

UNIVERSIDADE FEDERAL DE SANTA CATARINA

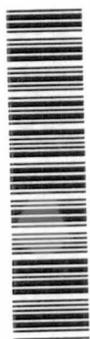
Centro de Ciências Física e Matemática – CFM

Departamento de Física

(BU)

Quando surgem peculiaridades químicas  
em estrelas A peculiares ?\*

Luciano Fraga



03775910

Dissertação realizada sob orientação do Dr. Antônio N. Kanaan e apresentada ao Departamento de Física do CFM da UFSC em preenchimento parcial dos requisitos para obtenção do título de Mestre em Física.

Florianópolis

2002

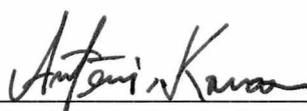
---

\* Trabalho financiado pelo CNPq

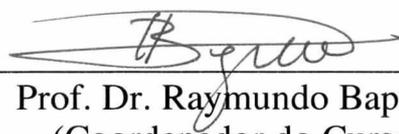
# Quando surgem peculiaridades químicas em estrelas A peculiares?

Luciano Fraga

Esta dissertação foi julgada adequada para a obtenção do título de MESTRE EM FÍSICA, com especialização em Astrofísica, e aprovada em sua forma pelo Programa de Pós-Graduação.



Prof. Dr. Antônio Kanaan  
(Orientador)



Prof. Dr. Raymundo Baptista  
(Coordenador do Curso)

## BANCA EXAMINADORA



Prof. Dr. Antônio Kanaan (UFSC)  
(Presidente)



Profa. Dra. Beatriz Barbuy (IAG/USP)



Prof. Dr. Roberto Cid Fernandes (UFSC)

## AGRADECIMENTOS

- Aos meus pais e meus irmãos.
- Ao meu orientador Antônio Kanaan.
- Aos meus ex-orientadores Roberto Cid Fernandes e Raymundo Baptista.
- Aos colegas do Grupo de Astrofísica.

# SUMÁRIO

1. <i>Estrelas A peculiares (Ap)</i> . . . . .	1
1.1 Introdução . . . . .	1
1.2 O Descobrimento . . . . .	2
1.3 Modelo do Rotador Oblíquo (MRO) . . . . .	6
1.4 Origem das peculiaridades químicas nas estrelas Ap . . . . .	9
2. <i>Frequência de Estrelas Ap em Aglomerados Abertos</i> . . . . .	11
2.1 Introdução . . . . .	11
2.2 Revisão Bibliográfica . . . . .	12
2.2.1 Espectroscopia . . . . .	12
2.2.2 Fotometria . . . . .	20
3. <i>Observações e Redução</i> . . . . .	28
3.1 Observações . . . . .	28
3.2 Critérios de seleção dos objetos . . . . .	28
3.3 Redução dos dados . . . . .	29
4. <i>Classificação Espectral</i> . . . . .	30
4.1 Introdução . . . . .	30
4.2 O sistema Harvard . . . . .	31
4.3 O Diagrama HR . . . . .	31
4.4 O Sistema MK . . . . .	34
4.5 Detalhes da classificação espectral do sistema MK . . . . .	34

---

4.5.1	Métodos de classificação de estrelas normais . . . . .	36
4.5.2	Métodos de classificação de estrelas peculiares . . . . .	37
4.5.3	Método de classificação utilizado neste trabalho . . . . .	37
5.	<i>Discussão e Conclusão</i> . . . . .	48
5.1	Discussão . . . . .	48
5.1.1	Aglomerado IC 2602 . . . . .	49
5.1.2	Aglomerado NGC 3228 . . . . .	52
5.1.3	Estrelas Ap's em sistemas duplos visuais . . . . .	53
5.2	Perspectivas futuras . . . . .	56

## LISTA DE FIGURAS

- 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 (defasado de  $90^\circ$ ) em relação à variação da intensidade das linhas (retirada de Pyper 1969). . . . 4
- 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 a mão livre, representa a média das medidas realizadas por Babcock(1960) (retirada de Borra & Landstreet 1977). . . . . 5
- 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. . . . . 7
- 1.4 A figura mostra a variação do campo magnético devido 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). . 8

- 2.1 A figura mostra o resultado obtido por Abt (1979) para as estrelas Ap Si. Cada ponto representa a freqüência para um grupo de aglomerados dentro de um intervalo de idade. A idade do grupo é dada pela média das idades dos aglomerados pertencentes ao grupo. Foram encontradas 20 estrelas Ap Si numa amostra de 317, estrelas dentro de um intervalo de magnitude absoluta de  $-1.3mag \leq Mv \leq +1.4mag$ . . . . . 18
- 2.2 A figura mostra o resultado obtido por Abt (1979) no caso das estrelas Ap Sr-Cr. Cada ponto representa a freqüência para um grupo de aglomerados dentro de um intervalo de idade. O grupo mais velho foi dividido em dois sub-grupos, representados na figura pelos triângulos. O primeiro sub-grupo contém 2 estrelas Ap Sr-Cr dentre 74 estrelas, que corresponde à freqüência de 2.7%, em 4 aglomerados de idades entre  $10^{8.0}$  a  $10^{8.2}$  anos. O segundo sub-grupo contém 8 estrelas Ap Sr-Cr dentre 99 estrelas, que corresponde à freqüência de 8.1%, em 3 aglomerados de idades entre  $10^{8.4}$  a  $10^{8.8}$  anos. . . . . 19
- 2.3 A figura mostra o resultado obtido por Abt (1979) no caso as estrelas Ap Hg-Mn. Foram encontradas 8 estrelas Ap Hg-Mn numa amostra de 210 estrelas dentro de um intervalo de magnitude absoluta de  $-1.4mag \leq Mv \leq +0.5mag$ . . . . . 21
- 2.4 A figura representa os resultados obtido por Abt (1979) e Abt & Cardona (1983). Os triângulos representam as estrelas Ap num intervalo de magnitude absoluta de  $-1.4 \leq M_v \leq +2.5mag$  em 14 aglomerados de idades entre  $10^{5.7}$  e  $10^{8.8}$  anos (Abt, 1979). Os pontos representam as freqüências de 64 sistemas múltiplos visuais. As idades neste último caso são somente limites superiores. . . . . 22
- 2.5 A figura mostra as curvas de transmissão dos filtros de interferência de banda intermediária ( $\sim 100 \text{ \AA}$ )  $g_1$  e  $g_2$  centrados em  $5000 \text{ \AA}$ ,  $5220 \text{ \AA}$  utilizados no sistema fotométrico  $\Delta a$  (Matizen, 1976). Abaixo o espectro da estrela 108 Aqr. . . . . 24

- 2.6 A figura ilustra o método utilizado para a detecção de estrelas peculiares no sistema fotométrico  $\Delta a$ , neste caso no aglomerado NGC 2516. A linha da normalidade (relativa às estrelas normais) está representada pela linha tracejada. A linha sólida representa o limite de detecção no caso das estrelas Ap. Os pontos menores referem-se às estrelas com apenas uma medida e pontos marcados referem-se às estrelas Ap identificadas. . . . . 25
- 2.7 A figura ilustra o resultado obtido por North (1993) para os casos das estrelas Ap Si, SrCrEu e estrelas Am. Ao contrário do que indicavam os resultados de Abt (1979) parece que, como mostra a figura, a frequência de estrelas Ap em aglomerados é constante com a idade, com uma frequência média de 10% no caso das estrelas Ap Si e 4% no caso das estrelas Ap SrCrEu. . . . . 27
- 4.1 Esta figura ilustra o diagrama HR (Hertzsprung-Russel). Na abscissa temos a magnitude absoluta (ou luminosidade), a luminosidade cresce para cima. Na ordenada temos a classe espectral (ou temperatura), a temperatura cresce para a esquerda. A faixa que vai do extremo superior esquerdo (estrelas quentes e muito luminosas), até o extremo inferior direito (estrelas frias e pouco luminosas) é chamada de sequência principal (na figura está o termo em inglês *main sequence*). As estrelas acima da sequência principal, na região superior direita (estrelas frias e luminosas) são chamadas gigantes, e pertencem à classe de luminosidade II ou III. Bem no topo do diagrama existem algumas estrelas ainda mais luminosas: são chamadas supergigantes, com classe de luminosidade I. As estrelas no canto inferior esquerdo (estrelas quentes e pouco luminosas) são chamadas anãs brancas (na figura está o termo em inglês *white dwarfs*). . . . . 33

- 4.2 Esta figura mostra a seqüência de classes de luminosidades introduzidas por Morgan, Keenan e Kellman (1943). A classe I, a classe de super-gigantes, é dividida em Ia e Ib: Ia de super-gigantes e super-luminosas, e Ib, de super-gigantes luminosas. A classe de luminosidade II agrupa as estrelas gigantes brilhantes, III as gigantes normais e a IV as sub-gigantes. A classe V agrupa as estrelas na seqüência principal ou anãs. A classe 0 (zero) agrupa as estrelas super-gigantes brilhantes na nuvem de Magalhães. A classe VI agrupa as estrelas sub-anãs, e a classe VII é a das estrelas anãs brancas. . . . . 35
- 4.3 A figura ilustra as diferenças entres as classes espectrais O9V, B1V, B2V, B3V e B5V. As linhas de hélio neutro (He I 4471Å), as linhas de hélio ionizado (He II 4542Å) e a linha Mg II 4481Å são utilizadas para a classificação destes tipos espectrais. . . . . 39
- 4.4 A figura ilustra o efeito da luminosidade nas estrelas do tipo B1. Para se determinar a luminosidade utiliza-se a intensidade das linhas de hidrogênio, e também a razão das linhas de O II (4070, 4348 e 4416Å) com as linhas de hidrogênio e He I. A linha de Si III 4553Å pode ser usada para distinguir as classes de luminosidade V e III. . . . . 40
- 4.5 A figura ilustra as diferenças entre as classes espectrais B5V, B8V, A0V, A3V e A5V. As linhas de hélio diminuem de intensidade da estrelas B5V para a estrelas B8V, chegando a desaparecer nas estrelas do A0V. As linhas de hidrogênio alcançam um máximo nas estrelas de A0V. . . . . 41
- 4.6 A figura ilustra as diferenças entre as classes espectrais A5V, F0V, F5V e G0V. As linhas utilizadas para a determinar o tipo espectral nas estrelas do tipo A, são: Mn I 4030Å, Ca I 4227Å e Fe I 4271Å. A banda-G é utilizada para determinar o tipo espectral para as estrelas mais frias que F2V. . . . . 42
- 4.7 A figura mostra o efeito da luminosidade nas estrelas do tipo A0. O critério para determinar a luminosidade das estrelas do tipo A é o progressivo estreitamento e enfraquecimento das linhas de hidrogênio com o aumento da luminosidade. . . . . 43

- 4.8 A figura 4.8 ilustra 3 tipos distintos de estrelas Ap. Acima temos uma estrela Ap de silício, vê-se intensas linhas do dubleto Si II 4128-32 Å. A segunda, uma estrela Ap SiSrCr, vê-se também as linhas de Si II e linhas Sr II 4077 Å e Cr II 4111 Å (na “asa” de H $\delta$ ). A última estrela, uma estrela Ap Hg-Mn, vê-se linhas de Hg II 3984 Å e Mn II 4136 Å e 4206 Å. . . . . 44
- 4.9 A figura ilustra a série de estrelas padrão normais obtidas durante as observações relativas a este trabalho utilizadas para a classificação das estrelas. 45
- 4.10 A figura ilustra a série de estrelas padrão peculiares, assim como as estrelas da figura anterior, utilizadas para a classificação das estrelas. . . . . 46
- 4.11 A figura exemplifica o procedimento utilizado na classificação espectral das estrelas. A estrela central é a estrela de programa a ser classificada, a estrela acima dela é uma estrela padrão normal, e a estrela abaixo dela é uma estrela padrão peculiar. A estrela de programa, que é uma estrela pertencente ao aglomerado NGC 6383 e foi classificada como uma estrela Ap SrEuCr. . . . . 47
- 5.1 A figura ilustra as classificações feitas no aglomerado IC 2602. A estrela número 23 foi identificada como uma estrela Ap. A estrela número 27 como uma estrela Ap? (“?” em Ap?, significa que há dúvida quanto à peculiaridade). A estrela número 17, identificada como peculiar em Maitzen et. al. (1988) usando fotometria, foi observada neste trabalho e não foi identificada como peculiar. . . . . 51

- 5.2 Esta figura ilustra a situação atual do projeto. Os hexágonos são resultados de espectroscopia em placa fotografica de 393 estrelas em aglomerados diferentes, retirados de Abt (1979). Os quadrados são resultados de 90 estrelas em 7 aglomerados (dois observados por completo) estudados nesta dissertação. A idade de cada grupo é a média da idade de seus aglomerados. A frequência de estrelas Ap em aglomerados abertos é dada pela razão do número de estrelas Ap pelo número total de estrelas dentro do fenômeno Ap (A-normais + Ap). Os triângulos representam os sistemas duplos visuais estudados. Neste caso temos um limite superior para a idade do surgimento das peculiaridades químicas pois as idades dos sistemas são derivadas do tempo de permanência da estrela primária na seqüência principal. . . . . 58

## LISTA DE TABELAS

2.1	Compilação de Aglomerados – Hartoog (1976) . . . . .	14
2.2	Frequência de Estrelas Ap Frias e Quentes – Hartoog (1976) . . . . .	15
2.3	Frequência de Estrelas Ap Frias e Quentes em Aglomerados Jovens e Velhos – Hartoog (1976) . . . . .	16
2.4	Aglomerados Estudados – Abt (1979) . . . . .	16
2.5	Frequência de estrelas Ap em sistemas múltiplos visuais e aglomerados – Abt & Cardona (1983) . . . . .	23
2.6	Grupos de idades adotados em North (1993) . . . . .	26
2.7	Sumário dos resultados de North (1993) . . . . .	27
3.1	Diário das Observações . . . . .	29
4.1	Características das Classes Espectrais . . . . .	31
4.2	Prefixos e Sufixos para as classes espectrais . . . . .	32
5.1	Classificação Espectral – IC 2602 . . . . .	50
5.2	Classificação Espectral – NGC 3228 . . . . .	53
5.3	Sumário dos resultados – Aglomerados . . . . .	54
5.4	Sumário dos resultados – Sistemas Duplos Visuais . . . . .	55

## Resumo

No meio da sequência principal encontram-se as estrelas A. Estas estrelas deveriam estar entre as mais simples de todas estrelas da sequência principal, pois são inteiramente radiativas e portanto deveriam estar livres de todas as complicações causadas pela convecção. Entretanto, o oposto acontece. Nesta região encontramos todo tipo de peculiaridades, estrelas com extremas abundâncias de terras raras, estrelas com deficiência de hélio, estrelas magnéticas, etc. Estrelas A peculiares (Ap) possuem alta abundância de terras raras em seus espectros. A explicação amplamente aceita para estas altas abundâncias é de que estes elementos são empurrados à superfície por pressão de radiação seletiva (o campo de radiação e a opacidade das terras raras têm um pico na mesma região do espectro — este processo é conhecido como **difusão radiativa**) graças ao campo magnético que inibe turbulência e também à falta de convecção nos envelopes das estrelas A.

Abt (1979) e Abt e Cardona (1983) coletaram forte evidência de que o fenômeno Ap é relacionado à idade estelar. Os autores observaram vários aglomerados abertos de idades distintas e concluíram que a fração de estrelas Ap/A (a esta fração é dado o nome de frequência de estrelas Ap) aumenta com a idade dos aglomerados. Esta razão alcança o mesmo valor que entre estrelas do campo a uma idade de cerca de  $10^8$  anos. Investigações posteriores questionam (North, 1993) os resultados de Abt. O que motivou esta dissertação foi o conflito entre o resultado obtido por Abt (1979), evidência de que a frequência de estrelas Ap aumentava com a idade; e o resultado obtido por North (1993), resultado este que indicava que a frequência de estrelas Ap permanece constante com a idade. A decisão de refazer o estudo da frequência de estrelas Ap em aglomerados foi tomada por compreendermos que os dois estudos, os de Abt (1979) e North (1993), possuem pontos falhos que comprometem a classificação das estrelas, e isso nos impede

de chegar a uma conclusão clara e definitiva sobre quem está correto.

Dois aglomerados, IC 2602 e NGC 3228, foram observados por completo, isto é, foram observadas todas as estrelas dentro do intervalo de cor ( $-0.16 < B - V < +0.30$ ), intervalo em que ocorre o fenômeno Ap. Comparamos o resultado da nossa classificação espectral destes aglomerados com as classificações destes encontrada na literatura. Foram observados também 78 sistemas duplos visuais para investigarmos a possível correlação do fenômeno Ap com a idade estudando estrelas A em sistemas duplos visuais.

## Abstract

A stars should be among the simplest of all stars to understand, they are entirely radiative and therefore, should be free of all complication brought up by convection. However, the opposite happens. In this region we find all kinds of peculiar “behavior”; stars with extreme abundances of rare earth elements, helium deficient stars, magnetic stars, etc. *When* these anomalies develop among the Ap stars is the goal of this project. This project will serve as a critical test for theories concernig the nature of Ap stars, like the radiative diffusion hypothesis and the origin of magnetic field.

Ap stars present high abundance of rare earth elements. These overabundances are understood as the result of radiative diffusion. In the model, the rare earth elements are pushed to the surface by selective radiation pressure because the wavelength where the radiation field is maximum is the same as the wavelength where the rare earths opacities peak. Radiation pressure is helped by the lack of convection in A star envelopes and by the inhibition of turbulence promoted by the magnetic fields.

Abt (1979,ApJ,230,485) found strong evidence that the Ap phenomenon is related to stellar age. The authors observed several open clusters of different ages and found that the number ratio of Ap to A stars increases with cluster age. This ratio reaches the same value as for field stars at an age of  $10^8$  years. To further test this hypothesis Abt and Cardona (1983,ApJ,272,182) observed A stars in binary systems. They found that the Ap/A ratio is larger among binary systems made up of an A star + cold companion than in systems composed of an A star + hot companion. This corroborates the cluster result as the systems A + cold star must be, on average, older than the A + hot star systems. Their results indicate that A stars turn into Ap stars during their life on the main sequence.

Further investigations have questioned (see for instance North (1993,in “Peculiar Ver-

sus Normal Phenomena in A - type and Related Stars”, ASP Conference Series, Vol. 44, p.577) the results of Abt and Cardona. However, their classification method is not as reliable as the method used by Abt and Cardona. North uses the  $\lambda 5200$  depression as an indicator of peculiarity as well as magnetic field strength. To identify an Ap star they build color-color diagrams using the Genève photometric system. This is certainly an ingenious method, however, it may also be dangerous as: 1) borderline cases are hard to distinguish even spectroscopically, let alone photometrically; 2) differential reddening may affect the color-color diagrams.

Two open cluster, IC 2602 and NGC 3228, were complete observed (i.e. all the stars in the colour range of the  $-0.16 < B - V < +0.30$ ). We compare our result of the spectral classification against the literature classification. We also observed 78 visual doubles to solve the problem of the age dependency.

# Capítulo 1

## Estrelas A peculiares (Ap)

### 1.1 Introdução

No meio da seqüência principal (daqui em diante SP) encontram-se as estrelas do tipo A. Estas estrelas deveriam estar entre as mais simples de todas as estrelas da seqüência principal, pois são inteiramente radiativas e, portanto, deveriam estar livres de todas as complicações causadas pela convecção. Entretanto, acontece o oposto. Nesta região da SP encontramos todo tipo de peculiaridades: estrelas com extremas abundâncias de terras raras, estrelas com deficiência de hélio, estrelas magnéticas, etc.

A explicação amplamente aceita para estas altas abundâncias é de que estes elementos são empurrados à superfície por pressão de radiação seletiva (o campo de radiação e a opacidade das terras raras têm um pico na mesma região do espectro — este processo é conhecido como **difusão radiativa**) graças ao campo magnético que inibe turbulência e também à falta de convecção nos envelopes das estrelas A.

Abt (1979) e Abt e Cardona (1983) coletaram forte evidência de que o fenômeno Ap está relacionado à idade estelar. Os autores observaram vários aglomerados abertos de idades distintas e concluíram que a fração de estrelas Ap/A (a esta fração é dado o nome de frequência de estrelas Ap) aumenta com a idade dos aglomerados. Esta razão alcança o mesmo valor que entre estrelas do campo a uma idade de cerca de  $10^8$  anos. Investigações posteriores questionam (North, 1993) os resultados de Abt.

Resolver o conflito entre os resultados de Abt e North é o principal objetivo desta dissertação. Resolvendo este conflito respondemos de uma vez por todas a questão da dependência do fenômeno Ap com a idade estelar.

Para atingir nosso objetivo observamos e classificamos (por espectroscopia) estrelas do tipo A pertencentes a aglomerados de diferentes idades e obtemos a frequência de estrelas Ap (Ap/A) para cada aglomerado. Atacamos o problema de uma outra forma, procurando por estrelas Ap em sistemas duplos. Utilizamos para uma estimativa da idade do sistema, o tempo de permanência da estrela primária na SP. Obtemos a frequência de estrelas Ap para grupos de mesma idade de sistemas duplos.

Neste primeiro capítulo apresentaremos uma visão geral de como se deu o descobrimento das estrelas A peculiares (Ap), as observações que resultaram no desenvolvimento do modelo do rotador oblíquo e a hipótese da difusão radiativa. No capítulo seguinte discutiremos a série de trabalhos sobre o tema central da dissertação que é a frequência de estrelas Ap em aglomerados abertos. No terceiro capítulo explicaremos o procedimento utilizado na seleção dos objetos, nas observações e na redução dos dados. O quarto capítulo é um breve histórico sobre classificação espectral e também uma explicação sobre o procedimento adotado por nós na classificação espectral dos objetos. No último capítulo apresentaremos os resultados da frequência de estrelas Ap em aglomerados e em sistemas duplos e a conclusão.

## 1.2 O Descobrimento

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) comentou que a linha de Ca K era fraca e que o duplete de Si II em 4128 Å e 4131 Å possuía uma intensidade anormal.

O interesse por essa estrela cresceu quando Ludendorff (1906) observou que a intensidade das linhas de Fe, Cr e Mg variava. Em investigação posterior, Belopolsky (1913) 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  $90^\circ$ ) com as mudanças de intensidade. A figura 1.1 mostra a variação da intensidade (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 DyII no período de 5.5 dias.

