

UNIVERSIDADE FEDERAL DE ITAJUBÁ

PROGRAMA DE PÓS-GRADUAÇÃO
EM FÍSICA E MATEMÁTICA APLICADA

BANDAS INTERESTELARES DIFUSAS

Cristiane de Oliveira Costa

Itajubá, fevereiro de 2009

UNIVERSIDADE FEDERAL DE ITAJUBÁ

PROGRAMA DE PÓS-GRADUAÇÃO
EM FÍSICA E MATEMÁTICA APLICADA

BANDAS INTERESTELARES DIFUSAS

Cristiane de Oliveira Costa

Dissertação submetida ao Programa de
Pós-Graduação em Física e Matemática
Aplicada como parte dos requisitos para
obtenção do Título de Mestre em Física e
Matemática Aplicada

Área de Concentração: Astrofísica

Orientador: Prof. Dr. Bruno Vaz Castilho de Souza
Coorientador: Prof. Dr. Wagner José Corradi Barbosa

Fevereiro de 2009
Itajubá-MG

“O correr da vida embrulha tudo, a vida é assim, esquenta e esfria, aperta e daí afrouxa, sossega e depois desinquieta. O que ela quer da gente é coragem.”
(João Guimarães Rosa)

Agradecimentos

À minha mãe Nair, pelo apoio e incentivo que tem me dado ao longo de toda minha vida.

Aos meus irmãos.

À minha Tia Maria Zita, pelas palavras de incentivo.

Ao Prof. Wagner Corradi, pelo apoio, cuja ajuda foi fundamental para que este trabalho fosse realizado.

Ao Prof. Bruno Vaz Castilho, pelo apoio.

Ao Prof. Carlos Alberto Torres, pelos dados e incentivo.

Aos meus colegas e amigos do mestrado, pelo companheirismo.

Aos professores da UNIFEI, pelos conhecimentos transmitidos.

À CAPES, pelo apoio financeiro.

Ao Laboratório Nacional de Astrofísica (LNA/MCT).

Aos funcionários do LNA, pelo apoio.

À Universidade Federal de Minas Gerais, por me receber durante o período de redução dos dados.

Aos alunos do Laboratório de Astrofísica do Departamento de Física da UFMG, pelo apoio dado.

Resumo

Bandas interestelares difusas (DIBs) são bandas de absorção que aparecem no espectro de estrelas cuja luz tenha atravessado significativa quantidade de material interestelar. Desde sua primeira detecção em 1897, vários candidatos a agentes causadores (“carriers”) das DIBs foram propostos. Dentre os mais relevantes estão os grãos de poeira, as moléculas de carbono simples, os hidrocarbonetos aromáticos policíclicos ionizados e os fulerenos. A hipótese mais aceita atualmente favorece aos hidrocarbonetos aromáticos policíclicos ionizados e aos fulerenos.

Sendo assim, espera-se encontrar uma forte correlação entre as larguras equivalentes (EW) das DIBs que tenham a sua origem em comum, as quais chamamos de famílias. Outra questão ainda não respondida é sobre a existência de DIBs cuja origem seja circunstelar. Neste caso, um estudo na linha de visada de estrelas pré-sequência principal, com baixo avermelhamento e nenhuma DIB detectada, pode adicionar vínculos importantes sobre a identificação dos “carriers”.

Neste trabalho foi estudado o comportamento das DIBs $\lambda\lambda$ 5780, 5797, 5850, 6196, 6270, 6284, 6379 e 6613 Å na linha de visada de estrelas Ae/Be de Herbig do Pico dos Dias Survey (PDS). Foram utilizados espectros obtidos com os telescópios 1,52m e 2,2m do European Southern Observatory (ESO, Chile), equipados com o espectrógrafo FEROS numa resolução $R = 48000$. O “General Catalogue of Photometric Data” foi utilizado para obter dados de fotometria Strömgren para um conjunto de estrelas em torno dos alvos, visando avaliar a contribuição da poeira interestelar ao longo dessas linhas de visada.

