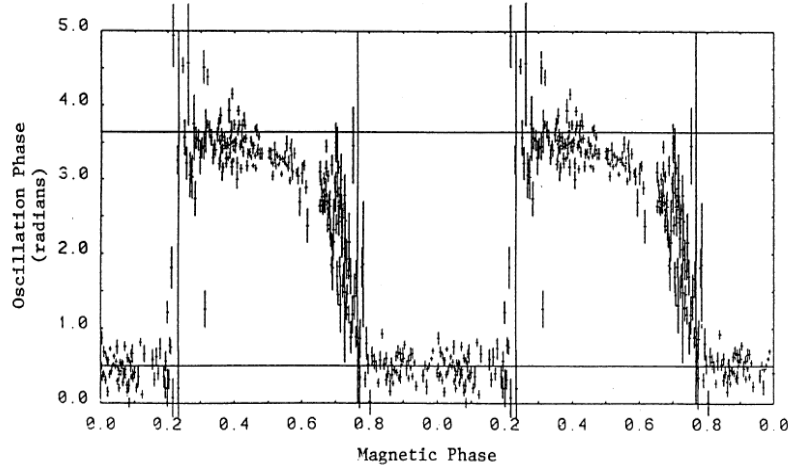


Fig. 2.7: Esta Figura ilustra o comportamento da fase de pulsação em função da fase do campo magnética (=rotação). As linhas verticais indicam o tempo de quadratura onde a amplitude de pulsação é zero e a fase de pulsação tem um salto de  $\pi$  radianos. Extraído de Matthews (1991).

Modelos teóricos para as estrelas roAp indicam que a constante da equação 2.6 possui valores no intervalo de:  $10^{-2} \leq C_{nl} \leq 10^{-3}$ . Entretanto, para os dois melhores casos estudados (nível de confiança igual a 99 %), as estrelas HR 1217 (Kurtz et al. 1989) e HR3831 (Kurtz et al. 1992), os valores de  $C_{nl}$  determinados foram  $C_{nl} \leq 6 \times 10^{-4}$  e  $C_{nl} \leq 2 \times 10^{-5}$ . Valores extremamente baixos e incompatíveis em relação ao valor teórico esperado para  $C_{nl}$ . Caso o valor de  $C_{nl}$  fosse diferente de zero, deveria ocorrer uma defasagem entre o tempo de máximo do campo magnético e o tempo de máximo da amplitude de pulsação, numa taxa de  $\sim C_{nl}^{-1}$ , de forma que a coincidência observada dos máximos das duas variações fosse mero acaso. Estes motivos levaram a Kurtz (1982) a descartar a interpretação de modos-m e a propor o *Modelo do Pulsador Oblíquo* (daqui em diante, MPO).

O MPO é uma extensão do modelo do rotador oblíquo para as estrelas Ap (ver seção 1.3 e figura 1.3). Este modelo postula que uma estrela roAp pulsa

em modos não-radiais e que o eixo de pulsação coincide com o eixo do campo magnético. Desta forma, diferentes aspectos do padrão de pulsação são observados enquanto a estrela rotaciona. Estes aspectos estão ilustrados de forma esquemática na Figura 2.8 para uma estrela com inclinação  $i \sim 70^\circ$  e pulsando em modo de dipolo  $(l, m) = (1, 0)$ , e são descritos matematicamente a seguir.

A variação de luminosidade  $\Delta L$  causada pela rotação estelar pode ser escrita como (Kurtz 1982):

$$\frac{\Delta L}{L} \propto P_{l,m}(\cos\alpha) \cos(\omega t + \phi) \quad (2.15)$$

onde  $P_{l,m}$  é o polinômio de Legendre de grau  $l$  e ordem  $m$ ,  $\alpha$  é o ângulo de inclinação do eixo magnético com a linha de visada,  $\omega = 2\pi\nu$  é a frequência de pulsação e  $\phi$  é a fase de pulsação.

Pela geometria do pulsador oblíquo (fazendo o eixo de pulsação igual ao eixo do campo magnético na Figura 1.3), pode-se relacionar o ângulo  $\alpha$  com os ângulos  $i$  e  $\beta$  por:

$$\cos(\alpha) = \cos(i) \cos(\beta) + \sin(i) \sin(\beta) \cos(\Omega t) \quad (2.16)$$

onde  $i$  é a inclinação do eixo de rotação com a linha de visada,  $\beta$  é a obliquidade do campo magnético,  $\Omega$  é a frequência de rotação, e  $t = 0$  é definido quando o valor do campo magnético alcança seu máximo.

Para oscilações de dipolo,  $l = 1$ , onde  $P_l(\cos\alpha) = \cos(\alpha)$ , temos que:

$$\frac{\Delta L}{L} \propto A_0 \cos(\omega t + \phi) + A_{-1} \cos[(\omega - \Omega)t + \phi] + A_{+1} \cos[(\omega + \Omega)t + \phi] \quad (2.17)$$

onde o componente central possui amplitude

$$A_0 = \cos(i) \cos(\beta) \quad (2.18)$$

e os outros dois componentes possuem amplitude

$$A_{\pm 1} = 1/2 \sin(i) \sin(\beta) \quad (2.19)$$

Então pode-se notar que pelo modelo do pulsador oblíquo para modo  $l = 1$  surgirá um tripleto de frequências com espaçamento igual à frequência de rotação. O componente central de frequência, em  $\omega$ , tem amplitude  $A_0$ , enquanto seus vizinhos possuem amplitude  $A_{\pm 1}$  em frequências  $\omega \pm \Omega$ .

Pode-se definir a quantidade  $P_1$  como a razão das somas das amplitudes dos componentes pela amplitude da frequência de oscilação principal, como:

$$P_1 = \frac{A_{+1} + A_{-1}}{A_0} = \tan(i) \tan(\beta), \quad (2.20)$$

Similarmente, para oscilações de quadripolo,  $l = 2$ , onde  $P_2(\cos \alpha) = \frac{1}{4}(1 + 3 \cos 2\alpha)$  temos que:

$$\frac{\Delta L}{L} \propto A_0 \cos(\omega t + \phi) + A_{\pm 1} \cos[(\omega \pm \Omega)t + \phi] + A_{\pm 2} \cos[(\omega \pm 2\Omega)t + \phi] \quad (2.21)$$

onde

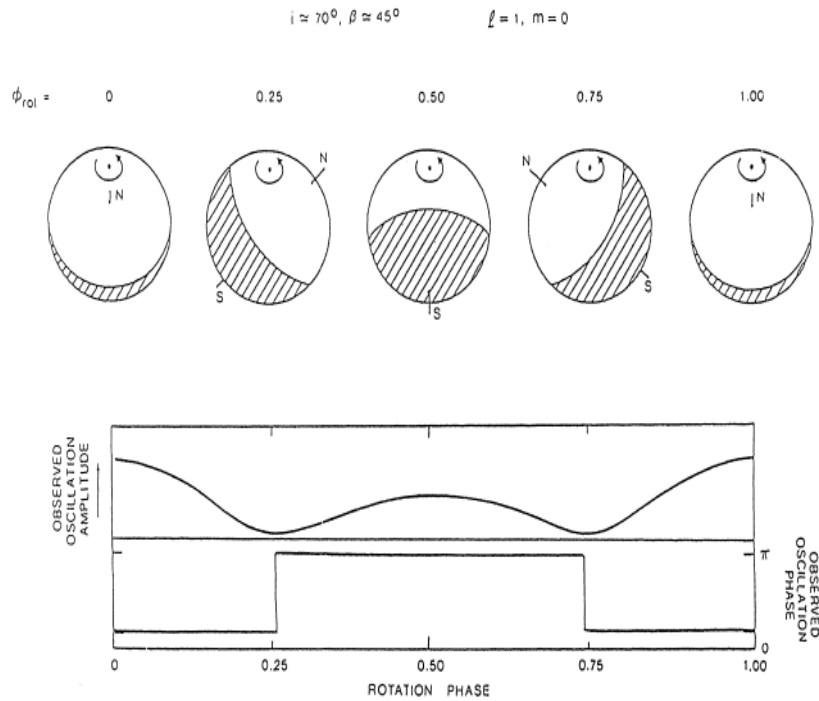
$$\begin{aligned} A_0 &= \frac{1}{8}(12 \cos^2 i \cos^2 \beta + 6 \sin^2 i \sin^2 \beta - 4) \\ &= \frac{1}{4}(3 \cos^2 \beta - 1)(3 \cos^2 i - 1) \end{aligned} \quad (2.22)$$

$$A_{\pm 1} = \frac{1}{8}(12 \cos i \cos \beta \sin i \sin \beta) \quad (2.23)$$

$$A_{\pm 2} = \frac{1}{8}(3 \sin i \sin^2 \beta) \quad (2.24)$$

Portanto, para um pulsador oblíquo de quadripolo com uma única frequência surgirão 5 frequências, todas separadas pela frequência de rotação  $\Omega$ . Para o caso geral, qualquer oscilação de ordem  $l$  dará  $(2l + 1)$  frequências separadas por  $\Omega$ .

Investigações subseqüentes revelaram que o MPO na sua concepção mais simples (como descrito acima) não consegue descrever em detalhe o espectro de potência observado para algumas estrelas roAp (Kurtz et al. 1997). Vários autores (ver por exemplo Dziembowski & Goode 1985; Shibahashi & Takata 1993; Bigot & Dziembowski 2002; Saio 2005) propuseram refinamentos para



*Fig. 2.8:* Nesta figura pode-se ver de forma esquemática como a amplitude e a fase de pulsação são moduladas no modelo do pulsador oblíquo. A estrela possui um campo magnético dipolar e pulsa com modo de dipolo  $\ell = 1, m = 0$ . A porção hachurada varia em anti-fase com o resto da estrela. O eixo de rotação está inclinado na direção do observador por um ângulo de  $30^\circ$  para fora do plano da página. Os pólos magnéticos, indicados por "N" e "S", estão inclinados por  $45^\circ$  em relação ao eixo de rotação. Extraído de Matthews (1991).

a teoria do MPO incluindo efeitos do campo magnético e forças de Coriolis. Shibahashi & Takata (1993) sugeriram o *modelo distorcido do pulsador oblíquo*, enquanto que Bigot & Dziembowski (2002) sugeriram que o eixo de pulsação seja outro que não o eixo do campo magnético ou o eixo da rotação.



## 2.6 Mecanismo de pulsação

### 2.6.1 Mecanismo- $\kappa$ de pulsação

Numa estrela normal, qualquer perturbação do equilíbrio hidrostático é amortecida pelas forças de restauração (gravidade e pressão) numa escala de tempo dinâmico dada por:

$$\tau_{din} = \sqrt{\frac{R^3}{GM}}. \quad (2.25)$$

Portanto para uma estrela pulsante algum mecanismo físico deve ser responsável por induzir e manter as oscilações. Em 1917 Eddington propôs as idéias básicas do mecanismo capaz de induzir e manter oscilações com grandes amplitudes nas estrelas. Esta teoria, agora conhecida como *mecanismo- $\kappa$* , foi elaborada por Baker & Kippenhahn (1962) e refinada por Zhevakin (1963).

A opacidade  $\kappa$  é o coeficiente de absorção para a radiação. A opacidade depende da abundância de diferentes elementos químicos e da distribuição de seus estados de excitação e ionização (que por sua vez é dependente da densidade e da temperatura). A dependência da opacidade com a densidade e temperatura pode ser escrita como:

$$\kappa \propto \rho^{\kappa_\rho} T^{-\kappa_T}, \quad (2.26)$$

com  $\kappa_T > \kappa_\rho > 0$ . O caso  $\kappa_\rho = 1$  e  $\kappa_T = 3.5$ , válido para absorção livre-livre em um gás não degenerado em que a maioria dos elementos esteja completamente ionizada, é chamada de opacidade de Kramer.

Considere uma pequena perturbação aplicada em uma estrela em equilíbrio hidrostático que resulta na sua compressão. Numa estrela normal, a temperatura da região aumentaria durante a compressão resultando no decréscimo da opacidade e, assim, liberando o excesso de energia como radiação. Durante a expansão, a pressão e a temperatura diminuem, resultando em um aumento

da opacidade e uma diminuição na radiação. No próximo ciclo, a amplitude da compressão e da expansão serão menores do que no ciclo anterior e, portanto, as oscilações produzidas serão amortecidas.

Para que a oscilação seja mantida é necessário que ao contrair-se a estrela, ao invés de liberar o excesso de energia por radiação, armazene o excesso de energia e a libere somente durante a expansão, configurando assim uma máquina térmica. Esta condição especial ocorre na chamada *zona de ionização parcial* (daqui em diante ZIP). Durante a compressão, parte do trabalho realizado pelo gás é utilizado para ionizar os átomos desta camada, ao invés de aumentar a temperatura. O aumento da densidade e o excesso de elétrons livres desta camada, que são responsáveis por espalhar a radiação; resulta em um aumento da opacidade. Similarmente, durante a expansão, os íons se recombina liberando energia e, portanto, a temperatura decresce numa taxa menor e conseqüentemente a opacidade diminui. Resultando numa expansão além da posição de equilíbrio.

A ZIP funciona como o pistão desta máquina térmica. Para que este mecanismo seja eficiente é necessário que este pistão esteja localizado numa profundidade ótima, por dois motivos. Primeiro, se a ZIP estiver localizada nas camadas mais externas, o efeito da expansão do envelope resultará na perda de uma pequena fração da massa, impossibilitando a pulsação. Por outro lado, se a ZIP estiver localizada nas camadas mais internas, a energia transportada por esta não é suficiente para suspender as camadas externas. Segundo, a localização da ZIP durante a compressão deve coincidir com a região de transição entre a região mais externa fortemente não-adiabática e a região mais interna quase-adiabática, pelos motivos que descrevemos a seguir. Porém, antes introduzimos brevemente os conceitos de escalas de tempo dinâmica e térmica.

A escala de tempo dinâmica,  $\tau_{din}$ , é o tempo característico em que uma estrela dinamicamente estável reage a uma perturbação ao equilíbrio hidrostático. Para uma estrela pulsante,  $\tau_{din}$  é determinada pelo período,  $P$ , da oscilação. A escala de tempo térmica,  $\tau_{term}$ , para um envelope em particular na estrela, é a medida da duração do transporte de calor através deste envelope. Pode-se estimar a escala de tempo térmica para um envelope contendo a massa  $\Delta M$ , dividindo a energia térmica,  $(c_v T \Delta M)$ , pela luminosidade,  $L$ , que passa por este envelope. Onde calor específico a volume constante,  $c_v$ , e a temperatura,  $T$ , são quantidades médias no envelope. Então, a escala de tempo térmica pode ser escrita como:

$$\tau_{term} \approx \frac{c_v T \Delta M}{L}. \quad (2.27)$$

Utiliza-se a razão  $\tau_{term}/\tau_{din}$  para estimar como adiabaticamente ou não adiabaticamente o envelope responde a uma perturbação. Esta razão é escrita como:

$$\frac{\tau_{term}}{\tau_{din}} \approx \frac{c_v T \Delta M}{PL}. \quad (2.28)$$

A região de transição entre a camada adiabática e a não-adiabática ocorre quando:

$$\frac{\tau_{term}}{\tau_{din}} \approx \frac{c_v T_r \Delta M}{PL} = 1, \quad (2.29)$$

onde  $T_r$  é a temperatura do transição no raio  $r$ .

Voltando à discussão anterior, o mecanismo de pulsação não será eficiente quando: 1) durante a compressão a ZIP estiver na região mais externa não-adiabática ( $\tau_{term}(r) \ll P$ ), pois as camadas adjacentes permanecerão em equilíbrio térmico durante o ciclo de pulsação – ver Figura 2.9A; 2) durante a compressão a ZIP estiver na região mais interna quase-adiabática ( $\tau_{term}(r) \gg P$ ), pois a energia armazenada nas regiões mais internas da ZIP será rapidamente dissipada pelas partes mais externas – ver Figura 2.9B. Mas será efici-

ente, quando, durante a compressão da estrela, a localização da ZIP coincidir com a da região de transição – ver Figura 2.9C.

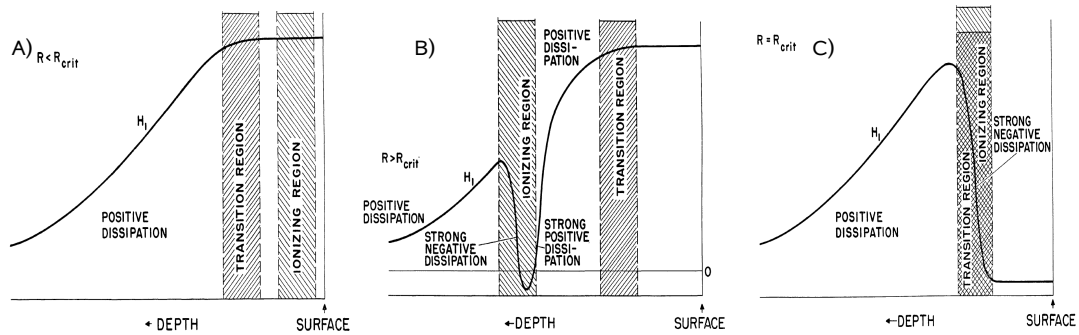


Fig. 2.9: Nesta figura temos que  $H_1 = \delta L/L$ ,  $R$  é a posição da região de transição entre a região não adiabática (mais externa) e a região quase adiabática (mais interna), e  $R_{crit}$  é a posição da zona de ionização parcial. Somente no caso C, quando as posições da zona de ionização parcial e da região de transição coincidem, o mecanismo de pulsação torna-se eficiente. Ver texto para detalhes. Adaptado de Cox (1967).

### 2.6.2 Mecanismo de pulsação das estrelas roAp

Qual mecanismo de pulsação atua nas estrelas roAp ainda é uma questão em debate. Assim como outras estrelas pulsantes, as estrelas roAp são encontradas na faixa de instabilidade das Cefeidas (ver Figura 2.1). Em particular, as luminosidades destes objetos são muito similares às luminosidades das estrelas  $\delta$  Scuti. As  $\delta$  Scuti pulsam devido ao mecanismo  $-\kappa$  atuando na zona de ionização parcial do hélio ( $\text{He II} \rightarrow \text{He III}$ ) (Chevalier 1971). Embora estas duas classes ocupem a mesma região do diagrama HR, diferenças fundamentais entre os dois tipos de pulsação são observadas. As estrelas  $\delta$  Scuti pulsam no modo fundamental ou em baixo-sobretom e em períodos que variam entre 0.5 – 8 horas. As estrelas roAp pulsam em alto-sobretom e com períodos que variam entre 5 – 21 minutos. A diferença entre os períodos de pulsação dessas classes sugere que a excitação da pulsação ocorra em diferentes regiões no in-

---

terior das estrelas, excluindo assim, a zona de ionização parcial do hélio para as estrelas  $\alpha$  Cep. Balmforth et al. (2001) sugeriram que o campo magnético inibe a turbulência nos pólos magnéticos e assim possibilitando que nestas regiões pulsações sejam mantidas pelo mecanismo  $\kappa$  atuando nas zona de ionização parcial do hidrogênio.

Tab. 2.1: Estrelas roAp

HD	HR Nome	$\alpha$ (J2000)	$\delta$ (J2000)	Período (min)	$\Delta B_{max}$ (mmag)	Tipo Espectral	V
6532		01 05 56	-26 43 43	7.1	5	Ap SrCrEu	8.45
9289		01 31 15	-11 07 04	10.5	3.5	Ap SrEu	9.38
12098		02 00 40	+58 31 37	7.6	3	F0(HD)	8.07
12932		02 06 13	-19 07 16	11.6	4	Ap SrCrEu	10.24
19918		03 01 24	-81 54 00	14.5	2	Ap SrCrEu	9.34
24712	1217	03 55 16	-12 05 54	6.2	10	Ap SrEu(Cr)	6.00
42659		06 11 21	-15 47 32	9.7	0.8	Ap SrCrEu	6.77
60435		07 31 00	-58 00 00	11.4-23.5	16	Ap Sr(Eu)	8.89
80316		09 18 25	-20 22 13	7.4	2	Ap Sr(Eu)	7.78
83368	3831	09 36 25	-48 45 03	11.6	10	Ap SrCrEu	6.17
84041		09 41 34	-29 22 26	15.0	6	Ap SrCrEu	9.33
86181		09 54 54	-58 41 00	6.2	4.6	Ap Sr	9.32
99563		11 27 43	-08 55 01	10.7	2	-	8.16
101065	Przbylski	11 37 37	-46 43 00	12.1	13	Controverso	8.00
116114		13 21 46	-18 44 31	21	*	F0p SrCrEu	7.30
119027		13 41 19	-28 47 23	8.7	2	Ap SrCr(Eu)	10.02
122970		14 05 15	+05 22 21	11.1	2	-	8.31
128898	5463 $\alpha$ Cir	14 42 30	-64 58 00	6.8	5	Ap SrCr(Eu)	3.20
134214		15 09 03	-13 59 58	5.6	7	Ap SrCr(Eu)	7.46
137909	5747 $\beta$ CrB	15 27 49	+29 06 20	16.21	*	F0p SrCrEu	3.96
137949	33 Lib	15 29 35	-17 26 27	8.3	3	Ap SrCrEu	6.67
150562		16 44 11	-48 39 16	10.8	0.8	A/F(p Eu)	9.81
161459		17 48 29	-51 55 02	12.0	1.3	Ap EuSrCr	10.32
166473		18 12 26	-37 45 06	8.8	2	Ap SrEuCr	7.92
176232	7167 10 Aql	18 58 47	+13 54 00	11.6	0.6	F0p SrEu	5.89
185256		19 39 24	-29 44 28	10.2	3	Ap Sr(EuCr)	9.38
190290		20 14 00	-78 52 00	7.3	2	Ap EuSr	9.91
193756		20 24 11	-51 43 25	13.0	0.9	Ap SrCrEu	9.20
196470		20 38 10	-17 30 06	10.8	0.7	Ap SrEu(Cr)	9.72
201601	8097 $\gamma$ Equ	21 10 21	+10 08 00	12.4	3	F0p	4.68
203932		21 26 04	-29 55 45	5.9	2	Ap SrEu	8.82
213637		22 33 14	-20 02 08	11.5	1.5	A(p EuSrCr)	9.61
217522		23 01 47	-44 50 25	13.9	4	Ap (Si)Cr	7.52
218495		23 09 30	-63 40 00	7.4	1	Ap EuSr	9.36

\* as pulsações nas estrelas HD 116114 e  $\beta$ CrB foram detectadas somente através de medidas de velocidade radial

# Capítulo 3

## O estado evolutivo das estrelas Ap

*“As constantes variam mais que as variáveis.”*

– Millôr Fernandes

### 3.1 Introdução

Entre as estrelas do tipo espectral A da seqüência principal (daqui por diante, SP) as peculiaridades são a regra ao invés da exceção. Nesta região do diagrama HR existem vários tipos de estrelas quimicamente peculiares (CP, do termo em inglês *Chemically Peculiar*). Preston (1974) dividiu as estrelas CP em 4 grupos de acordo com suas características espectrais: CP1 (estrelas Am), CP2 (estrelas Ap magnéticas), CP3 (estrelas HgMn) e CP4 (estrelas fracas em hélio).

As estrelas Ap são caracterizadas pela presença de alta abundância química, em comparação ao Sol, de elementos como Si, Cr, Sr, Eu e outras terras raras, e também pela presença de intenso campo magnético global da ordem de  $10^3$ – $10^4$  G (Babcock 1947, 1958). Outra característica comum observada nas estrelas Ap são as variações síncronas do campo magnético com a intensidade das linhas espectrais e com o brilho médio da estrela. Estas características levaram Stibbs (1950) a propor o modelo do Rotador Oblíquo. O modelo

assume que os elementos que marcam o espectro como peculiar estão concentrados nos pólos magnéticos e que o eixo do campo magnético está inclinado com respeito ao eixo de rotação.

A explicação mais aceita para as superabundâncias encontradas nas estrelas Ap é dada pela teoria da difusão radiativa (Michaud 1970). No modelo da difusão radiativa, os elementos abundantes são empurrados para a superfície estelar por pressão de radiação seletiva. A falta de convecção nos envelopes das estrelas do tipo espectral A e o campo magnético intenso favorece uma atmosfera estável, de forma que os elementos cujo pico de opacidade coincide com o pico do campo de radiação emergem para a superfície estelar. O campo magnético modifica a distribuição destes elementos permitindo somente movimentos ao longo das linhas do campo magnético, concentrando-os nos pólos magnéticos. No modelo da difusão radiativa, que assume que a estrela possui baixa velocidade de rotação ( $< 120 \text{ km s}^{-1}$ ) e campo magnético intenso, a escala de tempo para o surgimento das peculiaridades químicas detectáveis é relativamente rápida,  $10^3 - 10^6$  anos (Michaud et al. 1976; Michaud 1980), em comparação ao tempo de permanência da estrela na SP que é cerca de  $10^9$  anos.

Abt & Morrell (1995) estimaram a velocidade de rotação de 1700 estrelas, normais e peculiares, e concluíram que estrelas do tipo espectral A que apresentam baixa rotação ( $< 120 \text{ km s}^{-1}$ ) apresentam peculiaridades químicas. Stępień (2000) propôs que as estrelas Ap devam alcançar uma baixa rotação ainda na fase pré SP, em consequência da presença de campo magnético intenso responsável pela frenagem da estrela.

Uma questão fundamental com relação ao estado evolutivo das estrelas Ap é: as peculiaridades químicas dependem ou não da idade estelar? Isto é, as estrelas nascem peculiares, ou desenvolvem suas peculiaridades ao longo de



sua vida na SP? A princípio se a escala de tempo para a difusão radiativa está correta, e se as condições físicas necessárias para a difusão, isto é, baixa rotação e campo magnético intenso, ocorrem ainda na fase pré SP, então as peculiaridades químicas surgem no estágio inicial da SP. Como consequência direta desta hipótese, a frequência de ocorrência das estrelas Ap ( $f_p$ )<sup>1</sup> deve ser constante com a idade estelar. Vários autores se propuseram a observarmente testar esta hipótese investigando estrelas Ap em aglomerados abertos.

Abt (1979) coletou da literatura classificação espectral de um total de 661 estrelas em 14 aglomerados. Agrupando os aglomerados por idade, o autor encontrou que as frequências de estrelas Ap em grupos de aglomerados aumentava com a idade. Particularmente, encontrou que a frequência de estrelas Ap no grupo de aglomerados mais velho era similar à frequência de ocorrência do campo. Abt (1979) estimou a frequência de estrelas Ap dentro do intervalo de magnitude absoluta  $-1.4 \leq M_v \leq +2.5$ .

Depois, Hubrig & Schwan (1991) e Hubrig & Mathys (1994) analisaram e derivaram parâmetros físicos, isto é, luminosidade, temperatura, massa e raio; de 5 estrelas Ap nos aglomerados das Híades e Ursa Maior, e concluíram que as estrelas Ap ocorriam nos estágios finais da SP.

Entretanto, North (1993) apresentou um extenso estudo fotométrico de estrelas peculiares em aglomerados abertos, e concluiu que a frequência de estrelas Ap em aglomerados é essencialmente constante com a idade. Em seu estudo, a frequência foi estimada dentro do intervalo de massa de  $1.7 \leq M_\odot \leq 7$ . Para isto, North (1993) estimou a massa, utilizando trajetórias evolutivas de Schaller et al. (1992), de 1345 estrelas em 72 aglomerados. Seu trabalho foi baseado no catálogo de Renson (1992), que é uma compilação de dados da lite-

---

<sup>1</sup> A frequência de ocorrência das estrelas Ap é definida como a razão entre o número de estrelas Ap e o número total de estrelas (normais e peculiares) dentro do intervalo de ocorrência destas estrelas.

ratura de estrelas peculiares em aglomerados identificadas por espectroscopia e/ou fotometria. A identificação de estrelas Ap por fotometria foi proposta por Maitzen (1976), e consiste em medir a profundidade do fluxo ao redor da região de 5200Å. Este sistema chama-se fotometria  $\Delta a$ .

O resultado de North (1993) foi posteriormente confirmado pelo resultado de North et al. (1997) que determinaram a posição de diferentes tipos de estrelas CP no diagrama HR usando os dados do satélite Hipparcos; e pelo resultado de Wade (1997) que estimou o estado evolutivo de 10 estrelas Ap a partir de suas geometrias do rotador rígido.

Hubrig et al. (2000) questionaram estes resultados. Usando dados do satélite Hipparcos (ESA 1997) eles encontraram que a distribuição no diagrama HR de estrelas Ap de massas inferiores a  $3M_{\odot}$  difere da distribuição de estrelas normais no mesmo intervalo de temperatura. Estrelas Ap concentram-se no centro da faixa da SP. Eles encontraram que estrelas Ap ocorrem somente em estrelas que tenham completado pelo menos 30% de seu tempo de vida na SP.

Recentemente, Pöhl et al. (2003) investigaram 4 aglomerados jovens, com idades bem conhecidas e distâncias acuradas (incerteza  $< 10\%$ ). Derivaram temperatura efetiva e luminosidade, inclusive para estrelas Ap, utilizando medidas e calibrações do sistema fotométrico de Genebra, e estimaram as idades e massas dos objetos utilizando isócronas e trajetórias evolutivas. Pöhl et al. (2003) concluíram que estrelas Ap podem ocorrer nos estágios mais recentes da evolução estelar, e significativamente antes de completarem 30% de seu tempo de vida na SP.

Para sumarizar a discussão acima, podemos dizer que atualmente existem duas hipóteses para o estado evolutivo das estrelas Ap e suas conseqüências observacionais: 1) As peculiaridades aparecem rapidamente após a estrela

Tab. 3.1: Sumário dos Instrumentos

Datas	Telescópios	CCD	Rede (1/mm)	$\lambda_{central}$ (Å)	$\Delta\lambda$ (Å) (2pix)
04–06 Mar. 2000	LNA 1.6m	#106 (Loral 1024x1024)	1200	4500	2
27–30 Mar. 2002	ESO 1.52m	#38 (Loral 2688 x 512)	1200	4600	2
02–05 Mar. 2002	CTIO 1.5m	Loral1K#1 (Loral 1200 x 800)	600	4700	3
18–21 Dez. 2002	ESO 1.52m	#38 (Loral 2688 x 512)	1200	4600	2
21–25 Ago. 2002	†McDonald 2.1m	CCD1 (Loral 1024x1024)	600	4600	3

\* Todas observações foram realizadas utilizando espectrógrafos Cassegrain.

†As observações no McDonald foram conduzidas pelo Dr. Mukremin Kilic.

chegar na SP e então a frequência de estrelas Ap em aglomerados é constante com a idade dos aglomerados; ou 2) As peculiaridades aparecem lentamente durante a vida da estrela na SP e então a frequência das estrelas Ap em aglomerados depende da idade do aglomerado.

Este trabalho se propõe a testar observacionalmente estas hipóteses, visando decidir entre estes dois cenários. Para tanto, observamos e classificamos 470 estrelas em 18 aglomerados com idades entre  $6.9 \leq \log t \leq 8.1$ , onde  $t$  está expresso em anos. Investigamos a questão da frequência de estrelas Ap como função da idade baseados somente em nossa classificação espectral e na idade dos aglomerados, esta última retirada da literatura. Não fizemos uso de nenhuma hipótese como isócronas e trajetórias evolutivas para estrelas individuais.

### 3.2 Observações

As observações foram realizadas utilizando espectrógrafos Cassegrain nos telescópios de 1.6m do Observatório dos Picos dos Dias (OPD–LNA, Brasil), de 1.5m do Observatório Inter-Americano do Cerro Tololo (CTIO – NOAO, Chile), de 1.52m do Observatório Europeu do Hemisfério Sul (ESO, Chile) e de 2.1m

do Observatório McDonald (Univ. do Texas, EUA). Os espectros foram obtidos em duas resoluções, 2 e 3 Å (2 *pixel*), utilizando redes de 1200 l/mm e 600 l/mm respectivamente (ver Tabela 3.1 para detalhes). O espectros possuem relação sinal-ruído (SR) de  $\sim 100$ , e foram reduzidos e analisados com o IRAF<sup>2</sup>, utilizando os métodos padrão.

Observamos e classificamos espectros de 470 estrelas do tipo espectral B tardio, A e jovens F em 18 aglomerados abertos. Em cada aglomerado selecionamos todas as estrelas no intervalo de cor, corrigido pelo avermelhamento, entre  $-0.16 > (B - V)_0 > +0.30$ . Os índices de cor  $B - V$  foram retirados do banco de dados WEBDA<sup>3</sup>. Usamos dois critérios para determinar quais aglomerados observar. Primeiro, o módulo de distância  $(m - M)_0 \leq 11$ ; a distância para alcançar uma relação sinal-ruído  $(S/R) = 100$  num tempo de exposição menor do que 20 minutos. Segundo, selecionamos aglomerados com idades menores do que  $10^{8.8}$  anos; a idade cuja estrela mais fria do tipo espectral A começa a deixar a SP.

Os espectros foram classificados baseados no sistema MK e o resultado da classificação está listado na Tabela C.1. Observamos, utilizando o mesmo equipamento e a mesma relação  $S/R$ , um conjunto de estrelas padrões MK e um conjunto de estrelas Ap “bem conhecidas” para auxiliar na classificação espectral. A classificação foi realizada sem referência aos nomes das estrelas e aos aglomerados que elas pertencem.

Para cada aglomerado o banco de dados WEBDA possui uma lista de estrelas não-membros. As estrelas que foram observadas e que estão listadas como não-membros, foram excluídas da análise estatística. Na notação da coluna

---

<sup>2</sup> IRAF é distribuído pela National Optical Astronomy Observatory, controlado pela Association of Universities for Research in Astronomy. Ver <http://iraf.noao.edu>.

<sup>3</sup> O banco de dados de aglomerados abertos WEBDA encontra-se os mais recentes e completos estudos de estrelas em aglomerados abertos. Ver <http://obswww.unige.ch/webda>.

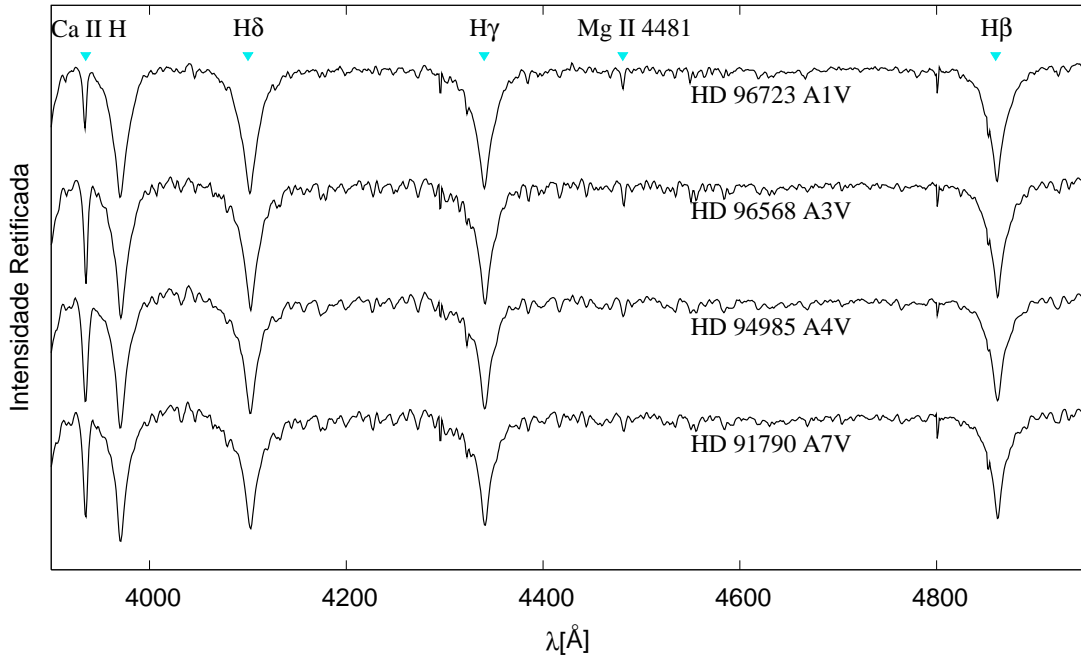


Fig. 3.1: Conjunto de estrelas “normais” utilizadas para auxiliar a classificação espectral. Estão destacadas na figura as linhas de hidrogênio  $H\beta$  4861 Å ,  $H\gamma$  4340 Å e  $H\delta$  4101 Å , e as linhas de Ca II H 3969 Å e Mg II 4481Å .

(#7) da Tabela C.1, as estrelas não-membros foram indicadas como NM. Para as demais estrelas verificamos se a magnitude aparente esperada, obtida de seu tipo espectral e da distância do aglomerado era consistente com a magnitude aparente observada, obtida no WEBDA. Caso consistente, era indicada como M (membro) na Tabela C.1.

Após a classificação espectral, foram selecionadas para análise estatística somente estrelas com o tipo espectral entre B7V–A9V, intervalo de ocorrência das estrelas Ap (ver North et al. 1997).

### 3.3 Aglomerados de Programa

O sumário dos resultados da classificação nos 18 aglomerados abertos estudados está listado na Tabela 3.2. A coluna (#1) lista os nomes dos aglomerados.

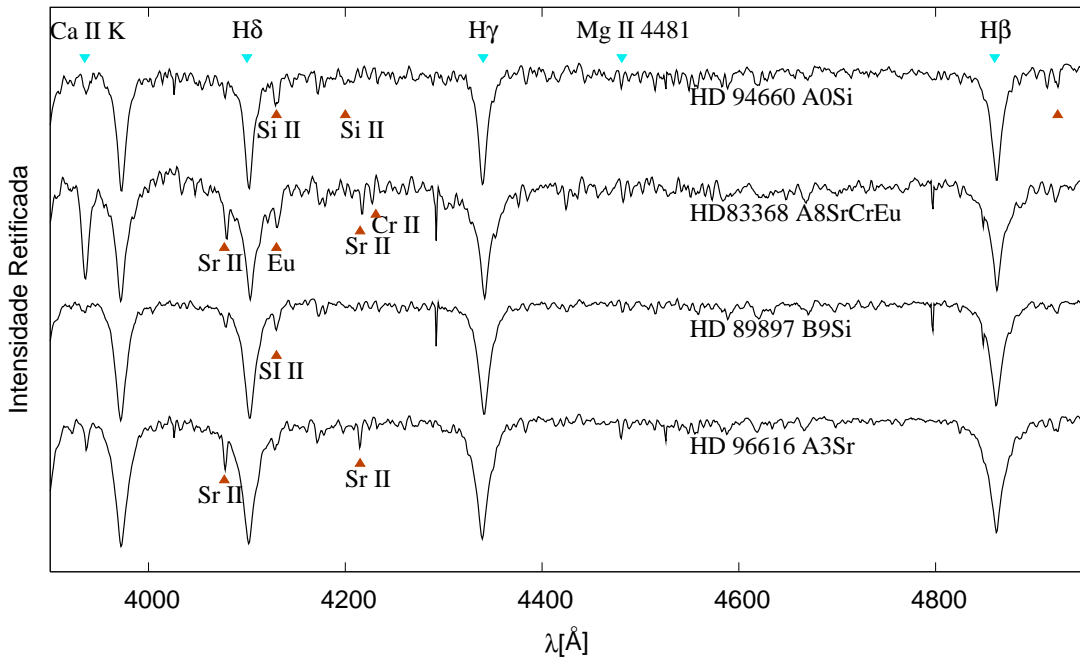


Fig. 3.2: Conjunto de estrelas peculiares utilizadas para auxiliar a classificação espectral. Estão destacadas na figura as linhas de: Si II 4128/4130 Å e 4200 Å , Sr II 4077 Å e 4215 Å , Cr II 4233 Å e Eu 4129 Å .

A coluna (#2) lista o número total de estrelas observadas. A coluna (#3) lista o número de estrelas que foram classificadas no intervalo espectral entre B7V–A9V. A coluna (#4) lista o número de estrelas Ap encontradas. A coluna (#5) lista a frequência de estrelas Ap, a razão entre a coluna (#4) e a coluna (#5). A coluna (#6) lista o logaritmo (base 10) da idade do aglomerado em anos. A coluna (#7) lista a ascensão reta e a declinação (J1950). A coluna (#8) lista o módulo de distância,  $m - M$ . A coluna (#9) lista o avermelhamento interestelar,  $E(B - V)$ . A coluna (#10) lista o nome do observatório onde foram coletados os dados. A coluna (#11) lista a data de observação. Os dados das colunas de 6 a 9 foram retirados de Loktin et al. (2001).