A primeira curva de luz de  $\alpha^2CVn$  foi medida utilizando-se fotometria fotoelétrica por Guthnick e Prager (1914). Neste estudo eles descobriram que a variação fotométrica era periódica e que estava em anti-fase com a variação de intensidade da linha de Eu. As amplitudes das variações fotométricas são tipicamente de 0.01 à 0.10 mag ( Catalano et. al. 1993).

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  $\alpha^2CVn$  (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 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 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 em HD 125248 que passava por mudanças de polaridade. Investigações posteriores realizadas por Babcock em outras estrelas Ap (incluindo  $\alpha^2CVn$ ) 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. Podemos

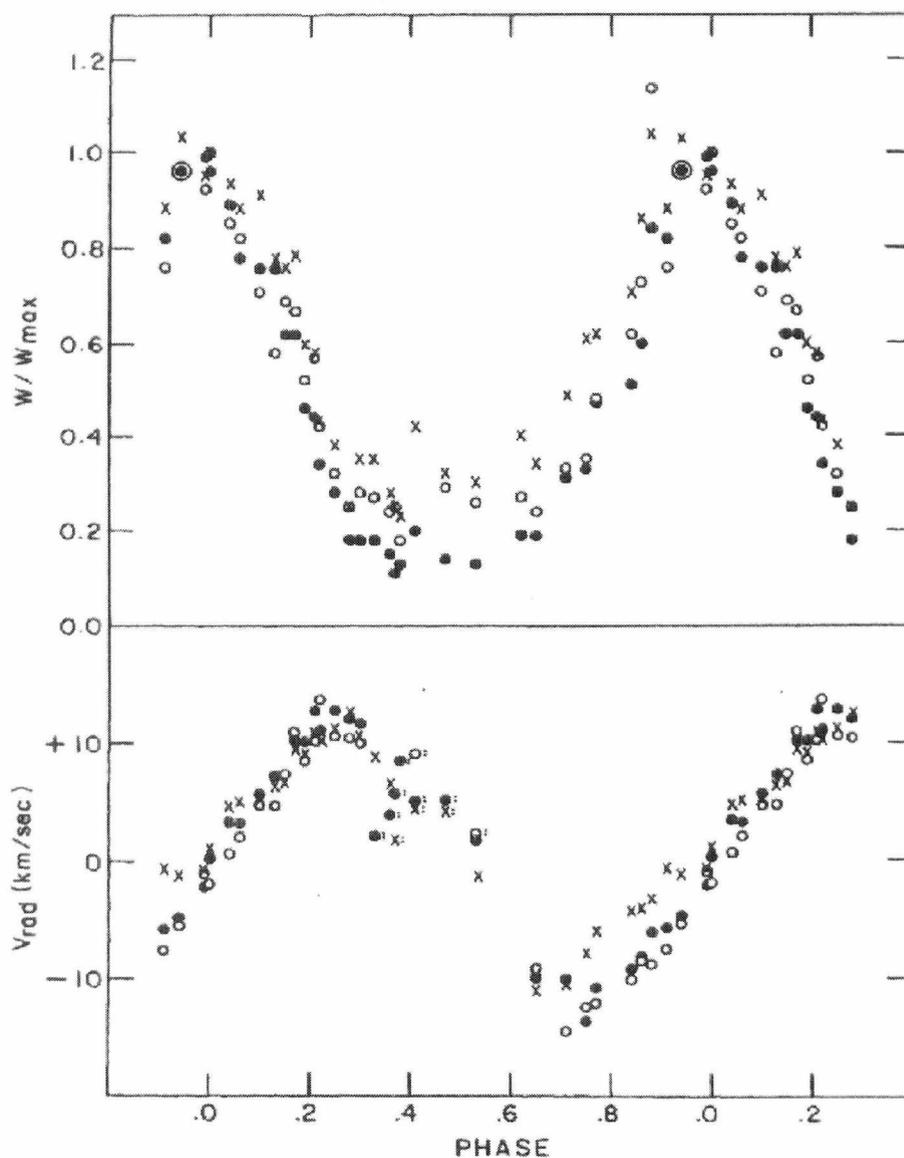


Fig. 1.1: Largura equivalente ( $W$ ) e velocidade radial para Eu II (círculos cheios), Gd II (cruzes) e Dy II (círculos vazados). Para um dado íon numa dada fase, o ponto marcado é a média dos valores de todas as linhas deste íon. Para cada linha, a medida da largura equivalente foi dividida pelo máximo valor da largura equivalente dentro do ciclo. Nesta figura podemos ver que a variação da velocidade radial está em quadratura (defasado de  $90^\circ$ ) em relação à variação da intensidade das linhas (retirada de Pyper 1969).

ver que a estrela passa por mudanças de polaridade, o que indica que a estrela tem seu eixo magnético inclinado em relação ao eixo de rotação.

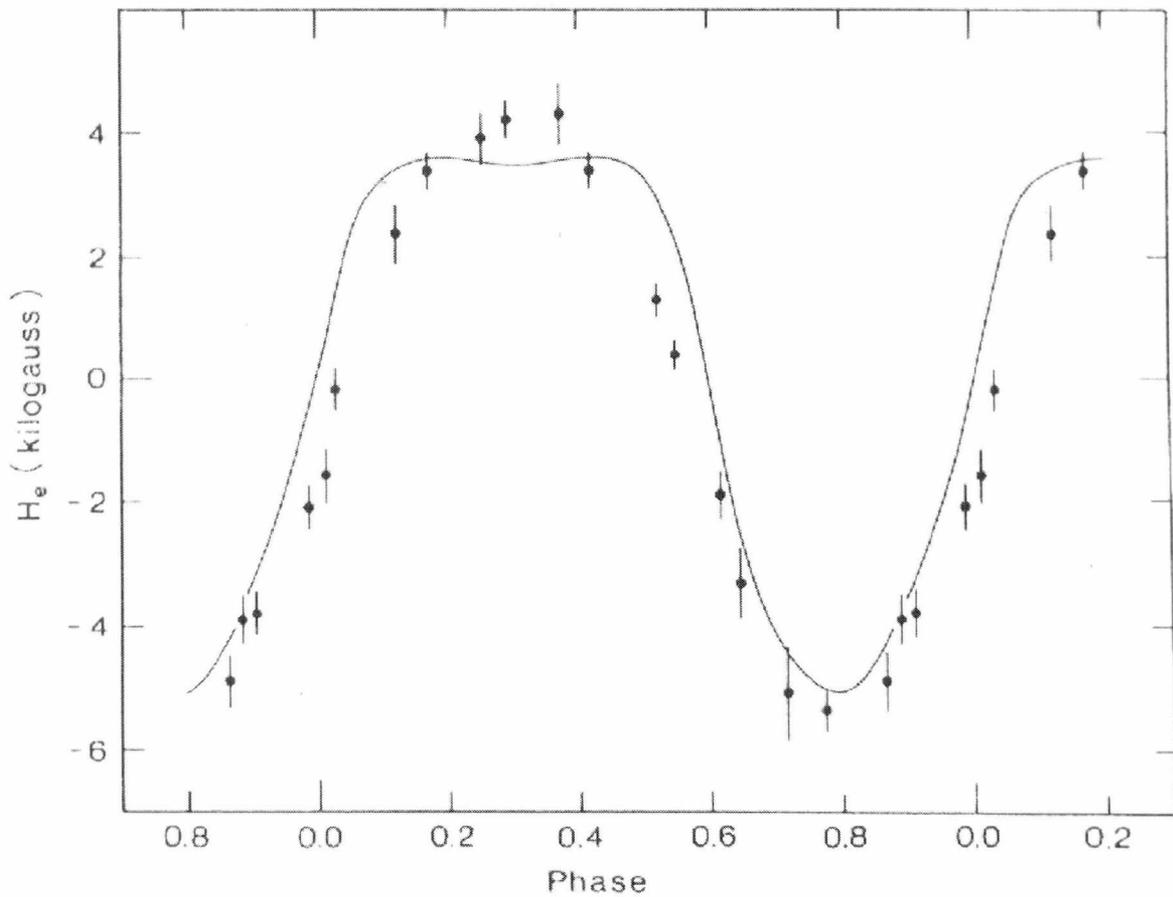


Fig. 1.2: Variação do campo magnético da estrela 53 Cam. Os pontos representam a medida do efeito Zeeman da linha  $H\beta$ . A linha, feita a mão livre, representa a média das medidas realizadas por Babcock(1960) (retirada de Borra & Landstreet 1977).

### 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. Este modelo postula que a estrela é envolvida por um campo magnético global dipolar constante e fixo na estrela, rotacionando com ela. 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 gira. A figura 1.4 mostra as variações magnéticas observadas durante a rotação da estrela. 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 ( $i \sim 90^\circ$ ).

A variação 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 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

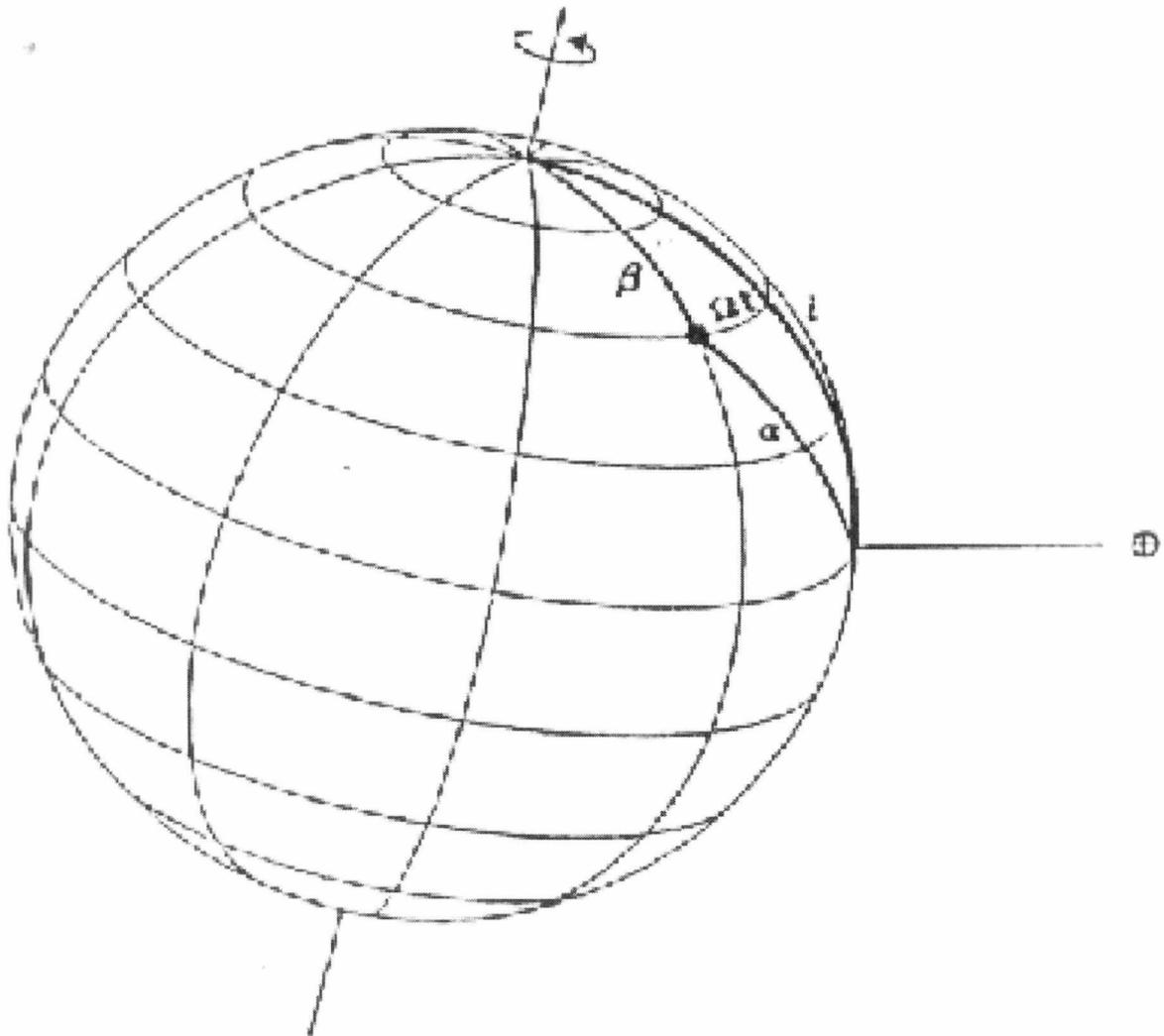


Fig. 1.3: A geometria do rotador oblíquo. A direção do observador está indicada pelo símbolo da Terra (círculo com cruz).  $i$  é a direção do eixo de rotação com a linha de visada.  $\beta$  é a obliquidade do campo magnético (a inclinação deste com o eixo de rotação),  $\Omega$  é a frequência de rotação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

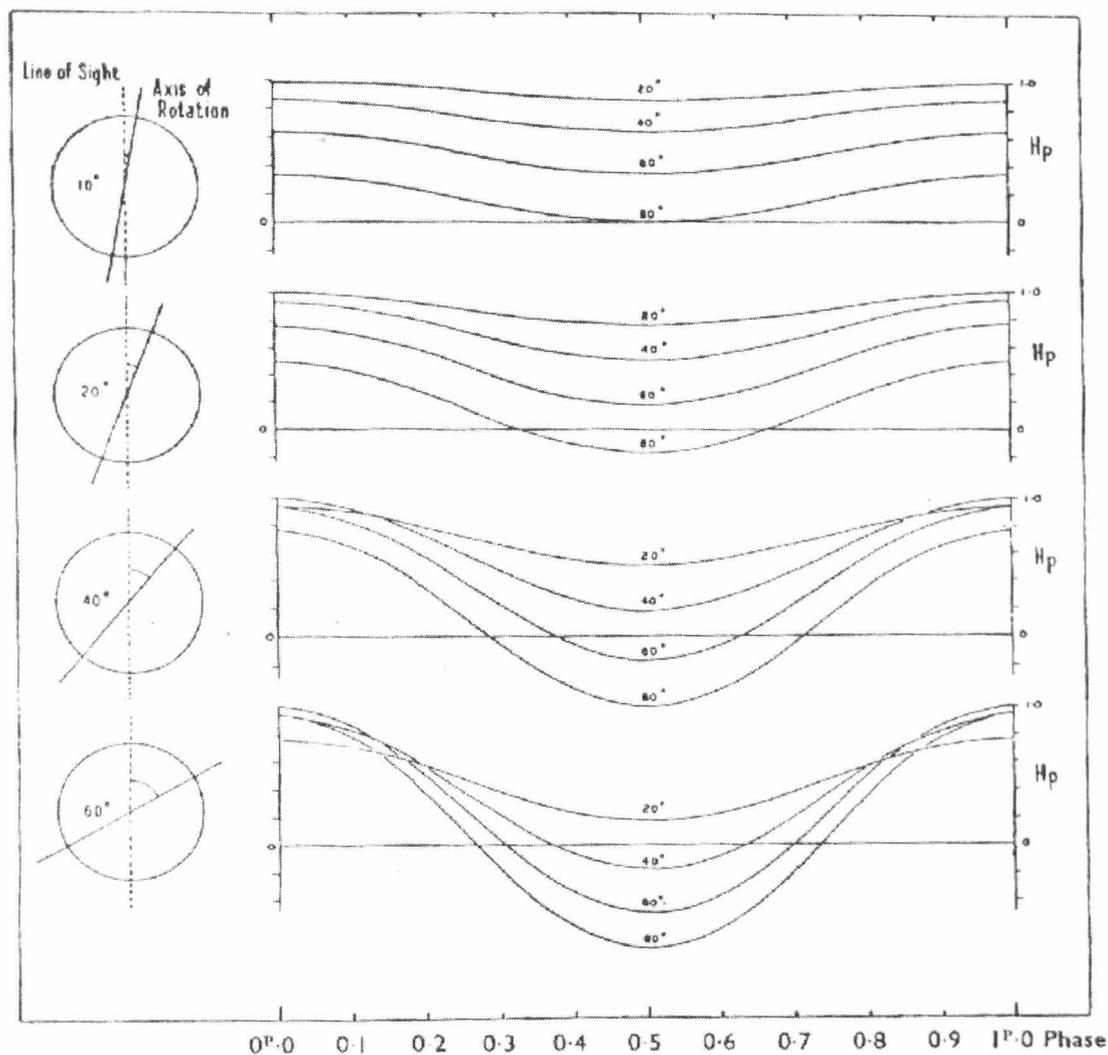


Fig. 1.4: A figura mostra a variação do campo magnético devido à rotação da estrela quando vista de diferentes inclinações entre a linha de visada e o eixo de rotação ( $i = 10^\circ, 20^\circ, 40^\circ, 60^\circ$ ) e diferentes inclinações entre o eixo de rotação e o magnético ( $\beta = 20^\circ, 40^\circ,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

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, a luminosidade é mínima, 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, nada foi dito sobre o mecanismo físico que faz com que estes elementos estejam na superfície.

#### 1.4 Origem das peculiaridades químicas nas estrelas Ap

Como já mencionado na seção anterior, o MRO explica todas as características observadas nas estrelas Ap. A causa da superabundância de elementos anômalos encontrada nas estrelas Ap foi o alvo seguinte de investigação dos astrônomos. Foram propostos vários modelos sobre a origem das peculiaridades químicas. Todos os modelos concordam que a composição química anormal é uma característica apenas de camadas mais externas, e não de toda a estrela. O motivo desta suposição é o de que se os elementos que marcam a estrela como peculiar fossem distribuídos homoganeamente 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 esta suposição. O primeiro é que parece não haver nenhuma estrela pós-seqüência 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-seqüência 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.

A explicação amplamente aceita para a origem da abundância dos elementos anômalos é baseada na separação dos elementos, ou difusão, na atmosfera. A importância da difusão foi primeiramente discutida por Eddington em seu livro *The Internal Constitution of the Stars*. Entretanto, foi Michaud (1970) quem primeiro introduziu a difusão no contexto das estrelas Ap.

Numa estrela A girando lentamente com uma atmosfera estável, isenta de turbulência e convecção, as forças dominantes nos íons são pressão (incluindo pressão de radiação) e gravidade. Elementos com muitas linhas próximas ao fluxo máximo de radiação irão sofrer um excesso de pressão transferido através das transições atômicas ligado-ligado e ligado-livre. Estes elementos serão empurrados para a superfície da estrela e parecerão ser sobre-abundantes. Elementos com poucas linhas próximo do fluxo máximo de radiação ou com linhas saturadas tenderão a afundar no mar de hidrogênio e portanto parecerão ser sub-abundantes. O campo magnético tem o papel de “guiar” os elementos para os pólos magnéticos.

Uma questão importante no caso da difusão radiativa é a escala de tempo necessária para que os elementos anômalos sejam empurrados à superfície. A escala de tempo teórica para que uma estrela do tipo A, com baixa rotação, desenvolva peculiaridades químicas é de  $10^4$  anos (Michaud 1970). Um modo observacional de testar esta escala de tempo é verificar se existe alguma relação entre a ocorrência do fenômeno Ap e a idade estelar é procurar por estrelas Ap em aglomerados abertos de diferentes idades. A presença de estrelas Ap em aglomerados com idade de  $10^6$  anos, e não em aglomerados mais jovens (Abt, 1979; Joncas & Borra, 1981) é geralmente interpretado como: a difusão radiativa precisa de  $10^6$  anos ou mais para trazer os elementos anômalos à superfície.

## Capítulo 2

# Frequência de Estrelas Ap em Aglomerados Abertos

### 2.1 Introdução

Uma importante questão em relação às estrelas Ap é: **quando** no processo de evolução estelar uma estrela A normal torna-se peculiar? Isto é, uma estrela nasce peculiar ou adquire as peculiaridades químicas durante sua permanência na seqüência principal?

A importância desta questão está nas conexões que esta possui com assuntos fundamentais da formação e evolução das estrelas Ap, como: a origem do campo magnético, a baixa rotação e a origem e a evolução das peculiaridades químicas. Ainda não é possível decidir conclusivamente qual das teorias a respeito da origem do campo magnético está correta (Moss, 2001). As duas teorias mais aceitas são: (1) o campo magnético com origem fóssil, isto é, o campo existente no meio interestelar que gerou a estrela foi intensificado durante a condensação da nuvem; (2) o campo magnético produzido por um dínamo agindo no núcleo convectivo, dínamo este criado durante a permanência da estrela na seqüência principal. Também não se tem certeza quanto à influência do campo magnético no processo de segregação dos elementos anômalos e no processo de frenagem da estrela (estatisticamente as estrelas Ap possuem baixa rotação – Slettebak 1954 ). As escalas de tempo teóricas que definem o surgimento das peculiaridades químicas no caso das hipóte-

ses de difusão radiativa (Michaud 1970) e de acreção magnética seletiva de matéria do meio interestelar (Havnes & Conti 1971) podem ser verificadas observacionalmente pela presença de estrelas Ap em aglomerados.

Todas as questões acima citadas estão vinculadas à idade estelar. Um modo observacional de se verificar o desenvolvimento gradual das estrelas Ap é o de examinar aglomerados abertos de diferentes idades. A dependência entre o surgimento das peculiaridades químicas e a idade pode ser investigada estudando-se a fração  $Ap/A$ , em que Ap é o número de estrelas Ap e A é o número de estrelas dentro do intervalo de ocorrência do fenômeno Ap, incluindo as estrelas Ap. Para esta fração é dado o nome de frequência de ocorrência de estrelas Ap.

Neste capítulo faremos uma revisão bibliográfica do assunto frequência de estrelas Ap em aglomerados. A primeira parte da revisão refere-se a dados espectroscópios em placas fotográficas para a classificação estelar. A segunda parte, a dados fotométricos. Veremos neste capítulo o conflito de resultados de Abt (1979) e North (1993), resolver este conflito é a grande motivação desta dissertação.