O comportamento das larguras equivalentes das DIBs com relação à distribuição do excesso cor $E(b - y)$, distância e largura equivalente das linhas interestelares de Ca II ($\lambda\lambda$ 3933,66, 3968,47 Å), Na I ($\lambda\lambda$ 5889,95, 5895,92 Å) e K I (λ 7698,97 Å) revela que:

- A largura equivalente das DIBs correlaciona-se fortemente com a EW KI, e apresenta uma tendência de correlação com a EW Ca II ;
- A largura equivalente das DIBs não apresenta correlação com a distância, EW Na I e excesso de cor. Mas a largura equivalente das DIBs sofre uma transição para valores maiores quando a linha de visada tem $E(b - y) > 0,040$, típico de uma nuvem interestelar difusa, e/ou $EW\ Na\ I > 0,12\text{Å}$;
- A eficiência de formação das DIBs diminui com o aumento do excesso de cor, semelhante ao que ocorre em nuvens moleculares densas;
- As DIBs podem ser divididas em duas famílias: uma composta pelas DIBs $\lambda\lambda$ 5797, 5850, 6196, 6379 e 6613 Å e outra pelas DIBs $\lambda\lambda$ 5780 e 6270 Å.

- As razões das DIBs em função do excesso de cor concordam com a existência das famílias ζ Oph e σ Sco.
- A largura equivalente do K I correlaciona com as razões de DIBs 5850/5780 e 6379/5780, mas é anticorrelacionada com a razão das DIBs 5780/5797.

Os espectros das estrelas PDS339, PDS340, PDS395, PDS473 e PDS514 não apresentam DIBs detectáveis, embora, apresentem material circunstelar. As linhas de Ca II e Na I não foram detectadas ou estavam em emissão nessas estrelas; a linha de K I não foi detectada em nenhuma das estrelas. Como o excesso de cor é baixo, esse resultado indica que o envelope circunstelar não é um ambiente propício para a produção ou sobrevivência dos “carriers” dessas DIBs.

Abstract

Diffuse interstellar bands (DIBs) are absorption features observed in the spectra of stars whose light has crossed significant column density of interstellar material. Since their first detection in 1897, some candidates to DIBs carriers have been considered. Among the most relevant one are the dust grains, small carbon molecules, ionized polycyclic aromatic hydrocarbons and the fullerenes. Currently the most accepted hypothesis favours the ionized polycyclic aromatic hydrocarbons and the fullerenes.

Thus one expects to find strong correlation between the equivalent width (EW) of the DIBs that may have a common origin, which we call families. Another important open issue is related to the possible origin of the DIBs in the circumstellar environment. In this case, a line of sight towards a pre-main sequence star with very low foreground interstellar reddening and no detectable DIBs, would help us to constrain the DIBs carrier identification.

In this work we have studied the behavior of DIBs at $\lambda\lambda$ 5780, 5797, 5850, 6196, 6270, 6284, 6379 and 6613 Å in the line of sight to Herbig Ae/Be stars of the Pico dos Dias Survey (PDS). Spectra were obtained with the 1.52m and 2.2m telescopes of the European Southern Observatory (ESO, Chile) equipped with the FEROS spectrograph at a resolution $R = 48000$. The General Catalogue of Photometric Data was used to obtain the Strömgren photometric data for a sample of stars around the targets, aiming to evaluate the interstellar dust contribution through these lines of sight.

The behavior of the equivalent width of the DIBs in relation to the $E(b - y)$ colour excess distribution, distance and interstellar Ca II ($\lambda\lambda$ 3933.66, 3968.47 Å), Na I ($\lambda\lambda$ 5889.95, 5895.92 Å) and K I (λ 7698.97Å) equivalent widths has revealed that:

- The DIBs equivalent width strongly correlates with the K I equivalent width, and shows a tendency to correlate with the Ca II equivalent width;
- The DIBs do not correlate with the distance, Na I equivalent width and the colour excess. But the DIBs equivalent width shows a transition to higher values whenever $E(b - y) > 0.040$, representative of a diffuse interstellar cloud, and $\text{EW Na I} > 0.12$;
- The DIBs formation efficiency decreases with the color excess, similar to what occurs in dense molecular clouds;
- The DIBs can be divided in two families: one composed by the DIBs at $\lambda\lambda$ 5797, 5850, 6196, 6379 and 6613 Å and the other by the DIBs at $\lambda\lambda$ 5780 and 6270 Å;

- The DIBs ratios as function of the colour excess corroborate the existence of the ζ Oph and the σ Sco families.
- The K I equivalent width correlates with the DIBs ratios 5850/5780 e 6379/5780, and shows an anticorrelation with the DIBs ratio 5780/5797.

The spectra of the PDS339, PDS340, PDS395, PDS473 e PDS514 stars do not present detectable DIBs, although having circumstellar material. The Na I and Ca II lines were not detected or seen in emission, whereas the K I lines has not been detected for any star. Since the colour excess is very low towards these targets, these results indicate that the circumstellar envelope is not a proper environment for the production and/or survival of the DIBs carriers.