Na Tabela C.1 do Apêndice C listamos o resultado da nossa classificação espectral para todas as estrelas observadas. Naquela tabela os aglomerados

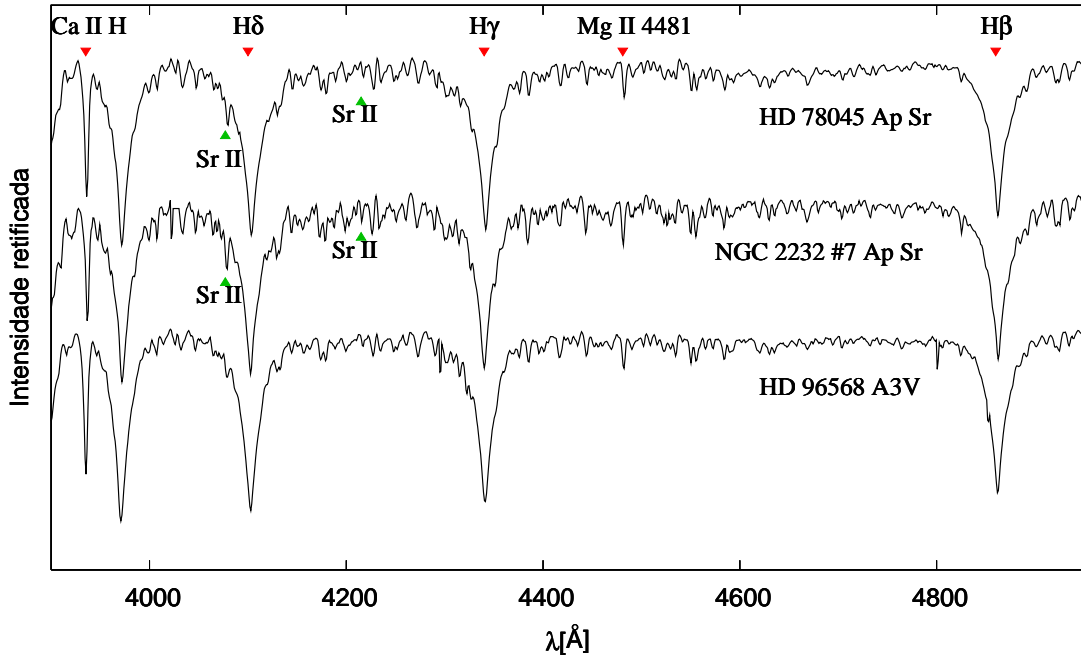


Fig. 3.3: Exemplo do método utilizado para a classificação.

estão listados por ordem crescente de idade, e suas estrelas por ordem crescente do sistema de numeração #*OCL* (coluna #3) retirado do banco de dados WEBDA. A coluna #1 lista a identificação das estrelas/aglomerados. A magnitude aparente,  $M_v$  (coluna #4), e o índice de cor  $B - V$  (coluna #4) utilizados para a seleção das estrelas foram retirados do banco de dados WEBDA. A coluna (#7) foi discutida no capítulo anterior, sua notação é M e NM para estrelas membros e não-membros, respectivamente.

Nas seções seguintes discutiremos cada aglomerado em mais detalhe. Em cada seção, quando pertinente, listamos as estrelas que classificamos como peculiares (em **negrito**) e/ou quando na literatura constasse como peculiar.

Tab. 3.2: Diário das observações

Aglomerados Nomes	# Objetos observados	# Objetos B7V-A9V	CP2	$f_p$	Log Idade log(anos)	RA (1950)	DEC (1950)	m - M (mag)	E(B-V)	Observ.	obs-data (mês/ano)
<b>Grupo 1</b>											
NGC2362	34	24	0	0.0%	6.91	07 18 - 24 57	10.71	0.095	ESO	ESO	DEC/02
NGC2264	45	33	2	6.0%	6.95	06 40 +09 53	9.12	0.051	CTIO	CTIO	MAR/02
NGC1502	14	2	0	0.0%	7.05	04 07 +62 19	9.57	0.759	McD	McD	AUG/02
NGC2169	12	10	1	10.0%	7.07	06 08 +13 57	10.11	0.199	ESO	ESO	DEC/02
NGC2343	22	19	1	5.2%	7.10	07 08 - 10 37	10.12	0.118	ESO	ESO	MAR/02
NGC5281	15	7	1	14.3%	7.15	13 46 - 62 55	10.23	0.225	CTIO	CTIO	MAR/02
Total	142	95	5	<b>5.2%</b>	<b>7.0</b>						
<b>Grupo 2</b>											
IC2395	13	8	0	0.0%	7.22	08 42 - 48 09	9.24	0.066	ESO	ESO	DEC/02
NGC7160	18	11	1	9.1%	7.29	21 53 +62 36	9.48	0.375	McD	McD	AUG/02
NGC4103	23	10	0	0.0%	7.39	12 06 - 61 15	11.06	0.294	CTIO	CTIO	MAR/02
IC2602	33	24	2	8.3%	7.50	10 42 - 64 24	6.04	0.024	LNA	LNA	MAR/00
Trumpler 10	18	16	0	0.0%	7.54	08 47 - 42 27	8.14	0.034	ESO	ESO	DEC/02
IC2391	27	17	2	11.7%	7.66	08 40 - 53 02	6.21	0.008	ESO	ESO	DEC/02
NGC2232	19	17	1	5.9%	7.73	06 28 - 04 50	7.78	0.030	ESO	ESO	DEC/02
Total	151	103	6	<b>5.8%</b>	<b>7.5</b>						
<b>Grupo 3</b>											
NGC2422	20	15	3	20.0%	7.86	07 36 - 14 29	8.45	0.070	ESO	ESO	MAR/02
NGC3228	11	11	1	9.1%	7.93	10 21 - 51 43	8.68	0.028	CTIO	CTIO	MAR/02
Collinder258	13	12	0	0.0%	8.03	12 27 - 60 46	10.38	0.160	ESO	ESO	MAR/02
NGC2516	88	84	7	8.3%	8.05	07 58 - 60 45	8.06	0.101	CTIO	CTIO	MAR/02
NGC3114	45	39	3	7.7%	8.09	10 02 - 60 07	9.80	0.069	ESO	ESO	MAR/02
Total	177	161	14	<b>8.7%</b>	<b>8.0</b>						
Grande total	470	359	25	6.9%	7.5						



### 3.3.1 NGC 2362

O jovem aglomerado NGC 2362, com idade  $\log t = 6.91$ , está localizado na constelação do Cão Maior (*Canis Major*). Sua distância é de 1390 pc. Maitzen (1982) observou 28 estrelas no campo deste aglomerado utilizando o sistema  $\Delta$ a de fotometria (fotoelétrica) e nenhuma estrela Ap foi encontrada. No presente estudo determinamos o tipo espectral para 44 estrelas no campo de NGC 2362, destas, 24 estrelas estavam no intervalo de B7V a A9V, e foram consideradas membros. Nosso trabalho possui 21 estrelas em comum com o trabalho de Maitzen (1982). Nenhuma estrela Ap foi encontrada neste aglomerado.

### 3.3.2 NGC 2264

O aglomerado NGC 2264 está localizado na constelação do Unicórnio (*Monoceros*). Sua distância é de 800 pc e sua idade é de  $\log t = 6.95$ . No presente estudo determinamos o tipo espectral para 45 estrelas, destas 33 foram consideradas membros e estavam dentro do intervalo B7 a A9V. A estrela #128 foi classificada como Ap.

– NGC2264 # 90: B9Ve. A letra “e” significa linha de emissão, no caso desta estrela em  $H\beta$ . Ver Figura 3.4.

– HD 261905 (#128): Ap SiSr. Ver Figura 3.4.

– HD 261586 (# 31): Ap SiSr. Identificada como A7p? (o ponto de interrogação indica que a classificação é duvidosa) por Walker (1956). Ver Figura 3.4.

### 3.3.3 NGC 1502

O aglomerado NGC 1502 está localizado na constelação da Girafa (*Camelopardalis*). Sua distância é de 870 pc e sua idade é de  $\log t = 7.05$ . No presente estudo determinamos o tipo espectral para 14 estrelas, destas, somente 2 foram consideradas membros e estavam dentro do intervalo espectral de B7V a

A9V. Na literatura não se tem conhecimento de nenhuma estrela Ap para este aglomerado, e o presente trabalho está em concordância com a literatura.

#### 3.3.4 NGC 2169

O aglomerado NGC 2169 está localizado na constelação do Órion (*Orion*). Sua distância é de 1020 pc e sua idade é de  $\log t = 7.07$ . Este aglomerado foi objeto de estudo de vários trabalhos (ver Young & Martin 1973; van Rensbergen et al. 1978; Perry et al. 1978; North & Cramer 1981; Maitzen 1993; Bayer et al. 2000). No presente estudo determinamos o tipo espectral para 12 estrelas, destas, 10 foram consideradas como membros e estavam dentro do intervalo espectral de B7V a A9V. A estrela #12 foi classificada como Ap.

– NGC2169 #12: **B9Vp Si**. Classificada espectroscopicamente como Ap Si no trabalho de Young & Martin (1973) e fotometricamente nos trabalhos de Maitzen (1993) (fotoelétrica) e Bayer et al. (2000) (CCD). E como B9V nos trabalhos de van Rensbergen et al. (1978) e Perry et al. (1978), ambos de espectroscopia. Ver Figura 3.4.

– NGC2169 #16: **B8V**. Classificada fotometricamente como peculiar no trabalho de (North & Cramer 1981). Ver Figura 3.4.

#### 3.3.5 NGC 2343

O aglomerado NGC 2343 está localizado na constelação do Unicórnio (*Monoceros*). Sua distância é de 1000 pc e sua idade é de  $\log t = 7.10$ . Jenkner & Maitzen (1987) e Maitzen (1993) observaram 21 estrelas no campo deste aglomerado utilizando o sistema  $\Delta$ a de fotometria (fotoelétrica) e nenhuma estrela foi identificada como peculiar. No presente estudo determinamos o tipo espectral para 22 estrelas, destas, 19 estrelas foram consideradas como membros e estavam dentro do intervalo espectral de B7V a A9V. Nosso trabalho possui

16 estrelas em comum com o trabalho de Jenkner & Maitzen (1987) e Maitzen (1993). A estrela #14 foi classificada como Ap.

– NGC 2343 #14: **A8p SiSr**. Classificada como normal em Jenkner & Maitzen (1987). Ver Figura 3.5.

### 3.3.6 NGC 5281

O aglomerado NGC 5281 está localizado na constelação do Centauro (*Centaurus*). Sua distância é de 1110 pc e sua idade é de  $\log t = 7.15$ . Paunzen & Maitzen (2001) observaram 30 estrelas no campo deste aglomerado utilizando o sistema  $\Delta a$  de fotometria (CCD), sendo que a estrela #24 foi classificada como peculiar. A estrela #24 não possui medidas de *UBV* no banco de dados WEBDA e por este motivo não foi observada neste estudo. No presente estudo determinamos o tipo espectral para 15 estrelas, destas, 7 foram consideradas como membros e estavam dentro do intervalo espectral de B7V a A9V. O presente trabalho possui 7 estrelas em comum com o trabalho de Paunzen & Maitzen (2001).

– NGC 5281 #12: **Ap Si**. Classificada por Paunzen & Maitzen (2001) como normal. Ver Figura 3.5.

– NGC 5281 #24: Não foi observada neste estudo. Foi identificada por Paunzen & Maitzen (2001) como peculiar.

### 3.3.7 IC 2395

O aglomerado IC 2395 está localizado na constelação da Vela (*Vela*). Sua distância é de 1050 pc e sua idade é de  $\log t = 7.22$ . Na literatura não se tem conhecimento de estrelas Ap para este aglomerado. No presente estudo determinamos o tipo espectral para 13 estrelas, destas, 8 foram consideradas como membros e estavam dentro do intervalo espectral do nosso estudo. Nenhuma

estrela Ap foi encontrada.

### 3.3.8 NGC 7160

O aglomerado NGC 7160 está localizado na constelação do Cefeu (*Cepheus*). Sua distância é de 750pc e sua idade é de  $\log t = 7.29$ . Na literatura não se tem conhecimento de estrelas Ap para este aglomerado. No presente estudo determinamos o tipo espectral para 18 estrelas, destas, 11 foram consideradas como membros e estavam dentro do intervalo espectral do nosso estudo. A estrela #20 foi classificada como Ap.

– GEN#+2.71600020 (#20): A7Vp SrEu. Ver Figura 3.5.

### 3.3.9 NGC 4103

O aglomerado NGC 4103 está localizado na constelação do Cruzeiro do Sul (*Cruix*). Sua distância é de 1630 pc e sua idade é de  $\log t = 7.29$ . Na literatura não se tem conhecimento de estrelas Ap para este aglomerado. No presente estudo determinamos o tipo espectral para 23 estrelas, destas, 10 foram consideradas como membros e estavam dentro do intervalo espectral do nosso estudo. Nenhuma estrela Ap foi encontrada.

### 3.3.10 IC 2602

O aglomerado IC 2602 está localizado na constelação da Quilha (*Carina*) e possui idade de  $\log t = 7.50$ . Por ser relativamente próximo, distante 150 pc, foi objeto de estudo de vários trabalhos (ver Bidelman & MacConnell 1973; Abt 1979; Maitzen et al. 1988) . No presente estudo determinamos o tipo espectral para 33 estrelas, destas, 23 foram consideradas como membros e estavam dentro do intervalo espectral do nosso estudo. As estrelas #17 e #27 foram classificadas como Ap.

– HD 92385 (#17): **Ap Si**. Classificada como Ap Si por Bidelman & MacConnell (1973) e Abt (1979) e indicada como peculiar por Maitzen et al. (1988). Ver Figura 3.5.

– HD 92664 (#27): **B9p Si**. Classificada como Ap Si pela mesma referência citada acima. Ver Figura 3.5.

### 3.3.11 Trumpler 10

O aglomerado Trumpler 10 está localizado na constelação da Vela (*Vela*). Sua distância é de 380 pc e sua idade é de  $\log t = 7.54$ . Jenkner & Maitzen (1987) observaram 22 estrelas no campo deste aglomerado, e nenhuma estrela Ap foi identificada pela fotometria (fotoelétrica)  $\Delta a$ . No presente estudo determinamos o tipo espectral para 18 estrelas, destas, 16 foram consideradas como membros e estavam dentro do intervalo espectral do nosso estudo. O presente trabalho possui 16 estrelas em comum com o trabalho de Jenkner & Maitzen (1987). Nenhuma estrela foi classificada como Ap.

– HD 75239 (#19): **B9V**. Classificada por Levato & Malaroda (1975) como B9p Si 4200. Houk (1978) e Jenkner & Maitzen (1987) classificaram esta estrela como normal. Ver Figura 3.5.

### 3.3.12 IC 2391

O aglomerado IC 2391 está localizado na constelação da Vela (*Vela*). Sua distância é de 150 pc e sua idade é de  $\log t = 7.66$ . No presente estudo determinamos o tipo espectral para 27 estrelas, destas, 17 foram consideradas como membros e estavam dentro do intervalo espectral do nosso estudo. Três estrelas foram classificadas como estrelas Ap: #17, #18 e #31.

– HD 74168 (#17): **B9p Si**, Identificada por Maitzen & Catalano (1986) como peculiar. A estrela #17 não pertence ao aglomerado de acordo com o

banco de dados WEBDA e por este motivo não foi incluída na análise estatística. Ver Figura 3.6.

– HD 74169 (#18): **Ap SrEuCr**. Identificada espectroscopicamente por Houk (1978) e Levato & Malaroda (1984) como Ap EuCr(Sr), e fotometricamente por North & Cramer (1984) e Maitzen & Catalano (1986). Ver Figura 3.6.

– HD 74535 (#31): **B9p Si**. Listada como peculiar de acordo com a mesma referência citada acima.

### 3.3.13 NGC 2232

O aglomerado NGC 2232 está localizado na constelação do Unicórnio (*Monoceros*). Sua distância é de 320 pc e sua idade é de  $\log t = 7.73$ . No presente estudo determinamos o tipo espectral para 19 estrelas, destas, 17 foram consideradas como membros e estavam dentro do intervalo espectral do nosso estudo. Uma estrela foi classificada como Ap.

– HD 45517 (#7): **Ap Sr**. Ver Figura 3.6.

– HD 45583 (#9): Não foi observada neste estudo. Identificada por Levato & Malaroda (1974) como Ap Si 4200.

### 3.3.14 NGC 2422

O aglomerado NGC 2422 (M47) está localizado na constelação da Popa (*Puppis*). Sua distância é de 460 pc e sua idade é de  $\log t = 7.86$ . No presente estudo determinamos o tipo espectral para 20 estrelas, destas, 15 foram consideradas como membros e estavam dentro do intervalo espectral do nosso estudo. As estrelas #88, #89 e #103 foram classificadas como Ap.

– CPD – 14 02028 (#88): **Ap Eu**. Identificada como peculiar por Hartoog (1976) e van Rensbergen et al. (1978), e normal pela fotometria  $\Delta a$  (Maitzen

& Wood 1983). Ver Figura 3.6.

– HD 61045 (#89): **B9Vp Si**. Identificada espectroscopicamente como Ap Si por Hoag & Applequist (1965), Dworetzky (1975), Hartoog (1976) e van Rensbergen et al. (1978); e fotometricamente por Maitzen & Wood (1983). Ver Figura 3.6.

– CPD – 14 02040 (#103): **A2Vp Si**. Identificada como “levemente peculiar” por Hartoog (1976) e van Rensbergen et al. (1978), e normal pela fotometria  $\Delta$  a (Maitzen & Wood 1983). Ver Figura 3.7.

### 3.3.15 NGC 3228

O aglomerado NGC 3228 está localizado na constelação da Vela (*Vela*). Sua distância é de 500 pc e sua idade é de  $\log t = 7.93$ . Maitzen (1982) observou 12 estrelas no campo deste aglomerado. No presente estudo determinamos o tipo espectral para 11 estrelas, e todas foram consideradas como membros e estavam dentro do intervalo espectral do nosso estudo. O presente trabalho possui 10 estrelas em comum com o trabalho de Maitzen (1982). Nenhuma estrela foi classificada como Ap.

– HD 89856 (#3): **B9Vp Si**. Hartoog (1976) normal e Maitzen (1982) peculiar. Ver Figura 3.7.

### 3.3.16 Collinder 258

O aglomerado Collinder 258 está localizado na constelação da Vela (*Vela*). Sua distância é de 300 pc e sua idade é de  $\log t = 8.03$ . No presente estudo determinamos o tipo espectral para 13 estrelas, destas, 12 foram consideradas como membros e estavam dentro do intervalo espectral do nosso estudo. Na literatura não se tem conhecimento de nenhuma estrela Ap para este aglomerado, e o presente trabalho está de acordo com a literatura.

## 3.3.17 NGC 2516

O aglomerado NGC 2516 está localizado na constelação da Quilha (*Carina*). Sua distância é de 350 pc e sua idade é de  $\log t = 8.05$ . Este aglomerado foi objeto de estudo de vários trabalhos (ver Dachs 1972; Hartoog 1976; Abt 1979; Maitzen & Hensberge 1981). NGC 2516 é conhecido pelo grande número de estrelas quimicamente peculiares. No presente estudo determinamos o tipo espectral para 88, destas, 79 foram consideradas como membros e estavam dentro do intervalo espectral de B7V a A9V. Seis estrelas foram classificadas como Ap.

– HD 65987 (#15): **B9p Si**. De acordo com Abt & Levy (1972); Snowden (1975); Giesecking (1978) possivelmente um sistema binário. Classificada como B9p Si por Abt & Morgan (1969) e Hartoog (1976). Identificada como peculiar fotometricamente por Maitzen & Hensberge (1981). Ver Figura 3.7.

– HD 66318 (#24): **Ap Si**. Recentemente, Bagnulo et al. (2003), descobriram um campo magnético de 14.5kG nesta estrela, o maior até agora detectado numa estrela não degenerada. Classificada por Hartoog (1976) como A0p EuCrSr. Identificada como peculiar fotometricamente por Maitzen & Hensberge (1981). Ver Figura 3.7.

– HD 66295 (#26): **B9p Si**. Listada em Houk & Cowley (1975); Hartoog (1976) como B9p Si e em Abt (1979) como Ap Si. Identificada fotometricamente como peculiar por Maitzen & Hensberge (1981). Ver Figura 3.7.

– CPD –60 981 (#38): **Ap CrSr**. De acordo com North & Cramer (1984) uma binária visual. Classificada por Hartoog (1976) como A2Vp SrCrEu. Identificada fotometricamente como peculiar por Maitzen & Hensberge (1981). Ver Figura 3.7.

– CPD –60 978 (#127 ou #c): **Ap Si**. Classificada por Hartoog (1976) como A0p EuCrSr e como Ap Si por Abt (1979). Identificada fotometricamente como



peculiar por Maitzen & Hensberge (1981). Ver Figura 3.8.

– CPD –60 944a (#208): **Ap Si**. Classificada por Hartoog (1976) como B9p Si. Identificada fotometricamente como peculiar por Maitzen & Hensberge (1981). Ver Figura 3.8.

– HD 65712 (#230): **B9p SiCr**. Classificada por Dachs & Kabus (1989) como B9p Si. Identificada fotometricamente como peculiar por Maitzen & Hensberge (1981). Ver Figura 3.8.

### 3.3.18 NGC 3114

O aglomerado NGC 3114 está localizado na constelação da Quilha (*Carina*). Sua distância é de 940 pc e sua idade é de  $\log t = 8.09$ . Maitzen et al. (1988) observaram 127 estrelas no campo de NGC 3114 utilizando o sistema  $\Delta a$  de fotometria e identificaram 6 estrelas como Ap, destas somente 3 foram observadas em nosso estudo. No presente estudo determinamos o tipo espectral para 45 estrelas, destas, 38 foram consideradas como membros e estavam dentro do intervalo espectral do nosso estudo. Três estrelas foram classificadas como Ap: #25, #80 e #108.

– HD 87240 (#25): **Ap Si**. Identificada fotometricamente por Maitzen et al. (1988) como peculiar. Ver Figura 3.8.

– CPD –59 01717 (# 80): **B9p SrCrSi**. Identificada fotometricamente por Maitzen et al. (1988) como peculiar. Ver Figura 3.8.

– HD 87405 (#108): **B9p Si**. Identificada fotometricamente por Maitzen et al. (1988) como peculiar. Ver Figura 3.8.

## 3.4 Resultados e Discussão

O sumário dos resultados da classificação espectral foi apresentado no capítulo anterior na Tabela 3.2. Na coluna #4, daquela tabela, estão listadas as

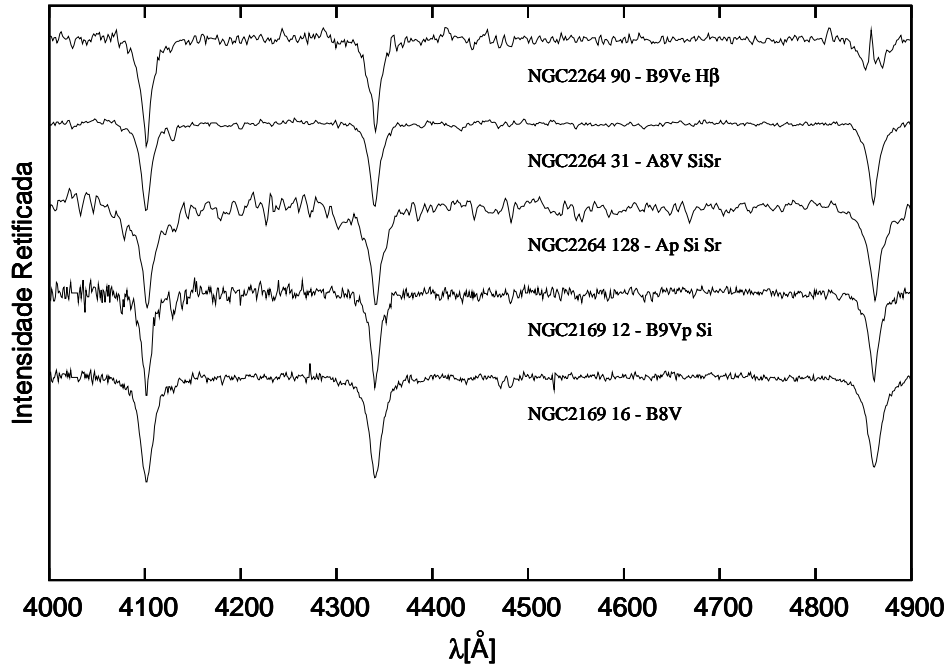


Fig. 3.4: Espectros normalizados das estrelas pertencentes aos aglomerados NGC 2264 e NGC 2169.

freqüências observadas para os 18 aglomerados observados. Nas próximas linhas procedemos com testes estatísticos para decidir entre os cenários da hipótese 1 e 2, indicados na Figura 3.9 respectivamente pelas linhas cheia e tracejada, melhor representa as freqüências observadas.

Para a hipótese 1, que está de acordo com a teoria da difusão radiativa, as peculiaridades químicas aparecem rapidamente após a estrela chegar na SP. Como consequência, a freqüência de estrelas Ap em aglomerados jovens e velhos devem ser iguais, e ambas iguais à freqüência de estrelas Ap no campo, que é aproximadamente 10% (linha cheia Figura 3.9) no intervalo espectral de B7V a A9V (Schneider 1993).

Para a hipótese 2, as peculiaridades aparecem lentamente durante a vida

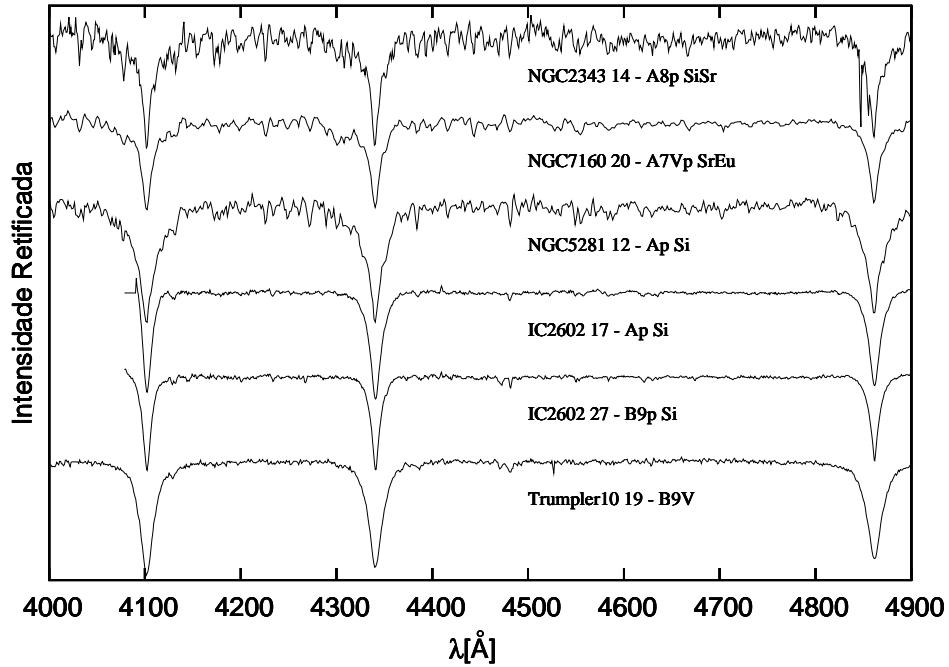


Fig. 3.5: Espectros normalizados das estrelas pertencentes aos aglomerados NGC 2343, NGC 7160, NGC 5281, IC 2602 e Trumpler 10.

da estrela na SP. Como consequência, a frequência de estrelas Ap em aglomerados deve ser nula até um limite de idade e, após este limite, crescer linearmente até a idade média das estrelas do campo, cerca de  $\log t \sim 8.0$ , quando a frequência torna-se constante e igual à frequência das estrelas do campo (linha pontilhada Figura 3.9). Joncas & Borra (1981) realizaram procura por estrelas Ap no subgrupo jovem de Órion ( $\log t \sim 5.5$ ), utilizando o sistema  $\Delta a$  de fotometria para identificar as estrelas peculiares, e nenhuma estrela Ap foi encontrada. Utilizamos o resultado de Joncas & Borra (1981) para estimar o limite inferior de idade,  $\log t = 5.5$ , para o surgimento de estrelas Ap.

A análise estatística foi realizada nas 359 estrelas cuja classificação espectral estava dentro do intervalo de B7V a A9V, e que foram consideradas

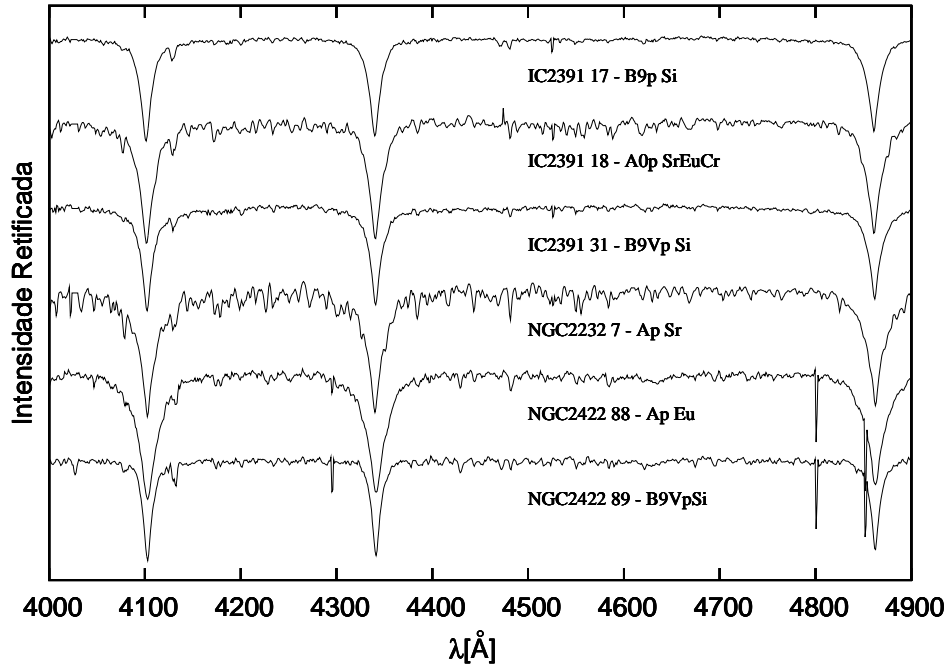


Fig. 3.6: Espectros normalizados das estrelas pertencentes aos aglomerados IC 2391, NGC 2232 e NGC 2422.

membros. Classificamos 25 estrelas como estrelas Ap. Para o conjunto total de estrelas, a frequência de estrelas Ap observada foi de  $f_p = 25/359 = 6.9\%$ , e a idade média, ponderada pelo número de estrelas de cada aglomerado, foi de  $\langle \log t \rangle = 7.5$ . Por não existir um estudo detalhado para estimar a frequência do campo, a estimativa que se tem, Schneider (1993), é baseada no catálogo de estrelas brilhantes (*Bright Star Catalogue*, Hoffleit & Jaschek 1982), não podemos ter certeza quanto ao valor de 10% para a frequência do campo. Levando em conta os possíveis erros desta análise, construímos uma tabela de contingência  $2 \times 2$  (Press et al. 1993) para verificar a significância estatística da diferença encontrada entre a frequência de estrelas Ap nos aglomerados e no campo (10%). O valor do  $\chi^2$  obtido foi de 3.7, conclui-se que a diferença

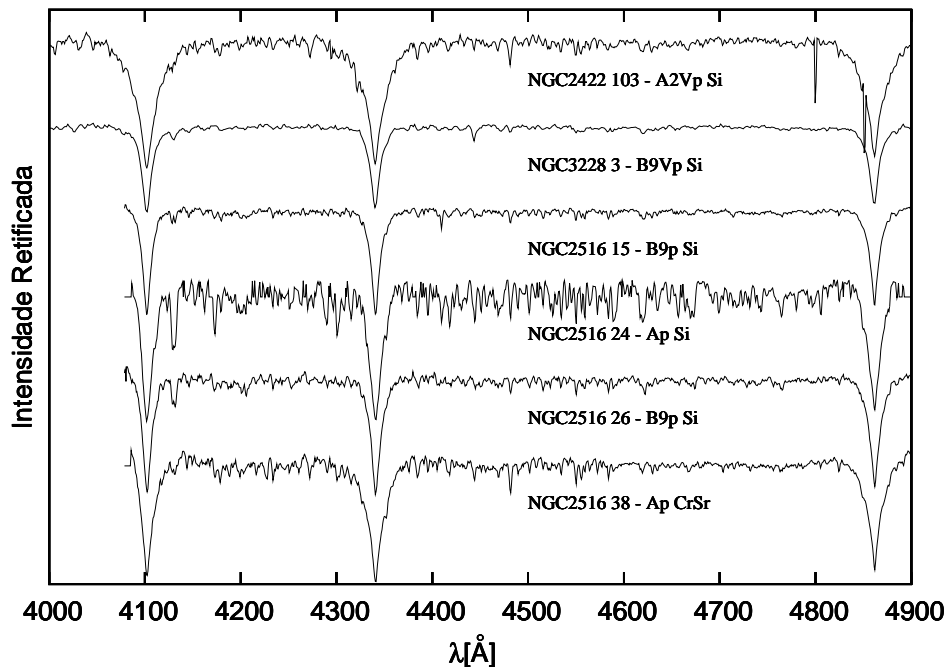


Fig. 3.7: Espectros normalizados das estrelas pertencentes aos aglomerados NGC 2422, NGC 3228 e NGC 2516.

observada entre as frequências é real no nível de significância de 95%.

Na Figura 3.10 estão representadas por símbolos vazios as frequências individuais dos aglomerados estudados contra o logaritmo das suas respectivas idades. Os aglomerados foram separados por idade em 3 grupos que estão representados pelos símbolos cheios. Os aglomerados com idade  $\log t < 7.2$  estão indicados por círculos, os aglomerados com idade  $7.2 \leq \log t \leq 7.8$  estão indicados por triângulos e os aglomerados com idade  $\log t > 7.8$  estão indicados por quadrados.

A frequência de cada grupo é definida como a razão entre a soma de estrelas Ap de cada aglomerado pertencentes ao grupo e o número total de estrelas dentro do intervalo espectral de B7V a A9V de cada aglomerado. A idade de

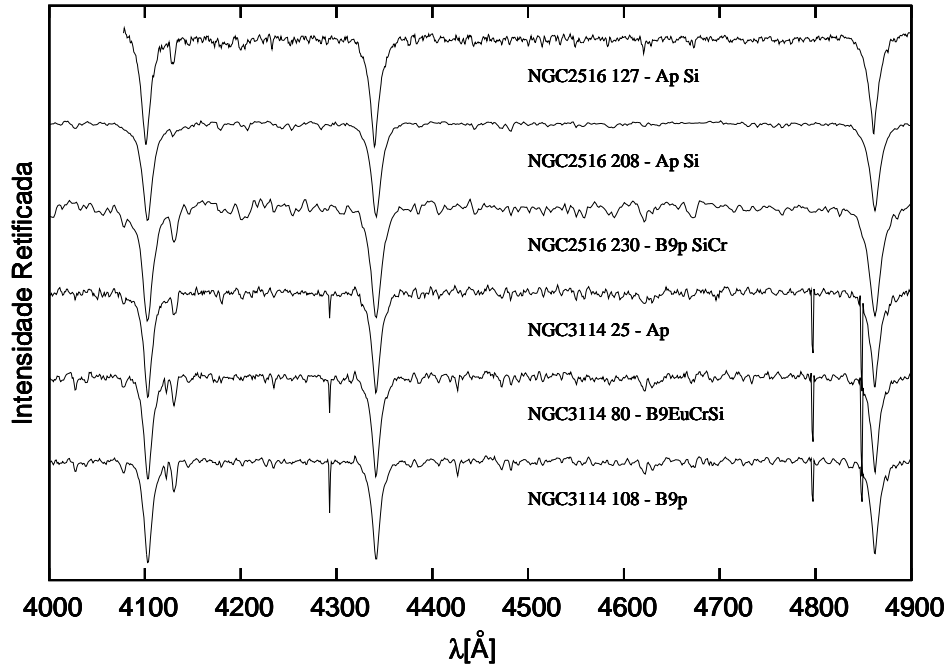


Fig. 3.8: Espectros normalizados das estrelas pertencentes aos aglomerados NGC 2516 e NGC 3114.

cada grupo é a idade média ponderada pelo número de estrelas de seus aglomerados. No grupo 1 (círculos) estão os aglomerados NGC 2362, NGC2264, NGC1502, NGC2169, NGC2343 e NGC5281 com idade média de  $10^7$  anos e  $f_p = 5.2\%$ . No grupo 2 (triângulos) estão os aglomerados IC2395, NGC7160, NGC4103, IC2602, Trumpler 10, IC2391 e NGC2232, com idade média de  $10^{7.5}$  anos e  $f_p = 5.8\%$ . O grupo 3 (quadrados) NGC2422, NGC3228, Collinder 258, NGC2516 e NGC3114, com idade média de  $10^8$  anos e  $f_p = 8.7\%$ . Ainda na Figura 3.10, as barras de erro na frequência são os erros da distribuição binomial para as proporções ( $\sigma = \sqrt{(f_p(1 - f_p)/N)}$ ), onde  $f_p$  é a frequência de ocorrência de estrelas Ap do grupo, e  $N$  é o número total de estrelas no grupo. A exemplo da Figura 3.9, a linha cheia representa a frequência espe-

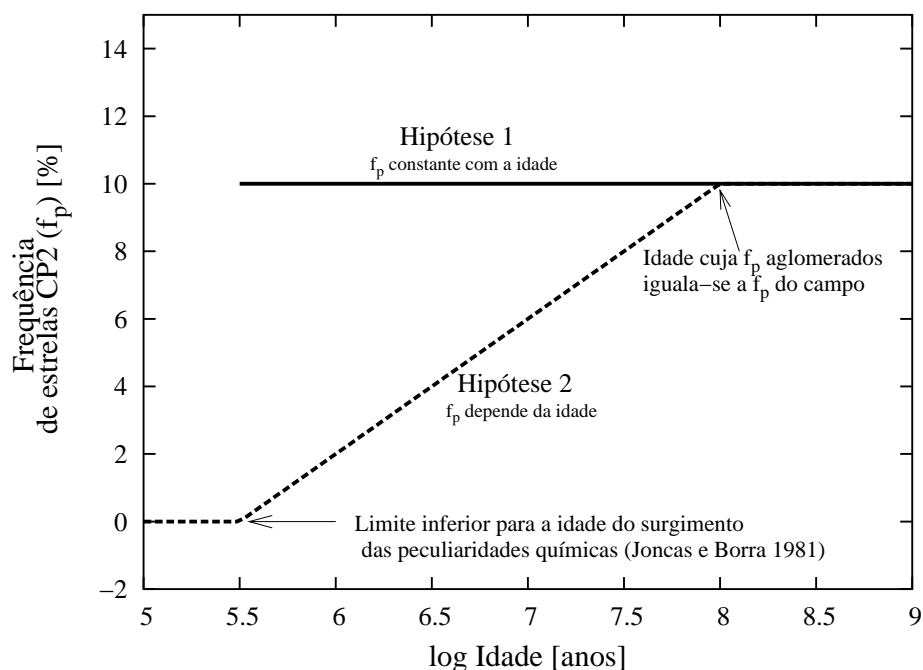


Fig. 3.9: Nesta figura apresentamos as conseqüências observacionais das duas hipóteses correntes para o estado evolutivo das estrelas Ap. Para a hipótese 1, as peculiaridades químicas a aparecem rapidamente após a estrela chegar na SP, em conseqüência disto, a  $f_p$  é constante com a idade dos aglomerados. Para a hipótese 2, as peculiaridades aparecem lentamente durante a vida da estrela na SP, em conseqüência disto, a  $f_p$  depende da idade do aglomerado.

rada para a hipótese 1 ( $f_p$  constante com a idade), e a linha tracejada representa a frequência esperada para hipótese 2 ( $f_p$  dependente da idade).

Construímos uma tabela de contingência  $2 \times 3$  para testar a significância estatística do aumento observado das frequências de estrelas Ap nos 3 grupos com a idade do aglomerado. O valor do  $\chi^2$  foi de 1.4, correspondendo a um nível de significância de 50% de que a frequência de estrelas Ap é constante com a idade do aglomerado.

Comparamos isoladamente a frequência de cada um dos 3 grupos de aglo-

merados com a frequência do campo. Para o primeiro, segundo e terceiro grupo, o resultado das diferenças quadráticas entre suas frequências e a frequência do campo foi respectivamente  $\chi^2 = 2.4, 2$  e  $0.3$ , correspondendo a um nível de significância de 87%, 84% e 40% para rejeitar a hipótese de que as frequências dos grupos e do campo sejam iguais. No caso do grupo 3, não há razão para rejeitar a hipótese.

Comparamos estatisticamente as frequências observadas para os 3 grupos com as hipóteses 1 e 2, linha cheia e tracejada (ver Figura 3.10), respectivamente. As diferenças quadráticas calculadas entre as frequências observadas e as frequências esperadas para a hipótese 1 e para a hipótese 2 foram de  $\chi_{h1}^2 = 4.7$  e  $\chi_{h2}^2 = 1.1$  respectivamente. Para avaliar qual das hipóteses melhor representa as frequências observadas aplicamos um *Teste – F* baseado na razão entre o  $\chi_{h1}^2$  e o  $\chi_{h2}^2$ . O valor do F encontrado foi de 4.3, correspondendo a uma probabilidade  $P_{F_{12}} = 28\%$ . Realizamos o mesmo cálculo para um valor da frequência do campo igual a 8%, e o resultado do *Teste – F* foi de 30%.

Concluimos que não é possível decidir, com significância estatística, entre os modelos com o número de estrelas da nossa amostra. Na próxima seção discutimos qual o número de estrelas necessário para podermos decidir, com significância estatística, entre os modelos.