## 2.2 *Revisão Bibliográfica*

### 2.2.1 *Espectroscopia*

Jaschek & Jaschek (1967) compilaram da literatura dados espectroscópios de estrelas Ap pertencentes a aglomerados abertos com o propósito de determinar o estado evolutivo e as idades limites de ocorrência do fenômeno Ap. O intervalo de idade encontrado foi de  $2 \times 10^7$  a  $1 \times 10^9$  anos. Este resultado era apenas preliminar porque a amostra de estrelas era muito pequena e porque aglomerados jovens (idade  $< 2 \times 10^7$  anos) não tinham sido completamente observados. Os autores compararam a frequência de ocorrência das estrelas Ap em aglomerados com as do campo. O resultado foi que as duas frequências, campo e aglomerados, eram similares, o que era de se supor correto já que as estrelas do campo formaram-se em aglomerados e depois escaparam para tornarem-se estrelas do campo.

Com o propósito de aumentar a estatística de estrelas Ap em aglomerados, Young & Martin (1973) realizaram espectroscopia de 62 estrelas em 13 aglomerados no intervalo de classe espectral de B6-A2. O intervalo de classe espectral de ocorrência do fenômeno Ap é de B5-A5 (Preston 1974). Os autores encontraram nesta amostra 3 estrelas Ap-Si (estrelas Ap-Si estão no intervalo de classe espectral de B5-B9, e por isso são chamadas de Ap quentes; as estrelas Ap Sr-Cr são as estrelas Ap frias e estão num intervalo de A0-A5, Preston 1974), que corresponde a uma frequência de 5%. Este valor é um fator duas vezes menor do que o valor encontrado no caso das estrelas do campo. Este resultado levou os autores a sugerir que possa haver uma deficiência de estrelas Ap em aglomerados. Como nenhuma estrela Ap fria foi encontrada nesta amostra, a deficiência para este tipo de estrelas seria ainda maior. Eles comentaram que aparentemente as peculiaridades observadas nas 3 Ap (Si) pertencentes a aglomerados eram mais amenas do que as observadas nas estrelas do campo.

Motivado pelo resultado obtido por Young & Martin (1973), Hartoog (1976) obteve espectros de 217 estrelas no intervalo de classe espectral de B5-A5 em 7 aglomerados. Foram encontradas 11 estrelas Ap nesta amostra, o que corresponde a uma frequência de 5.1%. O autor comparou este resultado com duas amostras independentes de estrelas do campo. A primeira, retirada do catálogo Bright Star, continha 1182 estrelas normais, 100 estrelas Ap e 13 estrelas Ap duvidosas (daqui em diante chamaremos as estrelas Ap duvidosas de Ap?), correspondendo a uma frequência de 7.7%. A segunda, retirada de Houk & Cowley (1975), continha 3383 estrelas normais, 259 estrelas Ap e 36 estrelas Ap?, que corresponde a uma frequência de 7%. A frequência encontrada nos aglomerados é menor do que a encontrada nas duas amostras de estrelas do campo, mas a significância estatística deste resultado é baixa devido à pequena amostra de estrelas em aglomerados. Para minimizar este problema, o autor compilou dados espectroscópicos de estrelas de outros aglomerados descritos na literatura (ver tabela 2.1).

Hartoog (1976) fez uma comparação estatística entre frequência do grupo de aglomerados jovens (idade  $< 3 \times 10^7$  anos) e a do grupo de aglomerados velhos (idade  $> 3 \times 10^7$  anos). No grupo jovem, havia 381 estrelas normais e 14 estrelas Ap, que equivale a uma

Tab. 2.1: Compilação de Aglomerados – Hartoog (1976)

Aglomerado	B5-A5	Ap
Orion Ic	59	0
Upp Sco	57	7
Sco-Cen	82	0
NGC 2244	4	0
NGC 2362	7	0
NGC 7160	6	0
NGC 6067	7	0
$\alpha$ Per	28	1
Pleiades	30	0
NGC 2422	13	1
NGC 2451	24	2
NGC 2264	10	0
IC 2391	11	1
NGC 7243	23	1
IC 2602	20	1
Total para o grupo jovem (Idade < $3 \times 10^7$ anos)	381	14
NGC 6087	18	0
NGC 2547	23	7
NGC 2516	45	0
IC 4665	25	0
NGC 6475	24	0
NGC 3114	16	0
IC 4725	34	0
NGC 2287	27	0
NGC 3228	10	1
Praesepe	6	2
Ursa Major	42	0
NGC 7092	15	1
NGC 1039	11	1
Coma	4	1
NGC 3532	61	1
Hyades	2	1
Total para o grupo velho (Idade > $3 \times 10^7$ anos)	363	22
Total	744	36

frequência de 3.5%. No segundo grupo, havia 363 estrelas normais e 22 estrelas Ap, que equivale a uma frequência de 5.7%. A frequência de ocorrência é maior no caso do grupo de aglomerados velhos. Entretanto, o teste de  $\chi^2$  comparando os dois grupos, mostrou que esta diferença não é estatisticamente significativa. Hartoog comparou a frequência das estrelas do campo e de aglomerados em função do tipo de peculiaridade (ver tabela 2.2). Ao contrário do resultado obtido por Young & Martin (1973), Hartoog encontrou uma deficiência de estrelas Ap quentes (Si) em aglomerados. Hartoog também comparou as frequências de aglomerados jovens e velhos em função do tipo de peculiaridade, como mostra a tabela 2.3. Vê-se pela tabela 2.3 que a frequência de estrelas Ap quentes cresce com a idade. O autor comenta que este resultado não é estatisticamente significativo, mas comparado ao resultado obtido no caso das estrelas Ap frias, as quais não tiveram nenhuma evidência de deficiência em nenhum grupo, jovem ou velho, assim como nenhuma evidência de que a frequência possa se alterar com a idade para estas estrelas, o resultado obtido para as estrelas Ap quentes (Si) pode ser considerado como um “possível” aumento da frequência com o aumento da idade.

Tab. 2.2: Frequência de Estrelas Ap Frias e Quentes – Hartoog (1976)

Intervalo espectral	Frequência do Campo	Frequência de Aglomerado
Estrelas Quentes		
B5–B8	21.4%	7.3%
B5–B9	14.2%	4.7%
B5–A0	10.5%	3.5%
Estrelas Frias		
B9–A5	4.5%	3.4%
A0–A5	5.1%	4.5%
A1–A5	6.4%	6.7%

Abt(1979) investigou a razão de a frequência de estrelas Ap em aglomerados ser menor do que a encontrada no campo (Young & Martin 1973; Hartoog 1976). Motivado também pelo conflito entre o resultado de Young & Martin e Hartoog, e pela aparente falta de dependência entre a frequência de estrelas Ap e a idade (Hartoog 1976), dependência esta que era esperada conforme as teorias da época (Havnes & Conti 1971; Strittmatter &

Tab. 2.3: Frequência de Estrelas Ap Frias e Quentes em Aglomerados Jovens e Velhos – Hartoog (1976)

	Ap Quentes			Ap Frias		
	B5–B9	Ap Quentes	$f_p$ (quente)	A0–A5	Ap Frias	$f_p$ (fria)
Aglomerados Jovens	242	8	3.2%	139	6	4.1%
Aglomerados Velhos	127	10	7.3%	236	12	4.8%

Norris 1971), Abt coletou dados espectroscópios de 661 estrelas em 14 aglomerados (ver tabela 2.4). O autor estudou o problema da frequência para estrelas Ap de Si, Sr-Cr e Hg-Mn.

Tab. 2.4: Aglomerados Estudados – Abt (1979)

Aglomerado	Log Idade (Ano)	m–M	Número de estrelas classificadas	Referências
Orion Nebula	5.7	8.37	26	Levato e Abt 1976b
Orion OB1	6.7	8.0-8.5	152	Abt e Levato 1977c
Lacerta OB1	7.1	9.0	42	Levato e Abt 1976a
IC 2602	7.1	5.88	18	Abt e Morgan 1972
$\alpha$ Persei	7.4	6.10	52	Abt 1978
IC 4665	7.5	7.5	18	Abt e Levato 1975
Pleiades	7.7	5.54	49	Abt e Levato 1978
M39(NGC7092)	8.0	7.8	17	Abt e Levato 1976
M34(NGC1039)	8.1	8.2	18	Abt e Levato 1977b
NGC 2516	8.1	7.97	27	Abt e Morgan 1969
NGC 6633	8.2	7.71	26	Levato e Abt 1977
NGC 6475	8.4	7.0	27	Abt 1975
Ursa Major	8.5	-	154	Levato e Abt 1978
Coma	8.8	4.49	25	Abt e Levato 1977a

A figura 2.1 mostra o resultado obtido no caso das estrelas Ap Si. Cada ponto representa a frequência para um grupo de aglomerados dentro de um intervalo de idade. A idade do grupo é dada pela média das idades dos aglomerados pertencentes ao grupo. Foram encontradas 20 estrelas Ap Si numa amostra de 317 estrelas dentro de um intervalo de magnitude absoluta de  $-1.3mag \leq Mv \leq +1.4mag$ . A frequência de Ap Si foi definida como o número de estrelas de Ap Si dividido pelo número de estrelas de classe

de luminosidade IV e V dentro do intervalo de magnitude citado acima.

O primeiro grupo é representado pela Nebulosa de Orion, com idade de  $10^{5.7}$  anos e frequência de  $0/15 = 0\%$ . O segundo grupo é representado pela associação OB1 de Orion, com idade de  $10^{6.7}$  anos e frequência de  $3/81 = 3.7\%$ . O terceiro grupo é representado por OB1 Lacerta, IC 2602,  $\alpha$  Persei, IC 4665 e Pleiades, com idade de  $10^{7.4}$  anos e frequência de  $7/85 = 8.2\%$ . O quarto grupo é representado pelos aglomerados M39, M34, NGC 2516, NGC6633, NGC6475, Ursa Maior e Coma, com idade  $10^{8.3}$  anos e frequência de  $10/136 = 7.4\%$ . Este quarto grupo, ponto na figura 2.1, contém as barras de erros para a frequência e para a idade. O erro padrão médio na frequência é assumido ser a raiz quadrada do número envolvido, e na idade é assumido ser  $\pm 0.2$  dex. A frequência possui um espalhamento de  $1.5\sigma$  e não é constante num nível de confiança de 53%. O aumento da frequência das Ap Si não tem nenhuma significância estatística; ele só ganha peso de uma “fraca evidência” com os resultados obtidos no caso das estrelas Ap Sr-Cr e Ap Hg-Mn, o quais veremos a seguir. A figura 2.1 sugere que devem levar  $10^{5.5}$  anos para se produzirem as sobre-abundâncias de silício observadas nos espectros estelares.

A figura 2.2 mostra o resultado obtido no caso das estrelas Ap Sr-Cr. Foram encontradas 19 estrelas Ap Sr-Cr numa amostra de 364 estrelas dentro de um intervalo de magnitude absoluta de  $-0.9mag \leq Mv \leq +2.5mag$ . Nove das dezenove estrelas também possuíam linhas anômalas de silício e não foram incluídas neste estudo. As frequências encontradas para os mesmos quatro grupos de aglomerados foram:  $0/17=0\%$ ,  $0/65=0\%$ ,  $0/109=0\%$  e  $10/173=5.8\%$ . A dependência entre frequência e idade é real com um espalhamento de  $6.4\sigma$  e um nível de confiança de 98.8%. A figura 2.2 sugere que devem levar  $10^8$  anos para se produzirem as sobre-abundâncias observadas no espectro deste tipo de estrela.

A figura 2.3 mostra o resultado obtido no caso das estrelas Ap Hg-Mn. Foram encontradas 8 estrelas Ap Hg-Mn numa amostra de 210 estrelas dentro de um intervalo de magnitude absoluta de  $-1.4mag \leq Mv \leq +0.5mag$ . Nos quatro grupos de aglomerados as frequências encontradas foram:  $0/7=0\%$ ,  $0/80=0\%$ ,  $2/47=4.3\%$  e  $6/76=7.9\%$ . Neste caso a evidência de que a frequência não é constante em relação ao tempo corresponde

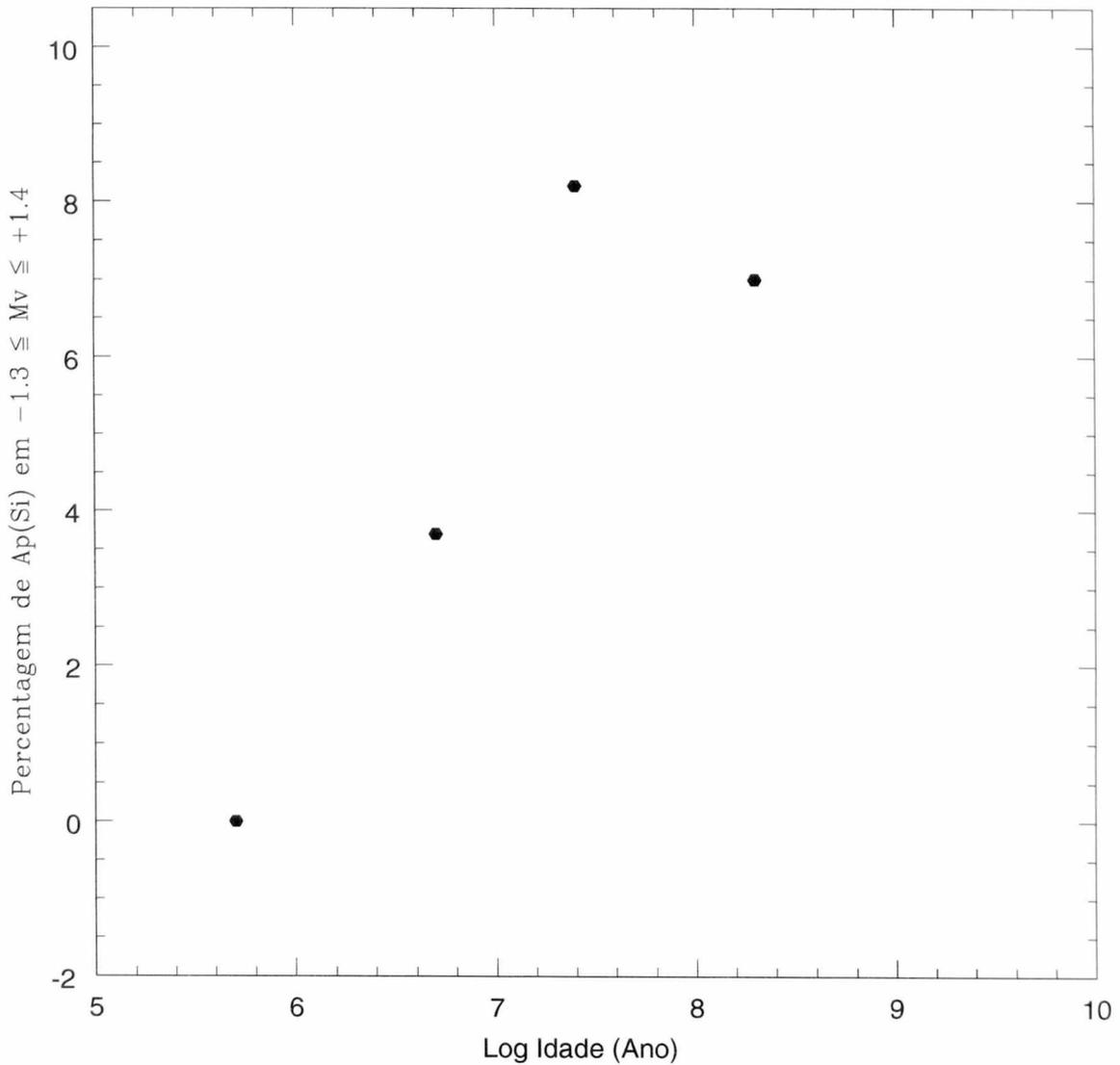


Fig. 2.1: A figura mostra o resultado obtido por Abt (1979) para as estrelas Ap Si. Cada ponto representa a freqüência para um grupo de aglomerados dentro de um intervalo de idade. A idade do grupo é dada pela média das idades dos aglomerados pertencentes ao grupo. Foram encontradas 20 estrelas Ap Si numa amostra de 317, estrelas dentro de um intervalo de magnitude absoluta de  $-1.3mag \leq M_v \leq +1.4mag$ .

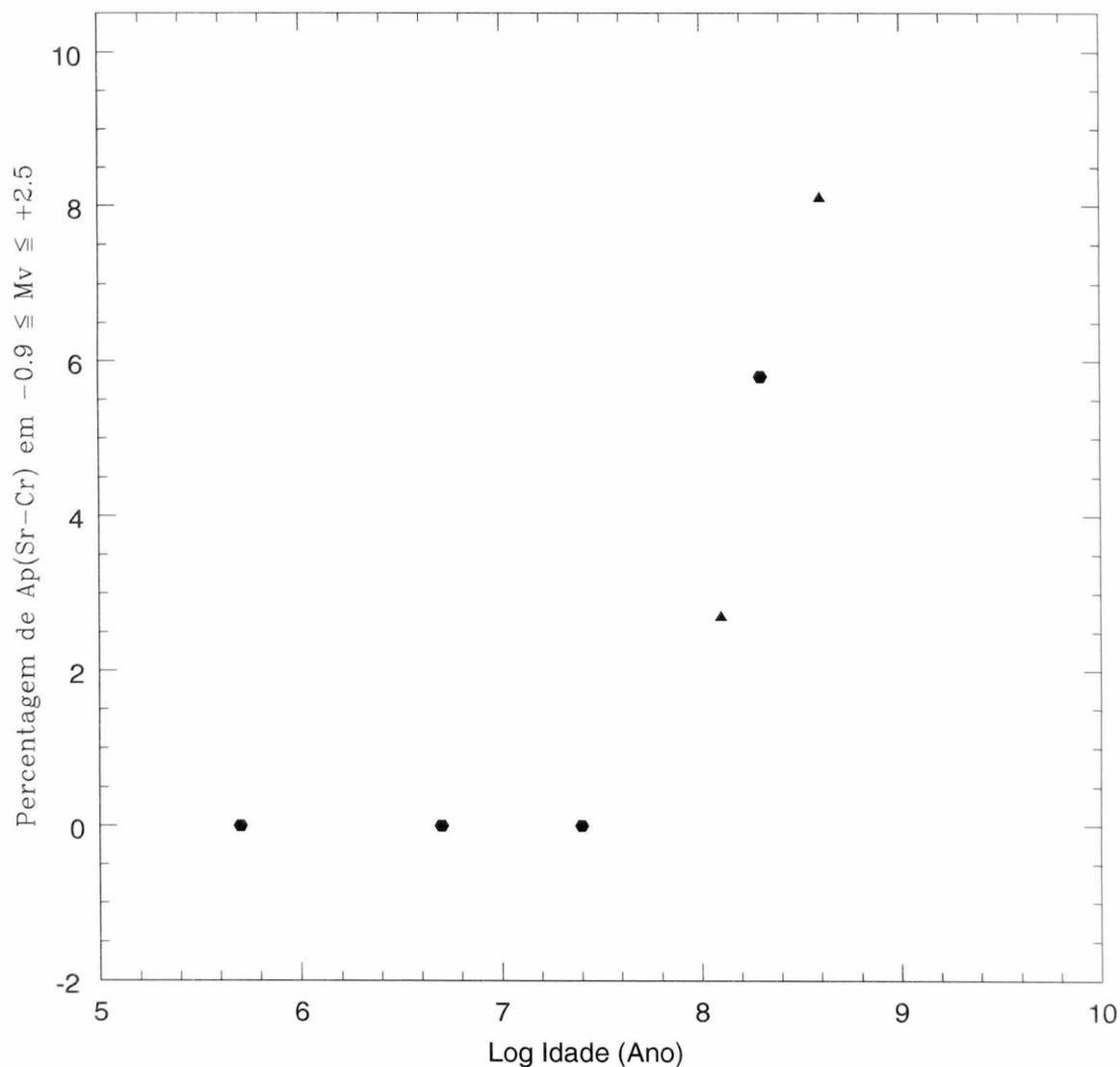


Fig. 2.2: A figura mostra o resultado obtido por Abt (1979) no caso das estrelas Ap Sr-Cr. Cada ponto representa a frequência para um grupo de aglomerados dentro de um intervalo de idade. O grupo mais velho foi dividido em dois sub-grupos, representados na figura pelos triângulos. O primeiro sub-grupo contém 2 estrelas Ap Sr-Cr dentre 74 estrelas, que corresponde à frequência de 2.7%, em 4 aglomerados de idades entre  $10^{8.0}$  a  $10^{8.2}$  anos. O segundo sub-grupo contém 8 estrelas Ap Sr-Cr dentre 99 estrelas, que corresponde à frequência de 8.1%, em 3 aglomerados de idades entre  $10^{8.4}$  a  $10^{8.8}$  anos.

a um espalhamento de  $3.1\sigma$  e a um nível de confiança de 91%. A figura 2.3 sugere que devem levar  $10^7$  anos para se produzirem as sobre-abundâncias observadas no espectro deste tipo de estrela.

Abt & Cardona (1983) investigaram a possível variação entre a ocorrência do fenômeno Ap e a idade de um outro modo, estudando sistemas múltiplos visuais. Observaram sistemas em que as primárias eram estrelas do tipo espectral O ou B e as secundárias estavam dentro do intervalo do fenômeno Ap, e compararam a frequência de ocorrência de estrelas Ap em sistemas que continham estrelas primárias entre O5-B4 com a de sistemas que continham estrelas primárias entre B5-A1. Os sistemas com primárias mais quentes devem ser, em média, mais novos que sistemas com primárias mais frias.

A vantagem deste método em relação ao estudo de aglomerados abertos é que os sistemas múltiplos são originários de muitos aglomerados diferentes, e por isso representam melhor um efeito de idade do que uma amostra de poucos aglomerados que pode ser interpretada em termos de diferenças aleatórias da frequência de estrelas Ap em aglomerados. A desvantagem é que a idade do sistema, por ser derivada do tempo de permanência da estrela primária na seqüência principal, é um limite superior. Isto é, se a estrela primária fosse uma estrela do tipo espectral B7V só podemos dizer que o sistema tem uma idade  $\leq 10^7$  anos.

A tabela 2.5 mostra o sumário dos resultados obtidos em Abt & Cardona (1983) e no trabalho de Abt (1979). Os dados da coluna 7 da tabela 2.5 estão representados graficamente na figura 2.4.