### 3.5 Simulações

Para estimar o tamanho da amostra necessária para chegarmos a uma resposta definitiva para a dependência das estrelas Ap com a idade, bem como avaliar nossa capacidade de distinguir entre as hipóteses 1 e 2, realizamos simulações de Monte Carlo baseados nas frequências esperadas destas duas hipóteses em função do tamanho da amostra.

Para cada hipótese, foram gerados 12 aglomerados com idades entre  $6.9 \leq$



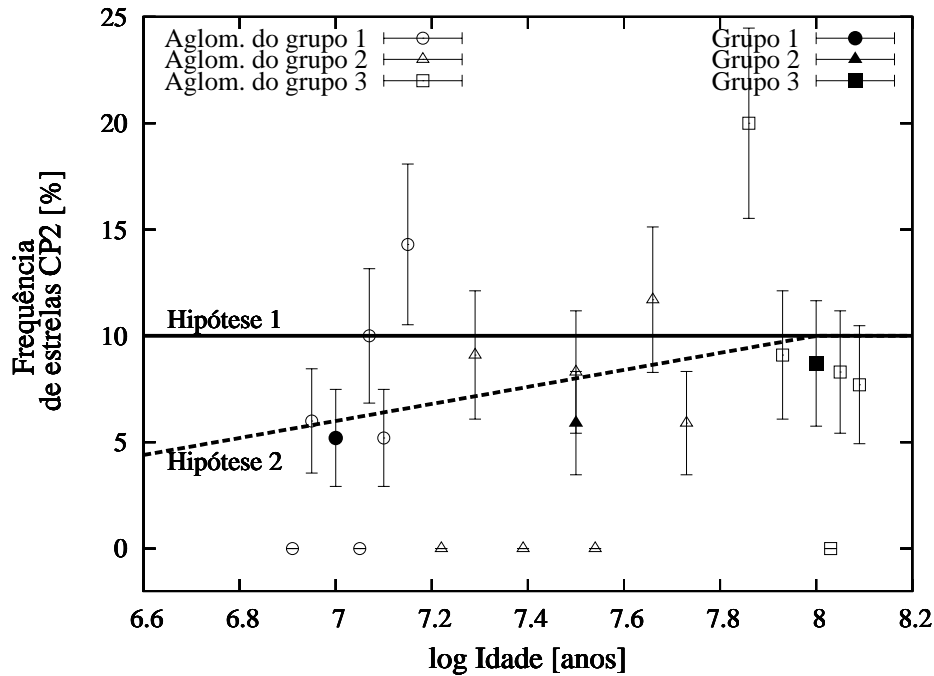


Fig. 3.10: Nesta figura estão representados por símbolos vazios as frequências individuais dos 18 aglomerados estudados contra o logaritmo da sua respectiva idade. Os aglomerados foram separados por idade em 3 grupos que estão representados pelos símbolos cheios. A linha cheia e a linha tracejada representam as frequência de ocorrência das estrelas Ap esperadas para a hipótese 1 e 2, respectivamente.

$\log t \leq 8.1$ , contendo um múltiplo de 10 estrelas em cada aglomerado. Foram consideradas amostras de diferentes tamanhos, variando de um número total de 120 estrelas (10 estrelas em cada aglomerado) a 7200 estrelas, em passos de 240 estrelas. Foram realizados 3000 ensaios para cada passo.

O número de estrelas Ap em cada aglomerado foi sorteado segundo uma distribuição binomial, sendo que a probabilidade de sucesso da distribuição corresponde à frequência esperada de estrelas Ap para o aglomerado. A frequência esperada depende da idade do aglomerado e da hipótese assumida. Para o caso da hipótese 1, onde a frequência é constante com a idade do aglomerado,

a probabilidade de sucessos será igual em todos aglomerados.

Para cada ensaio, foram calculadas as diferenças quadráticas entre as frequências simuladas e as frequências esperadas para a hipótese 1 ( $\chi_{h1}^2$ ) e para a hipótese 2 ( $\chi_{h2}^2$ ). Para avaliar qual das duas hipóteses melhor representa a frequência simulada, foi aplicado um *Teste - F* baseado na razão entre o  $\chi_{h1}^2$  e o  $\chi_{h2}^2$ . Para as diferentes amostras foram calculadas as médias e os desvios padrão do *Teste - F* referente aos 3000 ensaios, estes estão representados nas Figuras 3.11 e 3.12 pelos pontos e pelas barras de erro.

Na Figura 3.11 (a) e (b) encontram-se os resultados para as simulações da hipótese 1 (*sem dependência*), isto é, as estrelas de todos os aglomerados foram geradas por uma distribuição binomial com probabilidade de sucesso igual à frequência do campo. Na Figura 3.11 (a) a frequência do campo foi fixada em 10% e os aglomerados foram agrupados por idade em 2, 3 e 4 grupos, representados por círculos, triângulos e quadrados, respectivamente. Na Figura 3.11 (b) os aglomerados foram agrupados por idade em 3 grupos e a frequência do campo variou de 8, 10 e 12%, representados por círculos, triângulos e quadrados, respectivamente.

Na Figura 3.12 (a) e (b) encontram-se os resultados para as simulações da hipótese 2 (*com dependência*), isto é, as estrelas de todos os aglomerados foram gerados por uma distribuição binomial com probabilidade de sucesso variando em função da idade do aglomerado. Na Figura 3.12 (a) a frequência do campo foi fixada em 10% e os aglomerados foram agrupados por idade em 2, 3 e 4 grupos, representados por círculos, triângulos e quadrados, respectivamente. Na Figura 3.12 (b) os aglomerados foram agrupados por idade em 3 grupos e a frequência do campo variou de 8, 10 e 12%, representados por círculos, triângulos e quadrados, respectivamente.

Pode-se ver pelas Figuras 3.11 e 3.12 que uma resposta definitiva (*Teste - F* =

99%) para a questão da dependência das peculiaridades químicas com a idade é inviável. Para obter um valor do  $Teste - F = 90\%$ , se a hipótese 1 estiver correta, o número total da amostra deverá ser cerca de 2000 estrelas. No caso em que a hipótese 2 está correta, será necessário cerca de 3000 estrelas para obtermos um valor do  $Teste - F = 80\%$ .

Utilizamos o banco de dados WEBDA para investigar a viabilidade de se observar 2000 estrelas dentro do intervalo espectral de  $B5 - F0$  e pertencentes a aglomerados abertos com idade  $\log t < 8.8$  e módulo de distância  $< 14mag$ . . Cerca de 160 aglomerados cumpriram os critérios anteriores e, para estes, o número total de estrelas foi de  $\approx 12000$  (entre estrelas de todos os tipos espectrais). Para cada aglomerado, estimamos o número de estrelas dentro do intervalo espectral de  $B5 - F0$  utilizando a Função de Massa Inicial (da sigla em inglês IMF),  $\Phi(M) \propto M^{-2.35}$ , proposta por Salpeter (1955). A fração de estrelas entre  $B5 - F0$  em cada aglomerado foi estimada como:

$$\frac{N_{B5F0}}{N_{Total}} = \frac{(M_{B5}^{-1.35} - M_{F0}^{-1.35})}{(M_{max}^{-1.35} - M_{min}^{-1.35})} \approx 20\% \quad (3.1)$$

onde  $M_{B5} = 6.0 M_{\odot}$ ,  $M_{F0} = 1.5 M_{\odot}$ ,  $M_{max} = 17.5 M_{\odot} = M_{B0}$  e  $M_{min} = 0.5 M_{\odot} = M_{M0}$ . Estimamos o número de estrelas no intervalo espectral de  $B5 - F0$  nos 160 aglomerados em  $12000 \times \frac{N_{B5F0}}{N_{Total}} = 2400$  estrelas. Para os 18 aglomerados abertos observados neste estudo, a fração  $\frac{N_{B5F0}}{N_{Total}}$  observada foi de  $28 \pm 15\%$ , indicando que a fração  $\frac{N_{B5F0}}{N_{Total}} \approx 20\%$  deva ser um limite inferior. Portanto, concluímos que o número total de estrelas dentro do intervalo espectral de  $B5 - F0$  deva ser  $> 2400$  estrelas.

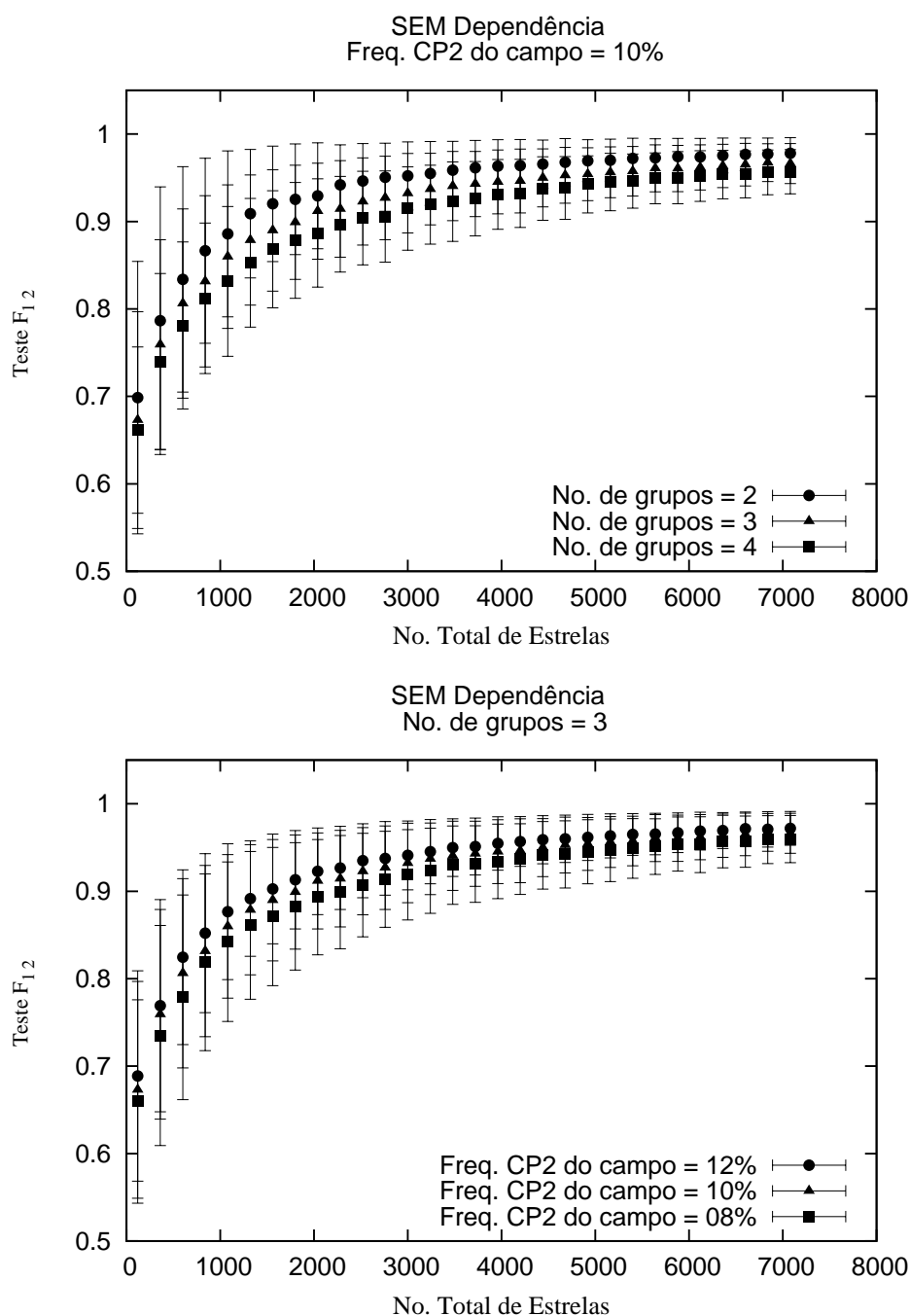


Fig. 3.11: Nesta figura encontram-se os resultados para as simulações da hipótese 2 (com dependência). Na ordenada temos o resultado do Teste - F aplicado em 3000 ensaios em função do número total de estrelas (abscissa). (a) No gráfico acima a frequência do campo foi fixada em 10% e os aglomerados foram agrupados por idade em 2, 3 e 4 grupos. (b) No gráfico abaixo os aglomerados foram agrupados por idade em 3 grupos e a frequência do campo variou de 8, 10 e 12%. Para obtermos um valor do Teste-F igual a 90%, será necessário observarmos cerca de 2000 estrelas (incluindo normais e peculiares).

### 3.6 Conclusões

Apesar de muitas décadas de estudo, o estado evolutivo das estrelas Ap permanece controverso. Há duas hipóteses correntes: 1) as peculiaridades químicas surgem rapidamente após a estrela chegar à SP; ou 2) as peculiaridades surgem lentamente durante a vida da estrela na SP. Como consequência destas hipóteses a frequência de ocorrência das estrelas Ap em aglomerados pode (hipótese 2) ou não pode (hipótese 1) depender da idade dos aglomerados. Neste trabalho nos propusemos a testar observacionalmente estas hipóteses, visando decidir entre estes dois possíveis cenários. Para tanto, observamos e classificamos 470 estrelas, entre as quais, 359 foram classificadas entre B7V e A9V, e foram consideradas membros de 18 aglomerados entre idades entre  $6.9 \leq \log t \leq 8.1$ .

Entre as principais conclusões obtidas podemos citar:

- Comparamos a frequência de ocorrência das estrelas Ap do grupo total de estrelas observadas nos 18 aglomerados ( $f_p = 25/359 = 6.9\%$ ) com a frequência do campo (10%). O resultado foi um  $\chi^2$  de 3.7, correspondendo a uma significância estatística de 95% para rejeitar a hipótese de que as frequências do campo e dos aglomerados sejam iguais.
- Os aglomerados foram separados em 3 grupos por idade. Comparamos isoladamente a frequência de cada grupo com a frequência do campo. Concluimos que a diferença encontrada entre a frequência do grupo mais velho (3) e a do campo não é real, e que as frequências dos grupos jovem (1) e intermediário (2) diferem da frequência do campo com uma significância de 87% e 84% respectivamente.
- Comparamos as frequências dos 3 grupos de aglomerados entre si. Concluimos que o aumento observado nas frequências, 5.2, 5.8 e 8.7%; não é

significativa, podendo ser compatível com a hipótese de que a frequência não depende da idade estelar.

- Comparamos as frequências observadas contra as hipóteses 1 e 2. O resultado do *Teste – F* aplicado foi de 72% de que a hipótese 2 ( $f_p$  com dependência) melhor representa as frequências observadas do que a hipótese 1.
- Realizamos simulações de monte carlo para estimar o número de estrelas necessário para chegarmos a uma resposta definitiva para a dependência das estrelas Ap com a idade. O resultado obtido foi de que é necessário 2000 estrelas para alcançarmos um valor do *Teste – F* de 90%.

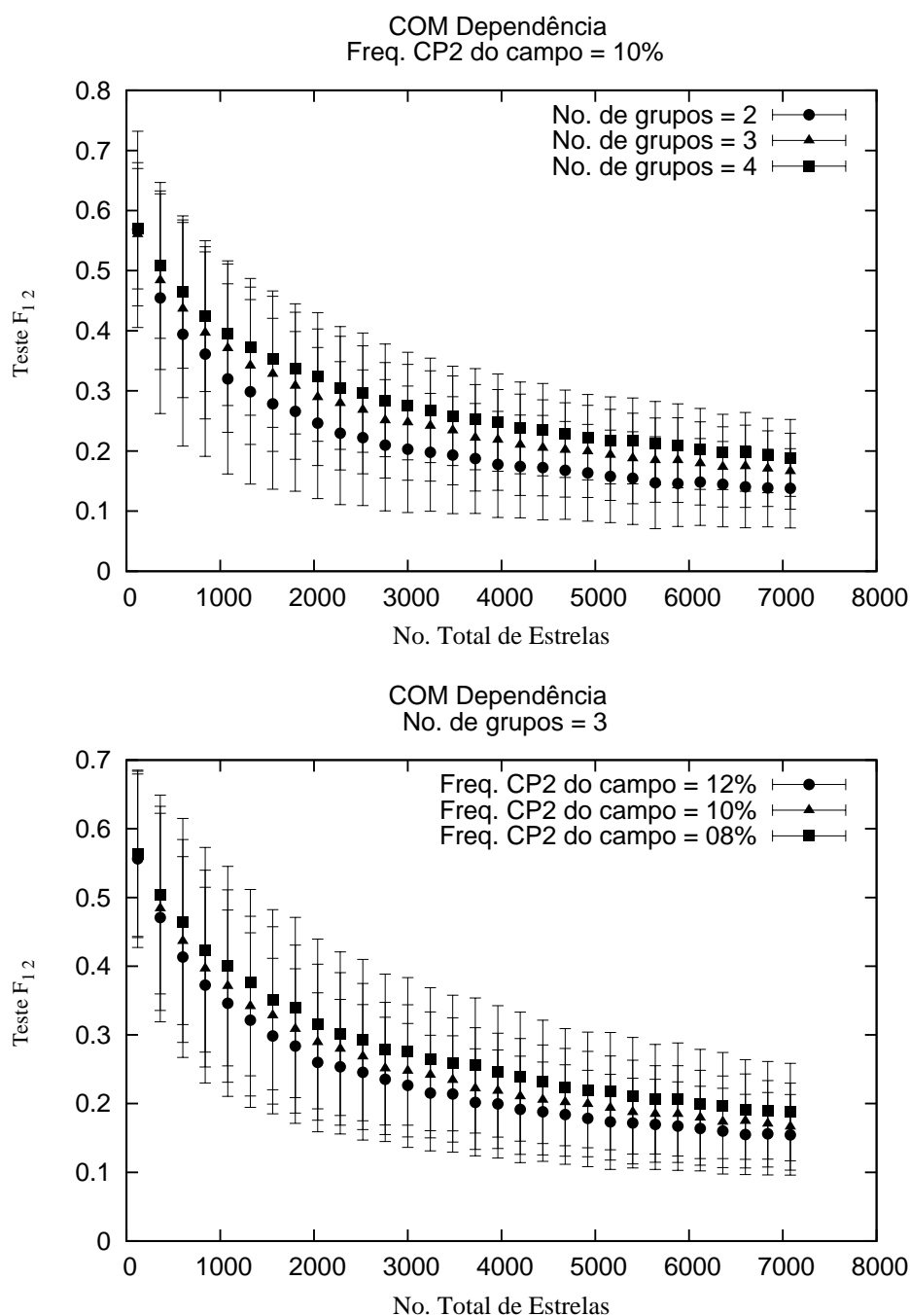


Fig. 3.12: Nesta figura encontram-se os resultados para as simulações da hipótese 1 (*sem dependência*). Na ordenada temos o resultado do Teste - F aplicado em 3000 ensaios em função do número total de estrelas (abscissa). (a) No gráfico acima a frequência do campo foi fixada em 10% e os aglomerados foram agrupados por idade em 2, 3 e 4 grupos. (b) No gráfico abaixo os aglomerados foram agrupados por idade em 3 grupos e a frequência do campo variou de 8, 10 e 12%. Para obtermos um valor do Teste-F igual a 80%, será necessário observarmos cerca de 3000 estrelas (incluindo normais e peculiares).

# Capítulo 4

## A estrela roAp HD 12098

*“O que me surpreende não é como os astrônomos determinam a massa, o raio e a temperatura das estrelas, o que me intriga mesmo é como eles sabem o nome delas.”*

– Millôr Fernandes

### 4.1 Introdução

As estrelas Ap rapidamente oscilantes (roAp) pertencem à subclasse das estrelas Ap magnéticas frias (as Ap SrCrEu) que apresentam variações de brilho de baixa amplitude ( $\leq 16\text{mmag}$ ) com períodos variando entre 5 a 21 min. Estas variações são interpretadas como pulsações não-radiais em modos  $p$  (pressão), com alto sobretom ( $n > 10$ ) e baixo grau harmônico ( $\leq 3$ ).

Por décadas, todo conhecimento sobre pulsações em estrelas roAp foi adquirido através de estudos fotométricos. Porém, recentemente, séries temporais de espectroscopia de alta-resolução forneceram detalhes da dinâmica de pulsação e distribuição de elementos nunca vistos em outras estrelas além do Sol.

Os primeiros estudos de medidas de velocidade radial (daqui em diante,  $VR$ ) concentraram-se em confirmar se as pulsações eram de fato responsáveis pelas variações de brilho, e em medir a razão entre as amplitudes das vari-



ações da VR e fotométrica,  $2K/\Delta m$  (ver por exemplo Matthews et al. 1988; Libbrecht 1988). Esta quantidade é frequentemente utilizada para comparar diferentes classes de estrelas pulsantes. Matthews et al. (1988) estimaram a amplitude da VR da estrela HR 1217, no intervalo espectral entre 4350 – 4500Å, em  $400 \text{ m s}^{-1}$ , produzindo um valor de  $2K/\Delta m = 59 \pm 12 \text{ km s}^{-1} \text{ mag}^{-1}$ , o qual é consistente com os valores encontrados para as estrelas pulsantes do tipo  $\delta$  Scuti. Os autores encontraram evidências de que a amplitude da VR varia com a fase de rotação. As observações realizadas na noite anterior revelaram variações da variação da VR com amplitudes inferiores a  $130 \text{ m s}^{-1}$ . Libbrecht (1988) estimou a amplitude da variação da VR em  $42 \text{ m s}^{-1}$  para a estrela  $\gamma$  Equ no intervalo espectral entre 5322–5377Å, resultando em  $2K/\Delta m = 26 \text{ km s}^{-1} \text{ mag}^{-1}$ . Hatzes & Kuerster (1994) estabeleceram um limite superior para as variações de VR, no intervalo espectral entre 5365 – 5410Å, para a estrela  $\alpha$  Cir em  $23 \text{ m s}^{-1}$ , resultando em  $2K/\Delta m = 10 \text{ km s}^{-1} \text{ mag}^{-1}$ .

A explicação para a discrepância entre os resultados acima citados foi encontrada por Kanaan & Hatzes (1998). Baseados em dados de alta resolução e com grande cobertura espectral (5000 – 6000Å) os autores apresentaram medidas de VR para a estrela  $\gamma$  Equ. Os resultados revelaram que a amplitude de pulsação pode depender fortemente (variando por um fator 10–100 vezes) da região espectral examinada. Particularmente, regiões dominadas por linhas intensas (grande largura equivalente) tinham menor amplitude daquelas com menor intensidade. Além disso, os autores perceberam que a amplitude de pulsação depende não somente da intensidade da linha como também dos elementos atômicos. Kanaan & Hatzes (1998) interpretaram que estes dois efeitos podem estar relacionados com: 1) a profundidade destes elementos na atmosfera estelar – linhas com menor largura equivalente são formadas mais fundo na atmosfera; ou 2) a distribuição destes elementos na superfície este-

lar – elementos espalhados por toda a superfície da estrela possuem largura equivalente maior do que aqueles concentrados nos pólos magnéticos.

Simultaneamente, Baldry et al. (1998) apresentaram um estudo espectroscópico da estrela  $\alpha$  Cir que revelou que a amplitude de pulsação deste objeto varia de região espectral para região espectral, sendo que o máximo da amplitude da VR encontrada foi  $1 \text{ km s}^{-1}$ . Os autores também encontraram que aproximadamente 15% das bandas espectrais examinadas apresentava um deslocamento de  $\pi$  radianos na fase de pulsação com respeito às outras 85%. Baldry et al. (1998) interpretaram este resultado como efeito de profundidade – as linhas formadas em nodos opostos no interior estelar pulsam em anti-fase.

Investigações espectroscópicas na estrela  $\gamma$  Equ realizadas por Savanov et al. (1999) revelaram que a maior amplitude de pulsação ( $\sim 1 \text{ km s}^{-1}$ ) ocorre em linhas de íons como Pr III e Nd III. Observações na mesma estrela realizadas por Kochukhov & Ryabchikova (2001) confirmaram o resultado anterior e também revelaram diferenças na fase de pulsação entre linhas de um mesmo elemento, porém em estados de ionização diferentes.

Neste capítulo apresentamos a análise de 7 noites consecutivas de medidas de velocidade radial da estrela roAp HD 12098 obtidas usando uma célula de iodo no caminho óptico para a calibração constante em comprimento de onda.

## 4.2 HD 12098

A estrela roAp HD 12098 é a mais brilhante ( $m_V = 7.9$ ) de um sistema binário visual (secundária,  $m_V = 10.5$ ) com ângulo de separação de 6 segundos de arco (Olsen 1980). Ryabchikova et al. (2004) realizaram estimativas do campo magnético global ( $\sim 6.5 \text{ kG}$ ), velocidade rotacional projetada ( $v \sin i = 10 \text{ km s}^{-1}$ ) e temperatura efetiva ( $7800 \text{ K}$ ). Esta estrela é uma das

poucas estrelas roAp no hemisfério norte, e a que está mais ao norte. Suas coordenadas são:  $\alpha_{2000} = 02^h00^m.7$  e  $\delta_{2000} = +58^{\circ}31'.6$ .

Os índices fotométricos Strömgen deste objeto são:  $(b - y) = 0.191$ ,  $m_1 = 0.328$ ,  $c_1 = 0.517$ ,  $\beta = 2.796$  (Hauck & Mermilliod 1998). Os índices Strömgen para metalicidade e luminosidade são:  $\delta m_1 = -0.122$  e  $\delta c_1 = -0.279$ ; calculados utilizando as calibrações sugeridas em Crawford (1975) (Girish 2005). Estes índices estão dentro dos limites empíricos das estrelas roAp (Martinez & Kurtz 1995), exceto pelo índice  $\delta m_1$ , que excede o limite inferior por poucas mili-magnitudes. Embora esta estrela seja classificada como uma estrela normal do tipo espectral *F0* no catálogo *HD*, seus índices de cores Strömgen indicam uma grande metalicidade. Estes índices são utilizados frequentemente como critério para identificar candidatas promissoras a apresentar pulsações do tipo roAp. Por este motivo, esta estrela foi selecionada para observações pela campanha de procura por estrelas roAp chamada de “*NainiTal Survey*”.

Variações rápidas de brilho com período de  $7.61 \text{ min}$  ( $\nu_1 = 2.19 \text{ mHz} = 189 \text{ c/d}$ ) foram descobertas por Martinez et al. (2000). A curva de luz com 2.5 horas de duração obtida na noite de descoberta das oscilações é mostrada na Figura 4.1. Posteriormente, para confirmar estas variações e determinar com maior precisão o período das oscilações, Girish et al. (2001) coletaram cerca de 65 horas de dados fotométricos em 16 noites de observações. Como resultado, os autores detectaram a frequência principal em  $\nu_1 = 2.17 \text{ mHz}$  ( $= 7.7 \text{ min} = 187.5 \text{ c/d}$ ) com amplitude de pulsação de  $0.9 \text{ mmag}$ . Também foram observadas variações na amplitude de pulsação de noite para noite (amplitude de pulsação modulada). O segundo pico mais significativo de frequência foi detectado em  $\nu_2 = 2.1641 \text{ mHz}$  (e seu “alias”<sup>1</sup> com aproximadamente a mesma amplitude em  $2.1759 \text{ mHz}$ ). Girish et al. (2001) interpretaram

<sup>1</sup> Os *aliases* ou lobos laterais, são picos espúrios causados por lacunas na série temporal. No Apêndice A mostramos os efeitos das lacunas nas séries temporais.

$\nu_2$  como a componente rotacionalmente separada da frequência principal, ao invés de modos independentes de pulsação. Impossibilitados de distinguir entre  $\nu_2$  e seu alias, os autores propuseram dois períodos de rotação: 1.2  $d$  ou 5.5  $d$  – respectivamente para  $\nu_2$  e seu alias.

Para resolver a ambigüidade na determinação do período de rotação da estrela HD 12098, Girish (2005) realizaram uma campanha multi-sítio envolvendo 11 observatórios, obtendo um total de 394 horas em 28 noites de dados fotométricos. Na análise, os autores detectaram 5 picos de frequências com separação de  $\Delta\nu = -2.14 \pm 0.02 \mu Hz$ , correspondendo a um período de rotação de  $\Omega = 5.41 \pm 0.05$  dias para a estrela HD 12098.

Simultaneamente, Ryabchikova et al. (2005) derivaram o período de rotação da estrela HD 12098 baseados em medidas do campo magnético longitudinal, o qual varia de  $-0.5$  a  $-1.8 kG$ , como sendo  $5.460 \pm 0.001$  dias. A Figura 4.2 mostra a variação do campo magnético em função da fase de rotação, contada de acordo com a efeméride:

$$HJD = 2451889.42 + 5.460.E, \quad (4.1)$$

onde, fase 0.0 corresponde ao máximo das variações do campo magnético (Ryabchikova et al. 2005).

### 4.3 Observações

As observações da estrela HD 12098 foram realizadas utilizando o espectrógrafo echelle no telescópio de 2m do observatório de Tautenburg (TLS) nas noites de 19-25 de setembro de 2005. O diário das observações é dado na tabela 4.3 que lista a data Juliana Heliocêntrica média (HJD), o número de espectros obtidos em cada noite e a fase de rotação. A fase de rotação foi contada de acordo com a efeméride (equação 4.1) determinada por Ryabchikova

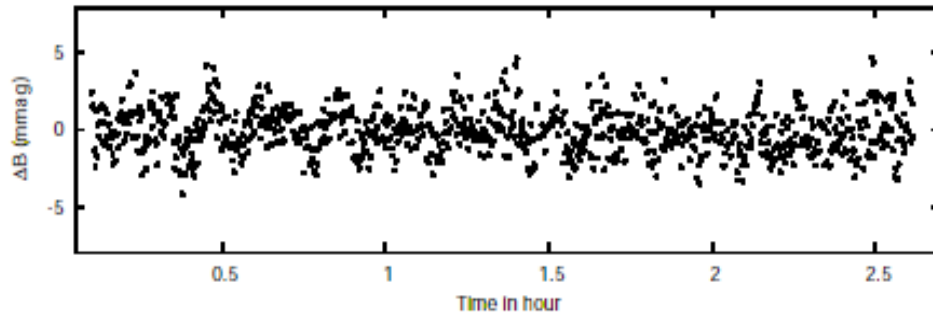


Fig. 4.1: Nesta figura mostramos a curva de luz da estrela HD 12098 com 2.5 horas de duração na noite de descoberta de suas oscilações. Extraído de Martinez et al. (2000).

et al. (2005) para as variações do campo magnético.

O instrumento foi configurado para obter uma resolução de  $R (= \lambda/\Delta\lambda) = 67000$ , e com uma cobertura espectral de  $4700-7400 \text{ \AA}$ . O tempo de exposição foi de 60 s – um compromisso razoável entre a razão sinal-ruído de cada espectro e maximizando o número de pontos dentro de um mesmo período de pulsação – resultando um ciclo total de 125 segundos.

A redução de dados seguiu a metodologia padrão utilizando rotinas do pacote IRAF<sup>2</sup>. As etapas do processo de redução incluem: a subtração do *bias* (ruído de leitura), a filtragem de raios cósmicos, a divisão pela imagem de *flat-field* (para corrigir as diferenças de sensibilidade pixel-a-pixel) e a calibração da escala em comprimento de onda utilizando a lâmpada de Th-Ar (tório e argônio).

Para minimizar possíveis deslocamentos instrumentais, as medidas de ve-

---

<sup>2</sup> IRAF é distribuído pela National Optical Astronomy Observatory, controlado pela Association of Universities for Research in Astronomy. Ver <http://iraf.noao.edu>.

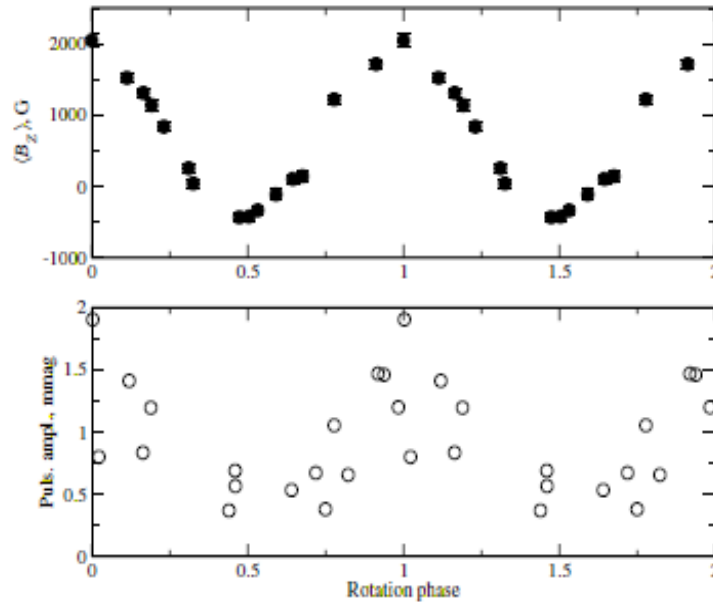


Fig. 4.2: Mostramos no painel superior a variação do campo magnético da estrela HD 12098, e no painel inferior, a variação fotométrica; ambos em função da fase de rotação. Extraído de Ryabchikova et al. (2005).

locidade radial (daqui em diante,  $VR$ ) foram realizadas utilizando uma célula de iodo ( $I_2$ ) colocada na frente da fenda do espectrógrafo durante as observações. Os deslocamentos de  $VR$  das linhas espectrais são medidos com respeito às linhas de  $I_2$  sobrepostas no espectro da estrela, corrigindo deslocamentos espúrios, pois estes afetam ambos os espectros,  $I_2$  e estrela, igualmente. Instabilidades mecânicas e variações térmicas podem provocar também alterações na dispersão e no perfil do instrumento (particularmente a sua PSF, do termo em inglês *point spread function* ou função de espalhamento de um ponto). Em nossa análise foram levadas em conta estas possíveis mudanças.

O deslocamento Doppler corrigido ( $\Delta\lambda$ ) é dado por:

$$\Delta\lambda = \Delta\lambda_s - \Delta\lambda_{I_2}, \quad (4.2)$$

onde  $\Delta\lambda_s$  e  $\Delta\lambda_{I_2}$  são os deslocamentos do espectro estelar e do espectro de  $I_2$ , respectivamente. Determinamos estes deslocamentos por meio de mínimos quadrados entre o espectro observado e um espectro “modelo” dado por:

$$I_{modelo}(\lambda) = \kappa[I_s(\lambda + \Delta\lambda_s)T_{I_2}(\lambda + \Delta\lambda_{I_2})] \otimes PSF \quad (4.3)$$

onde  $I_s$  é o espectro de referência (ou “*template*”) da estrela, sem a célula de iodo e com alta relação sinal-ruído ( $> 200$ ), o qual foi obtido no começo de cada noite;  $T_{I_2}$  é a função de transmissão da célula de absorção do  $I_2$  obtida a priori com um espectrômetro por transformada de Fourier (FTS),  $\kappa$  é uma constante proporcional ao nível de exposição da observação, e o símbolo  $\otimes$  representa convolução. Para modelar a PSF do instrumento durante as observações os espectros observados através da célula de  $I_2$  foram divididos pelo espectro de referência da estrela de programa (sem a célula de  $I_2$ ). Este processo resulta na função de transmissão da célula de  $I_2$  convoluída com a PSF do instrumento,  $T_{I_2} \otimes PSF$ . A PSF de cada observação foi então reconstruída por meio de mínimos quadrados utilizando a  $T_{I_2} \otimes PSF$  observada e a  $T_{I_2}$  obtida com o FTS. Descrições detalhadas dos métodos utilizados podem ser encontradas em Valenti et al. (1995) e Butler et al. (1996).

Na prática, para realizarmos as medidas de VR utilizamos o programa “*radialpsf*”, que é uma implementação dos métodos acima descritos. Este programa foi gentilmente fornecido pelo Dr. A. Hatzes e é de autoria do Dr. W.D. Cochran.

#### 4.4 Análise das séries temporais

Pretendíamos analisar toda a região espectral coberta pelas linhas de referência de absorção do iodo. Porém, foram excluídas da nossa análise as ordens de número 22 e 23 (lado azul), por possuírem a razão sinal-ruído do espectro

Tab. 4.1: Diário das observações

Data (UT)	HJD-2400000+	Fase	N
19 Set. 2005	53637.50	0.410	140
20 Set. 2005	53634.45	0.603	150
21 Set. 2005	53636.50	0.789	150
22 Set. 2005	53635.47	0.978	123
23 Set. 2005	53637.50	0.161	91
24 Set. 2005	53638.54	0.352	83
25 Set. 2005	53639.47	0.522	162

\* a fase de rotação foi contada de acordo com a equação 4.1

estelar muito baixa ( $\sim 5$ ); e as ordens de número 34 e 35 (lado vermelho), por possuírem poucas linhas de iodo. As 10 ordens restantes, as de número 24 a 33, cobrem o intervalo espectral de 5190 Å a 5740 Å. A Figura 4.3 mostra as 10 ordens espectrais analisadas neste trabalho.

O conjunto de dados constitui 899 espectros (estrela +  $I_2$ ) obtidos em 7 noites consecutivas. A partir deste conjunto de dados, foram confeccionadas séries temporais de  $VR$  para diferentes regiões espectrais e para diferentes noites, além da série temporal referente a todas as noites concatenadas e a toda região espectral útil (entre 5190 Å a 5740 Å).

Os métodos de análise para a procura por sinais periódicos nas séries temporais foram: a transformada Fourier discreta (DFT), o periodograma de Lomb-Scargle (L-S, Lomb 1976; Scargle 1982, detalhes Apêndice ??) e o ajuste não-linear de senóide.

A seguir discutimos cada uma destas análises em detalhe.



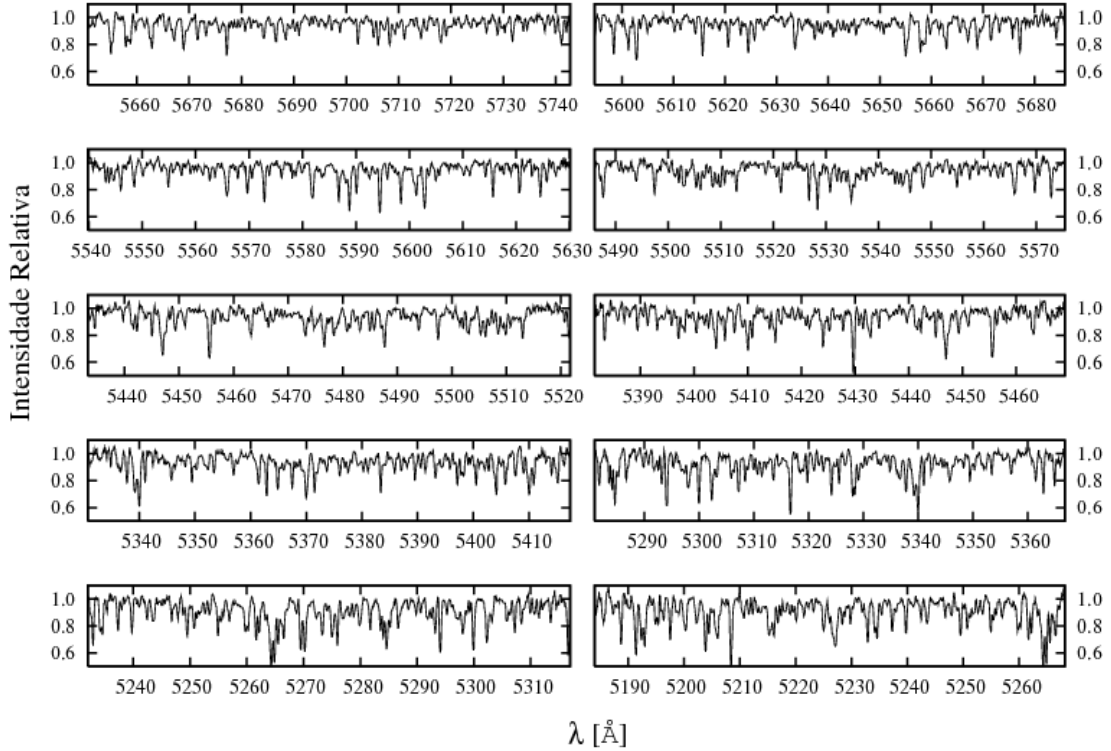


Fig. 4.3: Nesta figura mostramos as 10 ordens analisadas neste trabalho, sendo que a ordem número 24, centrada em 5690 Å, encontra-se no painel superior esquerdo, e ordem de número 33, centrada em 5220 Å, no painel inferior direito.

#### 4.4.1 Análise das medidas da VR entre 5190 Å e 5740 Å

Simulações usando dados artificiais indicam que a precisão na medida da VR é proporcional a:

$$\sigma \propto d^{-1.1}(S/N)^{-1}n^{-1/2}, \quad (4.4)$$

onde  $d$  é a profundidade da linha,  $S/N$  é a razão sinal-ruído por pixel, e  $n$  é o número de linhas estelares (Hatzes & Kuerster 1994).

Com o objetivo de obter a maior precisão possível com os nossos dados, utilizamos toda a região útil do espectro (entre 5190 Å e 5740 Å) para produzir um valor “médio” das VR de todas as linhas espectrais, cujo valor foi calculado

como descrevemos a seguir.

As 10 ordens de cada espectro foram divididas em “caixas” de aproximadamente 10 Å cada, resultando em 10 caixas por ordem (100 caixas no total). Para cada caixa foi determinada a VR, conforme descrito na seção 4.3.

Utilizamos dois critérios para excluir da análise as caixas “ruins”. O primeiro foi baseado no  $\chi^2$  do ajuste utilizado para determinar a VR da caixa. Neste processo cerca de 3-4% das caixas foram excluídas por noite. O segundo foi baseado no espalhamento das medidas de VR em um mesmo espectro. Aquelas caixas que diferiram por mais de  $4\sigma$  em relação à média, medida em um mesmo espectro, foram rejeitadas. Neste processo, cerca de 1-2% dos pontos foram excluídos por noite.

As medidas de VR das caixas consideradas “boas” foram combinadas, atribuindo peso para cada caixa, para estimar o valor médio da VR do espectro. O peso de cada uma das 100 caixas foi estimado para todos os espectros como sendo:

$$Peso_i = \frac{1}{\sqrt{rms_i^2 + dist_i^2}} \quad (4.5)$$

onde  $i$  é o índice da caixa ( $i = 1$  corresponde à primeira caixa da ordem número 24 e  $i = 100$  corresponde à última caixa da ordem número 33),  $rms_i$  é o desvio padrão das medidas de VR da caixa- $i$ , calculado entre todos os espectros de uma mesma noite; e  $dist_i$  é a distância da mediana das medidas de VR da caixa- $i$ , calculada entre todos os espectros de uma mesma noite em relação à média das medianas de todas as caixas.

#### *Análise das noites em conjunto*

Realizamos a análise do conjunto total do dados de VR contendo 899 pontos durante as 7 noites de observação. No painel superior da Figura 4.4 mostramos a DFT no intervalo de 160  $c/d$  ( $= 1.85 \text{ mHz} = 9 \text{ min}$ ) a 260  $c/d$

(=  $3.00 \text{ mHz} = 5.5 \text{ min}$ ) deste conjunto de dados, cujo pico mais significativo foi detectado em  $\nu_1 = 187.7529 \text{ c/d}$  (=  $2.17307 \text{ mHz}$ ) e com amplitude de  $74 \pm 8 \text{ m/s}$ . Mostramos também neste painel, no canto superior direito, a janela espectral dos dados – a DFT de uma senóide amostrada no tempo da mesma maneira que os dados reais.

Para identificar outras possíveis frequências no espectro de amplitudes, subtraímos uma senóide com mesma amplitude, frequência e fase do pico principal  $\nu_1$  (esta técnica é conhecida como branqueamento ou *pre-whitening*). O resultado, que chamamos de “*Dados  $-\nu_1$* ”, encontra-se no painel central. Foi possível identificar a presença de outros dois picos em  $\nu_2 = 187.9387 \text{ c/d}$  (=  $2.1752 \text{ mHz}$ ) e  $\nu_3 = 254.0285 \text{ c/d}$  (=  $2.94014 \text{ mHz}$ ), ambos com amplitude de  $33 \pm 8 \text{ m/s}$ . Procedemos novamente com o branqueamento dos dados, desta vez subtraindo as frequências  $\nu_2$  e  $\nu_3$ . O resultado, que chamamos de “*Dados  $-(\nu_1 + \nu_2 + \nu_3)$* ”, encontra-se no painel inferior da Figura 4.4. Nenhum outro pico acima do nível do ruído foi encontrado.

Assim como em Girish et al. (2001), interpretamos a frequência  $\nu_2$ , como sendo a componente rotacionalmente separada do pico principal  $\nu_1$ , ao invés de um modo independente de pulsação. A diferença  $\nu_1$  e  $\nu_2$  é de  $\Delta\nu = 2.15 \mu\text{Hz}$  e corresponde a um período de rotação de  $5.38 \pm 0.05$  dias, o qual é consistente com valor determinado por Ryabchikova et al. (2005).

De acordo com Girish et al. (2001), a estrela HD 12098 possui, além da frequência principal, outros modos independentes de pulsação com menor amplitude. Para investigar a possível multi-periodicidade deste objeto, particularmente investigar o nível de significância do pico  $\nu_3$ , utilizamos o periodograma de Lomb-Scargle ( $L - S$ ) (Lomb 1976; Scargle 1982, ver Apêndice ??). Na Figura 4.5 mostramos o periodograma  $L - S$ . A probabilidade de falso alarme (FAP), isto é, a chance de ruído puro produzir uma potência de mesmo

valor; estão indicadas para 0.1%, 1% e 10% com linhas horizontais tracejadas nos três painéis. Para o cálculo da FAP utilizamos a técnica descrita em Kuerster et al. (1997). Nesta técnica, as medidas  $VR$  são aleatoriamente reordenadas e amostradas conforme os dados reais. Para este conjunto de dados “sintéticos” é calculado o periodograma de  $L - S$ . Após repetir este procedimento diversas vezes,  $10^4 - 10^5$  sorteios, a fração de periodogramas que tiveram um pico com potência maior do que o periodograma dos dados reais, no intervalo de frequência de interesse (no nosso caso  $\nu = 160 - 260$   $c/d$ ), representa a probabilidade de alarme falso. Realizando  $10^4$  sorteios determinamos uma FAP=10% para o pico  $\nu_3$ .

#### *Análise das noites em separado*

Embora a análise anterior tenha fornecido maior resolução em frequência (a resolução é proporcional ao inverso do tempo total da série temporal), ideal para a análise de sinais de baixa amplitude, perdeu-se informação sobre a variabilidade das amplitudes e fases de pulsação durante o ciclo de rotação. Para investigar estas variações confeccionamos 7 séries temporais referentes a cada noite de observação.

O resultado da DFT no intervalo de frequência de 120  $c/d$  ( $= 1.39$   $mHz = 12$   $min$ ) a 280  $c/d$  ( $= 3.24$   $mHz = 5.1$   $min$ ) das medidas da  $VR$  de cada noite é mostrado na coluna esquerda da Figura 4.6. Na coluna da direita da mesma figura, é mostrada a DFT após subtrair a frequência principal. A linha tracejada vertical indica a frequência principal  $\nu_1 = 187.75$   $c/d$ , detectada na análise anterior. A fase de rotação referente a cada noite está indicada ao lado da coluna direita de cada painel.

Pode-se notar pela Figura 4.6 a variação da amplitude de pulsação durante o ciclo de rotação, alcançando seu máximo na fase 0.98. Analisamos a

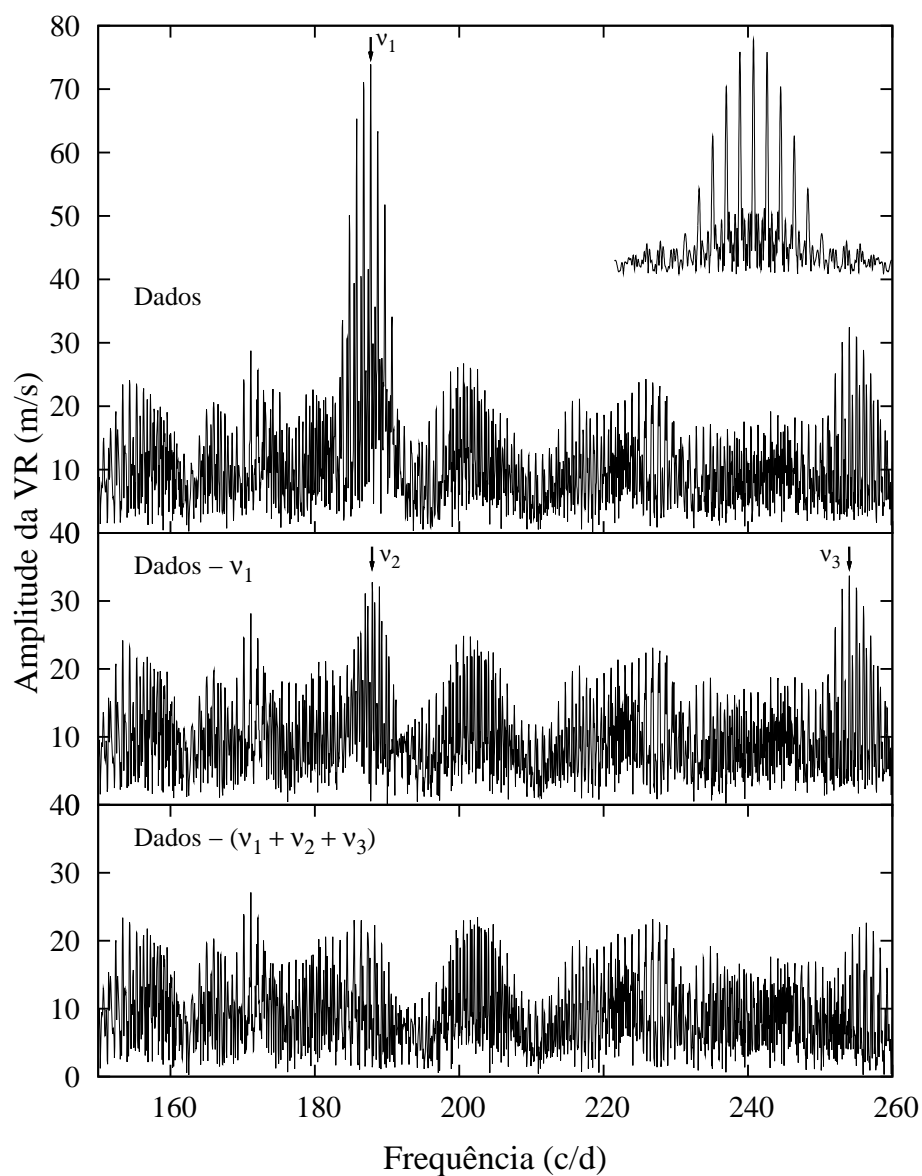


Fig. 4.4: No painel superior mostramos a transformada de Fourier do conjunto total dos dados e, também, a janela espectral no canto superior direito. A frequência principal  $\nu_1 = 187.75$  c/d foi subtraída no painel central. No painel inferior foram subtraídas as frequências  $\nu_2 = 187.93$  c/d e  $\nu_3 = 254.02$  c/d.

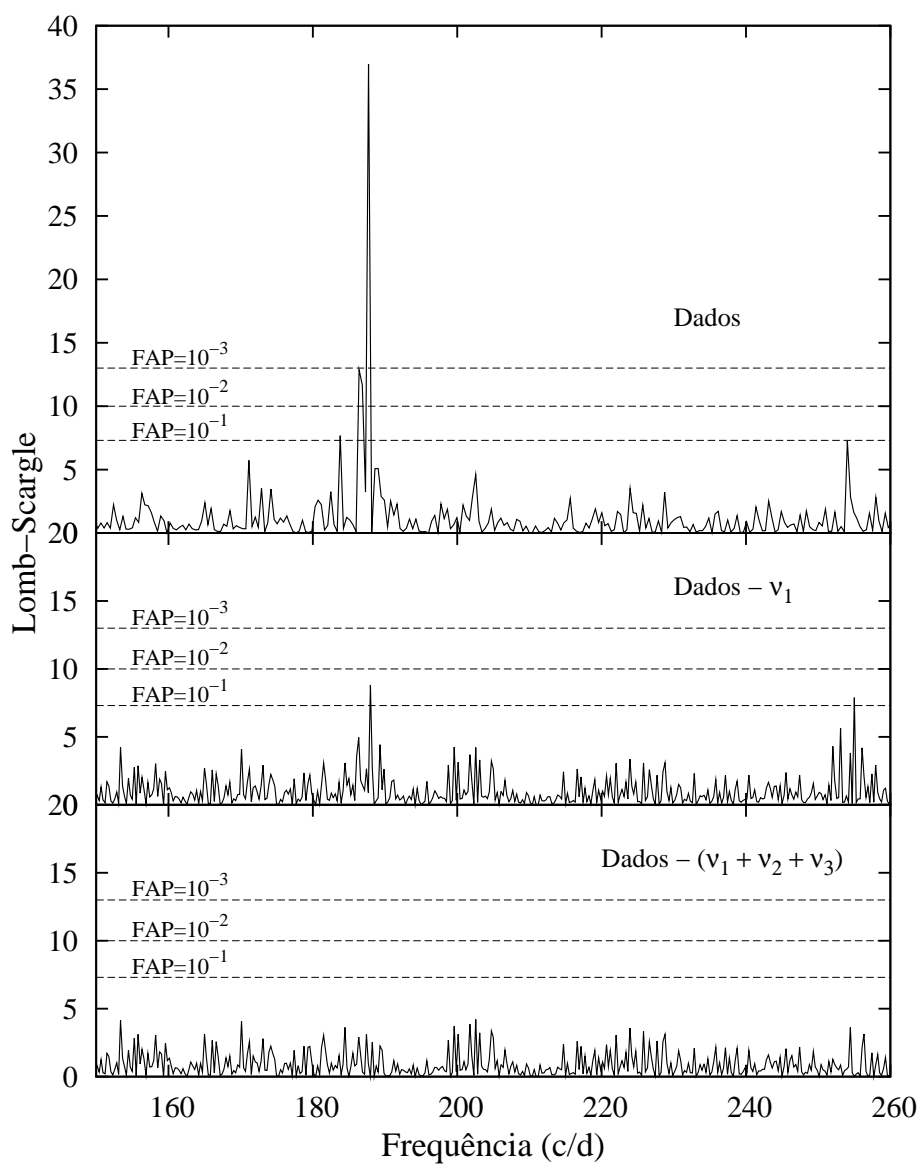


Fig. 4.5: No painel superior desta figura mostramos o periodograma Lomb-Scargle do conjunto total dos dados. As linhas horizontais representam a probabilidade de falso alarme (FAP) para 0.1%, 1% e 10%. Procedemos com o branqueamento dos dados de forma análoga à Figura 4.4.

variabilidade da amplitude de pulsação, assim como a fase de pulsação, determinando seus valores e erros ajustando, por mínimos quadrados, uma senóide com a frequência fixa em  $\nu_1$ , dada por:

$$VR(t) = VR_0 + K \sin 2\pi(\nu_1(t - T_0) + \phi), \quad (4.6)$$

com um tempo de partida arbitrário,  $T_0 = HJD\ 2\ 453\ 637$ .

O resultado é mostrado na Figura 4.7. No painel superior, temos a amplitude de pulsação, e no inferior a fase de pulsação, ambos em função da fase de rotação (= fase do campo magnético). A linha no painel superior serve apenas para guiar os olhos. Por esta figura, pode-se notar claramente a modulação da amplitude de pulsação com a rotação, com o máximo da amplitude de pulsação acontecendo na fase 0.98, que corresponde aproximadamente ao máximo da variação do campo magnético (ver seção 4.3), favorecendo uma interpretação dada pelo MPO – o eixo de pulsação coincide com o eixo do campo magnético. Embora a fase de pulsação tenha permanecido constante durante o ciclo de rotação, este resultado não deve confrontar o MPO, pois a variação do campo magnético,  $2kG$  a  $-0.5\ kG$ , indica que o pólo magnético do lado oposto (fase 0.5) não deve ser visto por completo. Entretanto, a hipótese de que o eixo de pulsação é outro, que não o eixo magnético ou o de rotação, não pode ser descartada.

#### 4.4.2 Análise das medidas de VR das 10 ordens em separado

Foi primeiramente descoberto por Kanaan & Hatzes (1998) que a amplitude de pulsação nas estrelas roAp depende fortemente da região espectral analisada, chegando a variar de 10 a 100 vezes de região para região. Para investigar se o mesmo ocorre na estrela HD 12098, analisamos as variações da VR de cada ordem separadamente. Para isso, procedemos de forma análoga à seção anterior e obtendo um valor médio da VR da ordem. Por possuir um número

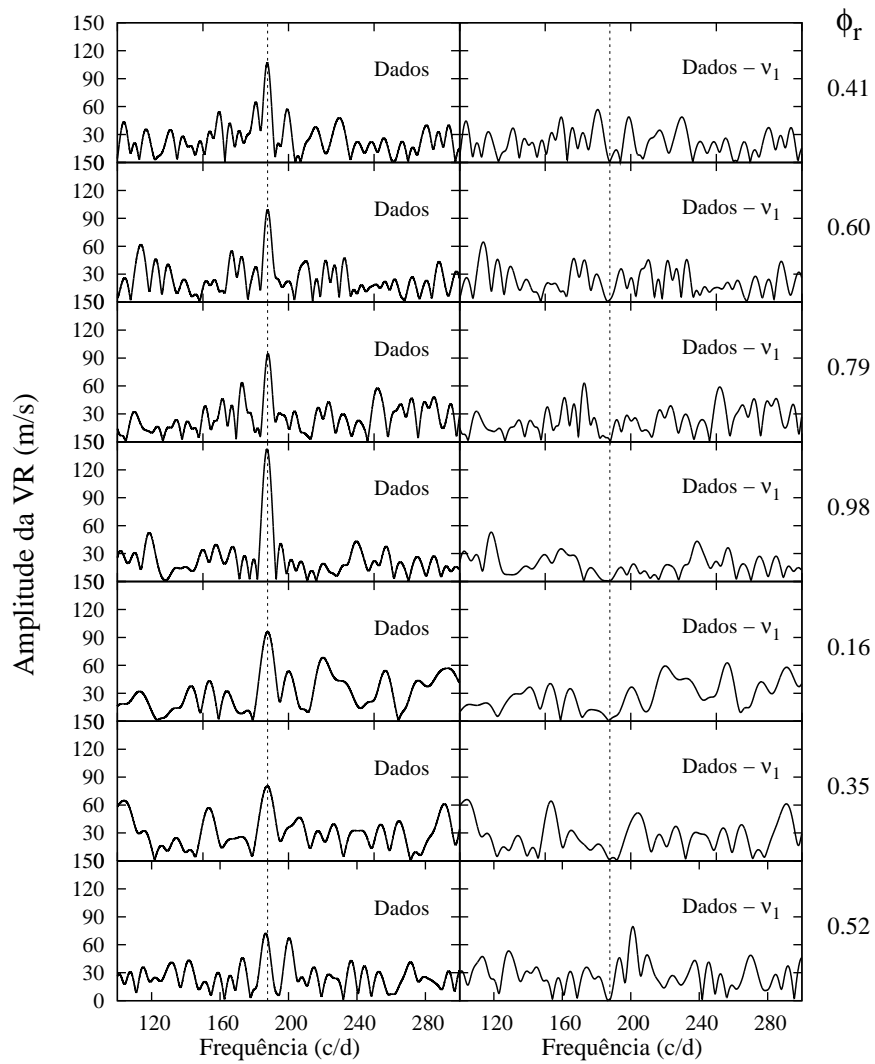
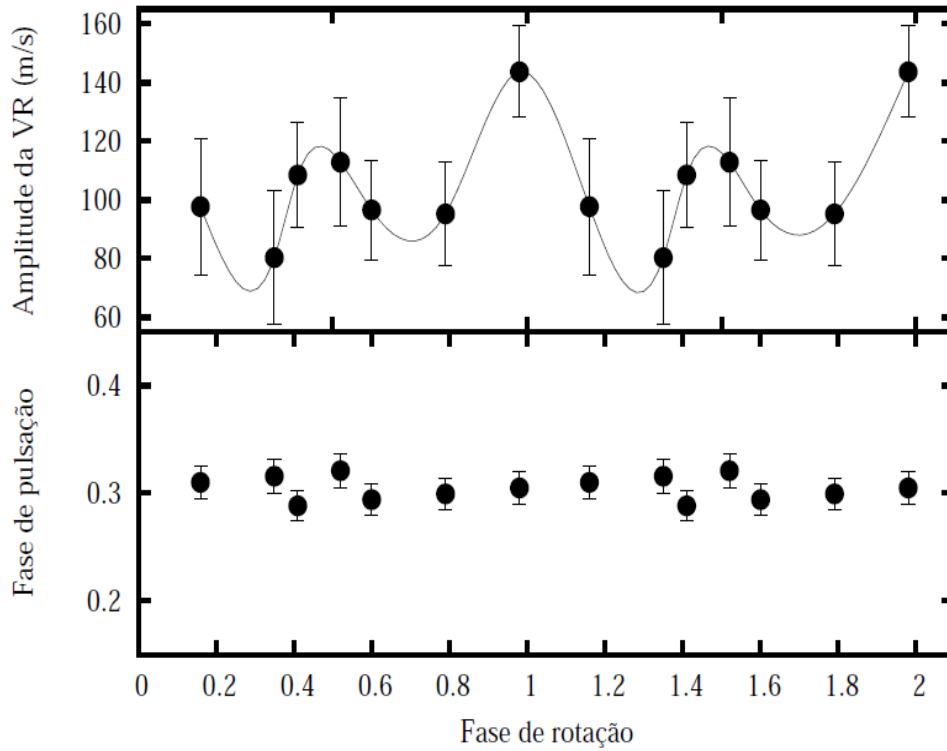


Fig. 4.6: Mostramos na coluna esquerda desta figura a transformada de Fourier de toda a região útil do espectro da estrela HD 12098 para as noites individuais. Na coluna da direita, procedemos com o branqueamento dos dados subtraindo a frequência  $\nu_1$ , a qual está indicada por linhas verticais pontilhadas. A fase de rotação (= fase do campo magnético) está indicada no canto direito de cada painel.





*Fig. 4.7:* Mostramos nesta figura a amplitude de pulsação (painel superior) e a fase de pulsação (painel inferior), ambos em função da fase de rotação (= fase do campo magnético). A linha no painel superior serve apenas para guiar os olhos. Pode-se notar nesta figura a modulação da amplitude de pulsação com a rotação, com o máximo em fase 0.98 – fase 0.0 corresponde ao máximo da variação do campo magnético. Enquanto que a fase de pulsação permanece constante ao longo do ciclo de rotação.

menor de linhas, em relação às 10 ordens, a precisão nesta análise é menor do que a análise da seção anterior – aproximadamente  $\sqrt{10}$ , assumindo que o número de linhas é aproximadamente igual em todas as ordens.

Nas Figuras 4.8 e 4.9 mostramos as DFTs das medidas de VR das 10 ordens (da esquerda para direita) em função da fase de rotação (de cima para baixo). O número acima de cada coluna representa o comprimento de onda

central da ordem, cuja cobertura espectral é de aproximadamente  $100\text{\AA}$ . A linha tracejada vertical representa a frequência principal  $\nu_1 = 187.75 \text{ c/d}$ . Devido à baixa precisão das medidas nesta análise, não foi possível extrair maiores informações (como p.ex. a fase de pulsação) da curva de  $VR$  de cada ordem. Porém, é possível notar que assim como em outras estrelas roAp, a estrela HD 12098 apresenta variações na amplitude de pulsação que depende da região espectral analisada.

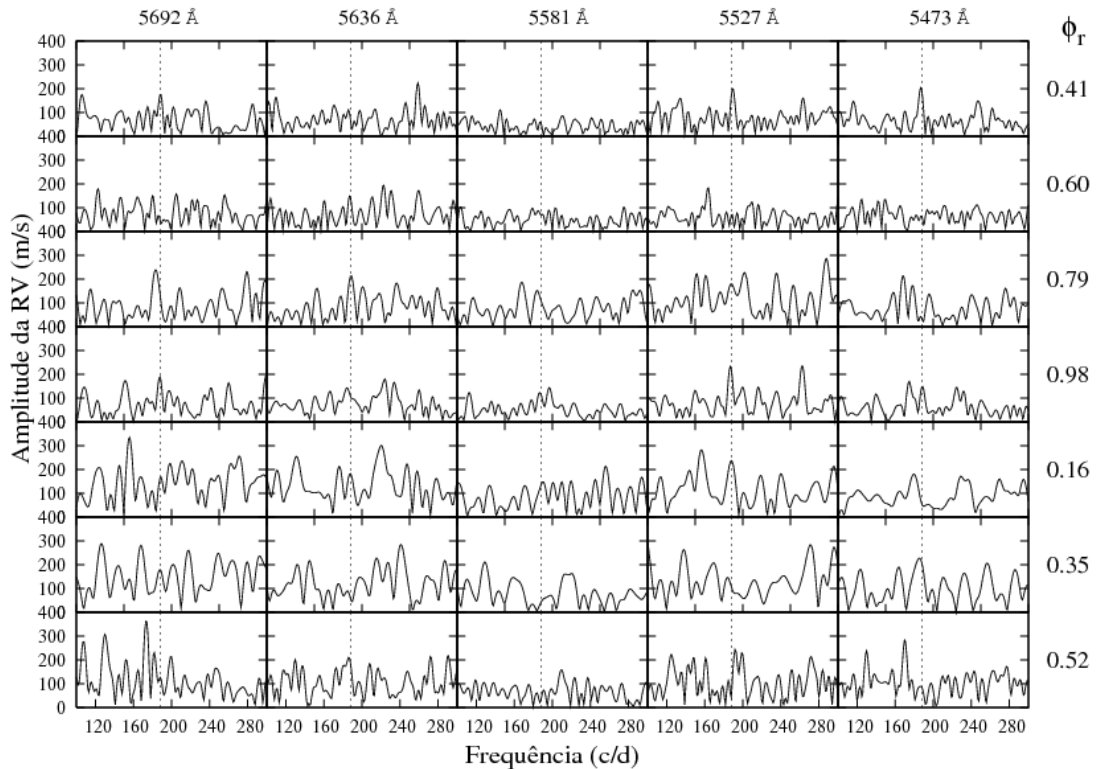


Fig. 4.8: Nesta figura mostramos a transformada de Fourier das ordens de número 24 a 28 (da esquerda para direita – o comprimento de onda central está indicado no topo de cada coluna) em função da fase de rotação (de cima para baixo – a fase de rotação está indicada no canto direito da figura). Cada ordem espectral cobre aproximadamente  $100\text{\AA}$ . A linha vertical pontilhada indica a frequência dominante  $\nu_1$ .

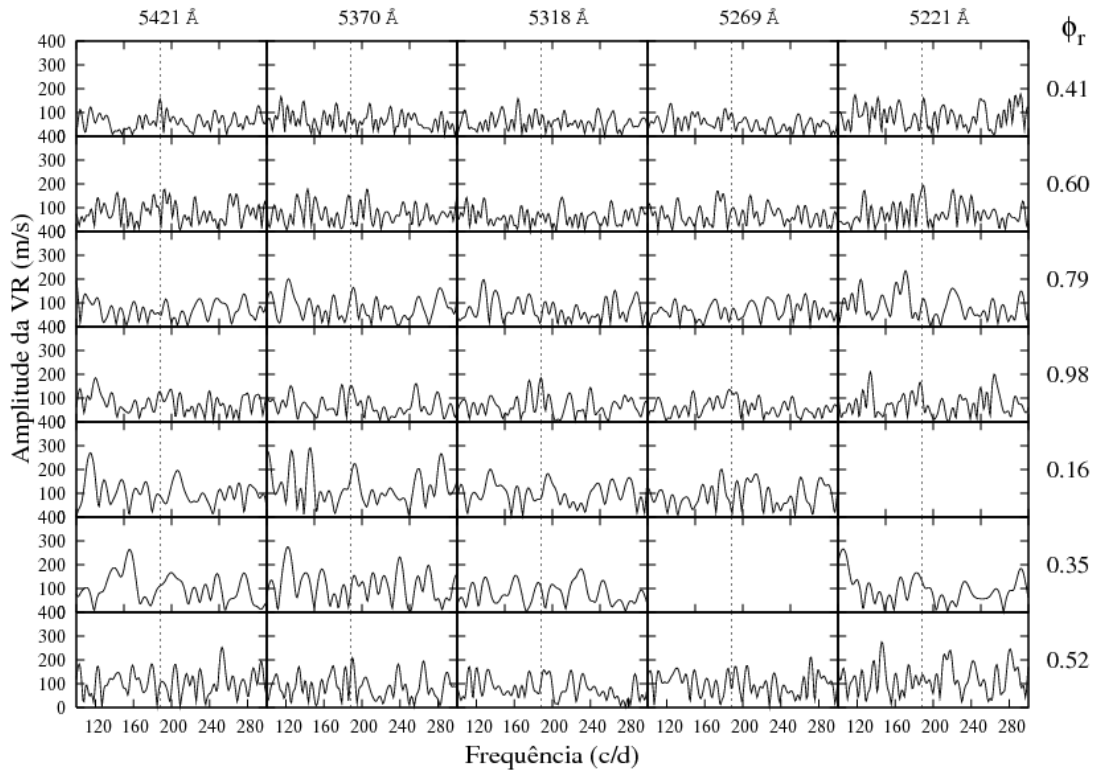


Fig. 4.9: O mesmo que a Figura 4.8, porém para as ordens de número 29 a 33.

#### 4.4.3 Análise da VR de elementos químicos

Inicialmente, nossa intenção era analisar as medidas de  $VR$  dos elementos químicos linha a linha. Porém, devido à baixa relação sinal-ruído dos espectros, a precisão em nossas medidas torna-se extremamente reduzida quando somente uma linha é utilizada para medir a  $VR$ , por isso este tipo de análise não pôde ser realizada.

Alternativamente optamos por determinar a  $VR$  média de todas as linhas de um dado elemento químico presentes no intervalo de  $5190 \text{ \AA}$  a  $5740 \text{ \AA}$ . Para isso, cada ordem foi dividida em 20 caixas de aproximadamente  $5 \text{ \AA}$ , resultando num total de 200 caixas por espectro. Determinamos as  $VR$ s das caixas

conforme descrito na seção 4.3. Identificamos as linhas espectrais presentes em cada caixa utilizando um espectro sintético, o qual foi gerado conforme descrevemos a seguir.

Um modelo de atmosfera foi calculado com o programa LLmodels<sup>3</sup> desenvolvido por Shulyak et al. (2004), o qual baseia-se na aproximação plano-paralela 1D para a atmosfera estelar e equilíbrio termodinâmico local (ETL). Os parâmetros atmosféricos necessários para o cálculo do modelo – a temperatura efetiva ( $T_{\text{eff}}$ ), a gravidade superficial ( $\log g$ ) e a abundância química dos elementos – foram retirados de Ryabchikova et al. (2004). Os parâmetros das linhas atômicas foram obtidos do banco de dados de Viena (*Vienna Atomic Line Database, VALD*<sup>4</sup>) na sua versão de Nov. 2005 (Kupka et al. 2000), e para os elementos de terras raras utilizamos o banco de dados D.R.E.A.M.<sup>5</sup> (*Database on Rare Earths At Mons University*) (Biémont et al. 1999). O espectro sintético foi gerado com o programa SynthV<sup>6</sup> desenvolvido por Tsymbal (1996). Além do espectro sintético, o programa SynthV fornece também a lista com o comprimento de onda e a profundidade das linhas espectrais contidas no espectro sintético. A lista e o próprio espectro sintético foram utilizados para identificar as linhas espectrais no espectro observado. Na Figura 4.10 mostramos a identificação das linhas espectrais da ordem de número 29 no espectro da estrela HD 12098. A identificação das 10 ordens estão no Apêndice B. A linha escura e clara, na Figura 4.10, representam o espectro observado e o sintético, respectivamente. O comprimento da linha abaixo da identificação da linha espectral é proporcional a profundidade da linha. Desta forma foi possível avaliar a contribuição de cada elemento nas diversas linhas espectrais.

Para um dado elemento, selecionamos todas as caixas para as quais este

<sup>3</sup> <http://www.starsp.org/llmodels/>

<sup>4</sup> <http://ams.astro.univie.ac.at/vald/>

<sup>5</sup> <http://w3.umh.ac.be/~astro/dream.shtml>

<sup>6</sup> <http://www.starsp.org/llmodels/>

estava presente, excluindo as caixas que possuíssem misturas (ou “blends”) fortes de outros elementos químicos. As caixas selecionadas foram combinadas conforme descrito na seção 4.4.1, resultando na  $VR$  média do dado elemento. Estimamos a  $VR$  média para os seguintes íons: Ca I, Ce I, Co I, Cr I, Cr II, Fe I, Fe II, Gd II, Nd II, Pr II, Si I, Si II e Ti II. Utilizamos o periodograma  $L-S$  para a procura por sinais periódicos nas curvas de  $VR$  destes íons, e os resultados dos periodogramas podem ser vistos nas Figuras 4.11, 4.12 e 4.13. Naquelas figuras, os íons estão indicados no topo de cada coluna e as fases de rotação (= fase do campo magnético) estão indicadas no canto direito. As linhas pontilhadas representam a frequência dominante,  $\nu_1$ , encontrada na análise da seção 4.4.1. Uma potência igual a 7 corresponde a uma  $FAP = 1\%$ , enquanto que uma potência igual a 5 corresponde a uma  $FAP = 10\%$ .

Ao contrário das outras estrelas roAp, a estrela HD 12098 não apresenta (ou são muito fracos) o segundo nível de ionização dos elementos Pr e Nd. Pr III e Nd III são linhas características das estrelas roAp e, usualmente, estão entre as linhas que possuem as maiores amplitudes de  $VR$ . No espectro da estrela HD 12098 as linhas de Fe (I e II), Cr (I e II) e Nd II são as mais intensas e numerosas. Nos periodogramas  $L-S$  das Figuras 4.11, 4.12 e 4.13, são estes íons que apresentam as maiores potências em frequências coincidentes com a frequência dominante  $\nu_1$ . Os íons de Ca I e Si I apresentam potência maior que 7 em  $\nu_1$  em apenas uma noite.

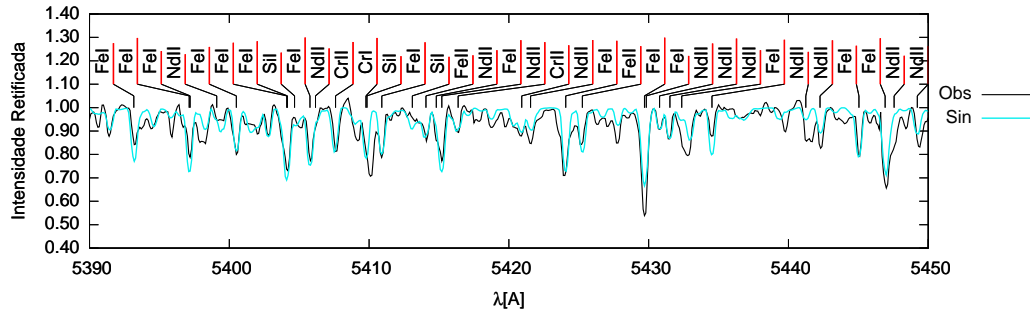


Fig. 4.10: A identificação das linhas espectrais da ordem de número 29. O comprimento da linha abaixo da identificação da linha espectral é proporcional a profundidade da linha.

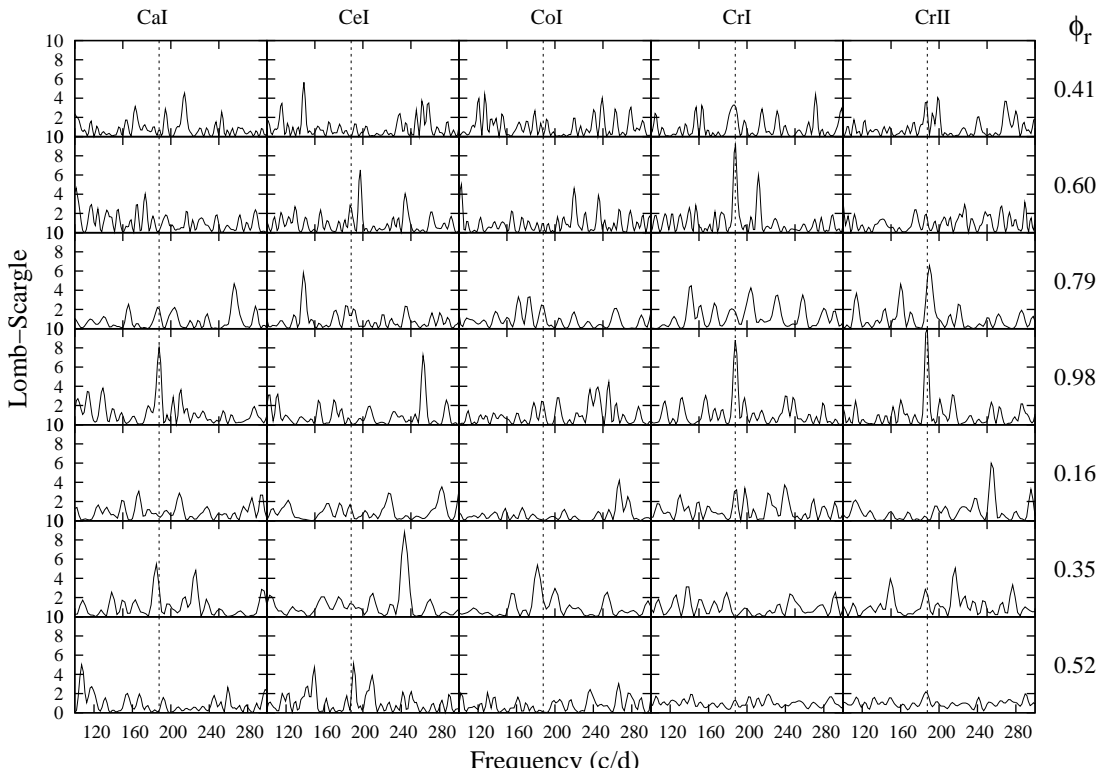


Fig. 4.11: Mostramos nesta figura o periodograma L-S para 5 íons, os quais estão listados no topo de cada coluna, em função da fase de rotação (= fase do campo magnético), a qual está indicada no canto direito da figura.

## 4.5 Conclusões

Neste capítulo analisamos sete noites consecutivas (19-25 setembro 2005) de medidas de velocidade radial na estrela roAp HD 12098. Realizamos as observações com o telescópio de 2m do observatório de Tautenburg, Alemanha. Os 899 espectros echelle ( $R = 63000$ ) utilizados para as medidas foram obtidos usando uma célula de iodo no caminho óptico para a calibração constante em comprimento de onda. A cobertura espectral analisada neste estudo compreendeu o intervalo entre 5190 e 5740 Å. Este intervalo corresponde a dez ordens do espectro echelle. Confeccionamos séries temporais de velocidade radial para o conjunto total dos dados, noites individuais, ordens individuais e elementos químicos individuais. Os deslocamentos Doppler foram estimados por meio de mínimos quadrados entre os espectros observados e um espectro de referência.

Destacamos os principais resultados do estudo deste capítulo:

- Na análise das noites em conjunto, detectamos a frequência dominante,  $\nu_1$ , em  $187.75 \text{ c/d}$  e com amplitude de  $74 \pm 8 \text{ m/s}$ . A frequência dominante detectada neste estudo é consistente com a frequência fotométrica encontrada em Girish et al. (2001).
- A frequência  $\nu_2$  detectada em  $187.93 \text{ c/d}$  e com amplitude de  $33 \pm 8 \text{ m/s}$ , foi interpretada como sendo a componente rotacionalmente separada da frequência principal  $\nu_1$ . A diferença das frequências,  $\Delta\nu = 2.15\mu\text{Hz}$ , corresponde a um período de rotação de  $5.38 \pm 0.05 \text{ d}$ , o qual é consistente com período da variação do campo magnético encontrado por Ryabchikova et al. (2005).
- A frequência  $\nu_3$  foi interpretada como um possível modo independente de pulsação, com probabilidade de falso alarme estimada em  $FAP = 10\%$ .

- Na análise das noites individuais constatamos que a amplitude de pulsação é modulada com a rotação estelar. Neste estudo a fase de rotação foi contada de acordo com a efeméride dada por Ryabchikova et al. (2005) para a variação do campo magnético, sendo que fase 0.0 corresponde ao máximo do campo magnético. Em nosso estudo, o máximo da amplitude de pulsação ocorreu na fase 0.98. A fase de pulsação permaneceu constante durante o ciclo de rotação.
- Na análise das ordens individuais, foi constatado que, assim como em outras estrelas roAp, a amplitude de pulsação na estrela HD 12098 depende do comprimento de onda analisado.
- A estrela HD 12098, ao contrário das outras estrelas roAp, não apresenta (ou são muito fracas) linhas de Pr III e Nd III em seu espectro.
- As linhas de Fe, Cr e Nd, são as mais intensas e numerosas no espectro da estrela HD 12098, e também são estas linhas que apresentam maiores potências nos periodogramas  $L - S$ .