### 2.2.2 *Fotometria*

A presença de depressões no contínuo centrado em 4100Å, 5200Å e 6300Å é uma característica das estrelas Ap (Wolff, 1967; Kodaira, 1969; Adelman, 1975). Maitzen (1976) desenvolveu um método fotométrico para identificar estrelas Ap magnéticas (CP2 de acordo com a definição de Preston (1974)) utilizando a depressão centrada em 5200 Å como um indicador de peculiaridade. Maitzen definiu o índice de peculiaridade como:

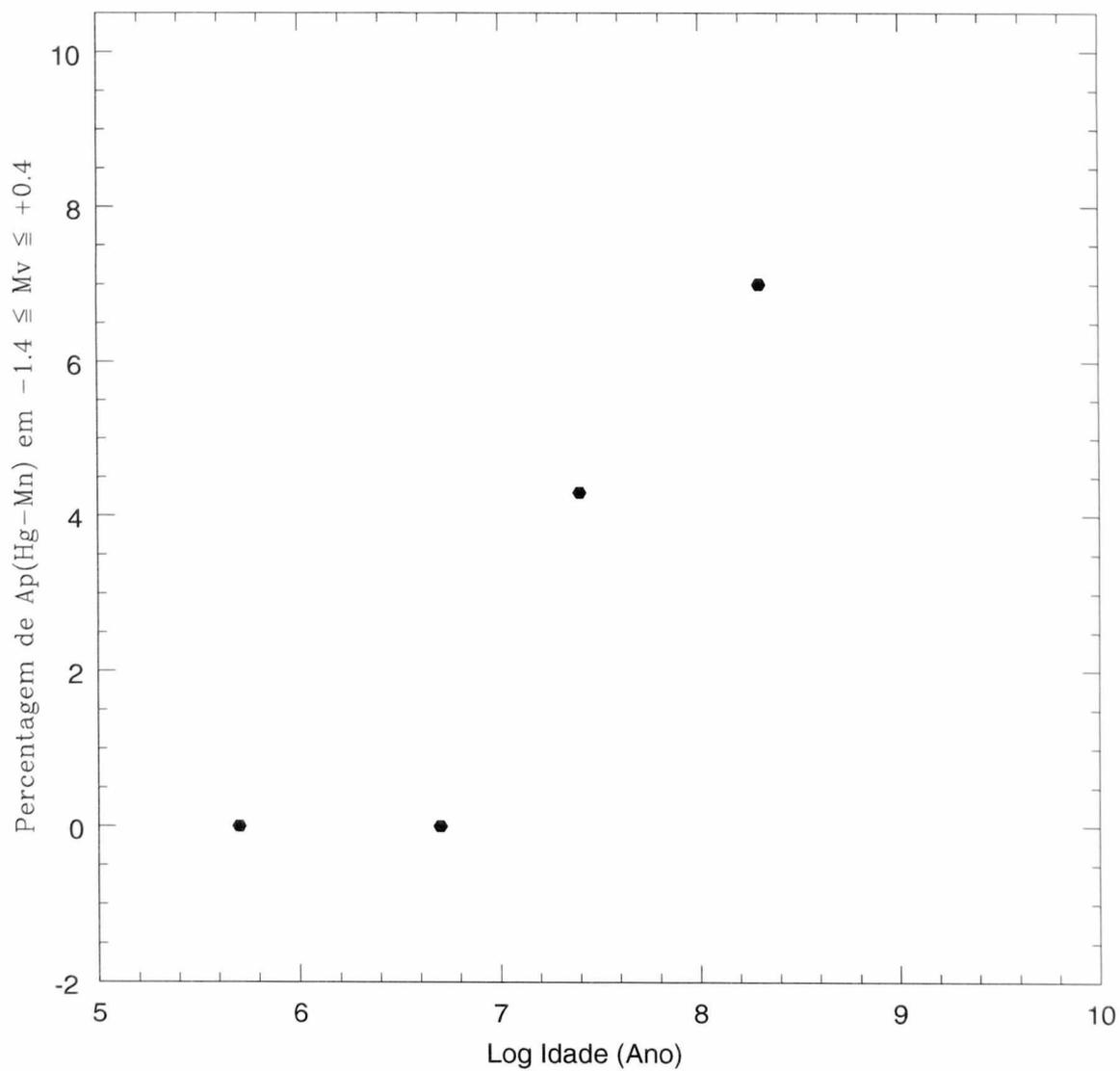
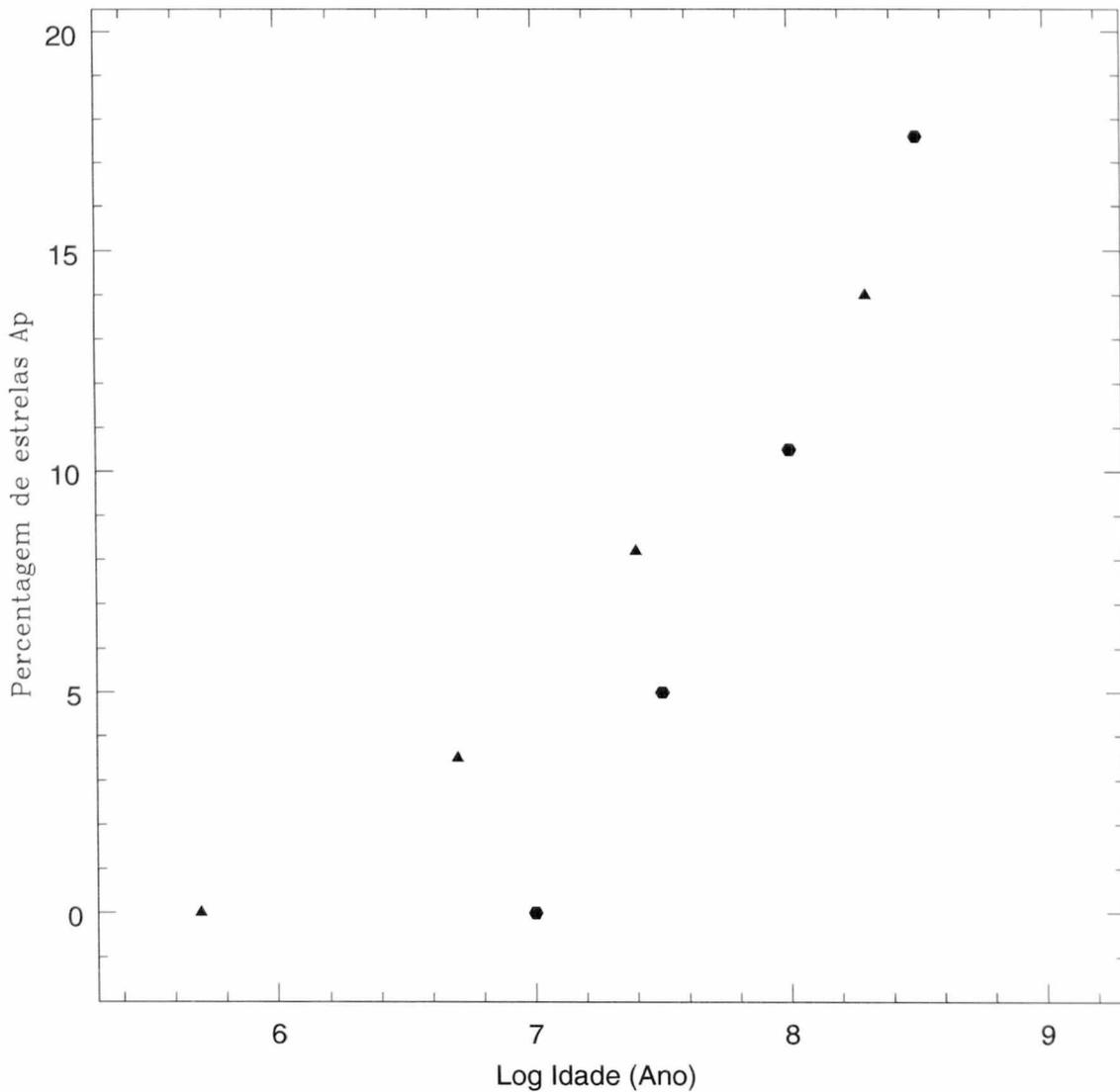


Fig. 2.3: A figura mostra o resultado obtido por Abt (1979) no caso as estrelas Ap Hg-Mn. Foram encontradas 8 estrelas Ap Hg-Mn numa amostra de 210 estrelas dentro de um intervalo de magnitude absoluta de  $-1.4mag \leq Mv \leq +0.5mag$ .



*Fig. 2.4:* A figura representa os resultados obtido por Abt (1979) e Abt & Cardona (1983). Os triângulos representam as estrelas Ap num intervalo de magnitude absoluta de  $-1.4 \leq M_v \leq +2.5 \text{ mag}$  em 14 aglomerados de idades entre  $10^{5.7}$  e  $10^{8.8}$  anos (Abt, 1979). Os pontos representam as frequências de 64 sistemas múltiplos visuais. As idades neste último caso são somente limites superiores.

Tab. 2.5: Frequência de estrelas Ap em sistemas múltiplos visuais e aglomerados – Abt &amp; Cardona (1983)

t(ano)	Tipo primária	No. de secundárias	Ap(Si) $-1.3 \leq Mv \leq +1.4$	Ap(Hg-Mn) $-1.4 \leq Mv \leq +0.5$	Ap(Sr-Cr) $-0.9 \leq Mv \leq +2.5$	$\sum$ Ap $-1.4 \leq Mv \leq +2.5$
Múltiplos Visuais						
$\leq 10^{7.0}$	$\leq$ B1V	24	0/5	0/3	0/7	0/8=0.0%
$\leq 10^{7.5}$	$\leq$ B4V	26	1/15	0/10	0/16	1/20=5.0%
$\leq 10^{8.0}$	$\leq$ B7V	19	1/15	0/8	1/19	2/19=10.5%
$\leq 10^{8.5}$	$\leq$ A1V	19	1/15	1/7	1/17	0/8=17.6%
Aglomerados Abertos						
$\leq 10^{5.7}$			0/15	0/7	0/17	0/18=0.0%
$\leq 10^{6.7}$			3/81	0/80	0/65	3/85=3.5%
$\leq 10^{7.4}$			7/85	2/47	0/109	9/110=8.2%
$\leq 10^{8.3}$			10/136	6/76	10/173	26/180=14.4%

$$a = g_2 - (g_1 + y)/2, \quad (2.1)$$

em que  $g_1$ ,  $g_2$  e  $y$  são medidas expressas em magnitudes obtidas através de um filtro de interferência de banda intermediária ( $\sim 100 \text{ \AA}$ ) centradas em  $5000 \text{ \AA}$ ,  $5220 \text{ \AA}$  e  $5500 \text{ \AA}$ , respectivamente. As curvas de transmissão dos filtros  $g_1$  e  $g_2$  podem ser vistas na figura 2.5 junto com o espectro da estrela 108 Aqr. Este índice é levemente dependente da cor da estrela observada (aumentando para temperaturas menores); por isso foi definido um índice de peculiaridade intrínseco,  $\Delta a$ , como:

$$\Delta a = a - a_0[b - y], \quad (2.2)$$

em que “ $a_0$ ” é o valor de “ $a$ ” de uma estrela normal com o mesmo valor do índice de Strömrgren ( $b - y$ ). É ajustada uma linha, a “linha da normalidade” (relativa às estrelas normais), das medidas do índice “ $a$ ” de estrelas normais do tipo espectral B e A, como

pode ser visto na figura 2.6 em que a linha da normalidade está representada pela linha tracejada. A linha sólida representa o limite de detecção no caso das estrelas Ap. Os pontos menores referem-se às estrelas com apenas uma medida e pontos marcados referem-se às estrelas Ap identificadas.

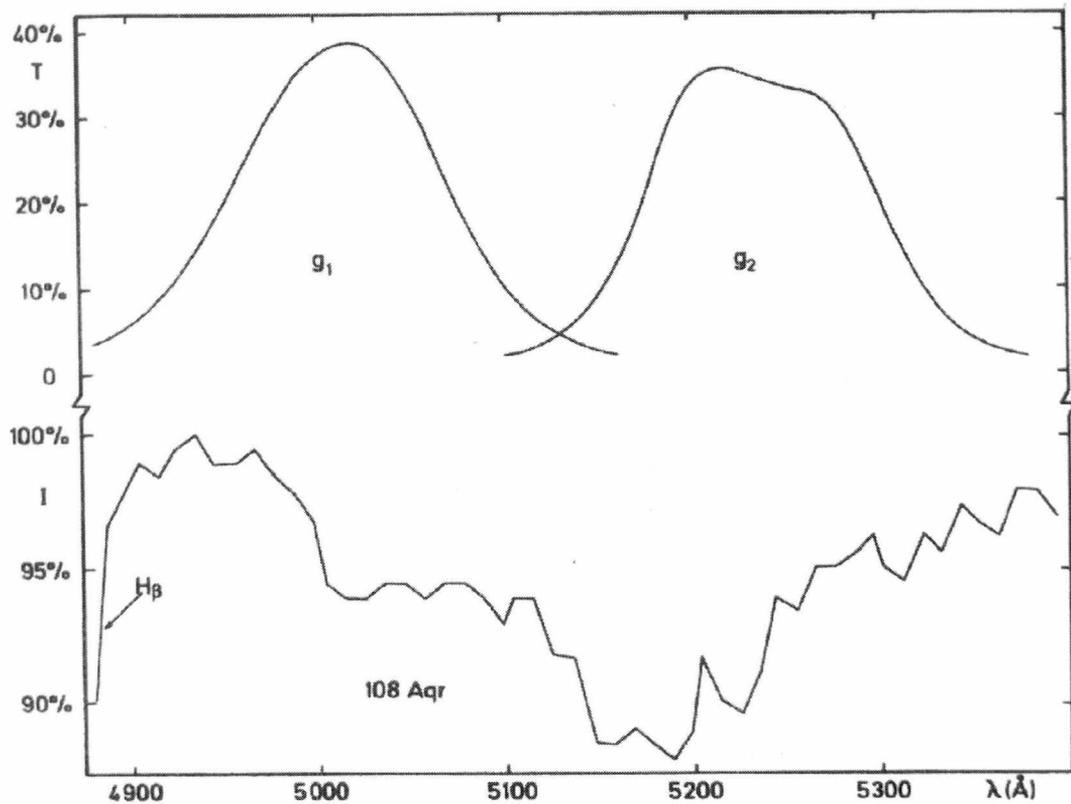


Fig. 2.5: A figura mostra as curvas de transmissão dos filtros de interferência de banda intermediária ( $\sim 100 \text{\AA}$ )  $g_1$  e  $g_2$  centrados em 5000  $\text{\AA}$ , 5220  $\text{\AA}$  utilizados no sistema fotométrico  $\Delta a$  (Matizen, 1976). Abaixo o espectro da estrela 108 Aqr.

Similar ao sistema  $\Delta a$  de fotometria desenvolvido por Maitzen (1976), porém não tão específico, o sistema fotométrico de Genebra era utilizado para classificar estrelas de classe espectral entre O e K5. Em 1974, Hauck (1974) utilizou o sistema fotométrico de Genebra para detectar estrelas Ap. Steiger (1974) foi quem primeiramente utilizou o método de fotometria para identificar estrelas Ap em aglomerados, seguido por Maitzen

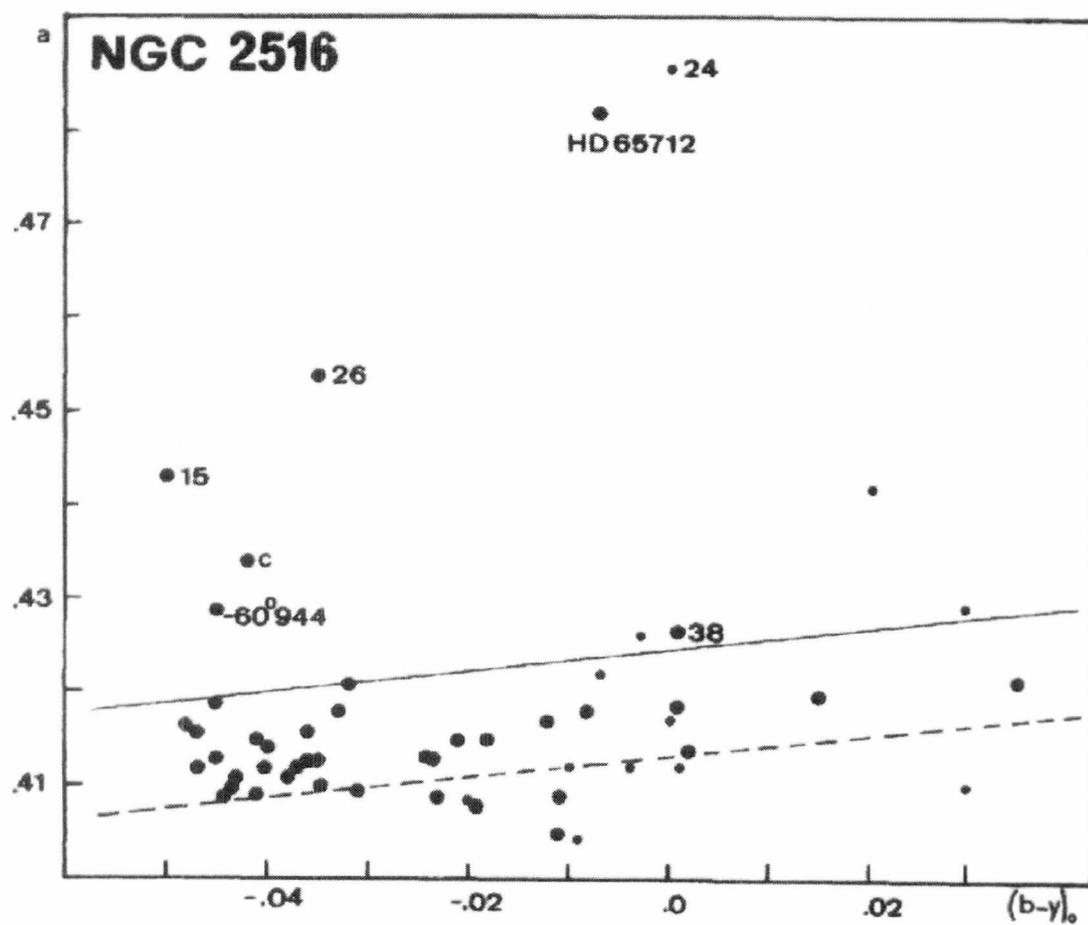


Fig. 2.6: A figura ilustra o método utilizado para a detecção de estrelas peculiares no sistema fotométrico  $\Delta_a$ , neste caso no aglomerado NGC 2516. A linha da normalidade (relativa às estrelas normais) está representada pela linha tracejada. A linha sólida representa o limite de detecção no caso das estrelas Ap. Os pontos menores referem-se às estrelas com apenas uma medida e pontos marcados referem-se às estrelas Ap identificadas.

et. al. (1981), North & Cramer (1981), Joncas & Borra (1981).

Renson (1992) compilou dados da literatura de mais de 6000 estrelas Ap e Am identificadas por espectroscopia e/ou fotometria, o que resultou no catálogo *General catalogue of Ap and Am stars*. North (1993), utilizando este catálogo revisou a questão da frequência de estrelas Ap em aglomerados abertos. Sua amostra continha 72 aglomerados que foram agrupados por idades conforme a tabela 2.6. O sumário dos resultados para a frequência de estrelas Ap-Si ( $M > 2.5 M_{\odot}$ ) e para estrelas Ap-SrCrEu ( $1.5 < M < 2.5 M_{\odot}$ ) pode ser visto na tabela 2.7. A figura 2.7 representa graficamente os dados da tabela 2.7. Podemos ver pela figura 2.7 que, ao contrário do que indicavam os resultado de Abt (1979), parece que a frequência de estrelas Ap em aglomerados é constante com a idade, com uma frequência média no caso das estrelas Ap-Si aproximadamente 10% e no caso das estrelas Ap-SrCrEu de 4%. North testou estatisticamente a significância deste resultado. No caso das estrelas Ap-Si a tabela de contingência 2x3 com os grupos de idade 1, 2+3 e 4+5 deu um valor de  $\chi^2=4.02$ ; que corresponde à uma probabilidade de cerca de 80% de que a frequência dependa da idade. No caso das estrelas Ap-SrCrEu, a tabela de contingência 2x3 com os grupos de idade 1+2+3, 4+5 e 6+7 deu um valor de  $\chi^2=1.16$ , indicando que as frequências são constantes com a idade. North concluiu que a frequência de estrelas Ap permanecem constantes com a idade.