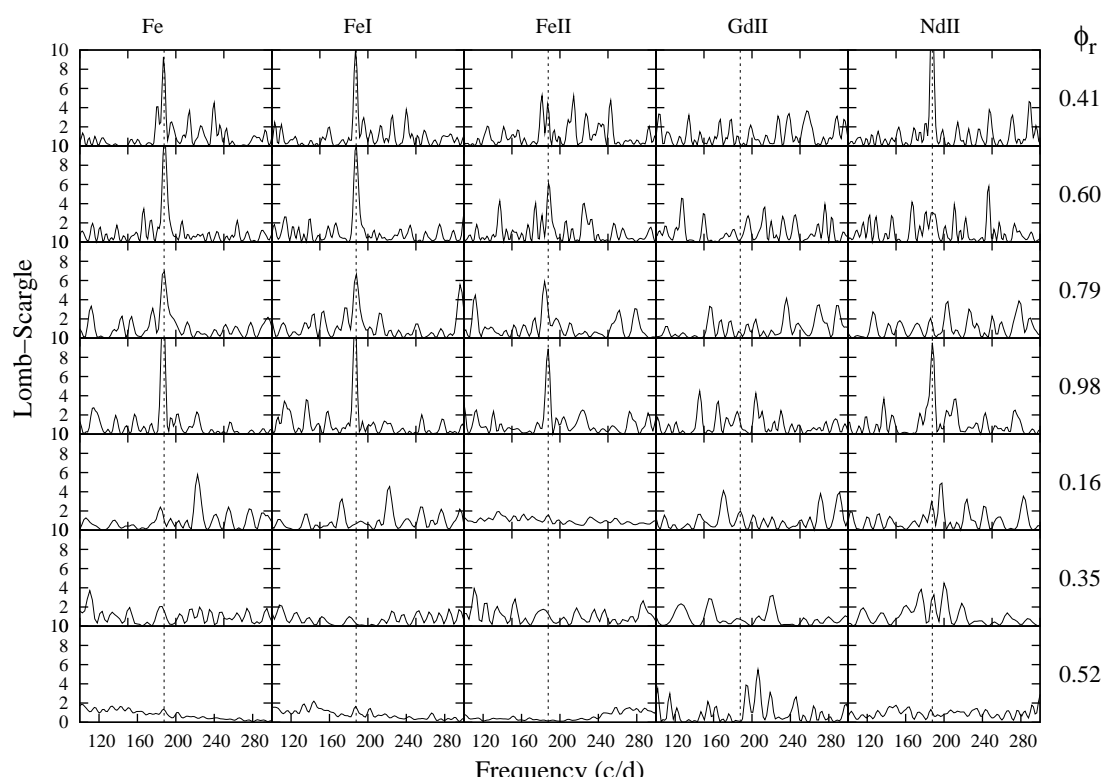


Fig. 4.12: O mesmo que na Figura 4.11.

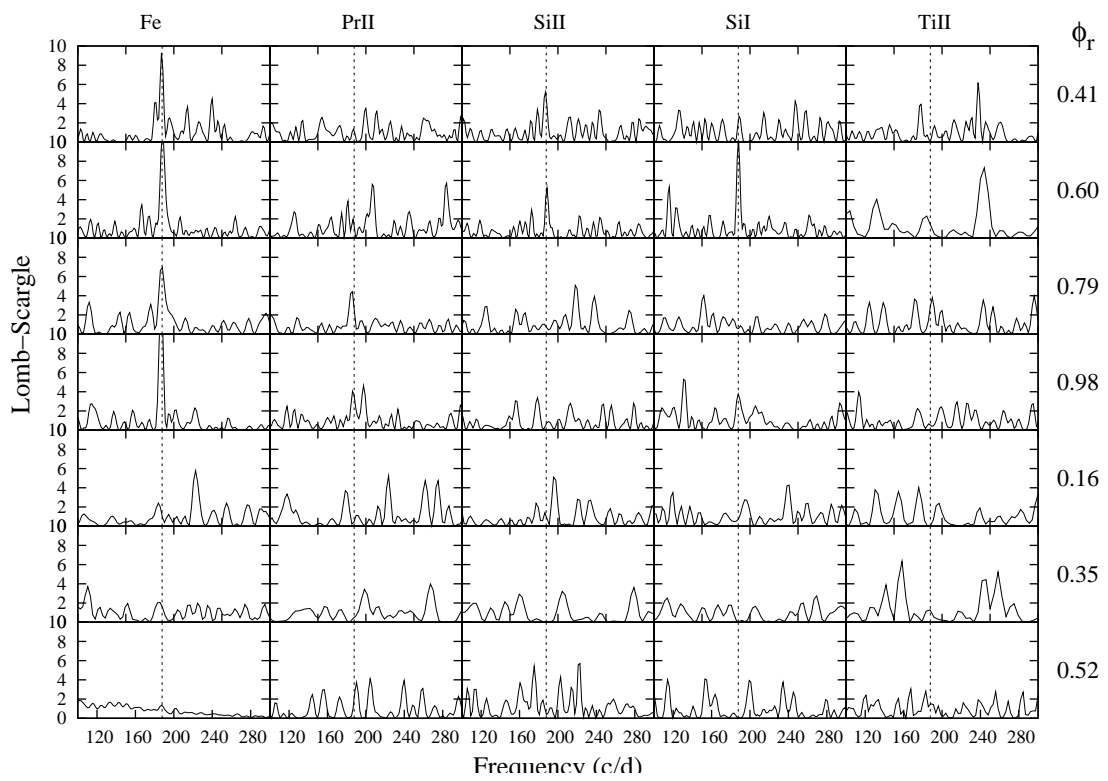


Fig. 4.13: O mesmo que na Figura 4.11.

# Capítulo 5

## Imageamento Doppler da estrela HR 7224

*“It doesn’t matter how beautiful your theory is, it doesn’t matter how smart you are. If it doesn’t agree with experiment, it’s wrong.”*

– Richard Feynman

### 5.1 Introdução

A estrela HR 7224 foi classificada como uma estrela  $A0p$  por Crawford (1963) e por Cowley et al. (1969) através de fotometria UBV. Este tipo espectral foi confirmado por Crawford et al. (1973) através de fotometria  $uvby\beta$ . Baseado em dados de espectroscopia de baixa resolução, Molnar (1972) classificou este objeto como sendo do tipo espectral  $Bp9.5 III Si$ . Entretanto, o autor notou que de acordo com os valores dos índices de cor  $B - V = -0.15$  e  $U - B = -0.54$ , obtidos por Crawford (1963) e por Cowley et al. (1969), esta estrela deveria ter sido classificada como sendo do tipo espectral  $B5$ .

Winzer (1974) descobriu variações de brilho na estrela HR 7224 com período de 1.1663  $d$ . Adelman (1997) determinou um período de 1.123095  $d$  utilizando dados fotométricos Strömgren  $uvby$  obtidos em 1993-5 com o *Four College Automated Photometric Telescope* (FCAPT). O autor encontrou que as curvas de

luz nas quatro cores (*wby*, ver Figura 5.1) estavam em fase e apresentavam a forma de onda dupla, sendo que os dois máximos tinham alturas diferentes. Houve somente uma tentativa de medir o campo magnético desta estrela, realizada por Bohlender et al. (1993), porém, sem nenhum achado.

Adelman (2004) relatou uma extraordinária mudança no período das variações fotométricas da estrela HR 7224. Comparando as curvas de luz obtidas com o FCAPT obtidas em 2003 com aquelas obtidas anteriormente a 1996, o autor encontrou que a amplitude das variações aumentou de 0.04 *mag* para 0.21 *mag* e que o período da variabilidade também aumentou para 101 *d* ao invés dos 1.123 *d* determinados por Adelman (1997).

Intrigados com o resultado obtido por Adelman (2004), Lehmann et al. (2006) investigaram a estrela HR 7224 através de séries temporais (14 noites) de espectroscopia de alta resolução (577 espectros,  $R = 63000$ ). Os autores estimaram o período das variações das medidas de velocidade radial (daqui em diante *VR*) para todo o espectro observado em 1.12324 *d*, e a amplitude das variações de *VR* foi estimada em  $\pm 6 \text{ km s}^{-1}$ . A curva de *VR* obtida pelos autores pode ser vista na Figura 5.2. O período e a forma de onda dupla das variações de *VR* são consistentes com os resultados obtidos fotometricamente em 1997, assim como com aqueles obtidos anteriormente àquela data. Os resultados também revelaram que as variações de *VR* para os elementos Mg II, Si II, Fe II e  $H\beta$ , apresentavam diferentes amplitudes, particularmente a curva de *VR* de  $H\beta$  mostrou-se aproximadamente constante – como pode ser visto na Figura 5.3. Lehmann et al. (2006) apresentaram argumentos contra a hipótese de que pulsação seja responsável pelas variações fotométrica e espectroscópica. Entre os argumentos apresentados, a falta de variabilidade em  $H\beta$  foi considerado o mais importante. Os autores sugeriram que manchas na superfície da estrela HR 7224 sejam responsáveis pelas variações observadas,

de modo que o período das variações é o período da rotação. Por fim, os autores propuseram que o imageamento Doppler (daqui em diante ID) poderia confirmar esta hipótese.

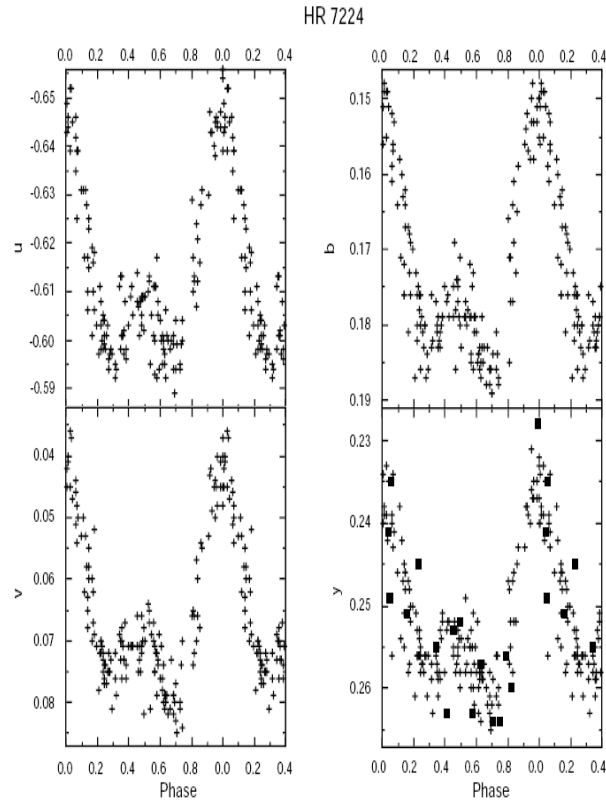
Este capítulo é a continuação do trabalho realizado por Lehmann et al. (2006) e consiste no imageamento Doppler da estrela HR 7224. Na seção 5.2 discute-se os detalhes básicos da técnica de ID. Uma descrição detalhada da técnica de ID aplicada neste trabalho pode ser encontrada em Vogt et al. (1987) e Hatzes et al. (1989). Uma recente revisão sobre o assunto pode ser encontrada em Rice (2002).

## 5.2 *Imageamento Doppler*

Manchas na superfície de uma estrela em rotação causam distorções no perfil ideal (sem manchas) das linhas espectrais. As causas para tais manchas podem ser variadas: maior ou menor concentração de elementos químicos, diferenças de temperatura, etc. Nos casos onde a velocidade de rotação é suficientemente rápida, os perfis das linhas são alargados por efeito Doppler. Para estes casos, enquanto a estrela rotaciona, é possível observar estas distorções percorrendo diferentes posições nos perfis das linhas espectrais – como pode ser visto de forma esquemática na Figura 5.4.

A posição e a forma das distorções no perfil da linha em função da fase de rotação contém informação sobre a localização e a forma das manchas na superfície estelar. A técnica de ID é a tentativa de reconstruir a imagem da superfície estelar através desta informação.

A Figura 5.5 ilustra como a técnica de ID utiliza as informações fornecidas pelas séries temporais de perfis de linhas. A longitude da mancha pode ser facilmente acessada pela fase de rotação quando a mancha cruza a linha de visada (em  $\phi_2$ ). Determinar a latitude da mancha é um procedimento mais



*Fig. 5.1:* Nesta figura mostramos a curva de luz da estrela HR 7224 obtida nos quatro filtros *uvby*. Pode-se notar a forma de onda dupla da curva de luz, a qual possui dois máximos com diferentes alturas. Os quadrados são referentes ao trabalho de Winzer (1974). Extraído de Adelman (1997).

delicado, pois existe uma ambigüidade na determinação do hemisfério da latitude. Se a inclinação do eixo de rotação da estrela é de  $90^\circ$  (perpendicular à linha de visada), a ambigüidade não pode ser removida. Para ângulos de inclinação favoráveis ( $30^\circ < i < 70^\circ$ ) a latitude da mancha pode ser determinada sem ambigüidade, como pode ser visto na Figura 5.5. Manchas com latitudes maiores (topo da figura) produzem saliências que são visíveis por uma grande fração do ciclo de rotação (manchas polares são sempre visíveis) e que se movimentam apenas nas regiões centrais do perfil da linha. Manchas

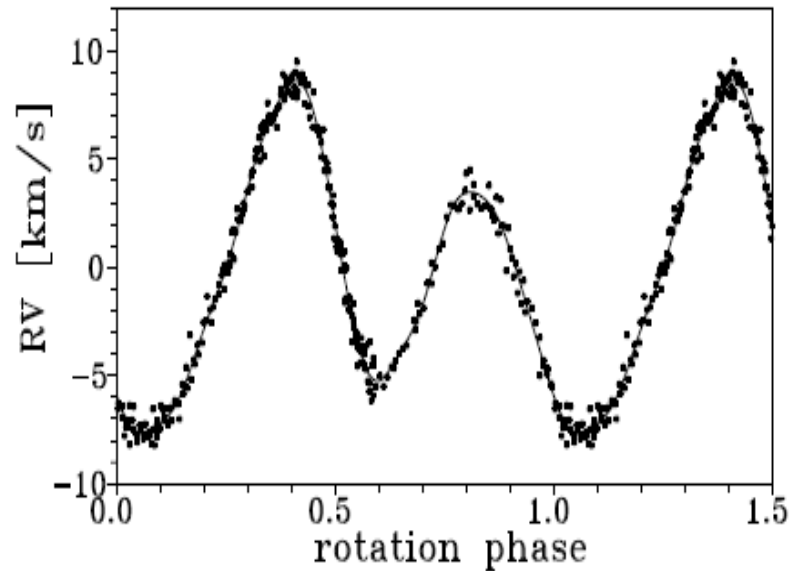


Fig. 5.2: Nesta figura mostramos a curva de velocidade radial em função da fase de rotação da estrela HR 7224 usando o período de 1.123  $d$ , obtida através de correlação cruzada. Extraído de Lehmann et al. (2006).

no equador estelar (centro da figura) produzem saliências que são visíveis por metade do ciclo de rotação e que se movimentam do extremo azul (em  $\phi_1$ ) ao extremo vermelho (em  $\phi_2$ ) do perfil da linha. Como os perfis de linhas fornecem informação acerca da forma das manchas pode ser visto na parte inferior da Figura 5.5.

### 5.2.1 Formulação matemática do ID

Em termos matemáticos, o ID trata-se de um “problema inverso”. A inversão significa reconstruir *alguma* imagem bi-dimensional da superfície estelar que seja capaz de reproduzir a série unidimensional de variações de perfis de linhas espectrais observada. A reconstrução é convenientemente escrita como

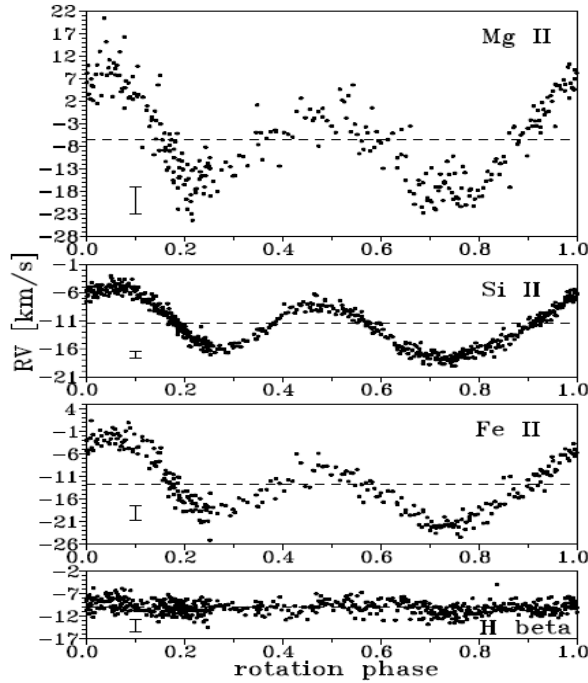


Fig. 5.3: Nesta figura mostramos a curva de velocidade radial em função da fase de rotação, usando o período de  $1.123 d$ , dos elementos: Mg II, Si II, Fe II e  $H\beta$ . Pode-se perceber que os diferentes elementos possuem diferentes amplitudes de velocidade radial. Particularmente, as medidas de velocidade radial da linha  $H\beta$  são aproximadamente constantes. Extraído de Lehmann et al. (2006).

uma equação matricial dada por:

$$I.R = D \quad (5.1)$$

onde  $I$  e  $D$  representam os vetores de imagem e de dados, e  $R$  é a matriz de transferência entre as duas quantidades. Neste estudo, o vetor de imagem  $I$  contém 2310 elementos (ou pixels), os quais são divididos em 40 zonas de latitude e possuem área de  $4.5 \times 4.5 \text{ graus}^2$ . A divisão da superfície utilizada pode ser vista na Figura 5.6. O valor  $I_j$  é dado pela largura equivalente da linha espectral produzida pelo pixel  $j$  na superfície estelar, ao passo que a imagem resultante do  $ID$  é uma distribuição de larguras equivalentes de uma dada linha



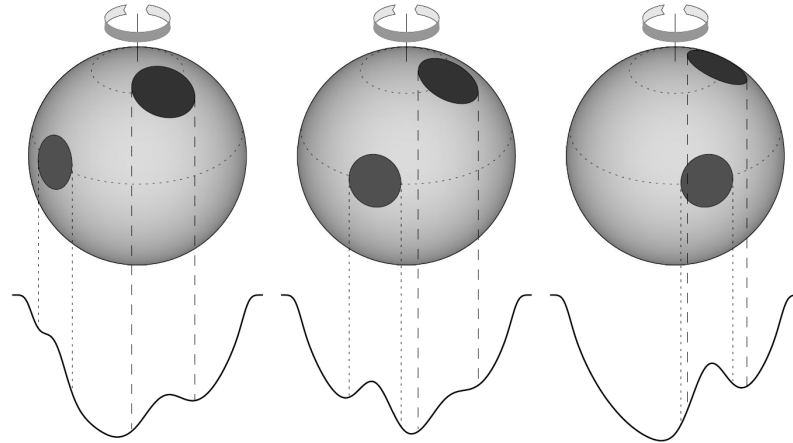


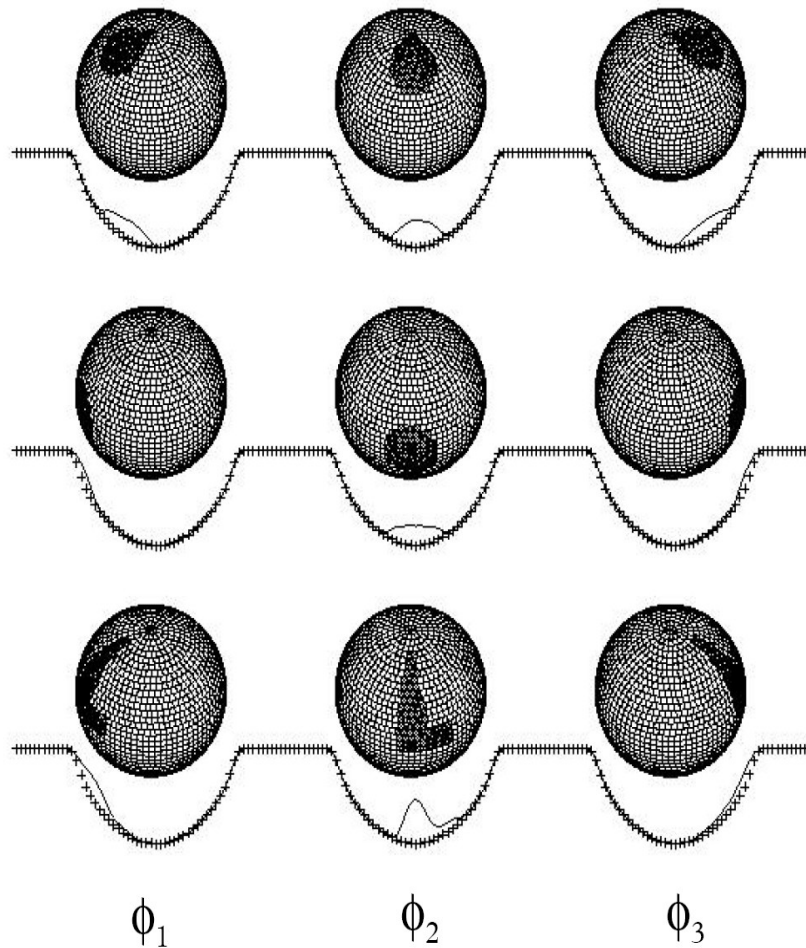
Fig. 5.4: Manchas na superfície estelar distorcem o perfil ideal (sem manchas) das linhas espectrais. As manchas podem ser causadas por menor concentração de elementos (ou menor temperatura) em comparação com o valor médio da fotosfera. Extraído de Kochukhov (2003).

*espectral*. O vetor de dados  $D$  representa as variações de perfis de linhas. Neste estudo, o vetor de dados contém 2000 elementos (80 pixels do perfil espectral  $\times$  25 fases de rotação). A matriz  $R$  consiste na intensidade específica dos perfis de linha de cada pixel da imagem em função da fase de rotação. Os elementos da matriz são gerados usando um modelo de atmosfera, e é neles onde toda a informação sobre os parâmetros estelares, tais como: temperatura, gravidade, velocidade de rotação, inclinação, etc; está contida.

A solução da equação matricial pode ser escrita como:

$$I = D.R^{-1} \quad (5.2)$$

Porém, na prática, isto não pode ser feito. Para que  $R$  seja inversível, além de ser uma matriz quadrada, as linhas de  $R$  devem ser linearmente independentes. Diversos fatores contribuem para que  $R$  não seja linearmente independente, como por exemplo: cobertura incompleta de fase, resolução espectral finita, relação sinal-ruído finita, etc. Isto implica que existem muitas imagens



*Fig. 5.5:* Mostramos nesta figura três séries temporais (de cima para baixo) de variações de perfis de linha nas fases de rotação  $\phi_1$ ,  $\phi_2$  e  $\phi_3$  (da esquerda para direita). As séries temporais de variações de perfis de linhas fornecem informações sobre a localização e a forma das manchas na superfície estelar. Ver texto para detalhes. Extraído de Hatzes et al. (1989).

soluções que podem satisfazer a Equação 5.1 para um dado vetor de dados. Em termos matemáticos significa que o ID, assim como a maioria dos proble-

mas inversos, é um problema mal-posto. Existem diferentes técnicas para decidir qual é a imagem solução mais “adequada” para o problema (ver por exemplo Piskunov & Wehlau 1990; Kurster 1993; Berdyugina 1998). Neste estudo, utilizamos a técnica de máxima entropia para escolher dentre as múltiplas imagens solução, aquela que possui a máxima entropia. A entropia da imagem,  $S$ , é definida como:

$$S = - \sum_{j=1}^n p_j \log p_j, \quad (5.3)$$

onde  $p_j = I_j / \sum I_j$  é o valor normalizado de cada pixel da imagem,  $I_j$  é a largura equivalente local do pixel  $j$ , a entropia  $S$  representa a quantidade negativa da informação contida na imagem. A imagem com máxima entropia é aquela que possui o mínimo de informação espacial ou, em outras palavras, a imagem mais “simples”. A imagem solução deve também satisfazer o vínculo imposto pelos dados. Isto é, os perfis de linhas calculados (obtidos da imagem solução) devem ajustar-se com os perfis de linhas observados. Para quantificar este ajuste, utiliza-se o critério das diferenças quadráticas entre os perfis calculados e os observados, dado por:

$$\chi^2 = \sum_{\phi} \sum_{\lambda} \frac{1}{\sigma_{\lambda, \phi}^2} [R_{calc}(\lambda, \phi) - R_{obs}(\lambda, \phi)]^2 \quad (5.4)$$

onde  $R_{calc}$  representa a linha espectral calculada (obtida da imagem solução),  $R_{obs}$  representa o espectro observado,  $\phi$  é a fase de rotação e  $\sigma_{\lambda, \phi}$  representa o erro individual das observações.

O problema de maximizar uma função sujeita a um vínculo pode ser resolvido usando os multiplicadores de Lagrange. O processo matemático do ID constitui essencialmente em maximizar uma função erro,  $Q$ , dada por:

$$Q = S - \lambda \chi^2 \quad (5.5)$$

onde  $\lambda$  são os multiplicadores de Lagrange a serem determinados. O programa de imageamento Doppler MaxEnt utilizado neste estudo foi gentilmente cedido pelo Dr. Artie Hatzes. Este programa faz uso do programa MENSYS desenvolvido por Skilling & Bryan (1984) para otimizar a função  $Q$ .

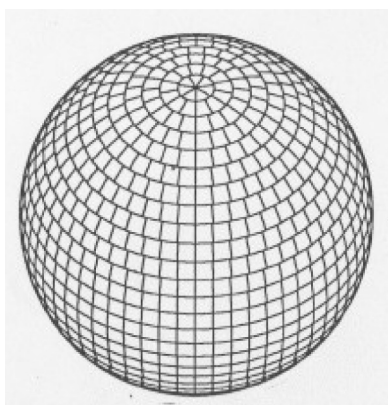


Fig. 5.6: A divisão zonal da superfície estelar no imageamento Doppler. A superfície é dividida em 40 zonas de latitude, num total de 2310 pixels com área de  $4.5^\circ \times 4.5^\circ$  cada. Extraído de Hatzes et al. (1989).

### 5.3 Observações

As observações utilizadas neste capítulo foram obtidas pelo Dr. Holger Lehmann (ver Lehmann et al. 2006). O Dr. Lehmann utilizou o espectrógrafo echelle no telescópio de 2m do observatório de Tautenburg (TLS) nos anos de 2004 (1 noite) e 2005 (14 noites). O conjunto dos dados totaliza 577 espectros, os quais possuem uma resolução espectral de 63000 e cobrem o intervalo espectral de 4760 a 7400 Å. A redução dos dados seguiu a metodologia padrão utilizando rotinas do pacote MIDAS (Lehmann et al. 2006). As etapas do processo de redução incluem: a subtração de *bias* (ruído de leitura), filtragem de raios cósmicos, divisão de *flat-field* (para corrigir as diferenças de sensibilidade pixel-a-pixel) e a calibração da escala em comprimento de onda utilizando a lâmpada de Th-Ar (tório e argônio).

Para o imageamento Doppler, os 577 espectros foram agrupados em fases de rotação e então combinados. Este processo resultou em 25 espectros “médios” com relação sinal-ruído  $SR > 100$ . A partir destes 25 espectros foram confeccionadas quatro séries temporais de variações de perfis de linhas centradas em Si II 5041 Å, Si II 5056 Å, Si II 6347 Å e Si II 6371 Å.

### 5.4 Resultados

Utilizando os valores estimados em Lehmann et al. (2006) para a temperatura efetiva ( $T_{eff} = 15500$ ), a gravidade ( $\log g = 4.18$ ) e a abundância de Si (-2.33 dex), geramos os perfis sintéticos das quatro linhas do Si através do programa SynthV<sup>1</sup> desenvolvido por Tsymbal (1996).

Determinamos os valores do ângulo de inclinação estelar,  $i$ , e da velocidade rotacional projetada,  $v \sin i$ , variando estes dois parâmetros e escolhendo a combinação que resultasse na menor diferença quadrática,  $\chi^2$ , entre os espectros calculados (obtidos da imagem solução) e os espectros observados. Para isso, variamos os valores de  $i$  de 25° a 85°, com passo 10°; e os valores de  $v \sin i$  de 90  $km s^{-1}$  a 110  $km s^{-1}$ , com passo 5  $km s^{-1}$ . Os parâmetros determinados, para todas as linhas, foram:  $i = 75 \pm 10^\circ$  e  $v \sin i = 100 \pm 5 km s^{-1}$ .

Nas Figuras 5.7 a 5.10 mostramos os resultados do ID das linhas centradas em Si II 5041 Å, Si II 5056 Å, Si II 6347 Å e Si II 6371 Å, para oito fases de rotação (0.0, 0.125, 0.25, 0.375, 0.5, 0.625, 0.75, 0.875). A linha no topo de cada mapa Doppler representa o eixo de rotação com inclinação de  $i = 75^\circ$ . Os mapas Doppler correspondem à distribuição de larguras equivalentes na superfície estelar de uma dada linha espectral. A unidade dos mapas é dada por:

$$Pixel_j = \log \left( \frac{LE_j}{\langle LE \rangle} \right), \quad (5.6)$$

<sup>1</sup> <http://www.starsp.org/llmodels/>

onde  $LE_j$  é a largura equivalente local do pixel  $j$  e  $\langle LE \rangle$  é a largura equivalente média de toda a superfície estelar, sendo que as  $\langle LE \rangle$  determinadas foram:  $\langle LE \rangle = 340 \text{ m}\text{\AA}$  para Si II 5041  $\text{\AA}$ ,  $\langle LE \rangle = 480 \text{ m}\text{\AA}$  para Si II 5056  $\text{\AA}$ ,  $\langle LE \rangle = 620 \text{ m}\text{\AA}$  para Si II 6347  $\text{\AA}$ , e  $\langle LE \rangle = 440 \text{ m}\text{\AA}$  para Si II 6371  $\text{\AA}$ . No lado direito de cada figura mostramos a escala de LE do mapa Doppler. As manchas escuras correspondem às regiões com menor largura equivalente em comparação com o restante da superfície, enquanto que as manchas claras correspondem às regiões com maior largura equivalente. Por sua vez, as regiões com maior largura equivalente podem ser interpretadas de duas formas: 1) maior concentração (ou alta abundância) de Si com respeito ao valor médio da superfície; ou 2) maior temperatura com respeito ao valor médio da superfície. De forma análoga, regiões com menor largura equivalente podem ser interpretadas como regiões de menor concentração de Si ou como regiões com menor temperatura. Não é possível distinguir entre estas duas interpretações, pois as variações de temperatura e de abundância produzem deformações similares no perfil da linha espectral. Entretanto, no caso das estrelas Ap, é amplamente aceito que as manchas possuam uma maior (ou menor) concentração de elementos químicos devido à difusão radiativa (ver seção 1.5.1 para detalhes). Neste estudo, interpretamos as regiões com menor largura equivalente, as manchas escuras, como regiões de menor concentração de Si.

As estruturas nos mapas Doppler das Figuras 5.7 a 5.10 são bastante similares. Os quatro mapas possuem basicamente duas manchas de menor concentração de Si que passam pela linha de visada nas fases  $\phi \sim 0.125$  e  $\phi \sim 0.625$ , as quais chamamos de primeiro e segundo mínimo, respectivamente. Estas manchas localizam-se próximas ao equador estelar, e se estendem para altitudes maiores. As manchas escuras praticamente desaparecem

nas fases  $\phi \sim 0.875$  e  $\phi \sim 0.375$ , as quais chamamos de primeiro e segundo máximo, respectivamente. Nos mapas Doppler também é possível notar manchas polares de maior concentração de Si. Existe um grande debate na literatura a respeito das manchas polares serem ou não artefatos da técnica de ID (ver discussão em Rice 2002). Em nossos mapas, as manchas polares não devem ser reais, e sim artefatos causados, provavelmente, pelo uso de um modelo de atmosfera incorreto. Lehmann et al. (2006) encontraram evidências de separação vertical (estratificação) de diversos elementos, incluindo Si. Por ser um trabalho complexo e demorado, não incluímos estratificação de Si no modelo de atmosfera da estrela HR 7224 e, portanto, não foi possível avaliar a influência nos mapas Doppler de incluir ou não estratificação no modelo de atmosfera.

Na Figura 5.11 mostramos o mapa Doppler médio, o qual foi calculado pela média dos quatro mapas Doppler de Si. Na Figura 5.12, os círculos vazios representam as variações observadas em Lehmann et al. (2006) da velocidade radial (painel superior) e de largura equivalente (painel inferior) das linhas de Si em função da fase de rotação. Os quadrados cheios representam as variações das linhas de Si calculadas através do mapa Doppler médio, as barras de erro representam o desvio padrão das quatro linhas de Si calculadas através de seus mapas Doppler em relação às linhas de Si calculadas através do mapa Doppler médio. Podemos notar que as manchas na superfície da estrela HR 7224 podem explicar perfeitamente as variações espectroscópicas encontradas nesta estrela.

Nas Figuras 5.13 a 5.16 mostramos as variações de perfis de linha calculados através dos mapas Doppler, representados pelos símbolos X, e os perfis de linha observados, representados pelas linhas cheias, em função da fase de rotação. Podemos notar naquelas figuras que a profundidade das linhas varia

---

em forma de onda dupla, sendo que o primeiro mínimo ocorre na fase  $\phi \sim 0.12$ , e o segundo mínimo ocorre na fase  $\phi \sim 0.58$ .



## 5.5 Conclusões

Adelman (2004) relatou uma extraordinária mudança no período das variações fotométricas da estrela HR 7224 de 1.123  $d$  para 101  $d$ . Estimulados pelo resultado de Adelman (2004), Lehmann et al. (2006) investigaram a estrela HR 7224 através de séries temporais de velocidade radial e concluíram que o período das variações era de 1.12324  $d$ . Lehmann et al. (2006) propuseram que as variações fotométricas e espectroscópicas eram causadas por manchas na superfície da estrela e que a técnica de imageamento Doppler poderia confirmar esta hipótese.

Neste capítulo apresentamos o resultado do imageamento Doppler de quatro linhas do Si, que são: Si II 5041 Å, Si II 5056 Å, Si II 6347 Å e Si II 6371 Å (ver Figuras 5.7 a 5.10). Os mapas Doppler das quatro linhas de Si apresentaram estruturas semelhantes, basicamente duas manchas no equador estelar (em fases  $\phi \sim 0.125$  e  $\phi \sim 0.625$ ) que estendem-se em direção ao pólo norte da estrela. As variações de velocidade radial e de largura equivalente obtidas a partir do mapa Doppler médio das quatro linhas de Si concordam perfeitamente com as variações observadas em Lehmann et al. (2006), o que sugere que as manchas sejam de fato responsáveis pelas variações espectroscópicas e fotométricas observadas na estrela HR 7224.

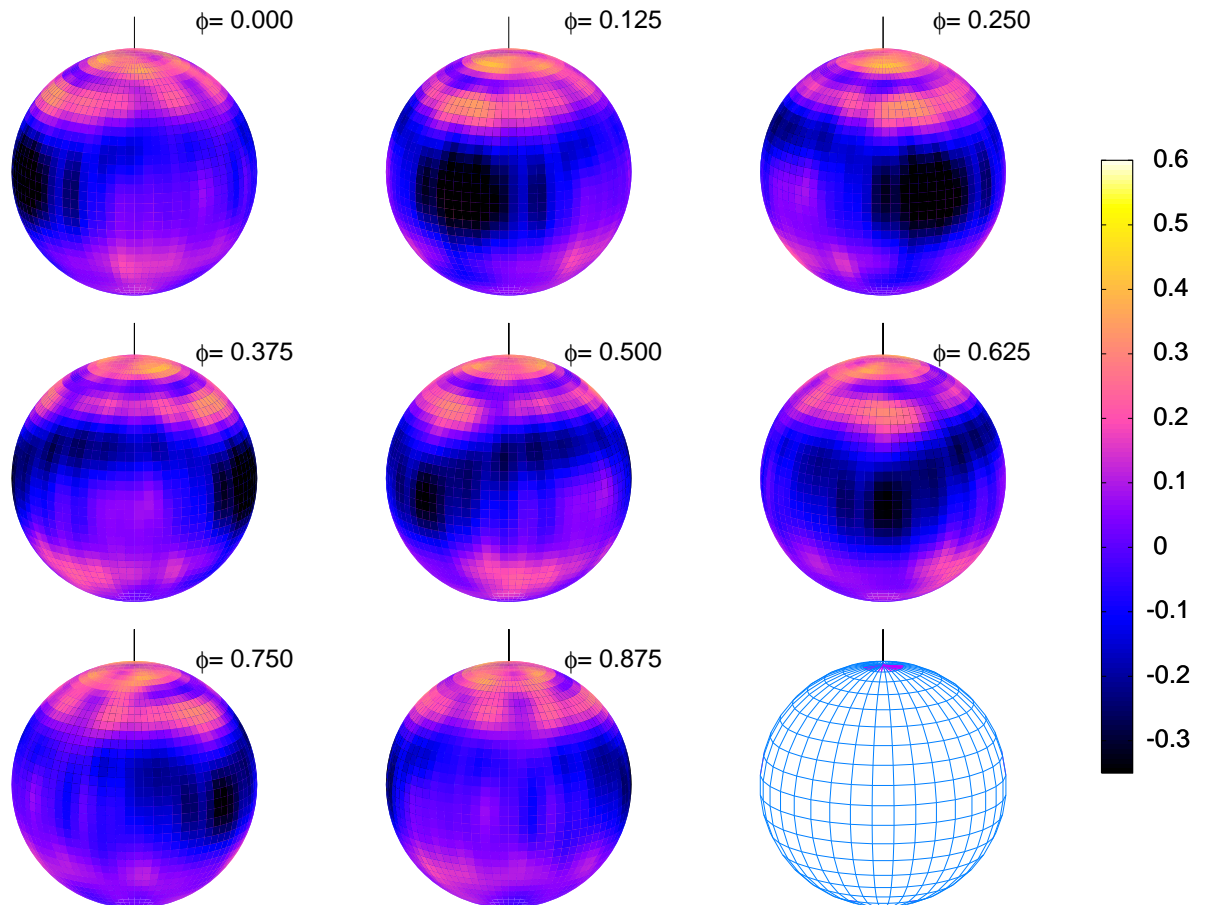


Fig. 5.7: Mostramos nesta figura o imageamento Doppler da linha centrada em Si II 5041 Å.  $\phi$  representa a fase de rotação. A inclinação do eixo de rotação é de  $i = 75^\circ$ . A escala do mapa Doppler está indicada no lado direito da figura. As unidades do mapa estão em:  $pixel_j = \log(LE_j / \langle LE \rangle)$ , onde  $LE_j$  é a largura equivalente local do pixel  $j$  e  $\langle LE \rangle$  é a largura equivalente média de toda a superfície. A largura equivalente média determinada para esta linha foi  $\langle LE \rangle = 340 \text{ mÅ}$ .

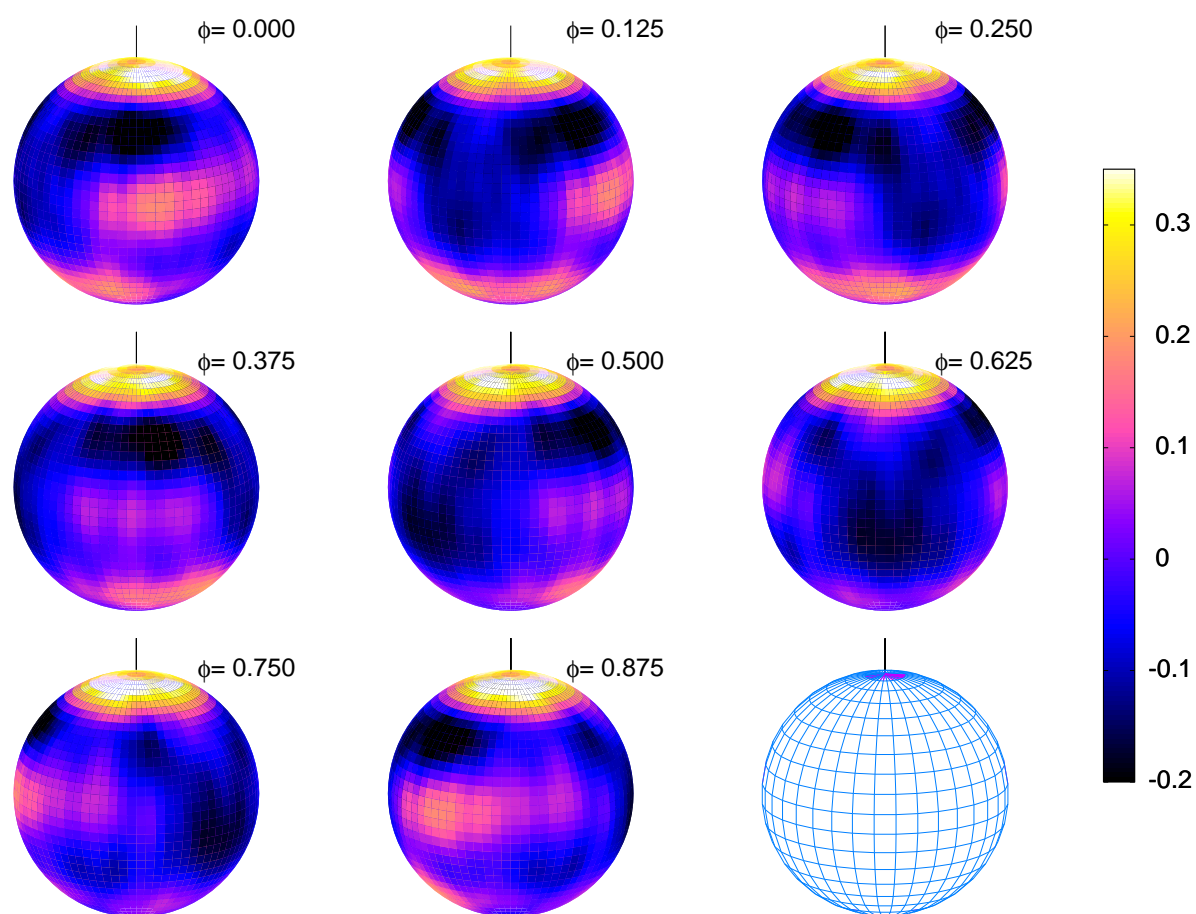


Fig. 5.8: O mesmo que na Figura 5.7, porém para a linha de Si II 5056 Å com  $\langle LE \rangle = 480 \text{ mÅ}$ .

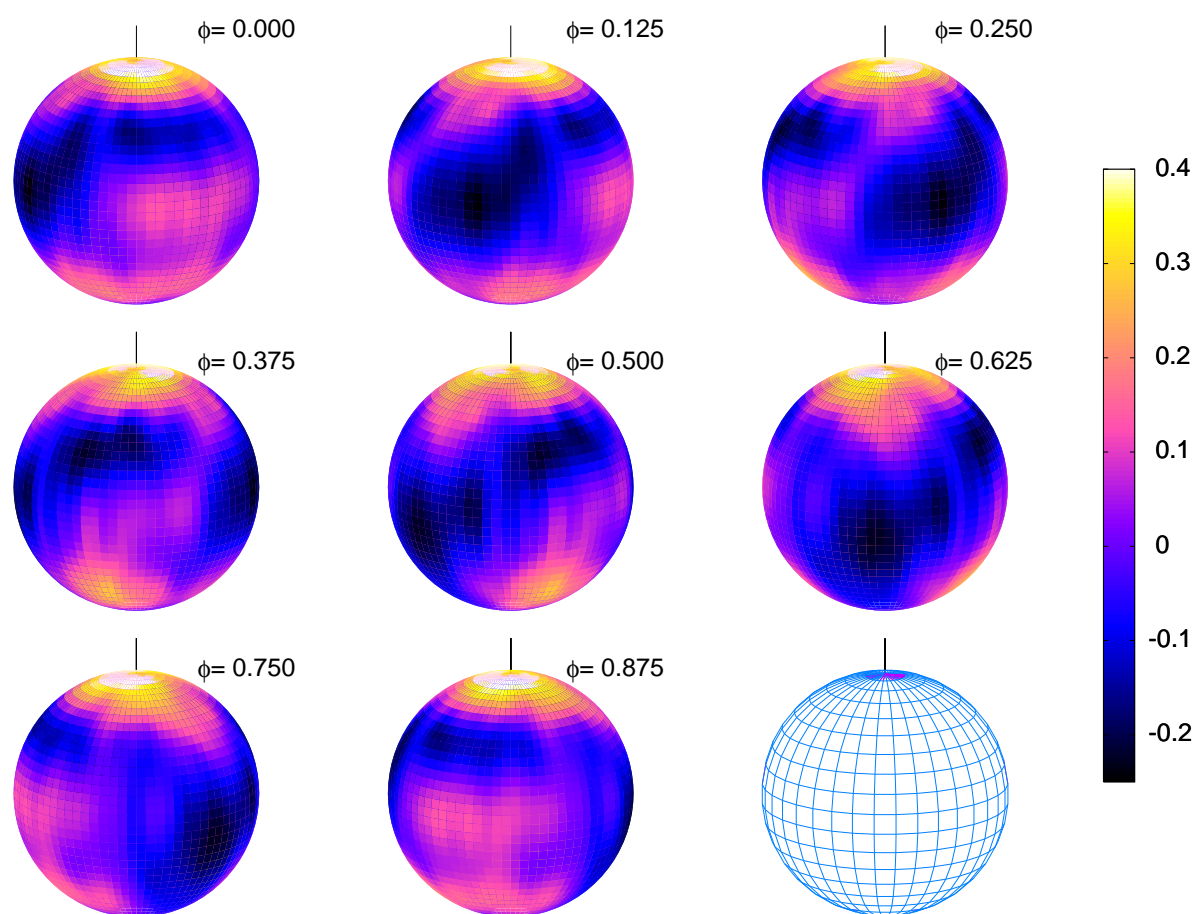


Fig. 5.9: O mesmo que na Figura 5.7, porém para a linha de Si II 6347 Å com  $\langle LE \rangle = 620 \text{ m\AA}$ .

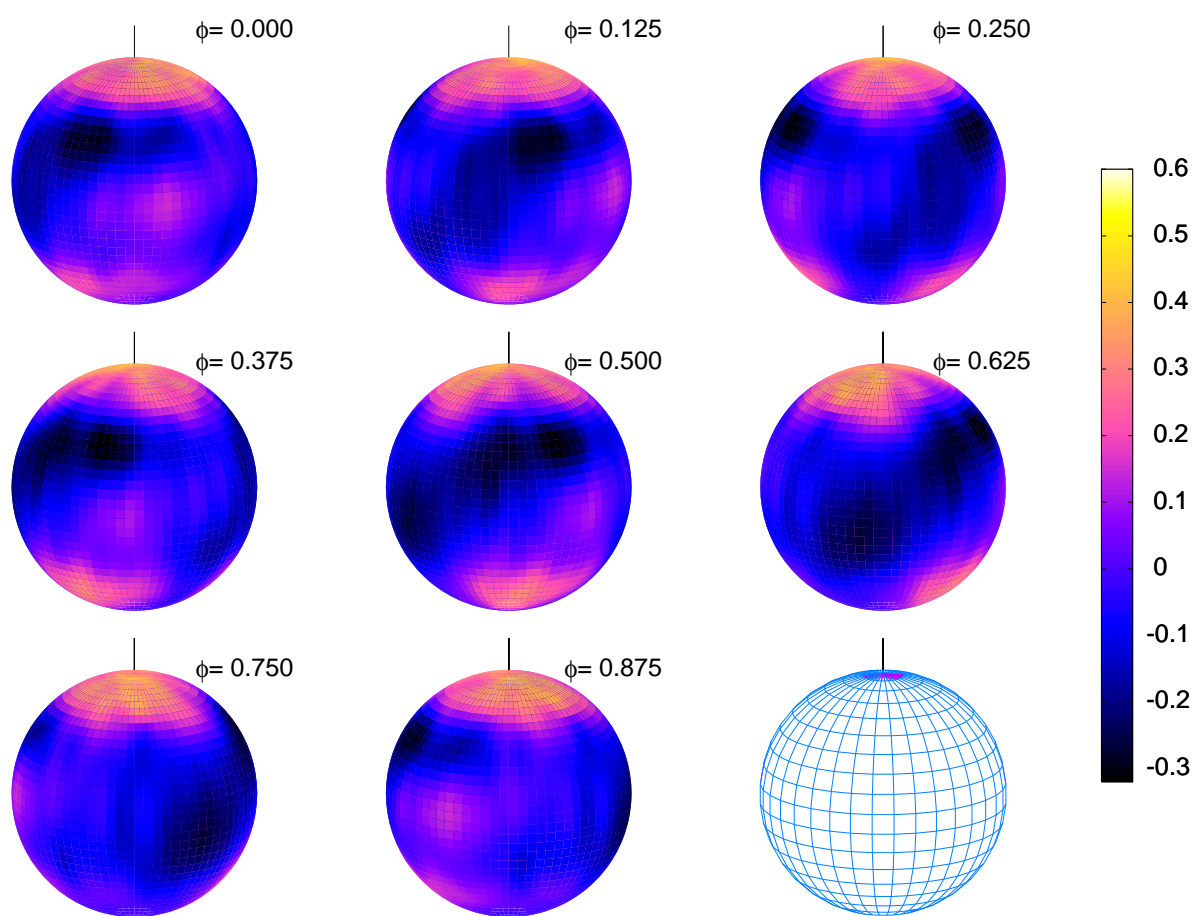


Fig. 5.10: O mesmo que na Figura 5.7, porém para a linha de Si II 6371 Å com  $\langle LE \rangle = 440 \text{ mÅ}$

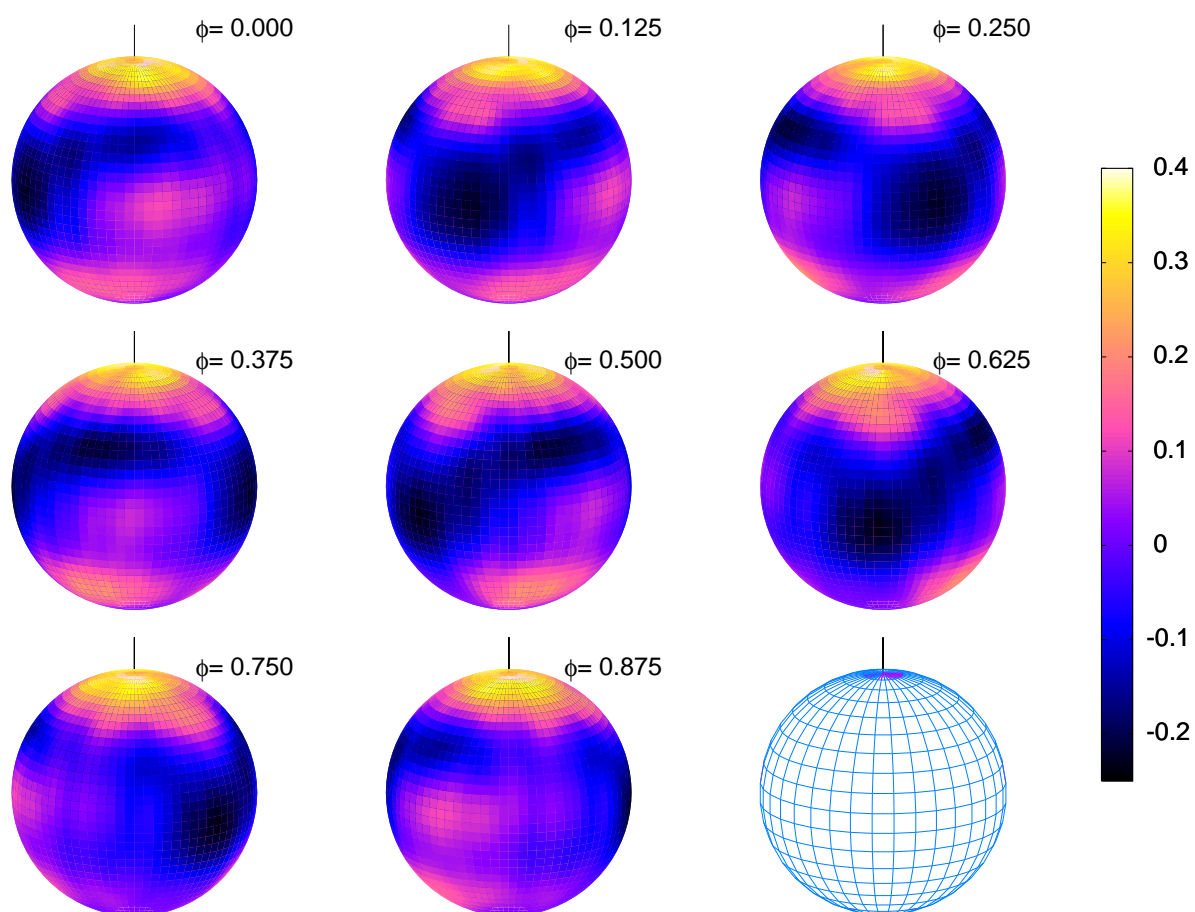
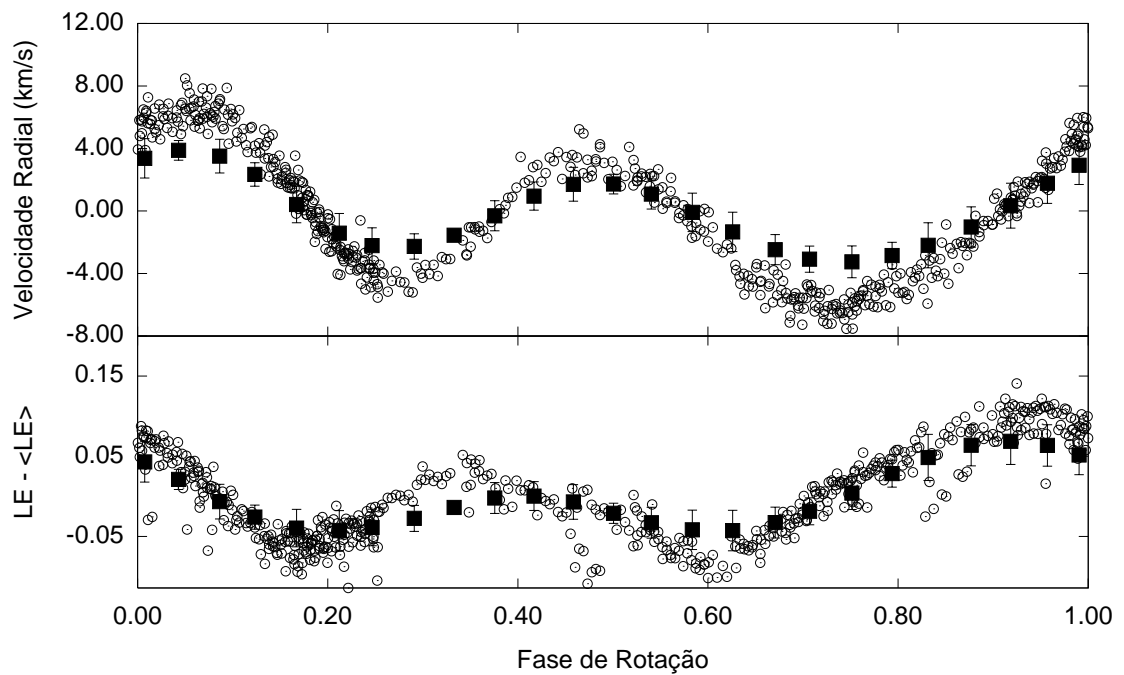


Fig. 5.11: O mesmo que na Figura 5.7, porém para a média das quatro linhas.



*Fig. 5.12:* Nesta figura, os círculos vazios representam as variações observadas em Lehmann et al. (2006) da velocidade radial (painel superior) e de largura equivalente (painel inferior) das linhas de Si em função da fase de rotação. Os quadrados cheios representam as variações das linhas de Si “calculadas” através do mapa Doppler médio, as barras de erro representam o desvio padrão das quatro linhas de Si calculadas através de seus mapas Doppler em relação às linhas de Si calculadas através do mapa Doppler médio.

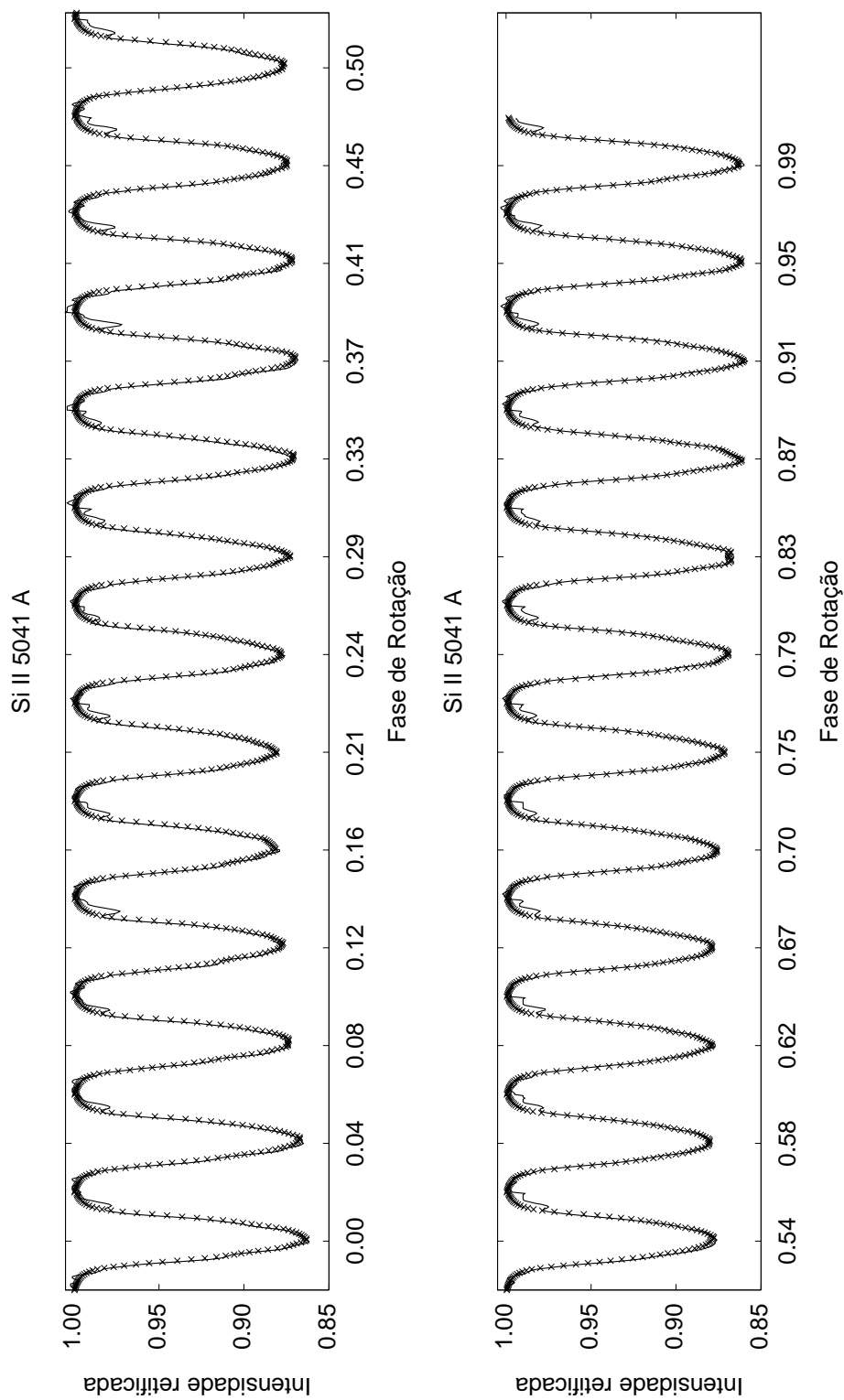


Fig. 5.13: As variações de perfis da linha Si II  $\lambda 5041$  Å. Os X representam os perfis de linha calculados através do mapa Doppler e as linhas representam os perfis observados.



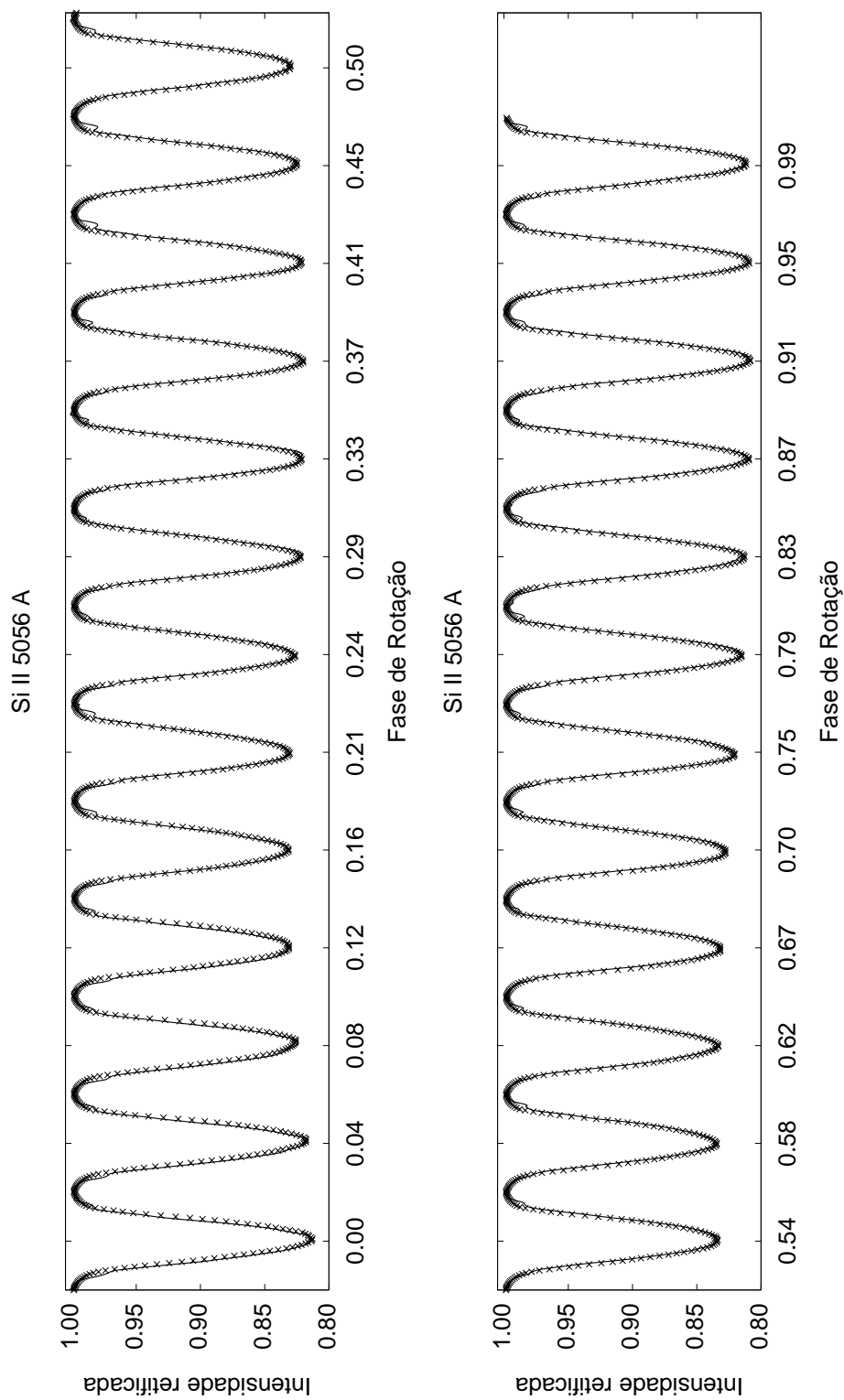


Fig. 5.14: As variações de perfis da linha Si II  $\lambda 5056$  Å. Os X representam os perfis de linha calculados através do mapa Doppler e as linhas representam os perfis observados.

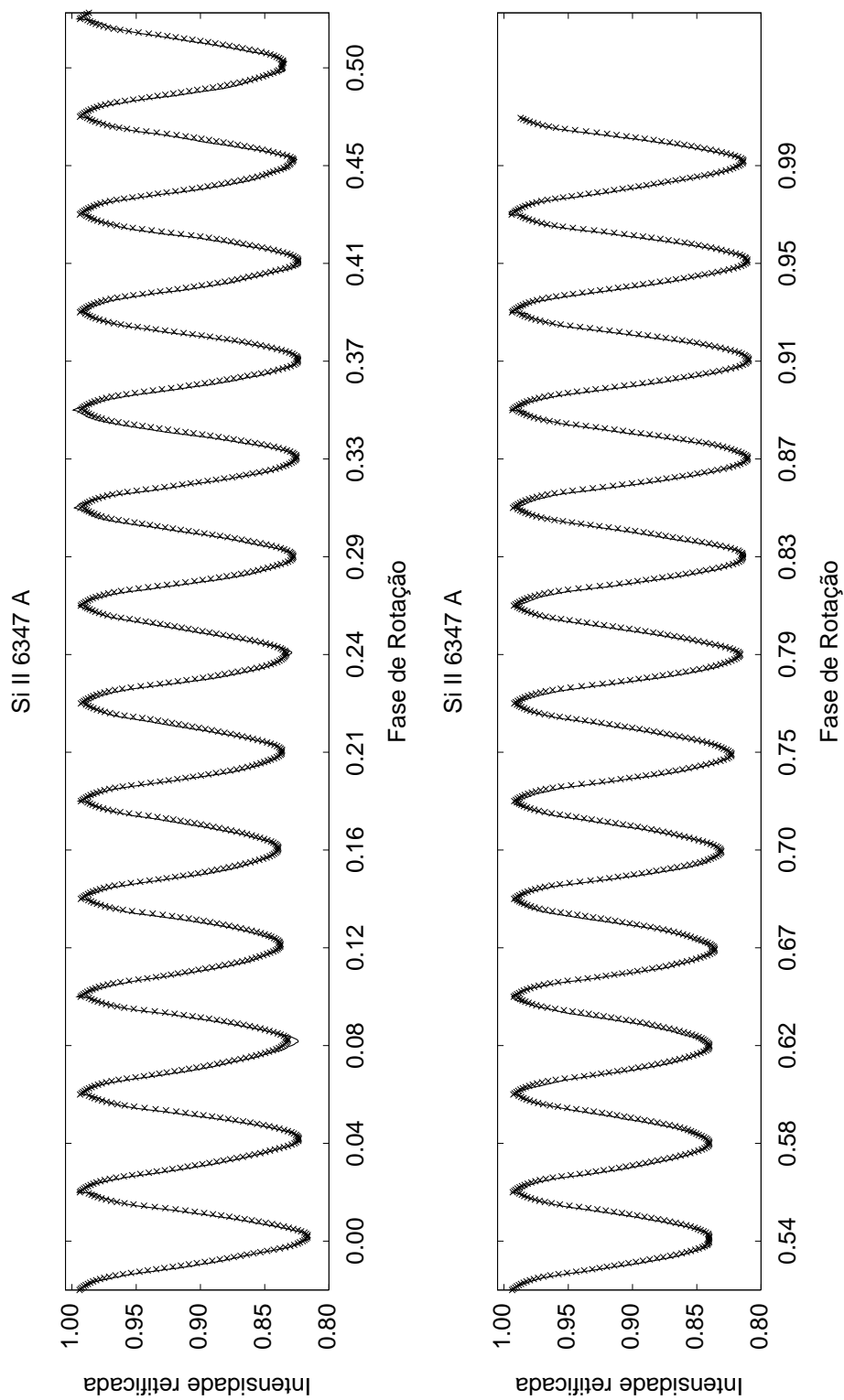


Fig. 5.15: As variações de perfis da linha Si II  $\lambda 6347 \text{ \AA}$ . Os X representam os perfis de linha calculados através do mapa Doppler e as linhas representam os perfis observados.

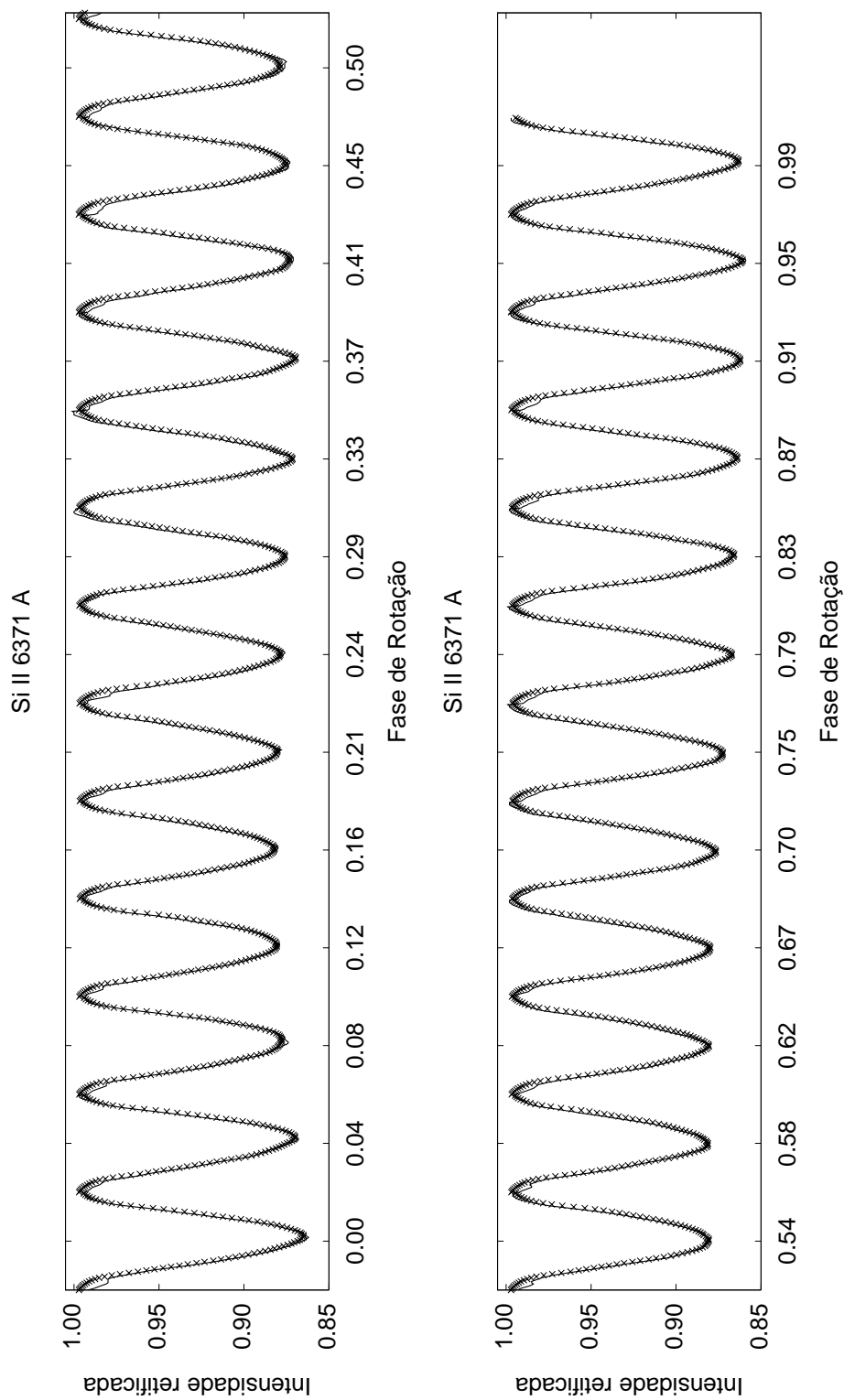


Fig. 5.16: As variações de perfis da linha Si II  $\lambda 6371$  Å. Os X representam os perfis de linha calculados através do mapa Doppler e as linhas representam os perfis observados.

# Capítulo 6

## Conclusões Gerais e Perspectivas

*“If knowledge can create problems, it is not through ignorance that we can solve them.”*

– Isaac Asimov

Apresentamos nesta tese três estudos observacionais relacionados às estrelas magnéticas quimicamente peculiares (Ap), e também à sua sub-classe pulsante denominadas de estrelas Ap rapidamente oscilantes (roAp).

Primeiramente, no Capítulo 1 apresentamos uma breve introdução histórica do descobrimento das estrelas Ap, descrevemos o modelo do rotador oblíquo (MRO), discutimos as principais propriedades das estrelas Ap e a origem das peculiaridades químicas. Por fim, descrevemos brevemente as principais características das outras classes de estrelas quimicamente peculiares. No Capítulo 2 discutimos algumas noções básicas referente às estrelas pulsantes, com enfoque nas roAp. Introduzimos os conceitos de pulsações radiais e não-radiais, dos modos de pressão e gravidade, e da astrossimologia. Abordamos o tópico do descobrimento das estrelas roAp, descrevemos suas principais propriedades e o modelo do pulsador oblíquo (MPO). Por fim, discutimos sobre o mecanismo de pulsação das estrelas roAp.

## *Evolução*

Existem duas hipóteses correntes para o estado evolutivo das estrelas Ap. Na primeira, as peculiaridades químicas surgem rapidamente após a estrela chegar à SP; na segunda, as peculiaridades surgem lentamente durante a vida da estrela na SP. No estudo do Capítulo 3 nos propusemos a testar observacionalmente estas hipóteses, visando decidir entre estes dois possíveis cenários.

Para tanto, observamos e classificamos 470 estrelas, entre as quais, 359 foram classificadas entre *B7V* e *A9V*, e foram consideradas membros de 18 aglomerados entre idades entre  $6.9 \leq \log t \leq 8.1$ .

Entre os principais resultados, – o sumário dos resultados do Capítulo 3 encontra-se na seção 3.6 – encontramos uma leve evidência de que a frequência de ocorrência de estrelas Ap depende da idade dos aglomerados. Através de simulações, concluímos que para chegarmos a uma resposta definitiva para a questão da dependência das peculiaridades químicas com a idade a nossa amostra deve conter um número total 2000 de estrelas (normais + peculiares).

Como continuidade deste projeto, pretendemos submeter propostas para pedido de tempo no telescópio Blanco em conjunto com o espectrógrafo multi-objeto Hydra para alcançar a amostra requerida. Está previsto que os membros do consórcio SOAR poderão trocar tempo com o telescópio Blanco. Com o Hydra poderemos observar entre 30 – 80 estrelas A em um aglomerado, que possua modulo de distância 14 e um diâmetro angular menor que  $45 \text{ arcmin}$ , em uma única exposição de  $40 \text{ min}$  (incluindo o tempo de posicionamento das fibras).

## *Pulsações*

No Capítulo 2 analisamos sete noites consecutivas (19-25 setembro 2005) de medidas de velocidade radial na estrela roAp HD 12098. Realizamos as observações com o telescópio de 2m do observatório de Tautenburg, Alemanha. A cobertura espectral analisada neste estudo compreendeu o intervalo entre 5190 e 5740 Å.

Confeccionamos séries temporais de velocidade radial para o conjunto total dos dados, noites individuais, ordens individuais e elementos químicos individuais. Os deslocamentos Doppler foram estimados por meio de mínimos quadrados entre os espectros observados e um espectro de referência.

Entre os principais resultados, – o sumário dos resultados do Capítulo 4 encontra-se na seção 4.5 – detectamos a frequência dominante,  $\nu_1$ , em 187.75 *c/d* e com amplitude de  $74 \pm 8$  *m/s*. A frequência  $\nu_2$  detectada em 187.93 *c/d* e com amplitude de  $33 \pm 8$  *m/s*, foi interpretada como sendo a componente rotacionalmente separada da frequência principal  $\nu_1$ . A diferença das frequências,  $\Delta\nu = 2.15\mu Hz$ , corresponde a um período de rotação de  $5.38 \pm 0.05$  *d*. A frequência  $\nu_3$  foi interpretada como um possível modo independente de pulsação, com probabilidade de falso alarme estimada em  $FAP = 10\%$ .

Como continuidade deste projeto, analisaremos medidas de velocidade radial em outras estrelas roAp. A próxima estrela que será investigada é a roAp HR 1217. Os espectros desta estrela foram obtidos pelo Prof. Dr. Antônio Kanaan e pelo Prof. Dr. Artie Hatzes em 1994, no observatório do McDonald, Texas, utilizando o telescópio de 2.7m e o espectrógrafo de dispersão cruzada Echelle.

Nas Figuras 6.1 e 6.2 mostramos os espectros de amplitude de Fourier das séries temporais de medidas de velocidade radial de 12 ordens do espectro da estrela HR 1217, obtidas em 9 noites de observação (a fase de rotação está

indicada no canto direito de cada figura). Por ser um objeto mais brilhante ( $HR\ 1217, V = 6$ ) que a estrela roAp analisada nesta tese ( $HD\ 12098, V = 8$ ), será possível fazer para a estrela  $HR\ 1217$  a análise linha-a-linha e, desta forma, obter maiores informações sobre a dinâmica das pulsações nesta classe de estrelas.

### *Imageamento Doppler*

Adelman (2004) relatou uma extraordinária mudança no período das variações fotométricas da estrela  $HR\ 7224$  de  $1.123\ d$  para  $101\ d$ . Estimulados pelo resultado de Adelman (2004), Lehmann et al. (2006) investigaram a estrela  $HR\ 7224$  através de séries temporais de velocidade radial e concluíram que o período das variações era de  $1.12324\ d$ . Lehmann et al. (2006) propuseram que as variações fotométricas e espectrocópicas eram causadas por manchas na superfície da estrela e que a técnica de imageamento Doppler poderia confirmar esta hipótese.

Para testar esta hipótese, no Capítulo 5 aplicamos a técnica de imageamento Doppler para inferir a distribuição de quatro linhas de Si na superfície da estrela Ap  $HR\ 7224$ . Os quatro mapas Doppler das linhas de: Si II  $5041\ \text{\AA}$ , Si II  $5056\ \text{\AA}$ , Si II  $6347\ \text{\AA}$  e Si II  $6371\ \text{\AA}$ ; encontram-se na seção 5.4. As variações de velocidade radial e de largura equivalente obtidas a partir do mapa Doppler médio das quatro linhas de Si concordam perfeitamente com as variações observadas em Lehmann et al. (2006), o que sugere que as manchas sejam de fato responsáveis pelas variações espectroscópicas e fotométricas observadas na estrela  $HR\ 7224$ .

Como continuidade deste projeto, utilizaremos a técnica de imageamento Doppler para inferir a distribuição de outros elementos químicos na superfície das estrelas quimicamente peculiares listadas na Tabela 6.1, as quais

---

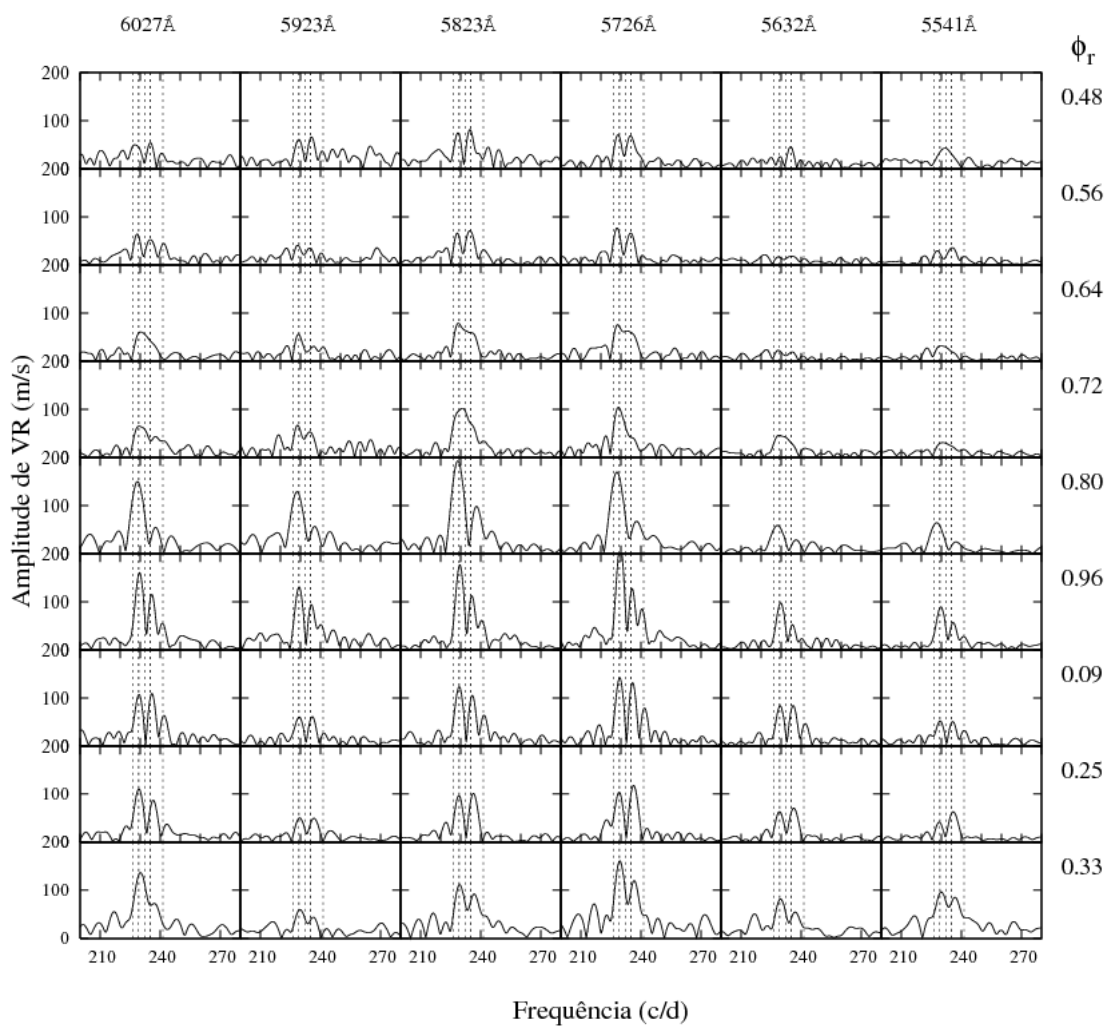
*Tab. 6.1:* Lista das próximas estrelas Ap para ID

Nome	Tipo espectral	$m_v$	P (dias)	# espectros
HD 224801	B9.5 SiEu	6.4	3.7	13
HD 4778	A1 CrSrEu	6.1	2.5	12
HD 10221	A0 SiCr	5.6	3.1	13
HD 15089	A4 Sr	4.6	1.7	11
HD 18296	A0 SiCr	5.1	2.9	11
HD 24155	B9 Si	6.3	2.5	7
HD 26792	B8 Sr	6.7	3.8	10
HD 219749	B9 Si	6.5	1.6	13
HD 221394	A0 SiCrSr	6.4	2.8	15

---

foram observadas pelo autor desta tese durante seu doutorado sanduíche no observatório de Tautenburg. Naquela tabela consta na coluna # 1 o nome da estrela, na coluna # 2 o tipo espectral e o tipo de peculiaridade, coluna # 3 a magnitude aparente, coluna # 4 o período de rotação e na coluna # 5 o número de espectros observados.





*Fig. 6.1:* A transformada de Fourier das medidas de velocidade radial em função da fase de rotação (de cima para baixo) das 6 primeiras ordens (da esquerda para direita) do espectro da estrela roAp HR 1217. Cada ordem cobre cerca de 100Å. As linhas pontilhadas representam a localização das seis frequências fotométricas publicadas em Kurtz et al. (1989).