Tab. 2.6: Grupos de idades adotados em North (1993)

Número do Grupo	Intervalo de logIdade(anos)	$\langle \log Idade \rangle$	Número de aglomerados
1	$\leq 7.2$	6.94	13
2	[7.4,7.7[	7.59	8
3	[7.7,8.0[	7.82	15
4	[8.0,8.3[	8.09	15
5	[8.3,8.6[	8.42	12
6	[8.6,8.9[	8.74	6
7	$\geq 8.9$	9.01	3

Tab. 2.7: Sumário dos resultados de North (1993)

Número do Grupo	Intervalo de Massa [ $M_{\odot}$ ]				Total	Intervalo de Massa [ $M_{\odot}$ ]		Total
	5-7	4-5	3-4	2.5-3		2.5-7	1.7-2	
1	2/54	0/38	4/42	0/7	6/141	0/2	-	0/2
2	2/18	2/18	3/35	2/24	9/95	2/53	0/39	2/92
3	2/37	10/69	5/51	3/51	20/208	5/100	2/45	7/145
4	0/1	2/39	12/78	2/58	16/174	1/28	2/17	3/45
5	-	-	5/44	9/71	14/115	2/111	1/81	3/192
6	-	-	-	0/6	0/6	3/31	0/30	3/61
7	-	-	-	-	-	1/22	2/45	3/67
Total	6/110	14/164	29/250	16/217	65/741	14/347	7/257	21/604

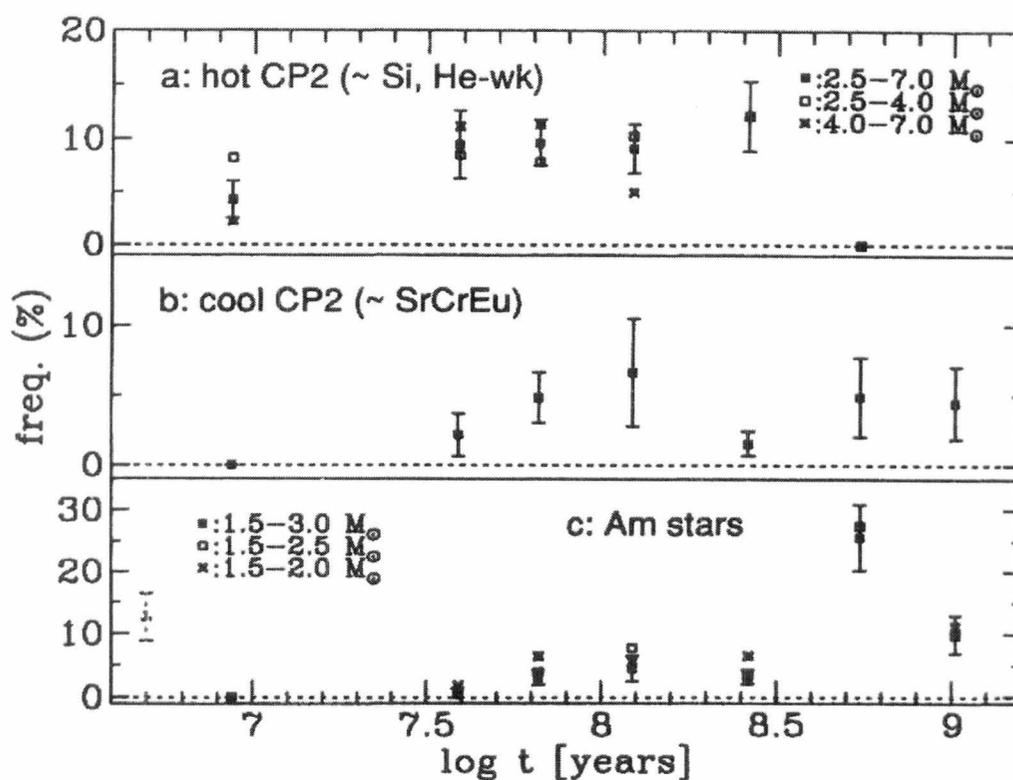


Fig. 2.7: A figura ilustra o resultado obtido por North (1993) para os casos das estrelas Ap Si, SrCrEu e estrelas Am. Ao contrário do que indicavam os resultados de Abt (1979) parece que, como mostra a figura, a freqüência de estrelas Ap em aglomerados é constante com a idade, com uma freqüência média de 10% no caso das estrelas Ap Si e 4% no caso das estrelas Ap SrCrEu.

# Capítulo 3

## Observações e Redução

### 3.1 Observações

Todos os espectros foram obtidos no LNA (Laboratório Nacional de Astrofísica) com o telescópio de 1.6m e o espectrógrafo Cassegrain. Utilizamos a rede de 1200 l/mm, em primeira ordem. A dispersão utilizada foi de 1Å/pixel e a resolução espectral foi de 2Å. No ano de 2000 a cobertura espectral era de 4700–5700 Å, e no ano de 2001 era de 4000–5000Å. A escolha inicial de qual região espectral iríamos utilizar foi baseada na eficiência do CCD do LNA. Para maximizarmos o número de estrelas observadas escolhemos a região centrada em 5200Å. A região espectral foi alterada para 4200Å porque tivemos dificuldades em classificar as estrelas em 5200Å, e na região centrada em 4200Å já existe um sistema bem definido de classificação espectral, o sistema MK. A lâmpada de comparação utilizada para calibração do comprimento de onda foi a de hélio-argônio (He-Ar). O diário das observações está na tabela 3.1 .

### 3.2 Critérios de seleção dos objetos

O primeiro critério de seleção no caso dos aglomerados foi o módulo de distância. Seleccionávamos aglomerados com o módulo de distância  $\leq 11$  mag, de modo a maximizar o número de estrelas a observar. O segundo critério de seleção era a idade do aglomerado.

Selecionávamos os aglomerados de modo que tivéssemos aglomerados de idades diferentes. A seleção das estrelas no aglomerado era baseada no seu intervalo de cor intrínseco. Todas as estrelas entre  $-0.16 \leq B - V \leq +0.30$  eram selecionadas. As cores das estrelas eram corrigidas pelo avermelhamento do aglomerado. Os critérios de seleção utilizado para os sistemas duplos foi baseado na classe espectral das estrelas primária e secundária. Selecionávamos sistemas com as estrelas primárias que estivessem entre o intervalo de classe espectral de O8V–F0V, e em que pelo menos uma das estrelas deveria estar no intervalo do fenômeno Ap.

### 3.3 Redução dos dados

Imagens de *bias* e *flat-field* foram obtidas no começo de cada noite de observação. Todos espectros foram corrigidos por *bias* e *flat-field*. Como as estrelas eram relativamente brilhantes, mais brilhantes do que magnitude 11, os tempos de exposições eram curtos, não necessitando obter imagens de *dark*. Como estávamos interessados somente em classificar as estrelas, não foi necessário obter imagens de calibração de He-Ar a cada espectro estelar. Foram utilizadas as rotinas padrões do IRAF para a correção por *bias* e *flat-field*, e para a extração e calibração em comprimento de onda dos espectros. A relação sinal-ruído de todos os espectros utilizados neste trabalho foi  $\geq 70$ .

Tab. 3.1: Diário das Observações

Data	Tempo observado (horas)	comentários
4-7Mar-2000	10	Chuva, cirrus.
5-6Ago-2000	13	Algumas nuvens.
5-7Mar-2001	0	Chuva.
2-3Ago-2001	20	Nuvens.

## Capítulo 4

# Classificação Espectral

### 4.1 Introdução

Um primeiro passo comum em ciência, seja astronomia ou zoologia, é a classificação dos dados, conhecendo-se ou não a causa dos fenômenos observados. No caso da astronomia, a origem física do espectro estelar só foi compreendida em meados da década de 20, quando foram derivadas as equações que relacionavam ionização e excitação a temperatura e densidade. Entretanto, os espectros estelares já eram classificados um século antes. Fraunhofer, no começo do século XIX, mapeou o espectro solar atribuindo letras para as linhas escuras (posteriormente denominadas linhas de absorção) mais fortes. Não existia nenhuma relação entre as letras e a simbologia dos elementos químicos. Algumas das designações de Fraunhofer ainda são utilizadas hoje, como por exemplo linhas *H* e *K* que são produzidas pelo cálcio ionizado: Ca II  $\lambda$ 3960 e Ca II  $\lambda$ 3934, respectivamente. Após mapear o espectro solar, Fraunhofer começou a observar outras estrelas. Verificou que diferentes estrelas possuíam diferentes espectros. Inicialmente os espectros eram divididos em poucos grupos. Um dos primeiros esquemas de classificação foi desenvolvido pelo P. Secchi. Seu sistema continha 5 grupos básicos e a divisão dos grupos é aproximadamente compatível com a divisão que podemos fazer, a olho nu, distinguindo as estrelas por suas cores. Com o aperfeiçoamento dos instrumentos, ficou claro que o esquema desenvolvido por P. Secchi era simplista, e tornou-se necessário subdividir seus grupos.

## 4.2 O sistema Harvard

A taxonomia espectral desenvolvida em Harvard por Pickering, diretor do observatório de Harvard, e sua assistente Fleming, no final do século XIX, designava ao espectro letras maiúsculas de acordo com a intensidade das linhas de absorção do hidrogênio, iniciando com a letra A para a classe com a linha mais forte e até a letra Q para a classe com a linha mais fraca. No começo do século XX, Cannon e Maury reordenaram e consolidaram a seqüência espectral colocando as estrelas O e B antes das estrelas A, e adicionaram uma subdivisão decimal (ex.: A1,A2,...,A9). O trabalho de classificação de espectros em placas fotográficas de mais de 200000 estrelas resultou no catálogo Henry Draper (HD). Draper foi quem primeiro fotografou um espectro estelar, o da estrela Vega. Após a morte de seu marido Anna P. Draper financiou, em sua memória, parte da pesquisa de classificação estelar. A seqüência espectral final de Harvard ficou: “O B A F G K M”. Esta seqüência também representa uma seqüência de temperatura, sendo as estrelas O as mais quentes (azul) e as estrelas M as mais frias (vermelha). As principais características desses tipos espectrais estão listadas na tabela 4.1.

Tab. 4.1: Características das Classes Espectrais

Classe	Característica
O	He II emissão e absorção
B	He I em absorção
A	H I máxima intensidade em A0
F	linhas metálicas tornam-se notáveis
G	tipo solar, linhas absorção metais (Ca II)
K	linhas metálicas dominam (Ca II, Ca I), bandas moleculares
M	bandas moleculares de TiO notáveis

## 4.3 O Diagrama HR

A maior distinção que se pode estabelecer entre as estrelas é provavelmente a separação destas em estrelas anãs e gigantes, como verificou Hertzsprung. Hertzsprung percebeu que

estrelas de mesma cor (temperatura ou classe espectral) podiam possuir luminosidades diferentes, que ele dividiu em dois grupos de luminosidade: 1) gigantes – estrelas luminosas; 2) anãs – estrelas de baixa luminosidade. Russell continuou o estudo de Hertzsprung representando graficamente as estrelas num diagrama, depois chamado de diagrama HR, em que a abscissa era a luminosidade (ou magnitude absoluta) e a ordenada era a classe espectral (ver figura 4.1). Fica evidente ao analisar um diagrama HR que as estrelas se concentram em algumas faixas. A maior delas, em que estão as estrelas anãs, é chamada de seqüência principal. Em outras duas faixas, acima da seqüência principal, estão as estrelas gigantes e super-gigantes. Uma estrela gigante pode ser 100 vezes mais brilhante do que sua parceira anã de mesma classe espectral. As diferenças relativas à densidade dessas estrelas causam diferenças no espectro, como por exemplo o estreitamento das linhas de estrelas anãs para estrelas gigantes. No intuito de indicar estas diferenças foi adotado um sistema de prefixos e sufixos para as classes de Harvard, como mostra a tabela 4.2 .

Tab. 4.2: Prefixos e Sufixos para as classes espectrais

Prefixos	
d	anã (dwarf)
g	gigante
sd	sub-anã (subdwarf)
wd=D	anã branca (white dwarf)
Sufixos	
e	emissão (emissão de H no caso das estrelas O)
em	emissão por linhas de metal
er	emissão reversa (absorção central com linhas de emissão)
ep	emissão peculiar
eq	P Cyg emissão (emissão com um componente de absorção)
f	He e N emissão no caso das estrelas O
n	linhas difusas
nn	muitas linhas difusas
s	linhas estreitas
k	linhas interestelares
v	variação no espectro (não causada por efeitos de velocidade)
p=pec	espectro peculiar
m	fortes linhas metálicas de absorção
wk	linhas fracas
!	características marcadas

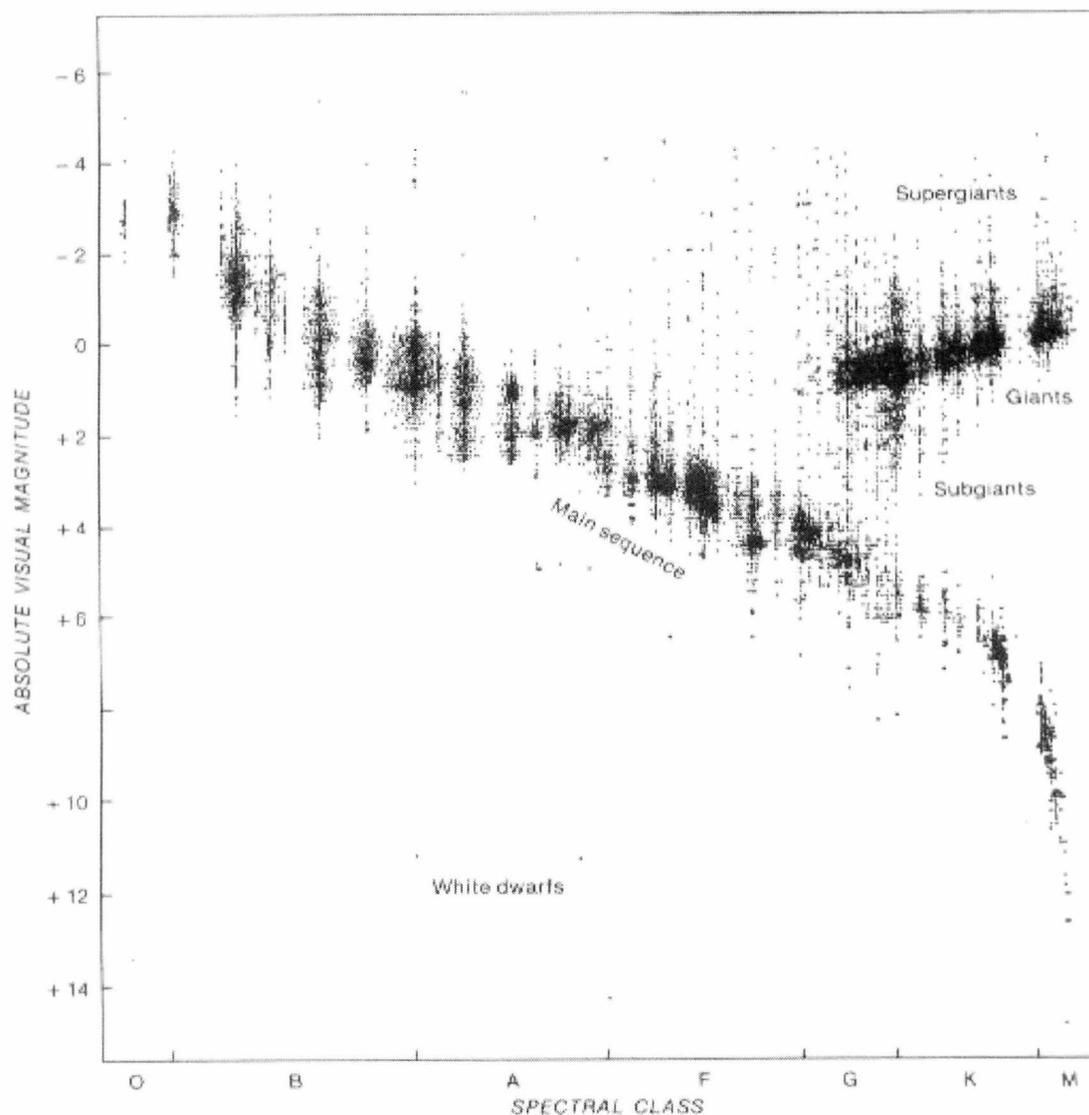


Fig. 4.1: Esta figura ilustra o diagrama HR (Hertzsprung-Russel). Na abscissa temos a magnitude absoluta (ou luminosidade), a luminosidade cresce para cima. Na ordenada temos a classe espectral (ou temperatura), a temperatura cresce para a esquerda. A faixa que vai do extremo superior esquerdo (estrelas quentes e muito luminosas), até o extremo inferior direito (estrelas frias e pouco luminosas) é chamada de sequência principal (na figura está o termo em inglês *main sequence*). As estrelas acima da sequência principal, na região superior direita (estrelas frias e luminosas) são chamadas gigantes, e pertencem à classe de luminosidade II ou III. Bem no topo do diagrama existem algumas estrelas ainda mais luminosas: são chamadas supergigantes, com classe de luminosidade I. As estrelas no canto inferior esquerdo (estrelas quentes e pouco luminosas) são chamadas anãs brancas (na figura está o termo em inglês *white dwarfs*).

#### 4.4 O Sistema MK

A classificação espectral de Harvard já não era mais suficiente para descrever as diferentes características espectrais relacionadas à luminosidade. Em 1943, Morgan, Keenan e Kellman, do observatório de Yerkes, publicaram o primeiro atlas de espectros estelares (Morgan, Keenan & Kellman 1943). Eles introduziram no sistema de classificação a seqüência de 6 classes de luminosidade: Ia, Ib, II, III, IV e V. A classe I, a classe de super-gigantes, é dividida em Ia e Ib: Ia de super-gigantes e super-luminosas, e Ib, de super-gigantes luminosas. A classe de luminosidade II agrupa as estrelas gigantes brilhantes, III as gigantes normais e a IV as sub-gigantes. A classe V agrupa as estrelas na seqüência principal ou anãs. A figura 4.2 mostra a localização dessas classes no diagrama HR. Nesta figura aparecem outras três classes de luminosidade: as estrelas super-gigantes brilhantes na nuvem de Magalhães chamadas de classe 0 (zero); as estrelas sub-anãs que recebem o prefixo sd (do inglês *subdwarf*) pertencem à classe VI, e a última classe, a classe VII é a das estrelas anãs brancas, com cerca de 10 magnitudes abaixo da seqüência principal. Estas recebem o prefixo wd (do inglês *whitedwarf*) ou D, e são o produto final da evolução de estrelas de baixa massa.

As estrelas sub-anãs são deficientes em metais. Esta diferença na composição química fez com que surgisse um outro parâmetro para classificação espectral, parâmetro este baseado na abundância de metais. Estrelas com composição química rica em metais, como o Sol, são chamadas de População I. Estas estrelas são mais jovens (~5 bilhões de anos), enquanto as estrelas de População II correspondem a estrelas mais velhas (~10 bilhões de anos) e pobres em metais.

#### 4.5 Detalhes da classificação espectral do sistema MK

O sistema de classificação espectral MK é um sistema empírico que utiliza no processo de classificação somente características diretamente observadas no espectro. Este sistema é definido por uma série de estrelas padrão, e a classificação das estrelas é realizada comparando a estrela de programa com as estrelas padrão, a partir de suas semelhanças.

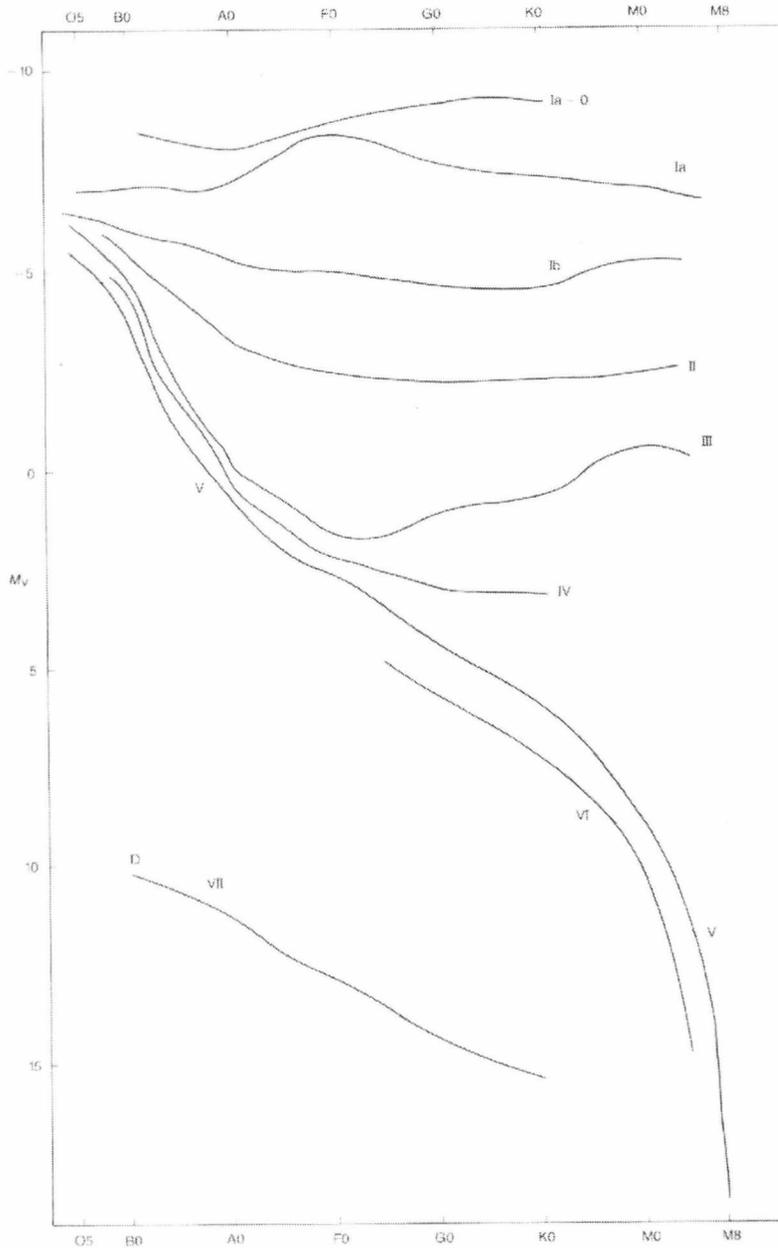


Fig. 4.2: Esta figura mostra a seqüência de classes de luminosidades introduzidas por Morgan, Keenan e Kellman (1943). A classe I, a classe de super-gigantes, é dividida em Ia e Ib: Ia de super-gigantes e super-luminosas, e Ib, de super-gigantes luminosas. A classe de luminosidade II agrupa as estrelas gigantes brilhantes, III as gigantes normais e a IV as sub-gigantes. A classe V agrupa as estrelas na seqüência principal ou anãs. A classe 0 (zero) agrupa as estrelas super-gigantes brilhantes na nuvem de Magalhães. A classe VI agrupa as estrelas sub-anãs, e a classe VII é a das estrelas anãs brancas.

A região utilizada para a classificação espectral é a que vai da linha Ca II K até a linha H $\beta$  ( $\sim 3900 \text{ \AA}$  a  $4900 \text{ \AA}$ ), esta região foi uma necessidade imposta pelas placas fotográficas as quais eram sensíveis nesta região. A dispersão utilizada era de  $\sim 125 \text{ \AA/mm}$  em H $\gamma$ , considerada ideal para classificação.

#### 4.5.1 Métodos de classificação de estrelas normais

As estrelas do tipo O são as estrelas mais quentes, e são caracterizadas por fracas linhas de hidrogênio, linhas de hélio neutro (He I  $4471 \text{ \AA}$ ) e por linhas de hélio ionizado (He II  $4542 \text{ \AA}$ ). O tipo espectral é determinado pela razão das linhas de He I e He II; a linha de He I aumenta de intensidade com o decréscimo da temperatura, enquanto a linha de He II diminui de intensidade. A figura 4.3 mostra a separação entre as estrelas do tipo O e as do tipo B. Aspectos importantes auxiliam na determinação do tipo espectral como: a ausência da linha de He II nas estrelas do tipo B, as linhas de He I passam por um máximo aproximadamente em B2, e decrescem de intensidade em temperaturas mais baixas. Para uma determinação do tipo espectral mais precisa utiliza-se a razão He I  $4471 \text{ \AA}/\text{Mg II } 4481 \text{ \AA}$ . A figura 4.4 ilustra o efeito da luminosidade nas estrelas do tipo B1. Para se determinar a luminosidade utiliza-se a intensidade das linhas de hidrogênio, e também a razão das linhas de O II ( $4070, 4348$  e  $4416 \text{ \AA}$ ) com as linhas de hidrogênio e He I. A linha de Si III  $4553 \text{ \AA}$  pode ser usada para distinguir as classes de luminosidade V e III.

Indo em direção às estrelas mais frias, podemos notar que as linhas de hélio diminuem de intensidade, chegando a desaparecer nas estrelas do tipo A0. Nestas estrelas as linhas de hidrogênio alcançam um máximo de intensidade, como mostra a figura 4.5. Nas estrelas A0, a linha de Ca II K começa a se tornar uma característica evidente no espectro. Ela aumenta rapidamente de intensidade em temperaturas mais baixas, saturando nas estrelas do tipo F, como mostra a figura 4.6. As linhas utilizadas para determinar o tipo espectral das estrelas do tipo A, são: Mn I  $4030 \text{ \AA}$ , Ca I  $4227 \text{ \AA}$ , e Fe I  $4271 \text{ \AA}$ . A banda-G, banda molecular devido à molécula diatômica CH, começa a aparecer em estrelas do tipo F2. A figura 4.7 mostra o efeito da luminosidade nas estrelas do tipo A0. O critério para determinar a luminosidade das estrelas do tipo A é o progressivo estreitamento e

enfraquecimento das linhas de hidrogênio com o aumento da luminosidade.

#### 4.5.2 Métodos de classificação de estrelas peculiares

As fortes linhas anômalas nas estrelas Ap exibem diferenças que são facilmente distinguíveis numa dispersão de  $\sim 100 \text{ \AA/mm}$  e é possível formar grupos de estrelas Ap que possuem 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). Morgan verificou que estes grupos podem ser ordenados numa seqüência de temperatura. O esquema de classificação atual (Jascheck & Jascheck 1958) possui 5 classes que, quando ordenadas por cor do azul para o vermelho são:  $\lambda 4200$  Si, Si, SiCrEu, EuCrSr & Sr. Estas 5 classes de estrelas Ap são freqüentemente chamadas de estrelas CP2 (CP, do termo em inglês *chemically peculiar* que significa quimicamente peculiar; Preston 1974). É importante perceber que nenhuma das estrelas nestas classes são exatamente iguais. O espectro destas estrelas parece ser similar numa dispersão de  $\sim 100\text{\AA/mm}$ , mas em resoluções mais altas ( $\sim 10 \text{ \AA/mm}$ ), nenhuma estrela Ap é exatamente igual à outra. Conseqüentemente, o número de classes de peculiaridades depende da resolução adotada na classificação.

Na figura 4.8 mostramos 3 tipos distintos de estrelas Ap. A primeira estrela,  $\varphi$  Dra é uma clássica estrela Ap de silício, vê-se as intensas linhas do dubleto Si II 4128-32  $\text{\AA}$ . A segunda estrela, HR 5597, vê-se também as linhas de Si II e linhas Sr II 4077  $\text{\AA}$  e Cr II 4111  $\text{\AA}$  (na “asa” de H $\delta$ ). As linhas metálicas no espectro são claramente peculiares. A última estrela,  $\pi^1$  Boo é um exemplo de uma estrela Ap Hg-Mn, vê-se linhas de Hg II 3984  $\text{\AA}$  e Mn II 4136  $\text{\AA}$  e 4206  $\text{\AA}$ . As estrelas Ap Hg-Mn, ao contrário das outras estrelas Ap, parecem não possuir campos magnéticos

#### 4.5.3 Método de classificação utilizado neste trabalho

Nosso método para a classificação das estrelas neste trabalho foi baseado no sistema MK de classificação. Durante as observações relativas a este trabalho obtivemos espectros para uma série de estrelas padrão normais (como mostra a figura 4.9) e uma série de es-

treelas padrão peculiares (como mostra a figura 4.10). A classificação foi feita comparando as estrelas de programas com as estrelas padrão (normais e peculiar). A figura 4.11 exemplifica o procedimento utilizado na classificação. A estrela central é a estrela de programa a ser classificada, a estrela acima dela é uma estrela padrão normal, e a estrela abaixo dela é uma estrela padrão peculiar. A estrela de programa, que é uma estrela pertencente ao aglomerado NGC 6383 e foi classificada como uma estrela Ap SrEuCr.



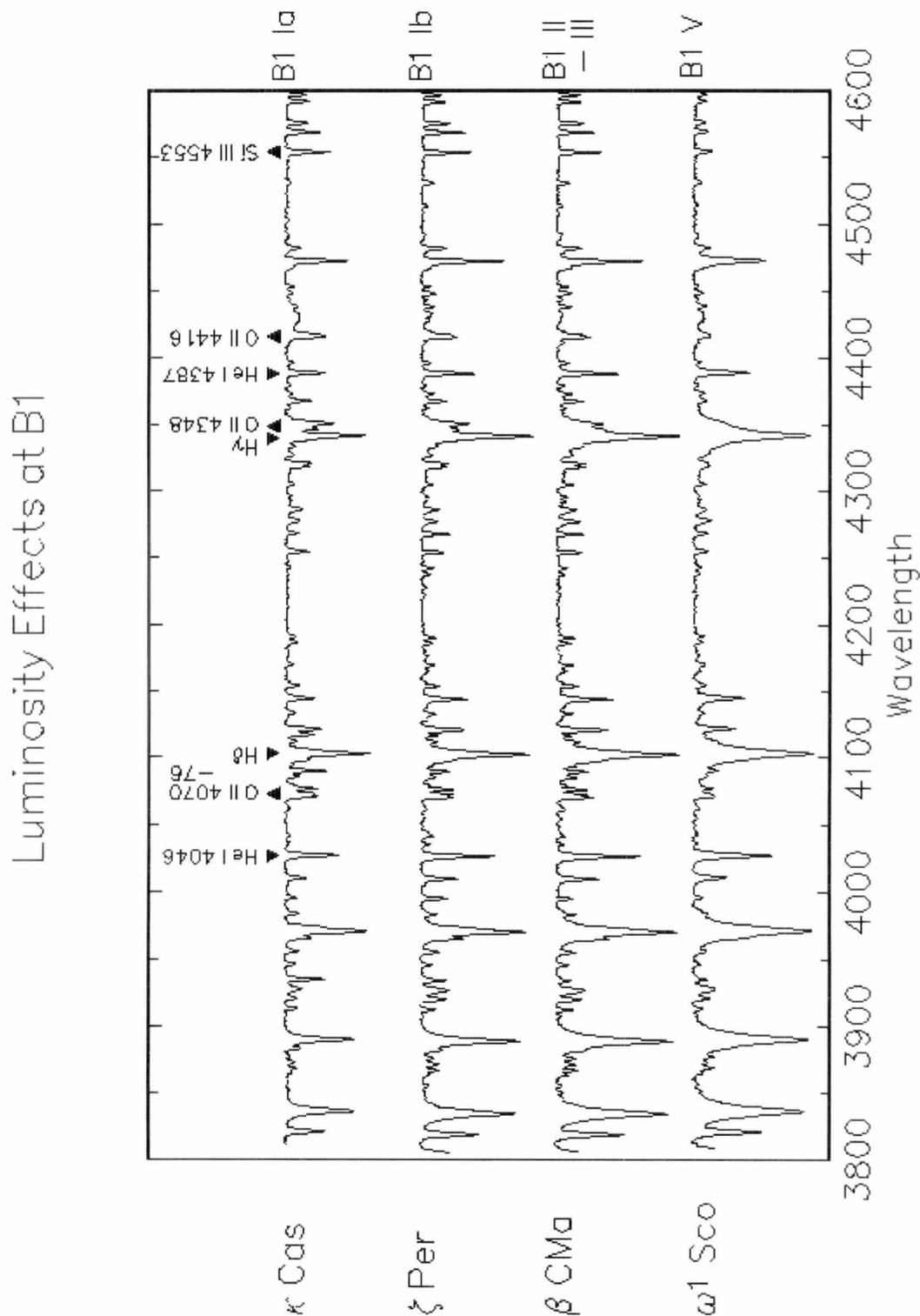


Fig. 4.4: A figura ilustra o efeito da luminosidade nas estrelas do tipo B1. Para se determinar a luminosidade utiliza-se a intensidade das linhas de hidrogênio, e também a razão das linhas de O II (4070, 4348 e 4416Å) com as linhas de hidrogênio e He I. A linha de Si III 4553Å pode ser usada para distinguir as classes de luminosidade V e III.

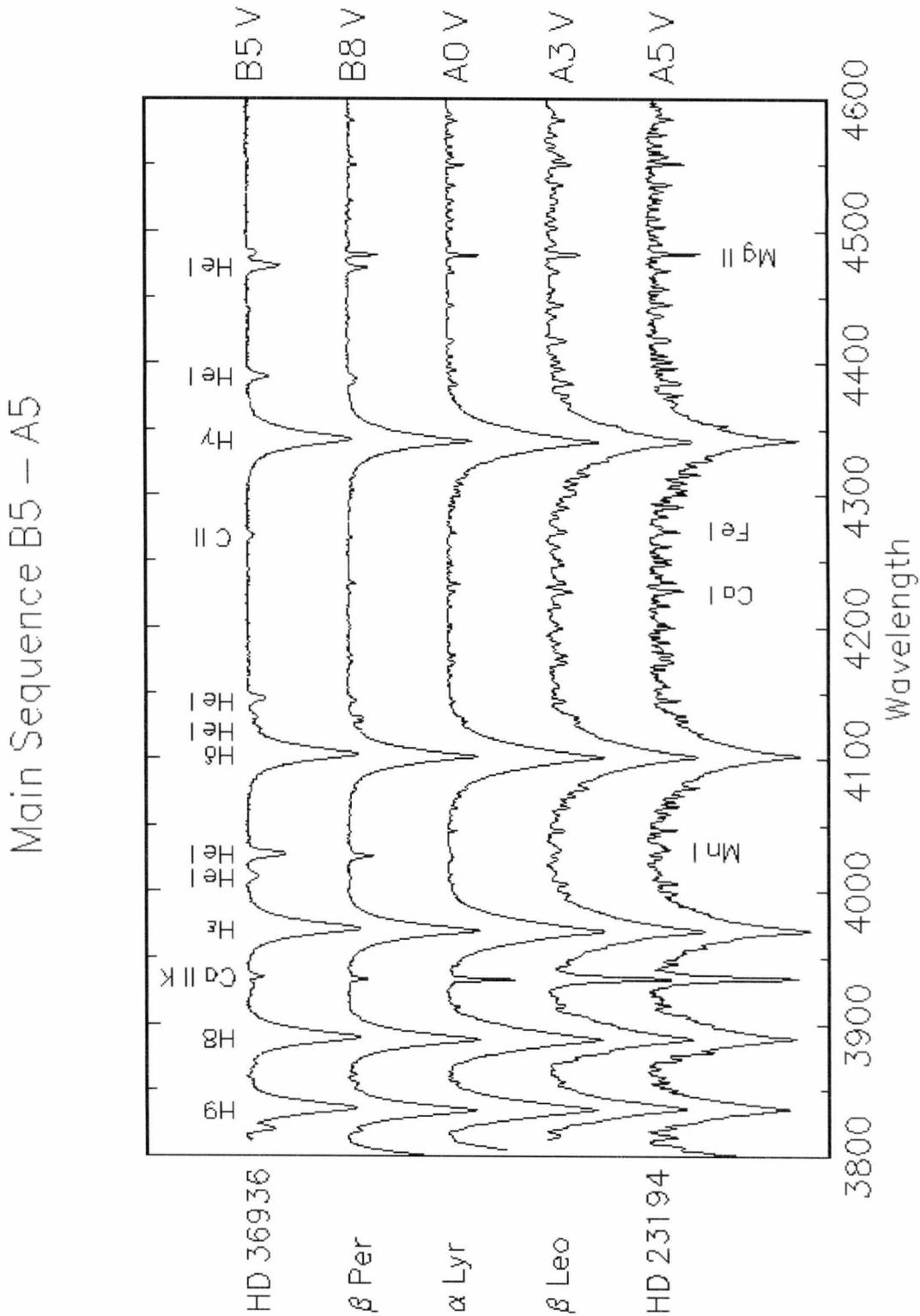


Fig. 4.5: A figura ilustra as diferenças entre as classes espectrais B5V, B8V, A0V, A3V e A5V. As linhas de hélio diminuem de intensidade das estrelas B5V para as estrelas B8V, chegando a desaparecer nas estrelas do A0V. As linhas de hidrogênio alcançam um máximo nas estrelas de A0V.

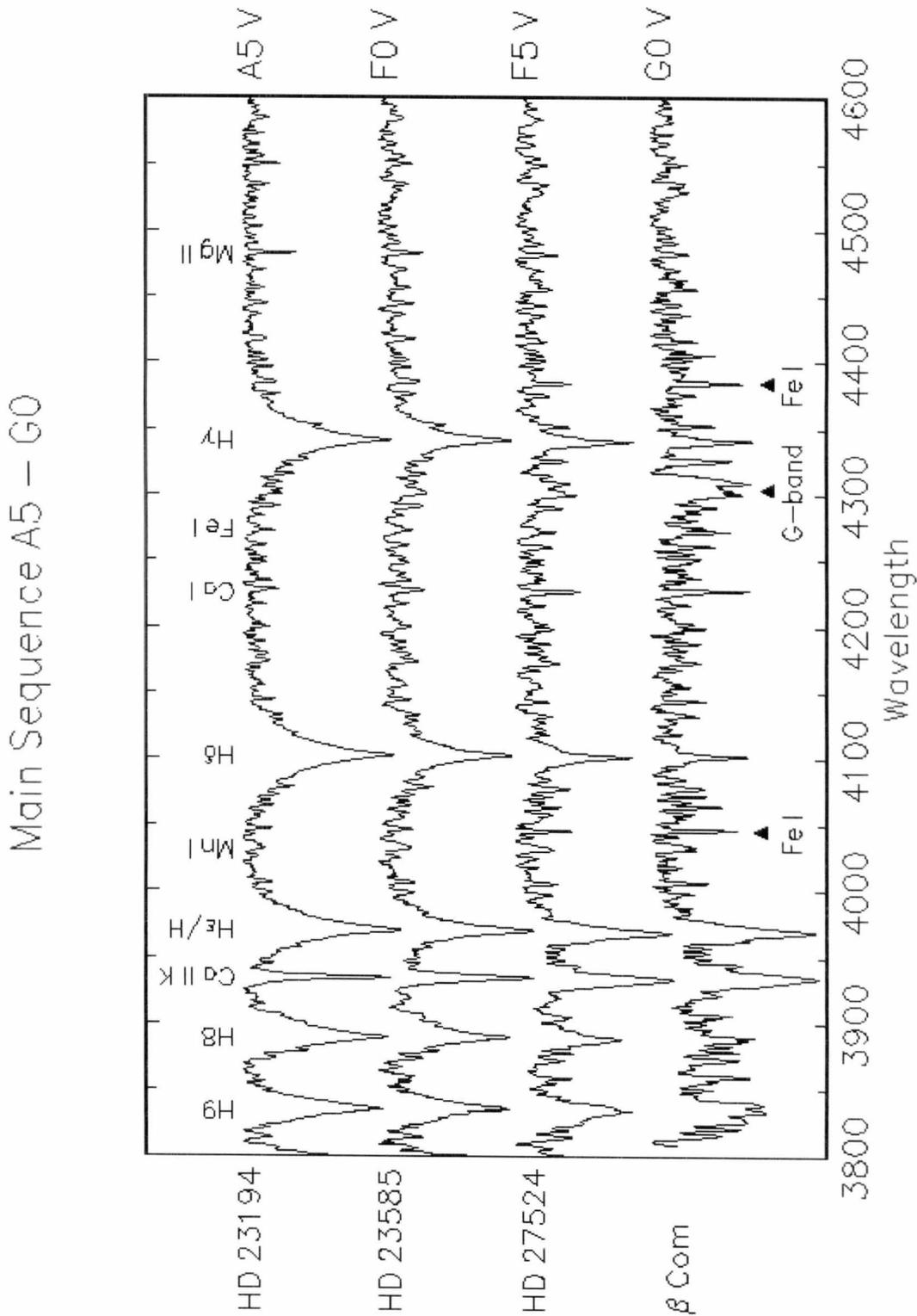


Fig. 4.6: A figura ilustra as diferenças entre as classes espectrais A5V, F0V, F5V e G0V. As linhas utilizadas para a determinar o tipo espectral nas estrelas do tipo A, são: Mn I 4030Å, Ca I 4227Å e Fe I 4271Å. A banda-G é utilizada para determinar o tipo espectral para as estrelas mais frias que F2V.

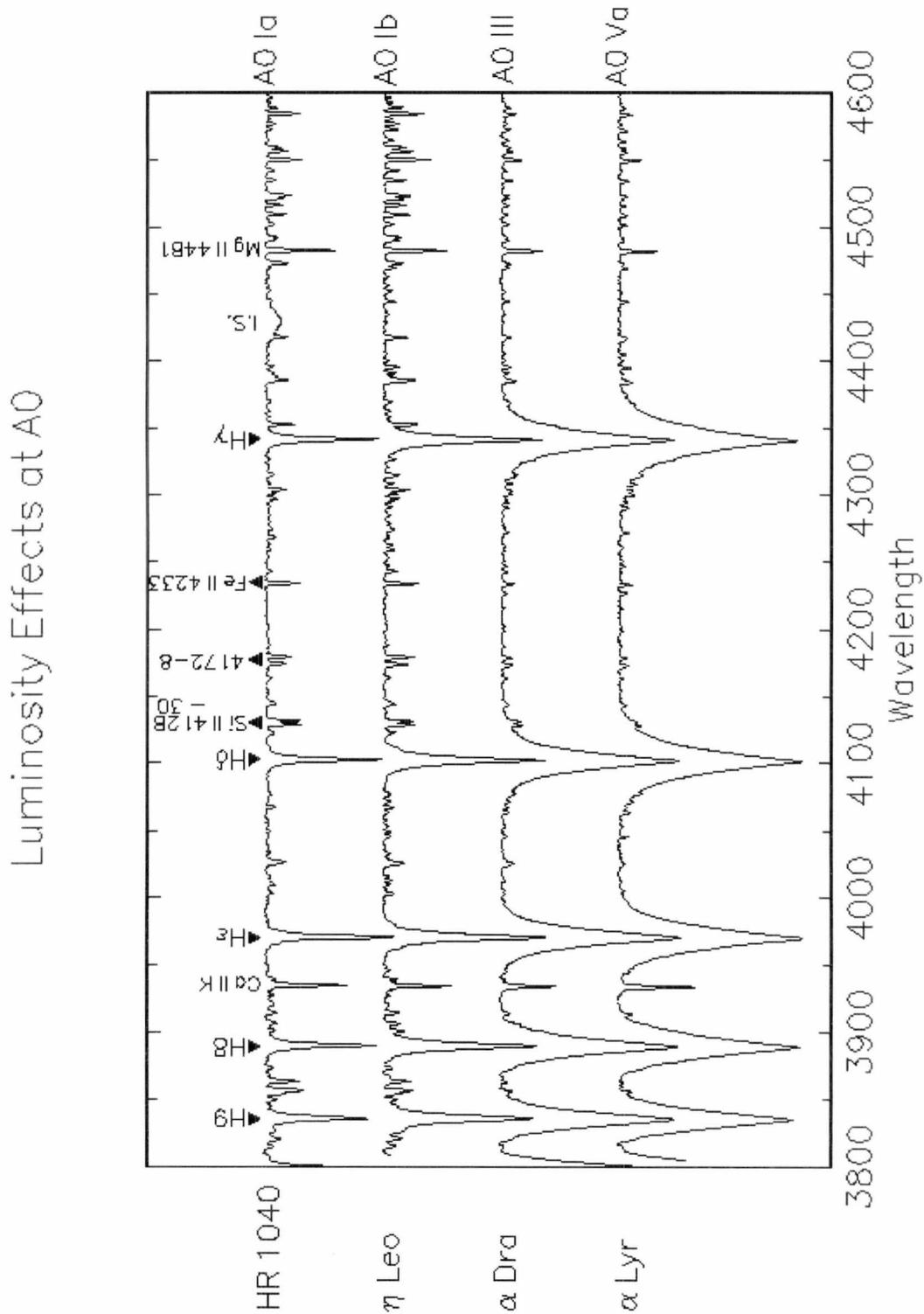


Fig. 4.7: A figura mostra o efeito da luminosidade nas estrelas do tipo A0. O critério para determinar a luminosidade das estrelas do tipo A é o progressivo estreitamento e enfraquecimento das linhas de hidrogênio com o aumento da luminosidade.