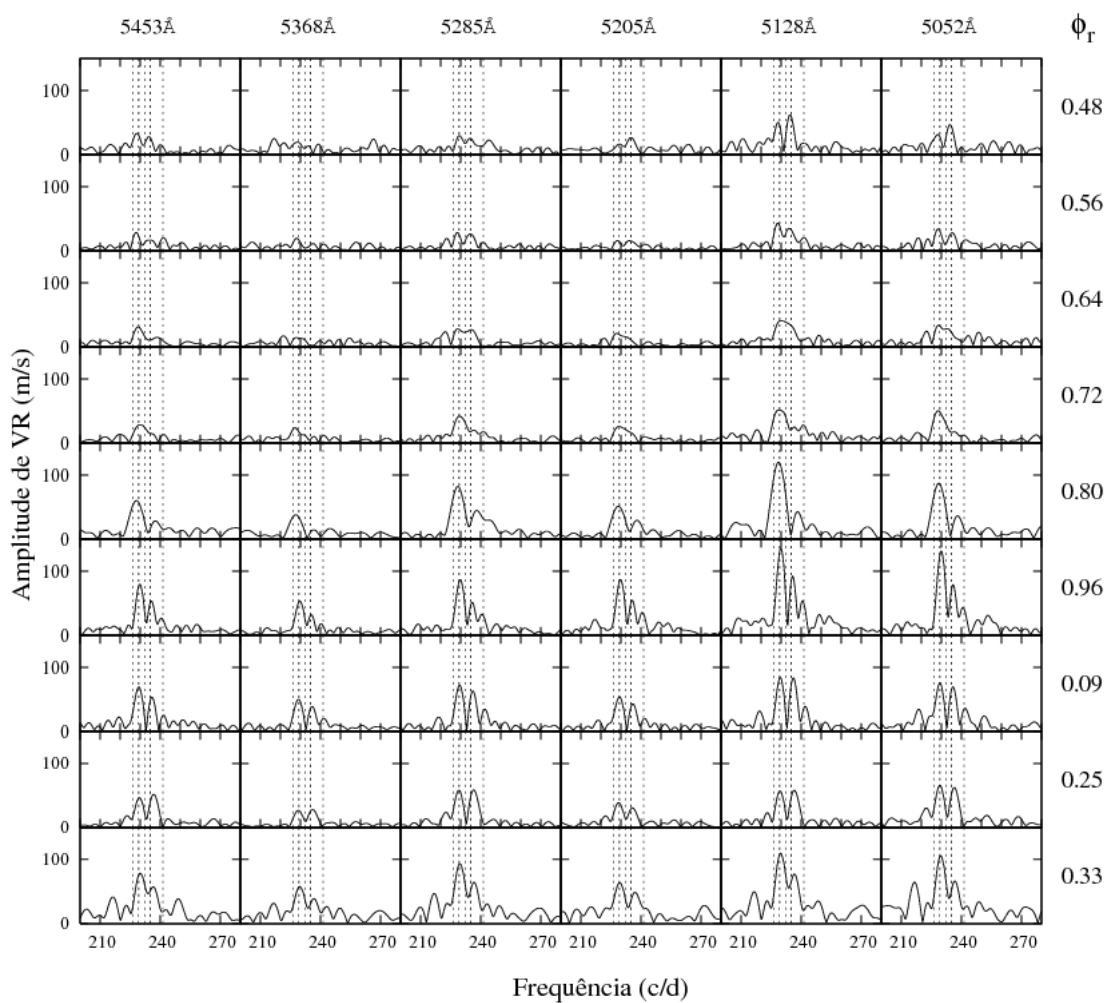


Fig. 6.2: O mesmo que a Figura 6.1, porém para as seis últimas ordens.

# Apêndice A

## O efeito das lacunas nas séries temporais

A resolução em frequência da transformada de Fourier depende da extensão total do tempo das observações ( $T$ ) e, portanto, para resolver frequências próximas, é preciso combinar dados de várias noites (como fizemos na seção 4.4.1). Para dados obtidos em um único sítio, isto resulta em inevitáveis lacunas devido ao período do dia, o que acarreta picos espúrios, no espectro de potência de Fourier. Discutimos estes efeitos a seguir.

Para as estrelas que pulsam em pequenas amplitudes, que é o exemplo do Sol e das estrelas roAp, as pulsações podem ser aproximadas como simples oscilações harmônicas, que podem ser escritas como:

$$v(t) = a_0 \cos(\omega_0 t - \delta_0) \quad (\text{A.1})$$

onde,  $\omega_0$  é a frequência angular. A frequência,  $\nu_0$  é dado por  $\nu_0 = \frac{\omega_0}{2\pi}$ .

Se o sinal periódico é observado do tempo  $t = 0$  até  $t = T$  e  $T\omega_0 \gg 1$ , o espectro de potência de Fourier pode ser mostrado ser:

$$P(\omega) \approx \frac{1}{4} T^2 a_0 \text{sinc}^2 \left[ \frac{T}{2} (\omega - \omega_0) \right] \quad (\text{A.2})$$

a largura a meia altura (a sigla em inglês é FWHM) da função *sinc* na equação

acima é a resolução em frequência, a qual é dada por:

$$\frac{T}{2} \frac{\delta\omega}{2} \approx \frac{\pi}{2}, \delta\omega \approx \frac{2\pi}{T}, \delta\nu \approx \frac{1}{T} \quad (\text{A.3})$$

pela equação A.3, fica evidente que é preciso estender as observações resolver frequências próximas. Para 8 horas de observações, que é um tempo tipo para um único sítio de observação, a resolução atingida é de  $35\mu\text{Hz}$ .

Para frequências próximas, a resolução varia com a fase relativa das componentes individuais. A resolução independente da diferença de fase é

$$\delta\omega \approx \frac{12}{T} \quad (\text{A.4})$$

A equação A.4 representa a resolução para observações não interrompidas dentro de um intervalo de tempo  $T$ . Este cenário muda drasticamente se os dados contiverem lacunas mais duradouras que o período do sinal.

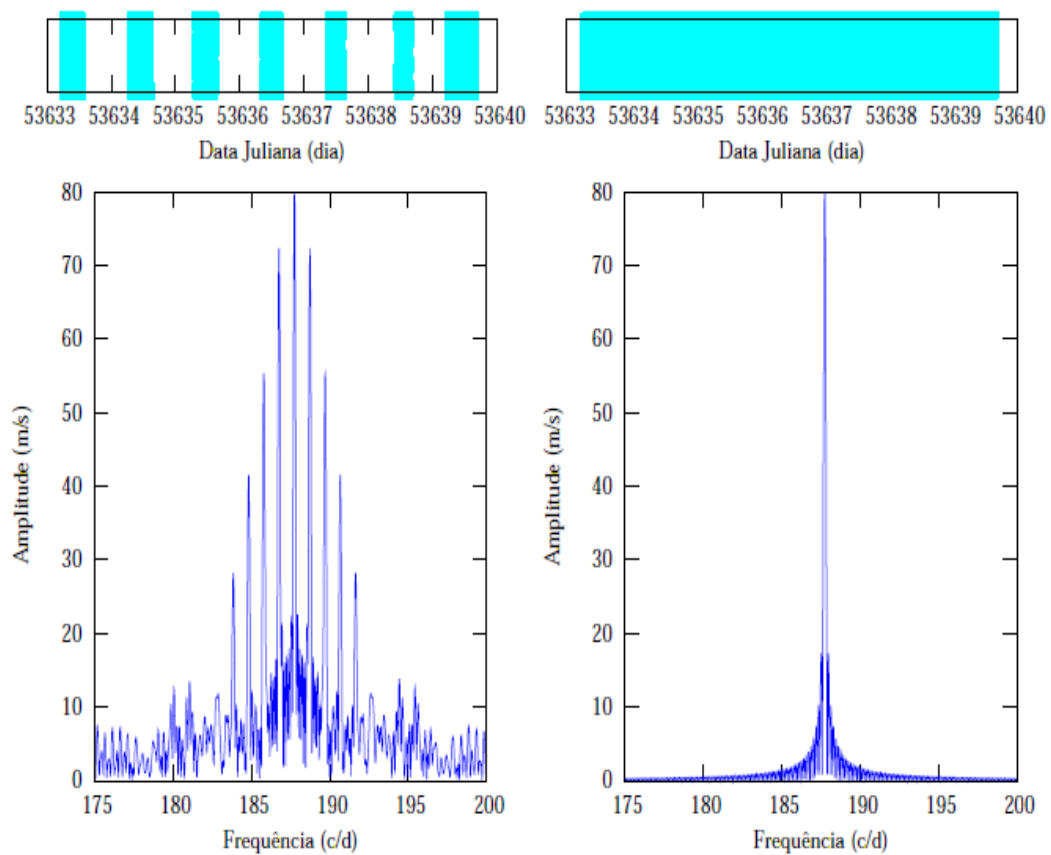
Considerando um sinal observado de  $t = 0$  até  $t = T$  e  $t = \tau$  até  $t = T + \tau$ , onde  $\tau$  é o tamanho da lacuna nos dados. A equação A.2 torna-se:

$$P(\omega) \approx T^2 a_0 \cos^2 \left[ \frac{\tau}{2} (\omega - \omega_0) \right] \text{sinc}^2 \left[ \frac{T}{2} (\omega - \omega_0) \right] \quad (\text{A.5})$$

Pela equação A.5, fica evidente que as lacunas nos dados introduzem um termo oscilatório  $\cos^2$ . Se  $\tau \gg T$ , isto é, se a lacuna é mais duradoura que o tempo total das observações, é introduzido uma fina estrutura cuja amplitude varia como a função *sinc*. O caso de duas noites ( $T = 8 \text{ horas}$ ) de observações em um único sítio, separadas por uma lacuna de 16 horas ( $\tau = 24 \text{ horas}$ ), resulta em dois picos adicionais separados em frequência por  $\delta\nu = 1/\tau = \pm 11.57\mu\text{Hz}$ . Estes picos adicionais são chamados de lobos laterais ou *alias*. Na Figura A.1 mostramos o efeito das lacunas em nossos dados do Capítulo 2 simulando duas séries temporais (com e sem lacunas) com uma senóide livre de ruído com frequência  $\nu = 187.75$  e amplitude igual a  $80 \text{ m s}^{-1}$ . Na coluna da direita, representa o espectro de amplitudes de Fourier da simulação sem

lacunas, amostradas conforme o painel superior. Na coluna esquerda, representa o espectro de amplitudes de Fourier da simulação com lacunas, amostradas exatamente igual aos nossos dados (painel superior). O painel inferior esquerdo corresponde a janela espectral dos nossos dados.

Aqui nós mostramos o efeito de lacunas nos dados para pulsações mono periódicas. Maiores detalhes sobre este assunto pode ser encontrado em Christensen-Dalsgaard (2003).



*Fig. A.1:* Nesta figura mostramos o efeito das lacunas em nossos dados no espectro de amplitudes de Fourier. As duas séries temporais foram simuladas com uma senóide livre de ruído com frequência  $\nu = 187.75$  e amplitude igual a  $80 \text{ m s}^{-1}$ . Os dados das simulações foram amostrados conforme os dois painéis superiores, sendo que a simulação da esquerda foi amostrada exatamente igual aos dados reais do Capítulo refcap:roAp. Os lobos laterais ou *aliases* (painel da esquerda) são causados pelas lacunas contidas nos dados.

## **Apêndice B**

### **Identificação das linhas espectrais da estrela HD 12098**

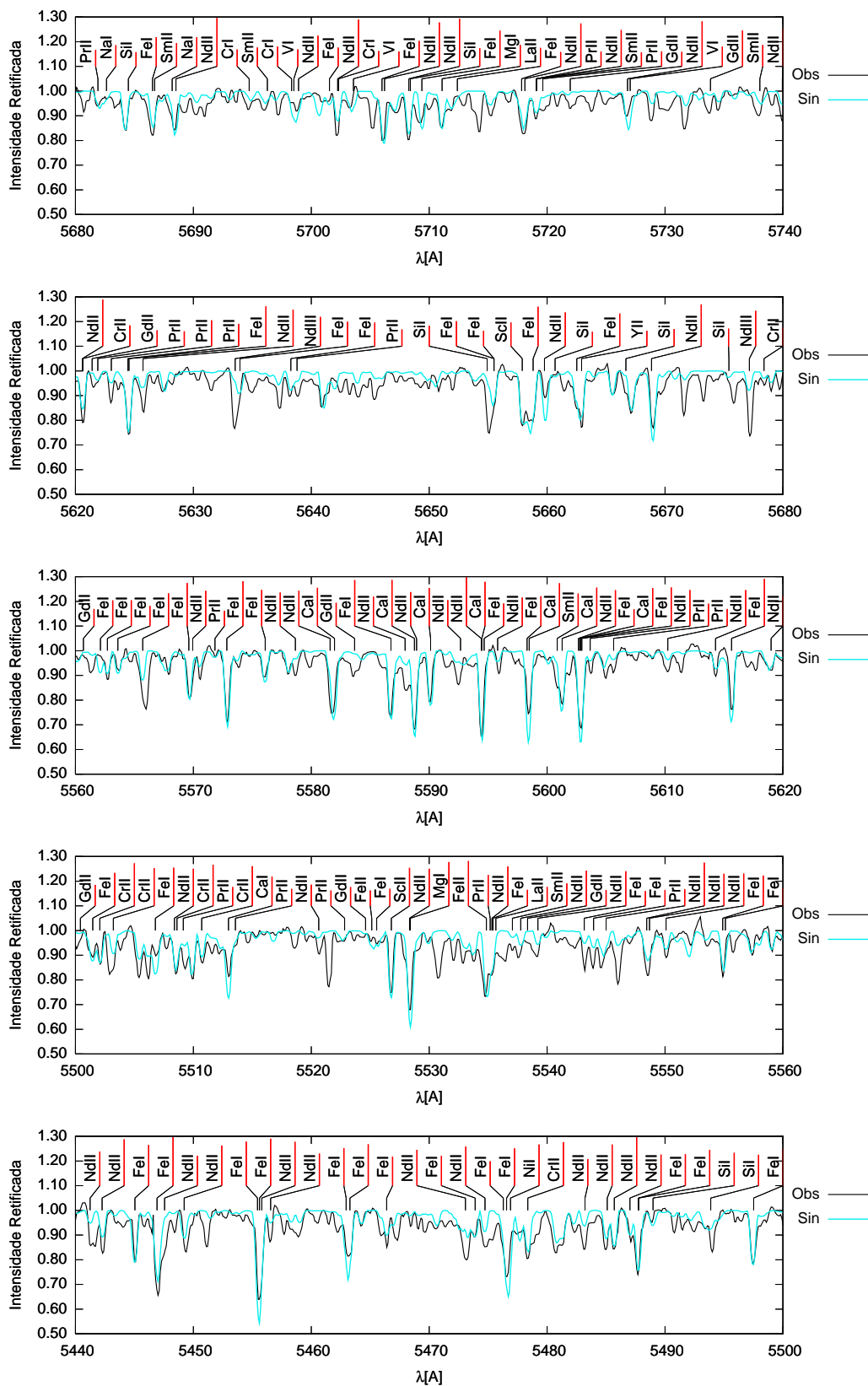


Fig. B.1: Mostramos a identificação das ordens 24 a 28 (de cima para baixo) do espectro da estrela roAp HD 12098. O comprimento da linha abaixo da identificação da linha espectral é proporcional a profundidade da linha.



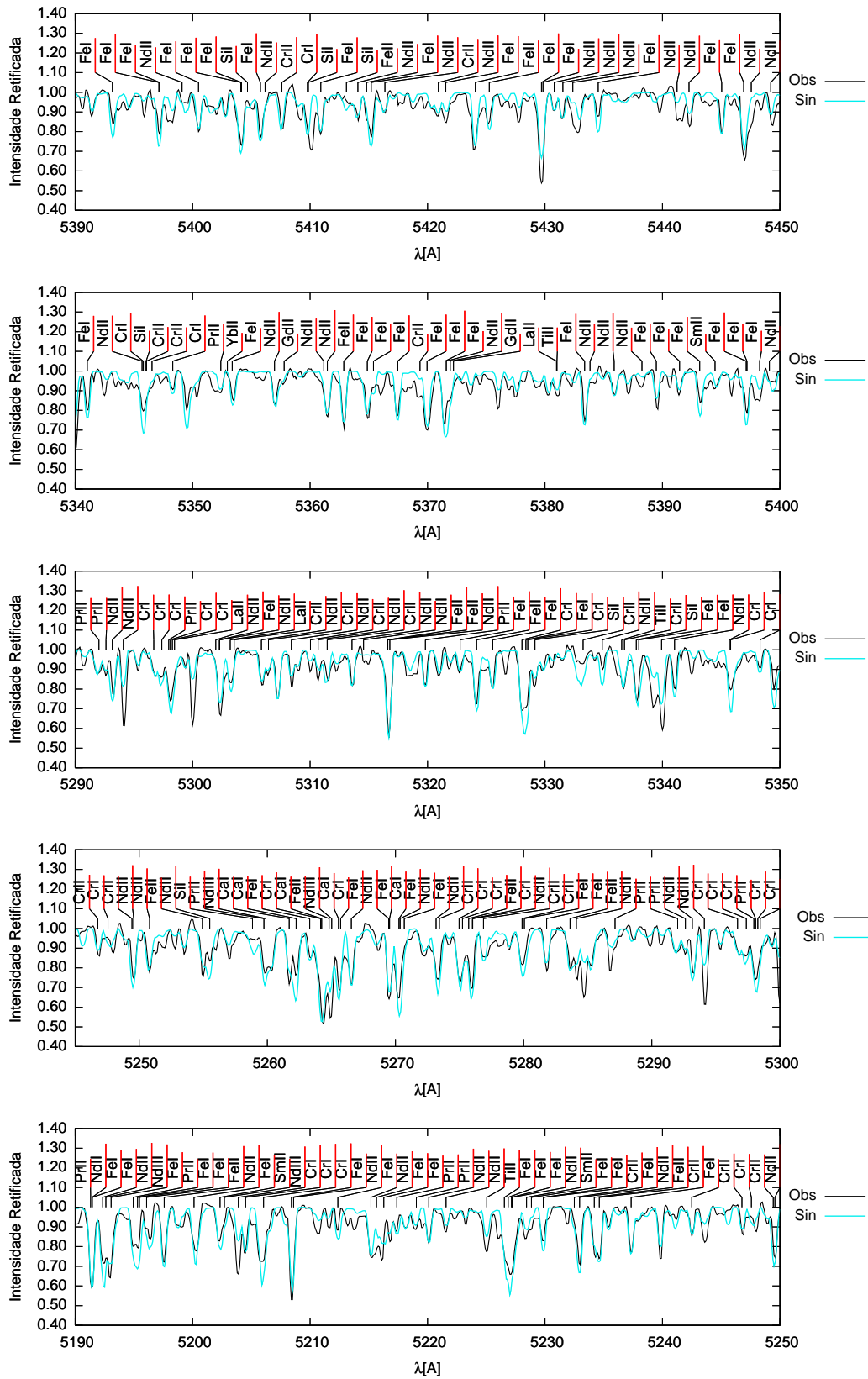


Fig. B.2: Mostramos a identificação das ordens 29 a 33 (de cima para baixo) do espectro da estrela roAp HD 12098. O comprimento da linha abaixo da identificação da linha espectral é proporcional a profundidade da linha.

# Apêndice C

## Resultado da classificação espectral dos aglomerados

Na tabela C.1 listamos o resultado da nossa classificação espectral para todas as estrelas observadas. Naquela tabela os aglomerados estão listados por ordem crescente de idade, e suas estrelas por ordem crescente do sistema de numeração  $\#OCL$  (coluna #3) retirado do banco de dados WEBDA. A coluna #1 lista a identificação das estrelas/aglomerados. A magnitude aparente,  $M_v$  (coluna #4), e o índice de cor  $B - V$  (coluna #5) utilizados para a seleção das estrelas foram retirados do banco de dados WEBDA. A notação da coluna (#7) é M e NM para estrelas membros e não-membros, respectivamente.

Tab. C.1: Aglomerados de Programa

Identificação	FILE	#OCL	$M_v$	$B - V$	SpT	Members
NGC 2362:						
.....	bch0651	002	11.18	-0.02	B7V	M
.....	bch0652	003	11.05	0.09	A0V	NM
.....	bch0653	004	12.44	0.08	A0V	M
.....	bch0654	005	10.78	-0.06	B3V	M
.....	bch0655	006	12.88	0.18	A4V	M
.....	bch0656	007	13.44	0.20	A1V	M
.....	bch0657	008	12.51	0.38	F0V	NM
.....	bch0650	009	9.84	-0.08	B3V	M

Tab. C.1: Continuação

Identificação	FILE	#OCL	$M_v$	$B - V$	SpT	Membro
.....	bch0658	010	12.04	0.40	F0V	NM
.....	bch0659	011	11.93	-0.01	B9V	M
.....	bch0660	013	10.50	0.10	A7V	NM
.....	bch0661	015	11.76	0.03	B9V	M
.....	bch0662	016	10.57	0.07	A0V	NM
.....	bch0663	021	10.44	-0.07	B4V	M
.....	bch0664	022	11.91	0.01	B9V	M
.....	bch0665	024	10.98	-0.04	B9V	M
.....	bch0666	026	10.43	-0.07	B4V	M
.....	bch0667	027	10.18	-0.08	B3V	M
.....	bch0668	028	12.05	0.02	B9V	M
.....	bch0669	029	11.33	-0.04	B9V	M
.....	bch0670	032	10.76	0.28	F0V	NM
.....	bch0671	034	10.50	-0.03	B5V	M
.....	bch0672	035	12.92	0.22	A5V	M
.....	bch0673	036	10.76	0.02	B7V	M
.....	bch0674	037	12.50	0.38	F0V	NM
.....	bch0675	038	12.76	0.12	B9V	M
.....	bch0676	039	9.79	-0.10	B2V	M
.....	bch0677	040	12.86	0.31	A9V	M
.....	bch0678	042	11.34	-0.01	B7V	M
.....	bch0679	049	12.30	0.39	F0V	NM
.....	bch0680	050	10.23	-0.03	B7V	M
.....	bch0681	052	11.91	0.06	A0V	M
.....	bch0682	056	11.99	0.11	A1V	M
.....	bch0683	057	12.16	0.02	A0V	M
.....	bch0684	058	12.24	0.07	B9V	M
.....	bch0685	059	12.21	0.23	A2V	M
.....	bch0686	065	11.63	0.24	A4V	NM
.....	bch0687	066	11.46	-0.02	B9V	M
.....	bch0688	069	10.05	-0.08	B4V	M
.....	bch0690	073	11.06	-0.05	B9V	M
.....	bch0691	074	10.91	0.16	A4V	NM
.....	bch0692	076	9.79	-0.05	B5V	M
.....	bch0693	077	10.75	0.27	F0V	M
.....	bch0694	078	10.70	0.01	A0V	NM

NGC 2264:

Tab. C.1: Continuação

Identificação	FILE	#OCL	$M_v$	$B - V$	SpT	Membro
HD 261331 .....	obj725	002	9.68	0.27	A8V	M
HD 47553 .....	obj685	024	8.56	-0.06	B9V	NM
HD 261585 .....	obj723	030	10.75	0.04	A1V	M
HD 261586 .....	obj722	031	10.25	0.34	Ap SiSr	M
HD 261658 .....	obj721	035	10.32	0.10	A1V	M
HD 261657 .....	obj724	036	10.99	0.01	A0V	M
HD 261711 .....	obj720	039	11.32	0.13	A1V	M
HD 261737 .....	obj703	043	10.56	0.19	A4V	M
HD 261736 .....	obj684	046	9.20	0.22	A5V	M
HD 261809 .....	obj695	087	10.74	0.23	A2V	M
.....	obj702	090	12.62	0.15	B9Ve	NM
.....	obj715	099	10.80	0.29	F2V	M
HD 261841 .....	obj701	100	10.04	0.13	A2V	M
HD 261842 .....	obj716	103	10.09	0.01	A0V	M
.....	obj700	104	11.42	0.19	A7V	M
HD 48012 .....	obj683	107	8.81	-0.06	B6V	M
HD 261879 .....	obj704	112	10.83	-0.03	A0V	M
HD 261905 .....	obj719	128	10.99	0.21	Ap SiSr	M
HD 261902 .....	obj709	132	10.23	-0.05	B8V	M
.....	obj699	137	9.95	-0.09	B9V	M
HD 261904 .....	obj714	138	10.22	0.05	B9V	M
HD 261938 .....	obj686	142	8.90	-0.09	B5V	M
.....	obj710	145	10.66	0.05	A0V	M
HD 261903 .....	obj711	152	9.10	-0.07	B9V	M
HD 261940 .....	obj708	157	10.09	-0.05	B9V	M
HD 261939 .....	obj705	159	10.96	0.07	A0V	M
HD 261941 .....	obj713	165	10.38	0.16	A1V	M
HD 261936 .....	obj694	172	10.04	-0.05	B9V	M
HD 261969 .....	obj697	179	9.92	-0.02	B9V	M
.....	obj698	181	10.09	-0.03	B9V	M
HD 262015 .....	obj718	182	10.31	0.08	A1V	M
HD 262013 .....	obj687	187	9.23	-0.08	B8V	M
HD 262014 .....	obj707	193	9.77	0.25	A7V	M
HD 262042 .....	obj688	202	8.99	0.08	B2V	M
HD 262041 .....	obj712	205	10.60	0.34	F0V	NM
HD 47934 .....	obj689	206	8.72	-0.10	B5V	M
.....	obj706	209	11.31	0.34	F0V	M

Tab. C.1: Continuação

Identificação	FILE	#OCL	$M_v$	$B - V$	SpT	Membro
HD 262066 .....	obj690	215	9.32	0.04	A0V	M
.....	obj693	221	12.12	0.35	F0V	M
HD 262108 .....	obj691	222	9.94	0.12	A3V	M
HD 262138 .....	obj726	226	9.61	0.13	A8V	M
.....	obj729	228	11.12	0.33	F0V	M
HD 262177 .....	obj692	232	9.78	0.02	A0V	M
.....	obj696	390	10.31	0.03	A4V	M
.....	obj728	519	12.09	0.35	F0V	M
<b>NGC 1502:</b>						
.....	muk0152	011	10.88	0.63	B3V	M
.....	muk0341	014	13.67	0.99	F0V	NM
.....	muk0247	016	11.63	0.62	B7V	NM
.....	muk0245	023	10.75	0.62	B4V	M
.....	muk0246	024	12.76	0.72	B9V	M
.....	muk0441	029	12.93	0.93	G0V	NM
.....	muk0340	041	12.93	0.84	A0V	NM
.....	muk0338	042	12.61	0.60	B9V	M
.....	muk0148	044	10.79	0.60	B5V	M
.....	muk0150	045	11.44	0.61	B6V	M
.....	muk0440	051	13.17	0.92	F5V	NM
.....	muk0437	052	12.25	0.70	B9V	NM
<b>NGC 2169:</b>						
.....	bch0495	009	9.98	0.04	B6V	M
.....	bch0496	011	10.53	0.08	B7V	M
.....	bch0499	012	10.80	0.07	B9Vp Si	M
.....	bch0498	013	10.76	0.04	B9V	M
.....	bch0497	014	10.70	0.18	A0V	M
.....	bch0500	015	11.05	0.15	A0V	M
.....	bch0501	016	11.23	0.16	B8V	M
.....	bch0502	017	11.61	0.24	A2V	M
.....	bch0503	018	11.80	0.11	A0V	M
.....	bch0504	020	12.36	0.45	F0V	NM
.....	bch0505	021	12.50	0.25	A2V	M
.....	bch0506	031	11.42	0.09	A0V	M
<b>NGC 2343:</b>						
HD 54304 .....	bch1324	004	10.00	0.03	B6V	M
.....	bch1325	005	10.07	0.12	A0V	M

Tab. C.1: Continuação

Identificação	FILE	#OCL	$M_v$	$B - V$	SpT	Membro
.....	bch1326	006	10.31	0.07	B8V	M
HD 54283 .....	bch1666	007	10.32	0.18	A7V	M
HD 54282 .....	bch1665	008	10.44	0.03	B9V	M
.....	bch1667	009	10.59	0.05	A0V	M
.....	bch1329	010	10.69	0.10	B8V	M
.....	bch2136	011	10.72	0.16	G0V	M
.....	bch1669	013	10.94	0.23	B2V	M
.....	bch1659	014	11.03	0.35	A8p SiSr	M
.....	bch1663	016	11.39	0.42	A0V	M
.....	bch1655	017	11.71	0.19	A3V	M
.....	bch1650	018	11.46	0.23	A1V	M
.....	bch1656	020	11.53	0.17	A0V	M
.....	bch1668	022	11.76	0.15	A1V	M
.....	bch1664	025	12.00	0.19	A0V	M
.....	bch1651	026	12.29	0.37	A8V	M
.....	bch1661	027	12.44	0.30	A8V	M
.....	bch1662	028	12.49	0.27	A3V	M
.....	bch1654	030	12.53	0.33	A4V	M
.....	bch1658	031	12.55	0.33	A9V	M
.....	bch1657	032	12.69	0.41	A7V	M
<b>NGC 5281:</b>						
HD 119682 .....	obj780	001	7.98	0.13	OV	NM
CPD -62.03568 .....	obj781	003	8.80	0.08	BIV	M
CPD -62.03567 .....	obj768	005	10.21	0.05	B1V	M
CPD -62.03561 .....	obj771	006	10.43	0.07	B5V	M
.....	obj776	008	10.89	0.13	B7V	M
CPD -62.03555 .....	obj775	009	10.98	0.16	B9V	M
CPD -62.03560 .....	obj779	010	11.06	0.51	F0V	NM
CPD -62.03554 .....	obj774	011	11.10	0.08	B9V	M
.....	obj773	012	11.29	0.07	Ap Si	M
CPD -62.03569 .....	obj770	014	11.28	0.12	B7V	M
.....	obj772	015	11.44	0.14	B9V	M
.....	obj782	028	12.73	0.32	A2V	M
.....	obj769	046	13.29	0.27	F2V	M
.....	obj778	1433			B6V	M
.....	obj777	1434			B6V	M
<b>IC 2395:</b>						

Tab. C.1: Continuação

Identificação	FILE	#OCL	$M_v$	$B - V$	SpT	Membro
HD 74436 .....	bch0119	006	8.24	-0.08	B5V	M
HD 74580 .....	bch0120	007	8.63	-0.03	B5V	M
HD 74621 .....	bch0121	009	8.88	-0.05	B8V	M
.....	bch0122	010	9.06	0.29	B1I	M
.....	bch0123	013	10.21	0.16	A1V	M
.....	bch0124	014	10.38	-0.01	B9V	M
.....	bch0125	015	10.66	-0.02	A0V	M
.....	bch0126	016	10.87	0.12	A0V	M
.....	bch0127	052	11.29	0.35	A7V	M
.....	bch0128	062	11.74	0.22	A3V	M
.....	bch0129	065	9.62	0.07	B6V	M
.....	bch0130	067	11.81	0.23	B5V	M
.....	bch0131	068	10.79	0.15	A2V	M
<b>NGC 7160:</b>						
SAO 19713 .....	muk0143	006	9.85	0.23	B3V	M
GSC 04266-01103 .	muk0243	008	10.50	0.44	F1V	NM
GSC 04266-02267 .	muk0242	009	10.81	0.28	B7V	M
GSC 04266-01501 .	muk0426	011	11.18	0.30	A0V	M
GEN# +2.71600012 .	muk0238	012	11.41	0.55	F5V	NM
GEN# +2.71600013 .	muk0433	013	11.48	0.29	B9V	M
GSC 04266-01087 .	muk0431	014	11.52	0.36	A0V	M
GEN# +2.71600015 .	muk0429	015	11.64	0.55	A4V	NM
GEN# +2.71600016 .	muk0239	016	11.68	0.26	B9V	M
GEN# +2.71600017 .	muk0240	017	12.07	0.34	A0V	M
GEN# +2.71600018 .	muk0430	018	12.14	0.34	B9V	M
GEN# +2.71600019 .	muk0241	019	12.24	0.39	B9V	M
GEN# +2.71600020 .	muk0146	020	12.39	0.46	A7Vp SrEu	M
GEN# +2.71600021 .	muk0235	021	12.53	0.46	A3V	M
GEN# +2.71600023 .	muk0432	023	12.66	0.46	B4V	M
GEN# +2.71600024 .	muk0428	024	12.81	0.47	A2V	NM
GEN# +2.71600025 .	muk0434	025	13.02	0.57	A5V	M
GEN# +2.71600046 .	muk0435	046	12.73	0.67	F8V	M
<b>NGC 4103:</b>						
CPD -60.03723 .....	obj763	001	9.50	0.05	B2V	M
CPD -60.03727 .....	obj762	002	9.78	0.08	B2V	M
CPD -60.03729 .....	obj557	003	11.28	0.10	B3V	M
CPD -60.03731 .....	obj760	004	9.99	0.09	B3V	M

Tab. C.1: Continuação

Identificação	FILE	#OCL	$M_v$	$B - V$	SpT	Membro
CPD -60.03742 .....	obj765	006	9.82	0.10	B3V	M
CPD -60.03738 .....	obj757	007	10.20	0.05	B4V	M
CPD -60.03744 .....	obj753	008	9.28	0.10	A0V	M
CPD -60.03748 .....	obj754	011	9.42	0.12	B1V	M
CPD -60.03745 .....	obj755	013	10.48	0.13	B3V	M
.....	obj569	015	13.78	0.26	A1V	M
.....	obj559	016	13.60	0.29	A1V	M
.....	obj560	018	13.04	0.19	B8V	M
.....	obj561	024	12.52	0.14	B9V	M
.....	obj562	025	11.83	0.18	B3V	M
.....	obj563	030	13.34	0.25	B9V	M
CPD -60.03730 .....	obj759	031	10.94	0.11	B5V	M
.....	obj564	034	12.10	0.14	B7V	M
.....	obj565	042	12.18	0.20	B7V	M
.....	obj566	045	12.40	0.19	B9V	M
CPD -60.03740 .....	obj558	046	11.16	0.13	B2V	M
.....	obj567	245	11.59	0.16	B6V	M
.....	obj568	296	12.26	0.21	A0V	M
CPD -60.03735 .....	obj758	330	10.34	0.08	B2V	M
<b>IC 2602:</b>						
HD 91698 .....	obj362	001	8.02		B6V	NM
HD 91839 .....	obj361	005	8.39	0.19	A1V	M
HD 91906 .....	obj356	008	7.50	0.05	A0V	M
HD 92066 .....	obj357	013	8.40		B7V	M
HD 92385 .....	obj359	017	6.76	-0.08	Ap Si	M
HD 92467 .....	obj345	018	6.99	0.03	A0V	M
HD 92478 .....	obj358	019	7.57	0.05	A0V	M
HD 92535 .....	obj353	021	8.23	0.24	A6V	M
HD 92536 .....	obj354	022	6.31	-0.07	B8V	M
HD 92568 .....	obj364	023	8.58	0.42	Am	M
HD 92664 .....	obj360	027	5.54	-0.17	B9p Si	M
HD 92715 .....	obj344	028	6.82	-0.02	B9V	M
HD 92783 .....	obj346	029	6.73	-0.05	B9V	M
HD 92837 .....	obj351	031	7.18		A0V	M
HD 92896 .....	obj352	032	7.32	0.21	A3IV	M
HD 92938 .....	obj347	033	4.86	-0.15	B4V	M
HD 92966 .....	obj348	034	7.29	-0.01	B9V	M



Tab. C.1: Continuação

Identificação	FILE	#OCL	$M_v$	$B - V$	SpT	Membro
HD 92989 .....	obj343	035	7.60	0.04	A0V	M
HD 93098 .....	obj338	038	7.61	0.05	A0V	M
HD 93163 .....	obj339	040	5.81		B3V	NM
HD 93194 .....	obj366	041	4.85	-0.14	B5V	M
HD 93424 .....	obj342	045	8.15	0.15	A2V	M
HD 93517 .....	obj341	047	7.86	0.10	A1V	M
HD 93540 .....	obj340	048	5.37	-0.10	B6V	M
HD 93549 .....	obj331	049	5.28	-0.09	B7IV	M
HD 93648 .....	obj332	052	7.87	0.12	A0V	M
HD 93714 .....	obj330	053	6.57		B2V	M
HD 93738 .....	obj333	054	6.48		B9V	M
HD 93874 .....	obj334	058	8.20	0.17	A3IV	M
HD 94066 .....	obj329	061	7.90	0.08	B5V	M
HD 94174 .....	obj328	063	7.77	0.10	A0V	M
HD 94422 .....	obj365	064	8.24	0.10	B6V	NM
HD 307860 .....	obj355	078	8.28	0.21	B9V	M
<b>Trumpler 10:</b>						
HD 75324 .....	bch0317	004	7.14	-0.12	B5V	M
HD 75258 .....	bch0318	005	7.19	-0.12	B6V	M
HD 75290 .....	bch0319	008	8.06	-0.06	B9V	M
HD 75008 .....	bch0320	010	8.20	0.03	A2V	M
HD 75127 .....	bch0321	012	8.67	-0.06	B8V	M
HD 75083 .....	bch0322	014	8.69	-0.08	B9V	M
.....	bch0323	015	8.93	-0.06	B9V	M
.....	bch0324	016	8.95	-0.05	B9V	M
HD 75347 .....	bch0325	017	9.09	0.08	A1V	M
HD 75239 .....	bch0326	019	9.16	-0.02	B9V	M
HD 75477 .....	bch0327	020	9.21	-0.03	B9V	M
HD 75386 .....	bch0328	021	9.28	0.10	A4V	M
HD 75291 .....	bch0329	022	9.55	0.09	A2V	M
.....	bch0330	023	9.60	0.02	A1V	M
HD 75464 .....	bch0331	024	9.70	0.20	A9V	M
HD 75533 .....	bch0332	025	9.80	0.06	A1V	M
.....	bch0333	027	10.16	0.14	A5V	M
.....	bch0334	028	10.26	0.17	A3V	M
<b>IC 2391:</b>						
HD 73287 .....	bch0345	001	7.07	-0.11	B7V	NM

Tab. C.1: Continuação

Identificação	FILE	#OCL	$M_v$	$B - V$	SpT	Membro
HD 73503 .....	bch0346	002	8.35	0.04	A1V	NM
HD 73681 .....	bch0347	003	7.83	0.10	A1V	M
HD 73904 .....	bch0348	006	7.67	0.08	A1V	M
HD 73952 .....	bch0349	008	6.47	-0.10	B9V	M
HD 74044 .....	bch0350	011	8.49	0.23	A7m	M
HD 74071 .....	bch0351	013	5.46	-0.15	B5V	M
HD 74145 .....	bch0352	015	8.52	0.24	A9V	M
HD 74146 .....	bch0353	016	5.18	-0.15	B6V	M
HD 74168 .....	bch0354	017	7.51	-0.12	B9p Si	NM
HD 74169 .....	bch0355	018	7.27	-0.05	A0p SrEuCr	M
HD 74182 .....	bch0356	019	7.40	0.26	A7V	NM
HD 74196 .....	bch0357	021	5.60	-0.14	B9V	M
HD 74275 .....	bch0358	023	7.28	-0.01	A0V	M
HD 74438 .....	bch0359	027	7.54	0.28	A8V	NM
HD 74516 .....	bch0360	029	7.38	0.03	A1V	M
HD 74517 .....	bch0361	030	8.63	0.11	A7V	NM
HD 74535 .....	bch0372	031	5.47	-0.13	B9p Si	M
HD 74536 .....	bch0363	032	7.98	0.02	B8V	NM
HD 74537 .....	bch0364	033	8.68	0.22	Am	M
HD 74665 .....	bch0365	038	8.14	0.21	A4V	M
HD 74678 .....	bch0366	039	7.66	0.09	A1V	M
HD 74762 .....	bch0367	040	7.78	0.19	A5V	M
HD 74955 .....	bch0368	041	7.55	0.09	A1V	M
HD 75105 .....	bch0369	046	7.70	-0.09	B8V	NM
HD 75202 .....	bch0370	049	7.68	0.19	A7V	M
HD 75466 .....	bch0371	050	6.27	-0.09	B9V	M
<b>NGC 2232:</b>						
HD 45153 .....	bch0091	005	7.48	-0.07	B9V	M
HD 45975 .....	bch0092	006	7.56	0.15	B8V	M
HD 45517 .....	bch0093	007	7.83	-0.08	Ap Sr	M
HD 45516 .....	bch0094	008	8.08	-0.06	B9V	M
HD 45532 .....	bch0095	010	8.41	-0.04	B9V	M
HD 45238 .....	bch0096	012	8.47	-0.03	B9V	M
HD 45399 .....	bch0097	013	8.68	-0.05	B9V	M
HD 295102 .....	bch0098	014	8.88	0.06	A0V	M
HD 45627 .....	bch0099	015	9.18	0.05	A0V	M
HD 45435 .....	bch0100	018	9.24	0.06	A1V	M