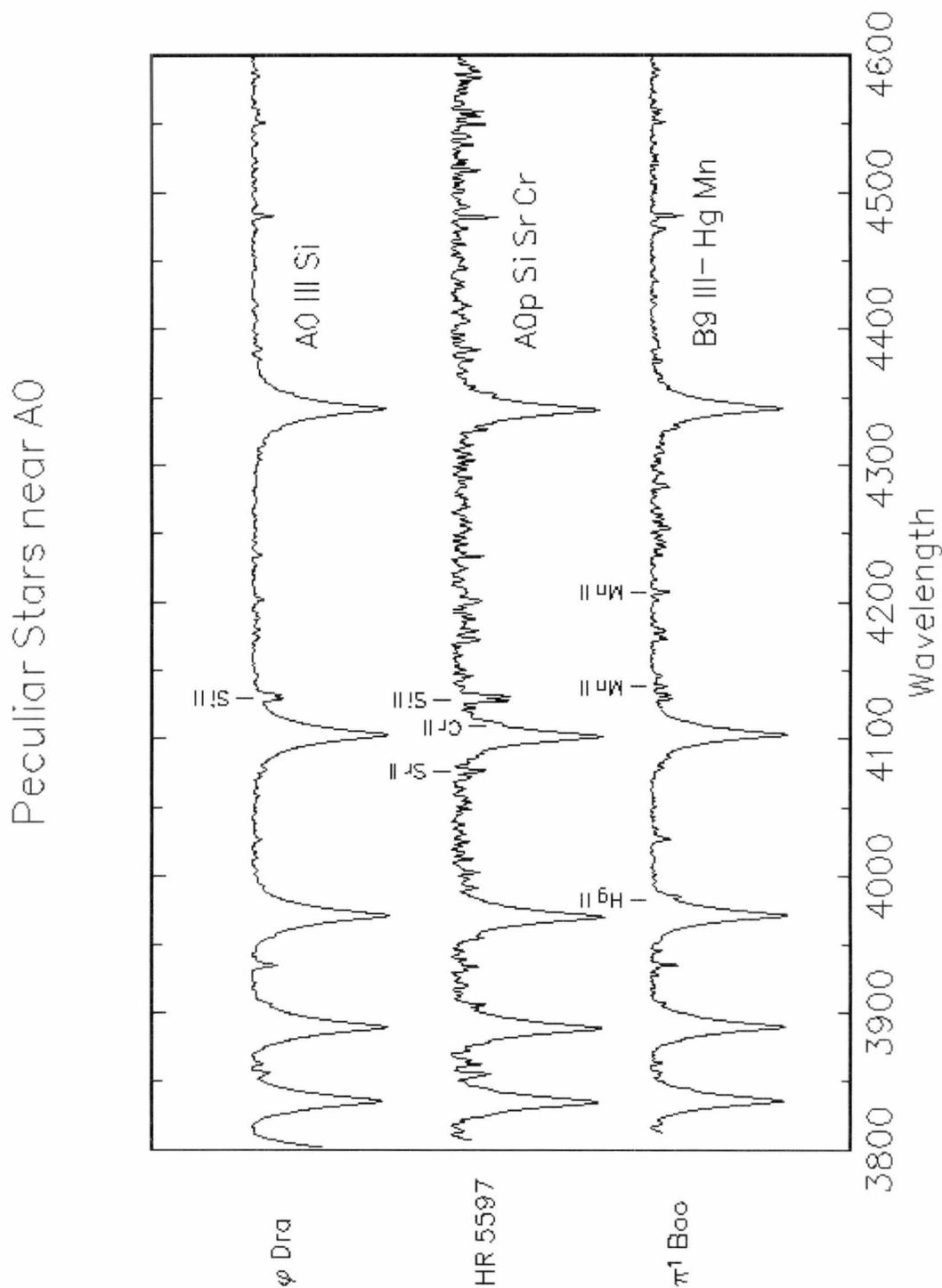


Fig. 4.8: A figura 4.8 ilustra 3 tipos distintos de estrelas Ap. Acima temos uma estrela Ap de silício, vê-se intensas linhas do dupletto Si II 4128-32 Å. A segunda, uma estrela Ap SiSrCr, vê-se também as linhas de Si II e linhas Sr II 4077 Å e Cr II 4111 Å (na “asa” de H $\delta$ ). A última estrela, uma estrela Ap Hg-Mn, vê-se linhas de Hg II 3984 Å e Mn II 4136 Å e 4206 Å.

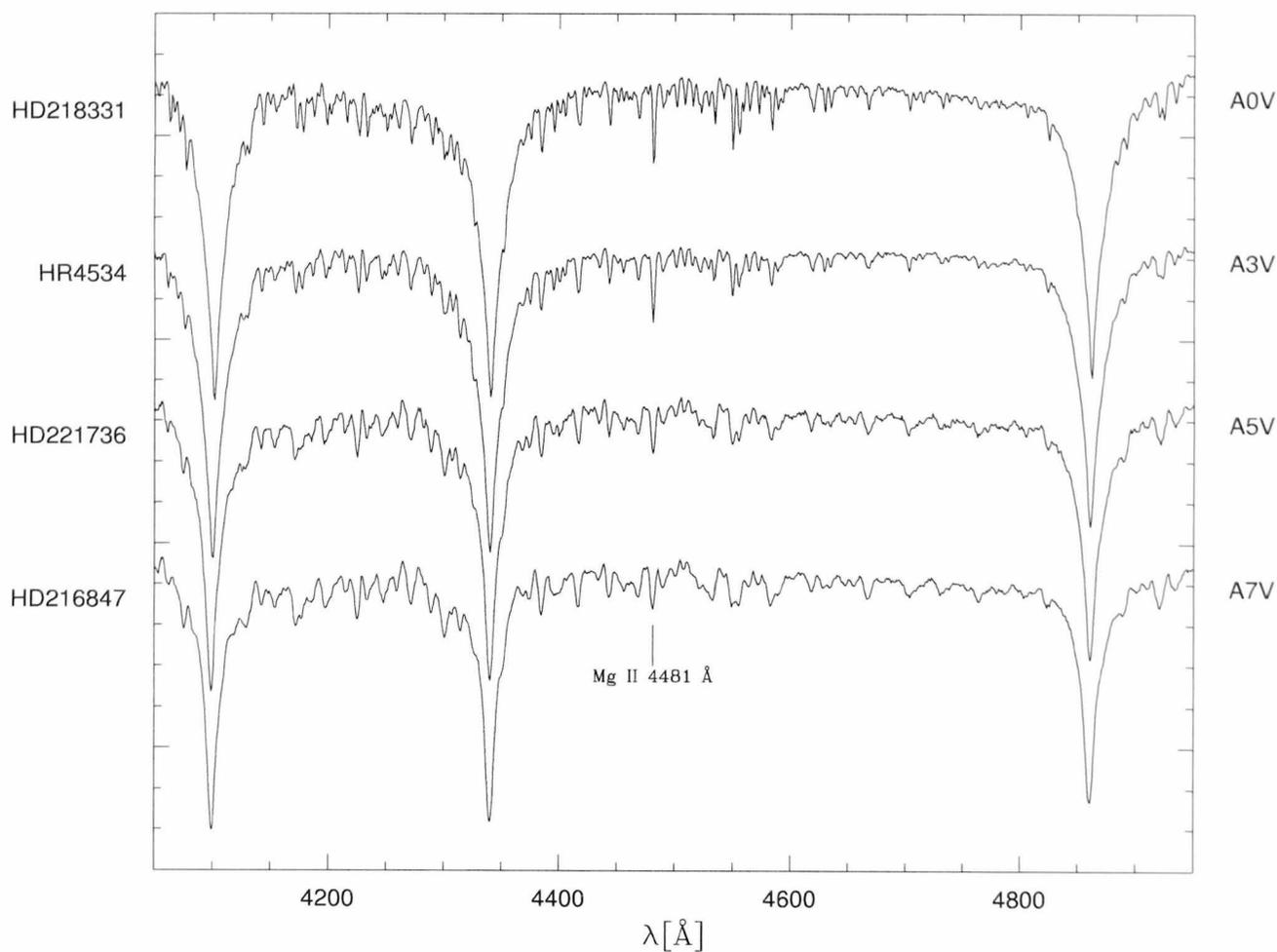


Fig. 4.9: A figura ilustra a série de estrelas padrão normais obtidas durante as observações relativas a este trabalho utilizadas para a classificação das estrelas.

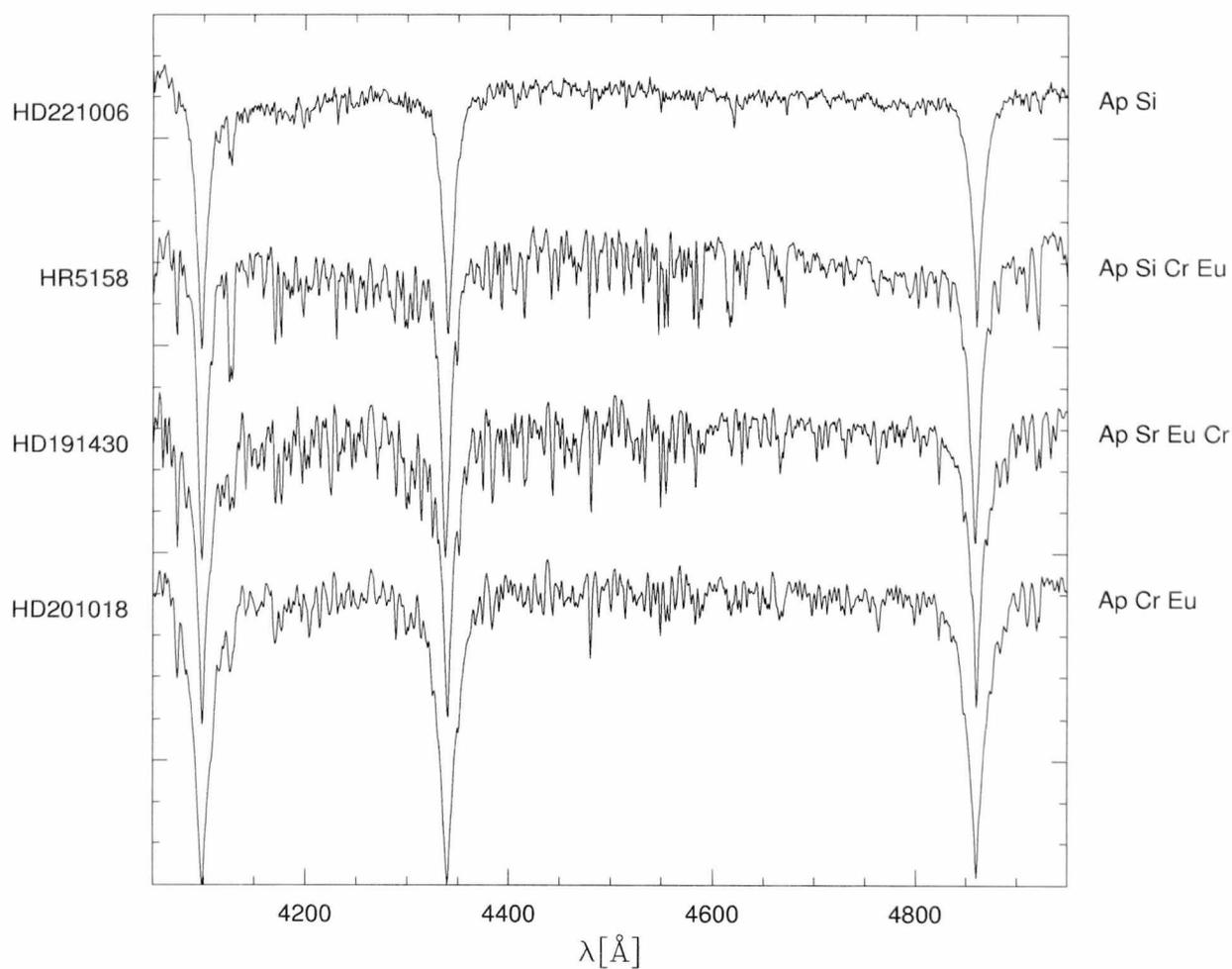


Fig. 4.10: A figura ilustra a série de estrelas padrão peculiares, assim como as estrelas da figura anterior, utilizadas para a classificação das estrelas.

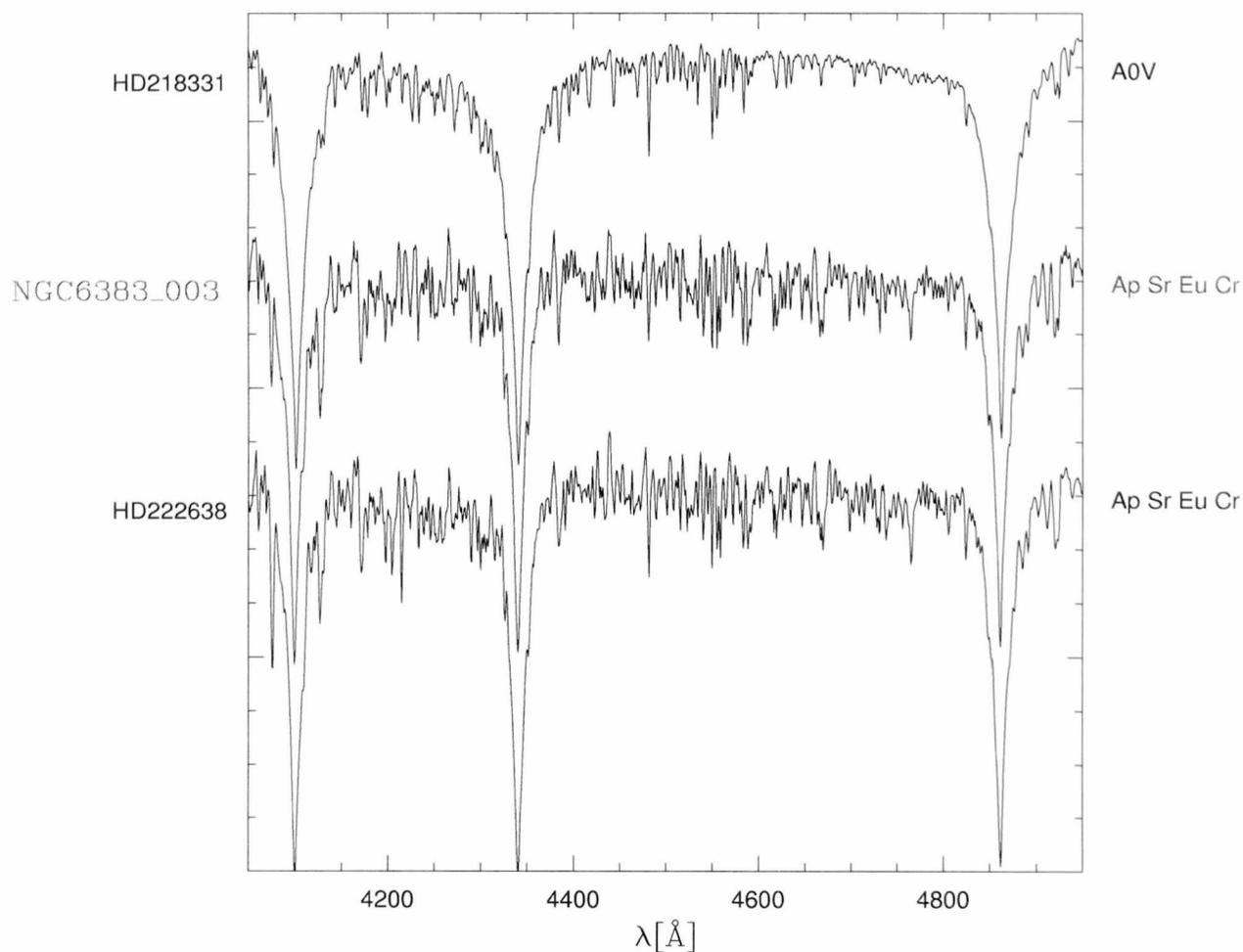


Fig. 4.11: A figura exemplifica o procedimento utilizado na classificação espectral das estrelas. A estrela central é a estrela de programa a ser classificada, a estrela acima dela é uma estrela padrão normal, e a estrela abaixo dela é uma estrela padrão peculiar. A estrela de programa, que é uma estrela pertencente ao aglomerado NGC 6383 e foi classificada como uma estrela Ap SrEuCr.

# Capítulo 5

## Discussão e Conclusão

### 5.1 *Discussão*

O que motivou esta dissertação foi o conflito entre o resultado obtido por Abt (1979), evidência de que a frequência de estrelas Ap aumentava com a idade, e o resultado obtido por North (1993), resultado este que indicava que a frequência de estrelas Ap permanece constante com a idade. A decisão de refazer o estudo da frequência de estrelas Ap em aglomerados foi tomada por compreendermos que os dois estudos, os de Abt (1979) e North (1993), possuem pontos falhos que comprometem a classificação das estrelas, e isso nos impede de chegar a uma conclusão clara e definitiva sobre quem está correto. A amostra de Abt continha apenas 14 aglomerados, enquanto a amostra de North, bem mais significativa, continha 72 aglomerados. Todos os dados obtidos por Abt para a classificação de estrelas foram produzidos por espectroscopia, enquanto North obteve dados de espectroscopia e fotometria para a classificação. Os dois trabalhos foram resultados de compilação de dados da literatura; isto significa que foram utilizados diferentes instrumentos (espectrógrafos e fotomultiplicadoras), diferentes dispersões (no caso dos dados espectroscópios), e que diferentes investigadores classificaram os espectros.

Para investigar a possível correlação entre o fenômeno Ap e a idade pretendíamos observar um número de estrelas em aglomerados maior do que o número observado por Abt (1979). No entanto o número de estrelas alcançado foi somente 15% da amostra

obtida por Abt. Dado o tamanho de nossa amostra, qualquer teste estatístico para retirar alguma informação sobre a dependência entre o fenômeno Ap e a idade seria estatística de pequenos números sem nenhuma significância.

Dois aglomerados, IC 2602 e NGC 3228, foram observados por completo, isto é, foram observadas todas as estrelas dentro do intervalo de cor ( $-0.16 < B-V < +0.30$ ), intervalo em que ocorre o fenômeno Ap. Comparamos o resultado da nossa classificação espectral destes aglomerados com as classificações destes encontrada na literatura.

### 5.1.1 *Aglomerado IC 2602*

O aglomerado IC 2602 está relativamente próximo, cerca de 160pc, e possui idade de  $10^{7.5}$  anos. Os dados de fotometria UBV utilizados para a seleção das estrelas foram retirados de Braes (1962) e Whiteoak (1961). O avermelhamento é de 0.024 mag. O intervalo de cor foi corrigido para que as cores intrínsecas das estrelas estivessem dentro do intervalo do fenômeno Ap. A numeração das estrelas segue o sistema de Braes (1962). Identificamos, dentre uma amostra de 33 estrelas, a estrela número 23 como uma estrela Ap, e a estrela número 27 como uma estrela Ap? (“?” em Ap?, significa que há dúvida quanto à peculiaridade). O resultado da classificação espectral está na tabela 5.1. Em Abt & Morgan (1972), referência utilizada no trabalho de Abt (1979), numa amostra de 18 estrelas foi encontrada somente uma estrela Ap, a estrela número 27, identificada como estrela Ap-Si. Em Maitzen et. al. (1988), foram encontradas duas estrelas Ap-Si, as estrelas de número 17 e 27, numa amostra de 24 estrelas. Em nenhuma das duas amostras anteriores foi incluída a estrela número 23, identificada como peculiar neste trabalho. A estrela número 17, identificada como peculiar em Maitzen et. al. (1988), foi observada neste trabalho e não foi identificada como peculiar. Possivelmente isto se deve ao intervalo espectral escolhido para classificar as estrelas. O intervalo escolhido ia de 4700Å a 5700Å. Nesta região não há linhas de Si facilmente perceptíveis, e isso comprometeu a classificação deste tipo de peculiaridade. O aglomerado NGC 3228, que discutiremos a seguir, também foi observado nesta região espectral. No segundo ano de observações relacionadas a este projeto a região espectral foi alterada para a região centrada em 4500Å. Os espectros das

estrelas número 17, 23 e 27 estão na figura 5.1. A frequência de estrelas Ap encontrada em IC 2602 foi de 3% ( $f_{Ap} = 1/33$  – razão entre o número de estrelas Ap e o número total de estrelas A-normais + Ap). Incluindo a estrela 27 identificada como Ap?, temos uma frequência de 6% ( $f_{Ap} = 2/33$ ). Os resultados das frequências do estudo realizado por Abt & Morgan (1972) e por Maitzen et. al. (1988) foi de 5.5% ( $f_{Ap}=1/18$ ) e 8.3% ( $f_{Ap}=2/24$ ), respectivamente.

Tab. 5.1: Classificação Espectral – IC 2602

Número	HD	V	B-V	Tipo Espectral
001	91698	8.02		BV
005	91839	8.39	0.19	AV
008	91906	7.50	0.05	AV
013	92066	8.40		BV linhas de emissão
017	92385	6.76	-0.08	B-AV
018	92467	6.99	0.03	B-AV
019	92478	7.57	0.05	AV
021	92535	8.23	0.24	AV
022	92536	6.31	-0.07	BV
023	92568	8.58	0.42	<b>Ap</b>
027	92664	5.54	-0.17	<b>BVp?</b>
028	92715	6.82	-0.02	B-AV
029	92783	6.73	-0.05	BV
032	92896	7.32	0.21	A
033	92938	4.86	-0.15	B
034	92966	7.29	-0.01	B-AV
035	92989	7.60	0.04	AV
037	93030	2.78	-0.23	O-BV
038	93098	7.61	0.05	AV
040	93163	5.81		BV
041	93194	4.85	-0.14	BV
045	93424	8.15	0.15	AV
047	93517	7.86	0.10	AV
048	93540	5.37	-0.10	BV
049	93549	5.28	-0.09	BV
051	93607	4.87	-0.15	BV
052	93648	7.87	0.12	AV
053	93714	6.57		BV
054	93738	6.48		B-AV
061	94066	7.90	0.08	BV
063	94174	7.77	0.10	AV

Para compararmos a frequência de estrelas Ap no aglomerado IC 2602 com a frequência de estrelas Ap no campo devemos fazer uma estimativa da frequência de estrelas Ap

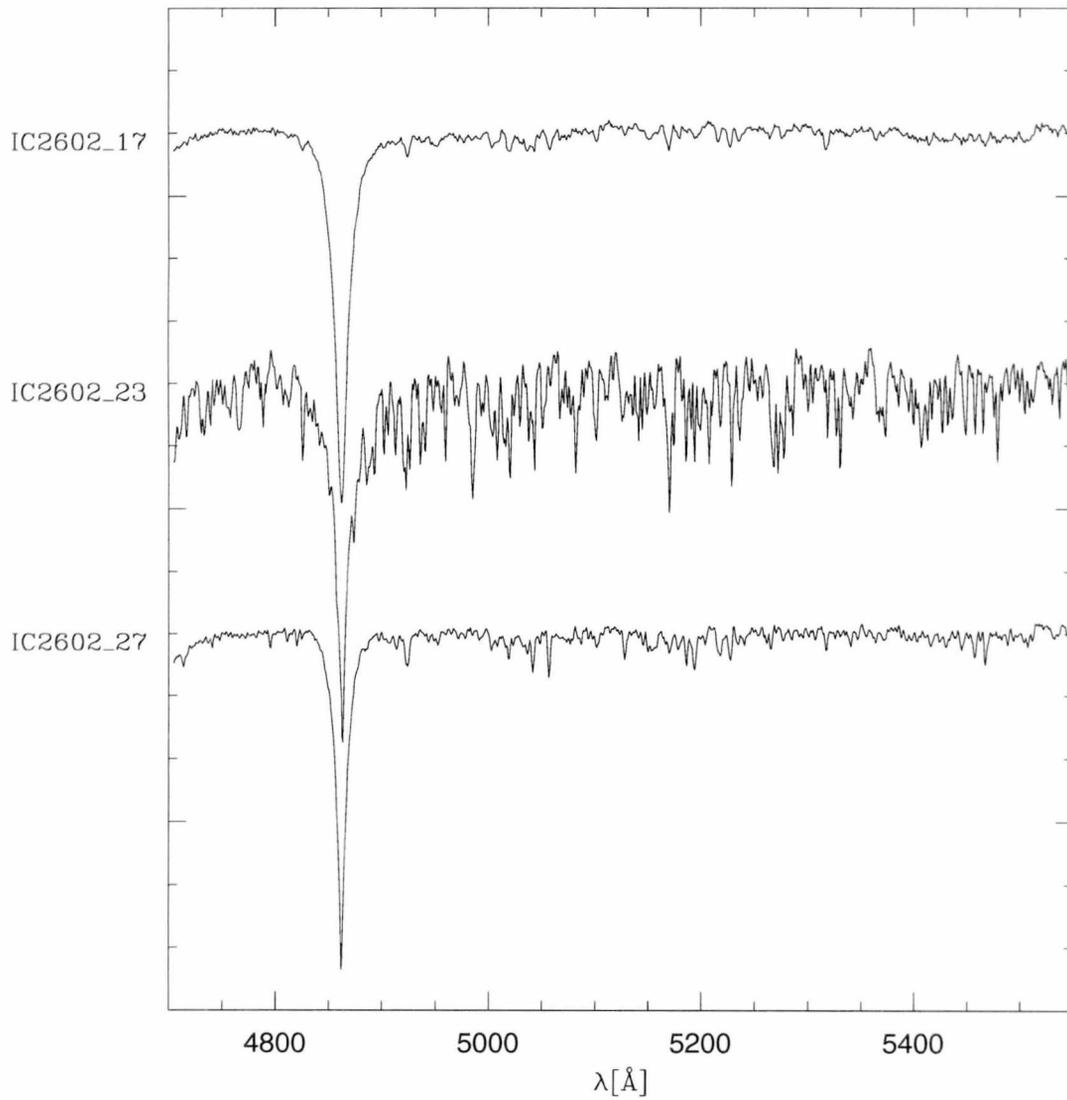


Fig. 5.1: A figura ilustra as classificações feitas no aglomerado IC 2602. A estrela número 23 foi identificada como uma estrela Ap. A estrela número 27 como uma estrela Ap? (“?” em Ap?, significa que há dúvida quanto à peculiaridade). A estrela número 17, identificada como peculiar em Maitzen et. al. (1988) usando fotometria, foi observada neste trabalho e não foi identificada como peculiar.

no campo. Esta estimativa pode ser obtida de Houk & Cowley (1975) os quais reclassificaram, com base no sistema MK, todas as estrelas do catálogo HD. Incluindo somente suas classificações de qualidade 1 (qualidade 1 são as melhores classificações e qualidade 4 a pior), temos 3383 estrelas normais entre B5V–A5V, 259 estrelas Ap e 36 Ap?. Isto corresponde a uma frequência de 7% ( $f_{Ap} = 259/3687$ ). Esta frequência é similar à frequência de 6% do aglomerado IC 2602 (incluindo a estrela número 27, Ap?).

### 5.1.2 Aglomerado NGC 3228

O aglomerado NGC 3228 é um aglomerado pobre em estrelas, distante cerca de 540pc do Sol. Sua idade é de  $10^{8.0}$  anos. Os dados de fotometria UBV utilizados para a seleção das estrelas foram retirados de Hogg (1963), assim como o seu sistema de numeração. O avermelhamento é de 0.028 mag. O intervalo de cor foi corrigido para que as cores intrínsecas das estrelas estivessem no intervalo do fenômeno Ap. Foram encontradas duas estrelas Ap?, as estrelas número 3 e 16, dentre 11 estrelas observadas. Novamente, por causa da região espectral utilizada, centrada em  $5000\text{Å}$ , não pudemos ter certeza quanto ao tipo de peculiaridade das estrelas 3 e 16. O resultado da classificação espectral está na tabela 5.2 . Hartoog (1976) identificou a estrela 16 como sendo uma estrela Am, e classificou a estrela 3 como sendo do tipo espectral B9III. Maitzen (1982) classificou estas duas estrelas como estrelas Ap. Considerando as estrelas 3 e 16 estrelas Ap, a frequência encontrada para este aglomerado é de 18.2% ( $f_{Ap} = 2/11$ ). Esta frequência é significativamente maior do que os 7% da frequência no campo (Houk & Cowley, 1975). Embora tenha sido verificado um aumento da frequência de estrelas Ap de 6% no aglomerado IC 2602 com idade de  $10^{7.5}$  anos para 18.2% no aglomerado NGC 3228 com idade de  $10^{8.0}$  anos, este resultado não tem nenhuma significância estatística.

Cinco outros aglomerados foram observados, porém restaram estrelas a ser observadas as quais estão dentro do intervalo de cor em que ocorre o fenômeno Ap . O aglomerado NGC 6231, com idade de  $10^{6.8}$  anos, teve 6 estrelas observadas. Restam 19 estrelas a observar. O aglomerado NGC 6383 com idade de  $10^{6.8}$  anos teve 8 estrelas observadas. A estrela número 6 deste aglomerado foi identificada como sendo Ap. Restam 17 a observar.

Tab. 5.2: Classificação Espectral – NGC 3228

Número	HD	V	B-V	Tipo Espectral
0003	89856	9.09	-0.10	BV
0004	89901	8.43	-0.09	BV
0005	89900	8.19	-0.02	AV
0006	89915	7.90	-0.03	AV
0008	298047	9.37	-0.05	BV
0009	89922	9.34	0.14	AV
0010	89956	8.21	-0.12	BV
0011	298048	9.97	0.05	BV
0012	89938	9.31	-0.06	BV
0013	89937	9.03	-0.06	BV
0016	298053	10.69	0.13	Ap
0019	90086	7.97	-0.09	BV
0020	298051	10.17	0.11	AV

O aglomerado NGC 2422 com idade de  $10^{7.8}$  anos teve 5 estrelas observadas e restam 8 estrelas a observar. O aglomerado NGC 6475 com idade de  $10^{8.1}$  anos teve 11 estrelas observadas e restam 21 a observar. O aglomerado NGC 2287, com idade de  $10^{8.4}$ , teve 14 estrelas observadas e restam 13 a observar. Na tabela 5.3 estão todos os aglomerados observados. Na figura 5.2 estão representados graficamente os dados da tabela 5.3. Esta é a situação atual deste projeto que terá continuidade no doutorado (ver perspectivas futuras). Os hexágonos (Abt & Cardona, 1983) são resultados de espectroscopia em placas fotográficas de 661 estrelas em aglomerados de diferentes idades, representando a evidência de que o fenômeno Ap está relacionado à idade. Os quadrados são os aglomerados estudados nesta dissertação (incluindo os aglomerados que não foram completamente observados). A idade de cada grupo é a média da idade dos aglomerados pertencentes a ele (a idade dos aglomerados é retirada da literatura).

### 5.1.3 Estrelas Ap's em sistemas duplos visuais

Investigamos a possível correlação do fenômeno Ap com a idade de um outro modo: estudando estrelas A em sistemas duplos visuais no campo (Abt & Cardona, 1983). Consideremos dois conjuntos de sistemas duplos cujas estrelas primárias pertencem à seqüên-

Tab. 5.3: Sumário dos resultados – Aglomerados

Nome	Log Idade (ano)	Observadas/Total	Número de Ap	Frequência (Ap/A)
Grupo 1	6.5–6.9	14/50	1	7.1%
NGC6231	6.75	6/25	0	0%
NGC6383	6.78	8/25	1	12.5%
Grupo 2	7.2–7.8	38/46	2	5.2%
IC2602	7.36	33/33	2	6%
NGC2422	7.78	5/13	0	0%
Grupo 3	8.1–8.5	38/72	2	5.2%
NGC3228	8.08	13/13	2	15.3%
NGC6475	8.11	11/32	0	0%
NGC2287	8.40	14/27	0	0%

cia principal. Se o primeiro conjunto possui estrelas primárias mais quentes do que as do segundo conjunto, então estatisticamente o primeiro conjunto deve ser mais novo do que o segundo.

Investigamos se esta correlação existe comparando as frequências de ocorrência de estrelas Ap em sistemas cujas primárias estavam entre o intervalo espectral de B0V–B9V e em sistemas cujas primárias estavam entre A0V–A9V. O limite superior da idade do sistema é fornecido pela estrela primária. Como a estrela pode ter recém-chegado à seqüência principal ou estar pronta para sair dela, temos apenas um limite superior para a idade do sistema que é dada pelo tempo de permanência da estrela primária na seqüência principal. A idade dos sistemas de primárias quentes e frias é  $< 10^{7.5}$  anos e  $< 10^{8.5}$  anos, respectivamente.

A frequência de ocorrência de estrelas Ap neste caso é dada pela razão entre o número de estrelas Ap e o número de sistemas. Foram observados 78 sistemas duplos visuais. O grupo com primárias entre B0V–B9V contém 23 sistemas, sendo que em 2 sistemas foram encontradas estrelas Ap, correspondendo a uma frequência de 8.7% ( $f_{Ap} = 2/23$ ). O grupo com primárias entre A0V–A9V contém 55 sistemas, sendo que em 7 sistemas foram encontradas estrelas Ap, correspondendo a uma frequência de 12.7% ( $f_{Ap} = 7/55$ ). O sumário dos resultados está na tabela 5.4. Os dados da tabela 5.4 estão representados

na figura 5.2.

Tab. 5.4: Sumário dos resultados – Sistemas Duplos Visuais

Primárias	Log Idade (ano)	Número de sistemas	Número de Ap	Frequência (Ap/A)
B0–B9V	7.5	23	2	8.7%
A0–A9V	8.5	55	7	12.7%

Foi feito um teste para verificar a significância estatística da diferença encontrada entre a frequência dos dois grupos de duplas visuais. Construímos com uma tabela de contingência 2x2 e o resultado foi um  $\chi^2=0.26$ , que corresponde a cerca de 60% de probabilidade de que as duas frequências sejam iguais. Este resultado não tem nenhuma significância estatística. Supondo que as frequências encontradas permaneçam as mesmas, devemos aumentar nossa amostra de sistema em cerca de 15 vezes para obtermos um  $\chi^2=3.9$ , que corresponde a um nível de confiança de 95% para que as duas frequências sejam realmente diferentes.

Comparamos as frequências encontradas neste trabalho com as frequências encontradas no trabalhos de Abt & Cardona (1983). No trabalho de Abt & Cardona os sistemas múltiplos estão divididos em quatro grupos. Para fazermos a comparação entre os resultados juntamos o grupos 1 com o 2, e o grupo 3 com o 4 do trabalho de Abt & Cardona (1983). O grupo com idade  $< 10^{7.5}$  anos possui 28 sistemas com uma estrela Ap, que corresponde a uma frequência de 3.6%. O grupo com idade  $< 10^{8.5}$  anos, possui 36 sistemas com 5 estrelas Ap, que corresponde a uma frequência de 16%. Construímos uma tabela de contingência 2x2 (Abt & Cardona não realizaram nenhum teste estatístico em seu trabalho) com estes dois novos grupos e o resultado foi de um  $\chi^2=1.9$ , que corresponde a cerca de 80% de probabilidade das duas frequências serem realmente diferentes. A significância estatística do resultado de Abt & Cardona (80% para que as duas frequências sejam diferentes) é melhor do que a encontrada em nosso trabalho (40% para que sejam diferentes). Porém, não pode ser utilizada como evidência de que o fenômeno Ap se correlaciona com a idade.

A vantagem de se observar sistemas duplos é que eles são originários de aglomerados diferentes, por isso representam melhor um efeito de idade do que uma amostra de poucos aglomerados que pode ser interpretada em termos de diferenças aleatórias da frequência de estrelas Ap entre aglomerados. Entretanto, como só temos um limite superior para a idade dos sistemas e a estatística dos sistemas duplos é pobre, este resultado serviria somente de confirmação para o resultado do estudo de aglomerados.

## 5.2 *Perspectivas futuras*

No mês de março de 2002 tivemos 4 noites no telescópio do CTIO 1.5m e 4 noites no telescópio do ESO 1.52m relativas ao estudo da frequência de estrelas Ap em aglomerados. Foram observados por completo nestas noites os aglomerados IC 2602 (CTIO), NGC 3228 (CTIO), NGC 2516 (CTIO), NGC 6193 (CTIO), NGC 5281 (CTIO), NGC 4103 (CTIO), NGC 2343 (ESO), NGC2422 (ESO) e Collinder 258 (ESO). Os aglomerados IC 2602 e NGC 3228 que já haviam sido observados no LNA na região espectral centrada em 5200Å foram repetidos na região centrada em 4200Å. Os dados destas noites não foram incluídas neste trabalho pois iriam atrasar a defesa da dissertação. Teremos em julho de 2002 mais 3 noites no telescópio de 1.6m do LNA relativas ao estudo da frequência das estrelas Ap em sistemas duplos. Estes dois estudos, frequência de estrelas Ap em aglomerados e frequência de estrelas Ap em sistemas duplos terão continuidade no doutorado.

Quando este projeto estiver concluído e no caso de provarmos que os resultados de Abt estão corretos, isto é, que as estrelas A desenvolvem peculiaridades à medida que envelhecem, passaremos a outro teste: quando as estrelas Ap desenvolvem o seu campo magnético? Chegam elas à sequência principal com um campo magnético forte? Neste caso isto implicaria que a difusão radiativa é um processo relativamente lento. Ou, o campo magnético se desenvolve durante a sequência principal, indicando neste caso que o processo de difusão é relativamente rápido.

Outra questão a ser investigada no doutorado será a da dependência do fenômeno Ap com a massa. Se o fenômeno Ap é uma fase da estrela, e esta fase é quando a estrela

começa a sair da seqüência principal, então as primeiras estrelas Ap a surgir deverão ser as estrelas mais massivas. Podemos testar isto verificando se a freqüência das estrelas Ap massivas em aglomerados jovens é maior do que a freqüência de estrelas Ap menos massivas.

Queremos investigar também a questão da rotação nas estrelas Ap. Abt (2000) estudou 1700 estrelas A do campo e sugeriu que a rotação é suficiente para determinar quando uma estrela é normal ou peculiar. Queremos saber quando uma estrela Ap perde seu momento angular. As estrelas Ap são formadas com momento angular baixo, elas perdem momento angular na fase pré-seqüência principal ou durante a seqüência principal. Para isso iremos comparar a velocidade de rotação das estrelas Ap em aglomerados de diferentes idades com as estrelas A-normais e com estrelas de outra classe espectral (do tipo F,G,...).

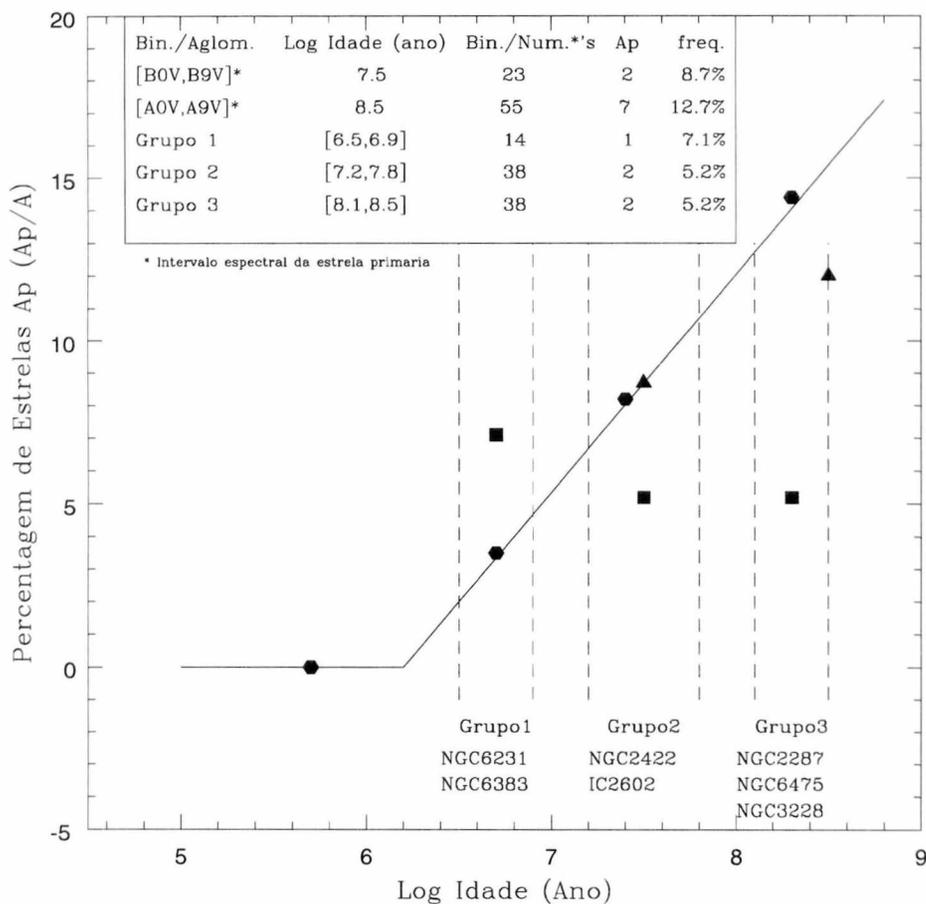


Fig. 5.2: Esta figura ilustra a situação atual do projeto. Os hexágonos são resultados de espectroscopia em placa fotográfica de 393 estrelas em aglomerados diferentes, retirados de Abt (1979). Os quadrados são resultados de 90 estrelas em 7 aglomerados (dois observados por completo) estudados nesta dissertação. A idade de cada grupo é a média da idade de seus aglomerados. A frequência de estrelas Ap em aglomerados abertos é dada pela razão do número de estrelas Ap pelo número total de estrelas dentro do fenômeno Ap (A-normais + Ap). Os triângulos representam os sistemas duplos visuais estudados. Neste caso temos um limite superior para a idade do surgimento das peculiaridades químicas pois as idades dos sistemas são derivadas do tempo de permanência da estrela primária na seqüência principal.

## REFERÊNCIAS BIBLIOGRÁFICAS

- [1] Abt, H.A., 1979, ApJ, 230, 485
- [2] Abt, H. A. & Cardona, O., 1983, ApJ, 272, 182
- [3] Abt, H. A. 2000, ApJ, 544, 933
- [4] Abt, H. A. & Morrell, N. I. 1995, ApJs, 99, 135
- [5] Babcock, H. W. 1947, ApJ, 105, 105.
- [6] Borra, E. F., Joncas, G., & Wizinowich, P., 1982, ApJ, 111, 117
- [7] Deutsch, A. J. 1947, ., [n.p., 1947], .
- [8] Gray, D. F., 1992; The Observation and analysis of stellar photospheres, Cambridge Astrophysics Series
- [9] Guthnick, P. & Prager, R. 1914, Berlin, Ferd. Dummlers Verlagsbuchhandlung, 1914
- [10] Hansen, C. J., Kawaler, S. D. 1994; Stellar Interiors
- [11] Hartoog, M. R., 1976, ApJ, 205, 807.
- [12] Havnes, O. & Conti, P. S. 1971, A&A, 14, 1
- [13] Iben, I. Jr., 1967; ARAA, 5;571-627
- [14] Kippenhahn, R., Weigert, A. 1990; Stellar Structure and Evolution
- [15] Kurtz, D. W., 1990; ARAA, 28;607-655

- [16] Maitzen, H. M. 1976, *ApJ*, 51, 223.
- [17] Maitzen, H. M., 1989, *Reviews of Modern Astronomy*, 2, 205
- [18] Martinez, P. 1993; Tese de Doutorado, Cidade do Cabo, África do Sul
- [19] Maury, A. C. D. P. 1897, Cambridge, J. Wilson and son, 1897
- [20] Michaud, G. 1970; *ApJ*, 160;641
- [21] Michaud, G., Charland, Y., Vauclair, S., & Vauclair, G., 1976, *ApJ*, 210, 447
- [22] Moss, D. 2001, *Magnetic Fields Across the Hertzsprung-Russell Diagram*, ASP Conference Proceedings Vol. 248. Edited by G. Mathys, S. K. Solanki, and D. T. Wickramasinghe. ISBN: 1-58381-088-9. San Francisco: Astronomical Society of the Pacific, 2001., p.305, 305.
- [23] Niedzielski, A. & Muciek, M., 1988, *Acta Astronomica*, 38, 225
- [24] North, P., 1993, *ASP Conf. Ser. 44: IAU Colloq. 138: Peculiar versus Normal Phenomena in A-type and Related Stars*, 577
- [25] Preston, G.W. 1972; *ApJ*, 175;465
- [26] Stibbs, D. W. N. 1950; *MNRAS*, 110;395
- [27] van Rensbergen, W., Hammerschlag-Hensberge, G., & van den Heuvel, E. P. J., 1978, *A&A*, 64, 131
- [28] Vauclair, S.& Vauclair, G., 1982, *ARAA*, 20, 37
- [29] Wolff, S. C. 1983, *The A-stars: Problems and perspectives*. Monograph series on non-thermal phenomena in stellar atmospheres
- [30] Young, A. & Martin, A. E., 1973, *ApJ*, 181, 805