Tab. C.1: Continuação

Identificação	FILE	#OCL	$M_v$	$B - V$	SpT	Membro
HD 45565 .....	bch0103	019	9.24	0.05	A1V	M
HD 45691 .....	bch0102	020	9.36	0.05	A1V	M
HD 45626 .....	bch0104	021	9.36	0.05	BIII	M
HD 45998 .....	bch0106	023	9.37	0.27	A8V	M
BD-04 1519 .....	bch0107	027	9.52	0.03	F7V	NM
HD 45434 .....	bch0109	028	9.58	0.14	A1V	M
HD 295044 .....	bch0110	030	9.71	0.11	A7V	M
HD 295100 .....	bch0111	038	10.30	0.29	A8V	M
HD 295103 .....	bch0112	039	10.34	0.16	A1V	M
<b>NGC 2422:</b>						
CPD -14.01975 .....	bch2155	013	9.99	0.23	B1I	M
HD 60624 .....	bch2154	021	7.56	-0.01	B8IV	NM
CPD -14.01993 .....	bch2152	041	10.17	0.25	A7V	M
HD 60856 .....	bch2151	042	7.94	-0.04	B5V	M
CPD -14.02005 .....	bch2156	054	9.88		A0V	M
CPD -14.02004 .....	bch2150	055	10.50	0.17	A5V	M
CPD -14.02008 .....	bch2148	058	10.72	0.22	A3m	M
HD 60941 .....	bch2147	062	9.11	0.06	A0V	M
.....	bch2145	063	10.45	0.16	A3V	M
CPD -14.02015 .....	bch2157	070	9.41		A0V	M
HD 60969 .....	bch2146	071	7.01	-0.08	B6V	M
HD 60999 .....	bch2149	075	8.79	0.01	A0V	M
HD 60996 .....	bch2141	078	8.76	-0.02	B9V	M
CPD -14.02022 .....	bch2140	079	7.76	-0.05	B7V	M
CPD -14.02024 .....	bch2142	082	9.71	0.03	A0V	M
CPD -14.02028 .....	bch2158	088	10.37		Ap Eu	M
HD 61045 .....	bch2159	089	8.02	-0.12	B9Vp Si	M
CPD -14.02032 .....	bch2143	091	9.76	0.04	A0V	M
CPD -14.02033 .....	bch2144	093	10.48	0.09	A0V	NM
CPD -14.02040 .....	bch2153	103	10.47	0.16	A2Vp Si	M
<b>NGC 3228:</b>						
HD 89856 .....	obj539	003	9.09	-0.10	B9Vp Si	M
HD 89901 .....	obj534	004	8.43	-0.09	B9V	M
HD 89900 .....	obj531	005	8.19	-0.02	B9V	M
HD 89915 .....	obj533	006	7.90	-0.03	A0V	M
HD 298047 .....	obj532	008	9.37	-0.05	B9V	M
HD 89922 .....	obj537	009	9.34	0.14	A2V	M

Tab. C.1: Continuação

Identificação	FILE	#OCL	$M_v$	$B - V$	SpT	Membro
HD 298048 .....	obj530	011	9.97	0.05	A0V	M
HD 89938 .....	obj535	012	9.31	-0.06	B9V	M
HD 89937 .....	obj529	013	9.03	-0.06	B9V	M
HD 298053 .....	obj538	016	10.69	0.13	A3V	M
HD 298051 .....	obj536	020	10.17	0.11	A1V	M
<b>Collinder 258:</b>						
HD 108295 .....	bch2224	002	9.41	-0.02	G0V	M
CPD -60.04004 .....	bch2222	004	11.43	0.12	A0V	M
CPD -60.04005 .....	bch2220	005	10.48	0.09	B9V	M
.....	bch2225	007	11.62	0.13	A0V	M
CPD -60.03999 .....	bch2226	008	11.76	0.28	A0V	M
CPD -60.04000 .....	bch2217	012	10.09	0.06	B9V	M
.....	bch2216	013	10.93	0.07	A0V	M
.....	bch2234	015	12.48	0.18	A1V	M
.....	bch2233	017	12.71	0.23	A2V	M
CPD -60.04007 .....	bch2221	019	11.25	0.17	B7V	M
.....	bch2218	023	12.98	0.31	A3V	M
.....	bch2223	027	12.13	0.19	A1V	M
.....	bch2237	029	13.03	0.31	A5V	M
<b>NGC 2516:</b>						
.....	obj316	001	9.05	0.08	A0V	M
.....	obj327	002	8.82	0.07	A0V	M
HD 65835 .....	obj498	003	9.45	0.07	B9V	M
.....	obj746	004	10.79	0.38	A8V	M
.....	obj505	005	8.54	0.04	B9V	M
HD 65691 .....	obj503	006	8.95	0.04	B9V	M
.....	obj502	007	9.98	0.15	A1V	M
.....	obj501	008	9.69	0.14	A0V	M
.....	obj500	009	9.31	0.09	B9V	M
HD 65869 .....	obj294	010	7.79	0.03	A0V	M
.....	obj291	011	8.55	0.06	B9V	M
HD 65896 .....	obj289	012	9.15	0.10	A0V	M
.....	obj288	013	8.07	-0.04	B8V	M
.....	obj290	014	9.44	0.04	B9V	M
HD 65987 .....	obj285	015	7.62	-0.06	B9p Si	M
.....	obj280	016	9.65	0.10	A1V	M
.....	obj281	017	9.79	0.19	A5V	M

Tab. C.1: Continuação

Identificação	FILE	#OCL	$M_v$	$B - V$	SpT	Membro
.....	obj283	018	9.60	0.07	B9V	M
HD 66137 .....	obj303	019	7.87	0.04	A0V	M
HD 66259 .....	obj519	020	8.40	0.02	B9V	M
.....	obj307	021	10.80	0.28	A8V	M
.....	obj520	022	9.64	0.20	A2V	M
HD 66409 .....	obj507	023	8.39		B9V	M
HD 66318 .....	obj304	024	9.68	0.08	Ap Si	M
.....	obj305	026	9.65	0.10	B9p Si	M
.....	obj306	028	9.94	0.12	A2V	M
HD 66656 .....	obj511	029	8.26	0.05	A0V	M
.....	obj512	030	10.29	0.19	A2V	M
.....	obj732	031	10.39	0.37	A8V	M
.....	obj324	033	9.40	0.19	A0V	M
.....	obj323	034	10.33	0.19	A0V	M
.....	obj322	035	10.52	0.24	Am	M
.....	obj321	036	9.48	0.07	A0V	M
.....	obj318	037	8.22	-0.01	B9V	M
.....	obj317	038	9.55	0.20	Ap CrSr	M
HD 65931 .....	obj513	039	8.79	0.07	B9V	M
.....	obj499	040	9.93	0.18	A1V	M
.....	obj312	042	10.64	0.27	B9V	M
.....	obj296	043	9.40	0.10	A0V	M
.....	obj295	044	10.90	0.33	A7III	M
.....	obj297	045	9.88	0.19	A0V	M
.....	obj739	046	10.39	0.39	A8V	M
.....	obj299	047	9.67	0.23	A5V	M
.....	obj300	048	8.82		B9V	M
.....	obj298	050	10.12	0.16	A0V	M
.....	obj282	051	10.78	0.29	A0V	M
.....	obj737	051	10.78	0.29	A8V	M
.....	obj302	052	10.29	0.41	F0V	M
.....	obj743	055	10.96	0.34	A4V	M
.....	obj744	056	11.38	0.38	F0V	M
.....	obj293	057	10.18	0.15	A3V	M
.....	obj292	058	9.66	0.08	A0V	M
.....	obj738	060	10.54	0.33	A4V	M
.....	obj733	062	11.00	0.35	A6V	M

Tab. C.1: Continuação

Identificação	FILE	#OCL	$M_v$	$B - V$	SpT	Membro
HD 66442 .....	obj506	063	9.21	0.10	A1V	NM
.....	obj510	065	9.86	0.09	B9V	M
.....	obj509	066	10.11	0.21	A0V	M
.....	obj508	067	10.74	0.32	A7V	M
.....	obj301	077	9.72	0.12	A1V	M
.....	obj310	083	8.40	0.04	B9V	M
.....	obj741	084	10.63	0.36	A6V	M
HD 65949 .....	obj286	091	8.39	-0.04	A0V	M
.....	obj742	093	11.14	0.41	A7V	M
.....	obj313	094	9.62	0.09	A0V	M
.....	obj745	096	11.26	0.49	A8V	M
.....	obj325	098	10.22	0.19	A6V	M
.....	obj287	101	10.20	0.16	A2V	M
.....	obj747	106	11.22	0.39	F0V	M
.....	obj750	108	11.15	0.40	F0V	M
HD 65405 .....	obj517	113	8.38	0.13	A1V	NM
HD 65467 .....	obj504	114	9.45	0.10	A0V	M
HD 65554 .....	obj518	115	9.05	0.06	B9V	M
HD 65578 .....	obj514	116	8.22	0.01	B6V	M
.....	obj748	121	10.11	0.31	A4V	M
HD 65950 .....	obj326	126	6.86	0.01	B9V	M
.....	obj311	127	8.95	0.05	B9p Si	M
.....	obj309	129	7.20	0.05	B9V	M
HD 66066 .....	obj320	130	6.75	-0.03	B9V	M
.....	obj308	132	8.59	0.04	B8V	M
.....	obj521	135	9.55	0.07	A0V	M
.....	obj522	208	8.35	0.03	Ap Si	M
.....	obj523	209	8.85	0.07	B9	M
HD 65094 .....	obj524	226	7.85	0.01	B9V	M
.....	obj525	227	11.18	0.45	A7V	M
.....	obj515	228	10.93	0.47	A9V	M
.....	obj516	229	10.47	0.21	A2V	M
HD 65712 .....	obj526	230	9.38	0.02	B9p SiCr	M
<b>NGC 3114:</b>						
HD 86981 .....	bch1370	001	9.64	-0.03	B9V	M
HD 87031 .....	bch1372	002	8.72	-0.01	A0V	M
HD 87042 .....	bch1322	003	8.35	0.03	B9V	M

Tab. C.1: Continuação

Identificação	FILE	#OCL	$M_v$	$B - V$	SpT	Membro
HD 87042 .....	bch1323	003	8.35	0.03	B9V	M
HD 304848 .....	bch1349	004	9.18	-0.04	B8V	M
HD 87125 .....	bch1348	007	8.56	0.05	A0IV	M
CPD -59.01648 .....	bch1368	010	11.62	0.13	A2V	M
HD 87169 .....	bch1367	012	9.34	-0.03	A0V	M
CPD -59.01655 .....	bch1369	014	11.15	0.07	A7V	M
HD 87222 .....	bch1366	023	8.54	-0.10	B4V	M
HD 87240 .....	bch1350	025	9.63	-0.05	Ap Si	M
HD 304837 .....	bch1347	034	10.18	0.02	A0V	M
HD 304835 .....	bch1371	042	9.07	0.02	A0V	M
CPD -59.01704 .....	bch1365	066	10.85	0.02	A0V	M
CPD -59.01712 .....	bch1344	076	11.72	0.10	A2V	M
CPD -59.01717 .....	bch1346	080	9.99	-0.06	B9p SrCrSi	M
CPD -59.01723 .....	bch1345	085	11.30	0.05	A0V	M
HD 87349 .....	bch1351	086	8.62	-0.04	B9III	M
HD 87366 .....	bch1341	094	9.42	-0.01	B9V	M
.....	bch1343	097	12.17	0.19	A3V	M
HD 87405 .....	bch1352	108	8.50	-0.09	B9p Si	M
.....	bch1331	111	11.75	0.12	A1V	M
.....	bch1330	120	12.80	0.36	A1V	M
CPD -59.01747 .....	bch1332	121	11.53	0.10	A1V	M
CPD -59.01748 .....	bch1333	122	10.54	0.05	A0V	M
HD 304833 .....	bch1335	123	10.26	-0.03	B9V	M
CPD -59.01757 .....	bch1334	137	11.31	0.03	A0V	M
.....	bch1336	139	12.01	0.10	B1V	M
HD 87471 .....	bch1364	148	9.35	-0.01	B9V	M
HD 304832 .....	bch1337	149	9.82	-0.07	B7V	M
HD 304831 .....	bch1338	156	9.74	-0.03	A0V	M
CPD -59.01780 .....	bch1340	159	10.88	0.06	A1V	M
CPD -59.01782 .....	bch1339	161	11.60	0.08	A2V	M
HD 87507 .....	bch1373	164	8.48	-0.05	B8V	M
HD 87565 .....	bch1355	180	9.66	-0.09	B1V	M
CPD -59.01804 .....	bch1353	182	11.62	0.04	A1V	M
HD 304830 .....	bch1374	185	11.21	0.05	A0V	M
HD 87593 .....	bch1362	192	9.62	0.08	A2V	M
HD 87612 .....	bch1354	196	9.56	-0.08	B5V	M
HD 87663 .....	bch1360	205	9.73	-0.01	B9V	M

Tab. C.1: Continuação

Identificação	FILE	#OCL	$M_v$	$B - V$	SpT	Membro
HD 87751 .....	bch1357	210	9.27	-0.03	A0V	M
HD 87752 .....	bch1359	211	9.82	-0.03	A0V	M
.....	bch1358	212	11.67	0.35	F0V	M
HD 87801 .....	bch1356	213	8.98	-0.07	BIII	M
CPD -59.01858 .....	bch1361	214	11.18	0.05	A1V	M



**Apêndice D**

**Curriculum VitÆ**

## *Curriculum Vitæ*

### **Luciano Fraga**

UNIVERSIDADE FEDERAL DE SANTA CATARINA

Centro de Ciências Físicas e Matemáticas – CFM

CURSO DE PÓS-GRADUAÇÃO EM FÍSICA – CPGF

Tel: (55) (048) 3319234 – Ramal 248, Fax: (55) (048) 3319758

88040-900 – Florianópolis – SC. Cx. Postal 476

email: luciano@astro.ufsc.br

<http://www.astro.ufsc.br/~luciano>

### *Dados Pessoais*

**Nome:** Luciano Fraga

**Data de Nascimento:** 03 de Janeiro de 1977

**Nacionalidade:** Porto Alegre, RS, Brasil

**RG:** 3.810.783

### *Educação*

**Doutorando em Astrofísica** Esperada conclusão Outubro 2006

*Bolsista CAPES – Universidade Federal de Santa Catarina*

**Doutorando Sanduíche em Astrofísica** 2005

*Bolsista CNPq – Observatório de Tautenburg, Alemanha*

**Mestrado em Astrofísica** Conclusão Abril 2002

*Bolsista CNPq – Universidade Federal de Santa Catarina*

**Bacharel em Física** Conclusão Agosto 2000

*Universidade Federal de Santa Catarina*

---

## *Experiência*

- **Graduação**

- **Monitoria:** Física I - 1998
- **Monitoria:** Física II - 1999
- **Iniciação Científica:** Caracterização e Calibração de CCDs (1998) – Orientador: Raymundo Baptista
- **Extensão:** De olho no céu de Floripa (1998–2000) – Orientador: Roberto Cid Fernandes
- **Iniciação Científica:** Telescópio Robótico (1999–2000) – Orientador: Antônio Kanaan
- **Iniciação Científica:** Origem das Peculiaridades Químicas em estrelas Ap (2000) – Orientador: Antônio Kanaan

- **Mestrado – Bolsa CNPq**

- **Estágio de Docência:** Astrofísica I - 2001
- **Dissertação:** Quando surgem peculiaridades químicas em estrelas A peculiares?

- **Doutorado – Bolsa CAPES**

- **Estágio de Docência:** Astrofísica II - 2002

---

## Publicações

*Sumário: 11 artigos completos como co-autor, e 21 trabalhos resumidos em anais e eventos.*

### *Artigos completos publicados em periódicos*

1. Lehmann, H.; Tsymbal, V.; Mkrtichian, D. E.; Fraga, L. The helium-weak silicon star HR 7224. I. Radial velocity and line profile variations *Astronomy and Astrophysics, Volume 457, Issue 3, October III 2006, pp.1033-1041*
2. Vučković et. al (incluindo L. Fraga) Whole Earth Telescope Observations of the Pulsating Subdwarf B Star PG 0014+067 *The Astrophysical Journal, Volume 646, Issue 2, pp. 1230-1240. (2006)*
3. Dolez, N. et. al (incluindo L. Fraga) Whole Earth telescope observations of the ZZ Ceti star HL Tau 76 *Astronomy and Astrophysics, Volume 446, Issue 1, January IV 2006, pp.237-257 (2006)*
4. D,W, Kurtz, et. al (incluindo L. Fraga) Pushing the ground-based limit:  $14\mu\text{mag}$  photometric precision with the definitive Whole Earth Telescope asteroseismic data set for the rapidly oscillating Ap star HR1217 *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, Volume 358, Issue 2, pp. 651-664. (2005)*
5. Kanaan, A et. al (incluindo L. Fraga) Whole Earth Telescope observations of BPM 37093: A seismological test of crystallization theory in white dwarfs *Astronomy and Astrophysics, Volume 432, Issue 1, March II 2005, pp.219-224*

6. D,W, Kurtz, et. al (incluindo L. Fraga) Discovery of the 'missing' mode in HR 1217 by the Whole Earth Telescope *Monthly Notices of the R. Astron. Soc.* 330, L57-L61(2002)
7. A. S. Mukadam, et al (incluindo L. Fraga) Constraining the Evolution of ZZ Ceti *The Astrophysical Journal, Volume 594, Issue 2, pp. 961-970 (2003)*
8. Handler, G et al. (incluindo L.Fraga) Amplitude and frequency variability of the pulsating DB white dwarf stars KUV 05134+2605 and PG 1654+160 observed with the Whole Earth Telescope *Monthly Notice of the Royal Astronomical Society, Volume 340, Issue 3, pp. 1031-1038 (2003)*
9. Kurtz, D. et al. (incluindo L.Fraga) High Precision with the Whole Earth Telescope: Lessons and Some Results from XCov20 for the roAp Star HR 1217 *Baltic Astronomy, v.12, p.105-117. (2002)*
10. A. S. Mukadam, et al (incluindo L. Fraga) Constraining the Evolution of ZZ Ceti *Baltic Astronomy, v.12, p.71-103. (2003)*

*Trabalhos resumidos publicados em anais e eventos*

1. L. Fraga & A. Kanaan: "Looking for a definitive answer for age dependency in peculiar stars" – 2003 – Optical and Infrared Astronomical Instrumentation for Modern Telescopes - Brazilian Workshop
2. L.Fraga, A.Kanaan & M.S. Schlickmann: "When does an A star turn into an Ap star?-- Boletim da Sociedade Astronômica Brasileira - Vol. 23, No 1 - pg. 111 – 2003 XXVIX Reunião Anual da Sociedade Astrômica Brasileira

3. L.Fraga, A.Kanaan: "When does an A star turn into an Ap star?-- Boletim da Sociedade Astronômica Brasileira - Vol. 22, No 1 - pg. 90 – 2002 -XXVIII Reunião Anual da Sociedade Astrômica Brasileira
4. L.Fraga, A.Kanaan & W. S. Dias: "Quando acontece o surgimento de peculiaridades químicas em estrelas A peculiares ?-- Boletim da Sociedade Astronômica Brasileira - Vol.21, No 1 - pg. 104 – 2001 -XXVII Reunião Anual da Sociedade Astrômica Brasileira
5. A. Amorim, L. Fraga, A. Kanaan, F. Ferrari, R. Baptista, R. Fernandes: "Primeiros resultados da robotização do telescópio Meade LX-200 de 20 cm da UFSC-- Boletim da Sociedade Astronômica Brasileira - Vol 20, No 1- pg. 71 – 2000 - XXVI Reunião Anual da Sociedade Astrômica Brasileira
6. L. Fraga & A. Kanaan: "Quando surgem as peculiaridades químicas em estrelas peculiares ?-- Boletim da Sociedade Astronômica Brasileira - Vol 20, No 1- pg. 160 – 2000 - XXVI Reunião Anual da Sociedade Astrômica Brasileira
7. A. Kanaan, S.O. Kepler, A. Nitta, D. Winget, H. Oliveira & L. Fraga: "Um teste empírico da teoria de cristalização em estrelas anãs brancas-- Boletim da Sociedade Astronômica Brasileira - Vol 20, No 1 pg. 104 2000 – XXVI Reunião Anual da Sociedade Astrômica Brasileira
8. L. Fraga, A. Kanaan, R. Baptista & R. C. Fernandes: "Primeiros resultados da robotização do telescópio Meade LX-200 de 20 cm da UFSC-- Boletim da Sociedade Astronômica Brasileira - Vol 19, No 1 - pg 141 – 1999 - XXV Reunião Anual da Sociedade Astrômica Brasileira

- 
9. L. Fraga, A. Kanaan & M.S. Schlickmann: "Peculiar Stars (Ap)" – 2003 - III SEMANA DE ENSINO, PESQUISA E EXTENSÃO DA UFSC
  10. L. Fraga & A. Kanaan: "Quando acontece o surgimento das peculiaridades químicas em estrelas Ap ?" – 2002 - II SEMANA DE ENSINO, PESQUISA E EXTENSÃO DA UFSC
  11. L. Fraga & A. Kanaan: "Quando surgem peculiaridades químicas em estrelas A peculiares (Ap) ?-- 2000 - I SEMANA DE ENSINO, PESQUISA E EXTENSÃO DA UFSC
  12. R. Baptista, R. Fernandes, A. Kanaan, L. Fraga & Grupo de Astrofísica: "Atividades de ensino, pesquisa e extensão do grupo de astrofísica"UFSC. – 2000 - I SEMANA DE ENSINO, PESQUISA E EXTENSÃO DA UFSC
  13. L. Fraga & A. Kanaan: "Desenvolvimento do telescópio robótico da UFSC: Situação Atual"Livro - IX Seminário de Iniciação Científica da UFSC - pg 167 – 1999
  14. J. Tokumi, R. Baptista, R. C. Fernandes, L. Fraga, A. Kanaan, D. Zilli & C. H. Beuter: "Caracterização de cameras CCDs-- Livro - IX Seminário de Iniciação Científica da UFSC - pg 176 – 1999
  15. L. Fraga, A. Dalmas, R. Baptista & A. Kanaan: "Séries temporais: Identificação de Estrelas Variáveis-- Livro - IX Seminário de Iniciação Científica da UFSC - pg 177 – 1999
  16. L. Fraga, R. C. Fernandes, R. Baptista, J. Tokumi, C. H. Beuter: "Caracterização da câmera CCD pictor 216 XT-- Livro - VIII Seminário de Iniciação Científica da UFSC - pg 7 – 1998

17. A. Kanaan, L. Fraga, R. Baptista & R. C. Fernandes: "Primeiros resultados do telescópio robótico da UFSC-- Livro - VII Semana da Pesquisa da UFSC - pg 22 – 1999
18. A. Kanaan, H. Oliveira & L. Fraga: "Um teste empírico da teoria de cristalização em estrelas anãs brancas-- Livro -VII Semana da Pesquisa da UFSC - pg 23 – 1999
19. R. C. Fernandes, A. Kanaan, R. Baptista, L. Fraga, D. Zilli, J. Tokumi & R. Steiner: "Observações Astronômicas na UFSC - II-- Livro - VII Semana da Pesquisa da UFSC - pg 31 – 1999
20. L. Fraga, C. H. Beuter, J. Tokumi, R. C. Fernandes & R. Baptista: "Caracterização da câmera imageadora CCD do Grupo de Astrofísica da UFSC-- Livro - VI Semana da Pesquisa da UFSC - pg 24 – 1998
21. R. C. Fernandes, L. Fraga, C. H. Beuter, J. Tokumi, R. Baptista, D. Zilli & C. R. Silveira: "Observações Astronômicas na UFSC-- Livro -VI Semana da Pesquisa da UFSC - pg 42 – 1998

### *Experiência Computacional*

1. Linguagens: C, Python, AWK
2. Plataformas: Sun/Solaris, Linux/Unix, Windows 2000/XP

### *Experiência Observacional em Astrofísica*

1. Espectroscopia e Fotometria (fotoelétrica e CCD) desde 1998.
2. Telescópios utilizados:
  - LNA 1.6m, 0.6m B&C (IAGUSP) e 0.6m Zeiss.



- CTIO 1.5m
- ESO 1.5m.
- TLS 2m.

3. Redução dos dados utilizando IRAF (espectroscopia e fotometria).

## **REFERÊNCIAS BIBLIOGRÁFICAS**

Abt, H. A. 1979, *ApJ*, 230, 485

Abt, H. A. 2000, *ApJ*, 544, 933

Abt, H. A. & Levy, S. G. 1972, *ApJ*, 172, 355

Abt, H. A. & Morgan, W. W. 1969, *ApJ*, 74, 813

Abt, H. A. & Morrell, N. I. 1995, *ApJS*, 99, 135

Adelman, S. J. 1997, *A&A*, 122, 249

Adelman, S. J. 2004, *MNRAS*, 351, 823

Angel, J. R. P., Borra, E. F., & Landstreet, J. D. 1981, *ApJS*, 45, 457

Babcock, H. W. 1947, *ApJ*, 105, 105

Babcock, H. W. 1958, *ApJS*, 3, 141

Bagnulo, S., Landstreet, J. D., Lo Curto, G., Szeifert, T., & Wade, G. A. 2003, *A&A*, 403, 645

Baker, N. & Kippenhahn, R. 1962, *Zeitschrift fur Astrophysik*, 54, 114

Baldry, I. K., Bedding, T. R., Viskum, M., Kjeldsen, H., & Frandsen, S. 1998, *MNRAS*, 295, 33

- Balmforth, N. J., Cunha, M. S., Dolez, N., Gough, D. O., & Vauclair, S. 2001, *MNRAS*, 323, 362
- Bayer, C., Maitzen, H. M., Paunzen, E., Rode-Paunzen, M., & Sperl, M. 2000, *A&A*, 147, 99
- Belopolsky, A. 1914, *Astronomische Nachrichten*, 196, 1
- Berdyugina, S. V. 1998, *A&A*, 338, 97
- Bidelman, W. P. & MacConnell, D. J. 1973, *ApJ*, 78, 687
- Biémont, E., Palmeri, P., & Quinet, P. 1999, *Ap&SS*, 269, 635
- Bigot, L. & Dziembowski, W. A. 2002, *A&A*, 391, 235
- Bohlender, D. A., Landstreet, J. D., & Thompson, I. B. 1993, *A&A*, 269, 355
- Borra, E. F. & Landstreet, J. D. 1977, *ApJ*, 212, 141
- Borra, E. F. & Landstreet, J. D. 1980, *ApJS*, 42, 421
- Braithwaite, J. & Spruit, H. C. 2004, *Nat*, 431, 819
- Brancazio, P. J. & Cameron, A. G. W. 1967, *Canadian J. Phys.*, 45, 3297
- Butler, R. P., Marcy, G. W., Williams, E., et al. 1996, *PASP*, 108, 500
- Charbonneau, P. 1993, *ApJ*, 405, 720
- Chevalier, C. 1971, *Astrophys. Lett. Commun.*, 8, 179
- Christensen-Dalsgaard, J. 2003, *Lecture Notes on Stellar Oscillations* (<http://astro.phys.au.dk/~jcd/oscilnotes/>)
- Cowley, A., Cowley, C., Jaschek, M., & Jaschek, C. 1969, *ApJ*, 74, 375

- Cowley, C. R. 1977, *Ap&SS*, 51, 349
- Cox, J. P. 1967, in *IAU Symp. 28: Aerodynamic Phenomena in Stellar Atmospheres*, ed. R. N. Thomas, 3--+
- Cox, J. P. 1980, *Theory of stellar pulsation* (Research supported by the National Science Foundation Princeton, NJ, Princeton University Press, 1980. 393 p.)
- Crawford, D. L. 1963, *ApJ*, 137, 530
- Crawford, D. L. 1975, *ApJ*, 80, 955
- Crawford, D. L., Barnes, J. V., Golson, J. C., & Hube, D. P. 1973, *ApJ*, 78, 738
- Dachs, J. 1972, *A&A*, 21, 373
- Dachs, J. & Kabus, H. 1989, *A&A*, 78, 25
- Deutsch, A. J. 1947, *ApJ*, 105, 283
- Dworetzky, M. M. 1975, *ApJ*, 80, 131
- Dziembowski, W. & Goode, P. R. 1985, *ApJ*, 296, L27
- Fowler, W. A., Burbidge, E. M., Burbidge, G. R., & Hoyle, F. 1965, *ApJ*, 142, 423
- Gabriel, M., Noels, A., Scuflaire, R., & Mathys, G. 1985, *A&A*, 143, 206
- Giesecking, F. 1978, *A&A*, 32, 17
- Girish, V. 2005, 26, 203
- Girish, V., Seetha, S., Martinez, P., et al. 2001, *A&A*, 380, 142

- Gray, D. F. 1992, *The Observation and Analysis of Stellar Photospheres* (The Observation and Analysis of Stellar Photospheres, by David F. Gray, pp. 470. ISBN 0521408687. Cambridge, UK: Cambridge University Press, June 1992.)
- Guthnick, P. & Prager, R. 1915, *Astronomische Nachrichten*, 201, 443
- Guthrie, B. N. G. 1971, *Ap&SS*, 13, 168
- Hartoog, M. R. 1976, *ApJ*, 205, 807
- Hatzes, A. P. & Kuerster, M. 1994, *A&A*, 285, 454
- Hatzes, A. P., Penrod, G. D., & Vogt, S. S. 1989, *ApJ*, 341, 456
- Hauck, B. & Mermilliod, M. 1998, *A&A*, 129, 431
- Havnes, O. & Conti, P. S. 1971, *A&A*, 14, 1
- Heller, C. H. & Kawaler, S. D. 1988, 329, L43
- Hoag, A. A. & Applequist, N. L. 1965, *ApJS*, 12, 215
- Hoffleit, D. & Jaschek, C. 1982, *The Bright Star Catalogue* (The Bright Star Catalogue, New Haven: Yale University Observatory (4th edition), 1982)
- Houk, N. 1978, *Michigan catalogue of two-dimensional spectral types for the HD stars* (Ann Arbor : Dept. of Astronomy, University of Michigan : distributed by University Microfilms International, 1978-)
- Houk, N. & Cowley, A. P. 1975, *Michigan Catalogue of two-dimensional spectral types for the HD star* (Ann Arbor: University of Michigan, Departement of Astronomy, 1975)
- Hubrig, S. & Mathys, G. 1994, *Astronomische Nachrichten*, 315, 343

- Hubrig, S., North, P., & Mathys, G. 2000, *ApJ*, 539, 352
- Hubrig, S. & Schwan, H. 1991, *A&A*, 251, 469
- Hunger, K. 1955, *Zeitschrift fur Astrophysik*, 36, 42
- Jaschek, M. & Jaschek, C. 1958, *Zeitschrift fur Astrophysik*, 45, 35
- Jenkner, H. & Maitzen, H. M. 1987, *A&A*, 71, 255
- Joncas, G. & Borra, E. F. 1981, *A&A*, 94, 134
- Jones, T. J., Wolff, S. C., & Bonsack, W. K. 1974, *ApJ*, 190, 579
- Joss, P. C. 1974, *ApJ*, 191, 771
- Kanaan, A. & Hatzes, A. P. 1998, *ApJ*, 503, 848
- Kochukhov, O. 2003, Ph.D. Thesis
- Kochukhov, O. & Ryabchikova, T. 2001, *A&A*, 374, 615
- Kuerster, M., Schmitt, J. H. M. M., Cutispoto, G., & Dennerl, K. 1997, *A&A*, 320, 831
- Kumar, C. K., Davila, J. M., & Rajan, R. S. 1989, *ApJ*, 337, 414
- Kupka, F. G., Ryabchikova, T. A., Piskunov, N. E., Stempels, H. C., & Weiss, W. W. 2000, *Baltic Astronomy*, 9, 590
- Kurster, M. 1993, *A&A*, 274, 851
- Kurtz, D. W. 1978, *Informational Bulletin on Variable Stars*, 1436, 1
- Kurtz, D. W. 1982, *MNRAS*, 200, 807
- Kurtz, D. W., Kanaan, A., Martinez, P., & Tripe, P. 1992, *MNRAS*, 255, 289

- Kurtz, D. W. & Martinez, P. 2000, *Baltic Astronomy*, 9, 253
- Kurtz, D. W., Martinez, P., Koen, C., & Sullivan, D. J. 1996, *MNRAS*, 281, 883
- Kurtz, D. W., Matthews, J. M., Martinez, P., et al. 1989, *MNRAS*, 240, 881
- Kurtz, D. W., van Wyk, F., Roberts, G., et al. 1997, *MNRAS*, 287, 69
- Landstreet, J. D. & Mathys, G. 2000, *A&A*, 359, 213
- Ledoux, P. 1951, *ApJ*, 114, 373
- Lehmann, H., Tsymbal, V., Mkrtichian, D. E., & Fraga, L. 2006, *A&A*, 457, 1033
- Lemke, M. 1989, *A&A*, 225, 125
- Lemke, M. 1990, *A&A*, 240, 331
- Levato, H. & Malaroda, S. 1974, *ApJ*, 79, 890
- Levato, H. & Malaroda, S. 1975, *PASP*, 87, 173
- Levato, H. & Malaroda, S. 1984, *Astrophys. Lett. Commun.*, 24, 37
- Libbrecht, K. G. 1988, 330, L51
- Loktin, A., Gerasimenko, T., & Malisheva, L. 2001, *Astron.Astrophys.Trans.*, 20, 607
- Lomb, N. R. 1976, *Ap&SS*, 39, 447
- Ludendorff, H. 1907, *Astronomische Nachrichten*, 173, 1
- Maitzen, H. M. 1976, *A&A*, 51, 223
- Maitzen, H. M. 1982, *A&A*, 115, 275

- Maitzen, H. M. 1993, *A&A*, 102, 1
- Maitzen, H. M. & Catalano, F. A. 1986, *A&A*, 66, 37
- Maitzen, H. M. & Hensberge, H. 1981, *A&A*, 96, 151
- Maitzen, H. M., Weiss, W. W., & Schneider, H. 1988, *A&A*, 75, 391
- Maitzen, H. M. & Wood, H. J. 1983, *A&A*, 126, 80
- Martinez, P., Girish, V., Joshi, S., et al. 2000, *Informational Bulletin on Variable Stars*, 4853, 1
- Martinez, P. & Kurtz, D. W. 1995, *Ap&SS*, 230, 29
- Martinez, P., Kurtz, D. W., & Meintjes, P. J. 1993, *MNRAS*, 260, 9
- Matthews, J. M. 1991, *PASP*, 103, 5
- Matthews, J. M., Kurtz, D. W., & Martinez, P. 1999, *ApJ*, 511, 422
- Matthews, J. M., Wehlau, W. H., Walker, G. A. H., & Yang, S. 1988, *ApJ*, 324, 1099
- Maury, A. C. D. P. P. 1897, *Spectra of bright stars photographed with the 11-inch Draper telescope as a part of the Henry Draper memorial and discussed* (Cambridge, J. Wilson and son, 1897.)
- Michaud, G. 1970, *ApJ*, 160, 641
- Michaud, G. 1980, *ApJ*, 85, 589
- Michaud, G. & Charland, Y. 1986, *ApJ*, 311, 326
- Michaud, G., Charland, Y., Vauclair, S., & Vauclair, G. 1976, *ApJ*, 210, 447



Molnar, M. R. 1972, *ApJ*, 175, 453

Morgan, W. W. 1933, *ApJ*, 77, 330

Morgan, W. W., Keenan, P. C., & Kellman, E. 1943, *An atlas of stellar spectra, with an outline of spectral classification* (Chicago, Ill., The University of Chicago press [1943])

Moss, D. 2001, in *ASP Conf. Ser. 248: Magnetic Fields Across the Hertzsprung-Russell Diagram*, ed. G. Mathys, S. K. Solanki, & D. T. Wickramasinghe, 305–+

North, P. 1993, in *ASP Conf. Ser. 44: IAU Colloq. 138: Peculiar versus Normal Phenomena in A-type and Related Stars*, 577–+

North, P. & Cramer, N. 1981, in *Chemically Peculiar Stars of the Upper Main Sequence*, 55–59

North, P. & Cramer, N. 1984, *A&A*, 58, 387

North, P., Jaschek, C., Hauck, B., et al. 1997, in *ESA SP-402: Hipparcos - Venice '97*, 239–244

Olsen, E. H. 1980, *A&A*, 39, 205

Pöhl, H., Maitzen, H. M., & Paunzen, E. 2003, *A&A*, 402, 247

Paunzen, E. 2001, *A&A*, 373, 633

Paunzen, E., Handler, G., Weiss, W. W., et al. 2002, *A&A*, 392, 515

Paunzen, E. & Maitzen, H. M. 2001, *A&A*, 373, 153

Perry, C. L., Lee, P. D., & Barnes, J. V. 1978, *PASP*, 90, 73

- Piskunov, N. E. & Wehlau, W. H. 1990, *A&A*, 233, 497
- Press, W. H., Teukolsky, S. A., Vetterling, W. T., & Flannery, B. P. 1993, *Numerical Recipes in C: The Art of Scientific Computing* (Cambridge University Press, 1993.)
- Preston, G. W. 1971, *PASP*, 83, 571
- Preston, G. W. 1974, *ARA&A*, 12, 257
- Przybylski, A. 1961, *Nat*, 189, 739
- Pyper, D. M. 1969, *ApJS*, 18, 347
- Qiu, H. M., Zhao, G., Chen, Y. Q., & Li, Z. W. 2001, *ApJ*, 548, 953
- Renson, P. 1992, *Bulletin d'Information du Centre de Donnees Stellaires*, 40, 97
- Rice, J. B. 1988, *A&A*, 199, 299
- Rice, J. B. 2002, *Astronomische Nachrichten*, 323, 220
- Roman, N. G., Morgan, W. W., & Eggen, O. J. 1948, *ApJ*, 107, 107
- Ryabchikova, T., Nesvacil, N., Weiss, W. W., Kochukhov, O., & Stütz, C. 2004, *A&A*, 423, 705
- Ryabchikova, T., Wade, G. A., Aurière, M., et al. 2005, *A&A*, 429, L55
- Saio, H. 2005, *MNRAS*, 360, 1022
- Salpeter, E. E. 1955, *ApJ*, 121, 161
- Savanov, I. S., Malanushenko, V. P., & Ryabchikova, T. A. 1999, *Astronomy Letters*, 25, 802

- Scargle, J. D. 1982, *ApJ*, 263, 835
- Schaller, G., Schaerer, D., Meynet, G., & Maeder, A. 1992, *A&A*, 96, 269
- Schneider, H. 1993, in ASP Conf. Ser. 44: IAU Colloq. 138: Peculiar versus Normal Phenomena in A-type and Related Stars, 629–+
- Shibahashi, H. 1991, in LNP Vol. 388: Challenges to Theories of the Structure of Moderate-Mass Stars, 393–+
- Shibahashi, H. & Saio, H. 1985, *PASJ*, 37, 601
- Shibahashi, H. & Takata, M. 1993, *PASJ*, 45, 617
- Shorlin, S. L. S., Wade, G. A., Donati, J.-F., et al. 2002, *A&A*, 392, 637
- Shulyak, D., Tsymbal, V., Ryabchikova, T., Stütz, C., & Weiss, W. W. 2004, *A&A*, 428, 993
- Skilling, J. & Bryan, R. K. 1984, *MNRAS*, 211, 111
- Snowden, M. S. 1975, *PASP*, 87, 721
- Stępień, K. 1968, *ApJ*, 154, 945
- Stępień, K. 2000, *A&A*, 353, 227
- Stibbs, D. W. N. 1950, *MNRAS*, 110, 395
- Tassoul, M. 1980, *ApJS*, 43, 469
- Tassoul, M. 1990, *ApJ*, 358, 313
- Tsymbal, V. 1996, in ASP Conf. Ser. 108: M.A.S.S., Model Atmospheres and Spectrum Synthesis, ed. S. J. Adelman, F. Kupka, & W. W. Weiss, 198–+

- Turcotte, S. & Charbonneau, P. 1993, *ApJ*, 413, 376
- Unno, W., Osaki, Y., Ando, H., Saio, H., & Shibahashi, H. 1989, *Nonradial oscillations of stars* (Nonradial oscillations of stars, Tokyo: University of Tokyo Press, 1989, 2nd ed.)
- Valenti, J. A., Butler, R. P., & Marcy, G. W. 1995, *PASP*, 107, 966
- van den Heuvel, E. P. J. 1967, 19, 11
- van Rensbergen, W., Hammerschlag-Hensberge, G., & van den Heuvel, E. P. J. 1978, *A&A*, 64, 131
- Venn, K. A. & Lambert, D. L. 1990, *ApJ*, 363, 234
- Vogt, S. S., Penrod, G. D., & Hatzes, A. P. 1987, *ApJ*, 321, 496
- Wade, G. A. 1997, *A&A*, 325, 1063
- Walker, M. F. 1956, *ApJS*, 2, 365
- Wegner, G. 1976, *MNRAS*, 177, 99
- Wegner, G. & Petford, A. D. 1974, *MNRAS*, 168, 557
- Winzer, J. E. 1974, Ph.D. Thesis
- Wolff, S. C. 1983, *The A-stars: Problems and perspectives*. Monograph series on nonthermal phenomena in stellar atmospheres (The A-stars: Problems and perspectives. Monograph series on nonthermal phenomena in stellar atmospheres)
- Wolff, S. C. & Hagen, W. 1976, *PASP*, 88, 119
- Wolff, S. C. & Preston, G. W. 1978, *ApJS*, 37, 371

Wolff, S. C. & Wolff, R. J. 1971, *ApJ*, 76, 422

Young, A. & Martin, A. E. 1973, *ApJ*, 181, 805

Zhevakin, S. A. 1963, *ARA&A*, 1, 367