Conteúdo

1	Introdução	1
1.1	Bandas interestelares difusas	1
1.1.1	“Carriers” propostos	2
1.1.2	Famílias de DIBs	4
1.1.3	Comportamento frente ao meio interestelar	6
1.2	Trabalho proposto	9
2	Dados	10
2.1	Espectroscopia	10
2.2	Fotometria	11
2.3	Distância	11
3	Espectro sintético telúrico	13
3.1	Construção do espectro sintético	13
3.2	Correção das linhas telúricas	15
4	Espectros sintéticos estelares	18
4.1	Cálculo dos espectros sintéticos estelares	19
4.2	Construção dos espectros sintéticos estelares	21
4.3	Determinação de parâmetros estelares através da análise de espectros sintéticos	21
4.3.1	Ajustes dos parâmetros estelares	25
5	Medida das larguras equivalentes	39
5.1	Fatores relevantes para a medida de largura equivalente de uma DIB	40
5.2	Medida das larguras equivalentes	44
5.3	Determinação dos erros	58
6	Extinção interestelar	59
6.1	Sistema fotométrico de Strömgren	60
6.2	Mapas do avermelhamento interestelar	61
7	Comportamento das DIBs frente ao meio interestelar	76
7.1	DIBs <i>versus</i> poeira interestelar	76
7.2	DIBs <i>versus</i> gás interestelar	77
7.3	Análise dos dados	77

7.3.1	Eficiência de produção das DIBs	89
8	Bandas circunstelares difusas	91
9	Famílias de DIBs	101
9.1	Correlação entre DIBs	102
9.2	Razões das DIBs	108
9.2.1	Razões de DIBs <i>versus</i> excesso de cor	108
9.2.2	Razões de DIBs <i>versus</i> EW Ca II	116
9.2.3	Razões de DIBs <i>versus</i> EW Na I	124
9.2.4	Razões de DIBs <i>versus</i> EW K I	131
9.2.5	Razões de DIBs <i>versus</i> distância	139
9.3	Análise da correlação entre as razões de DIBs e os parâmetros do meio interestelar	146
10	Considerações finais	148

Lista de Figuras

1.1	Bandas interestelares difusas	2
1.2	DIBs e gás interestelar	2
1.3	Comportamento da família σ e ζ	6
3.1	Espectro telúrico	15
3.2	Exemplo de espectro telúrico 1	16
3.3	Exemplo de espectro telúrico 2	17
4.1	Método utilizado na determinação dos parâmetros estelares	25
4.2	Ajuste dos parâmetros da estrela PDS076	28
4.3	Ajuste da gravidade superficial	29
4.4	HD150193: Ajuste da gravidade superficial	30
4.5	Ajuste de $v \sin i$	32
4.6	PDS581- Ajuste de $v \sin i$	33
4.7	Ajuste da abundância química	34
4.8	continuação	35
4.9	PDS581- Ajuste da abundância química	36
4.10	Espectros sintético com os valores finais	36
4.11	Comportamento do modelo sintético	37
4.12	Diferenças apresentadas nos modelos sintéticos com a mudança de temperatura	37
4.13	Espectros subtraídos dos espectros sintéticos estelares	38
5.1	Largura equivalente	39
5.2	Perfil das DIBs 5797 e 6613 Å	42
5.3	Estruturas de DIBs - I	42
5.4	Estruturas de DIBs - II	43
5.5	Estruturas de DIBs - III	44
5.6	Determinação do contínuo	44
5.7	Espectro do meio interestelar	45
5.8	Perfis das DIBs 5780 e 5797 Å	46
5.9	Perfil da DIB 5850 Å	47
5.10	Perfil da DIB 6196 Å	48
5.11	Perfis das DIBs 6270 e 6284 Å	49
5.12	Perfil da DIB 6613 Å	50
5.13	Perfil da linha de Ca II	51

5.14	Perfis das linhas de Na I	52
5.15	Perfil da linha de K I	53
6.1	Avermelhamento interestelar em PDS057	62
6.2	Avermelhamento interestelar em PDS076	63
6.3	Avermelhamento interestelar em PDS078	64
6.4	Avermelhamento interestelar em PDS080	65
6.5	Avermelhamento interestelar em PDS303	66
6.6	Avermelhamento interestelar em PDS339	67
6.7	Avermelhamento interestelar em PDS340	68
6.8	Avermelhamento interestelar em PDS377A	69
6.9	Avermelhamento interestelar em PDS395	70
6.10	Avermelhamento interestelar em PDS398A	71
6.11	Avermelhamento interestelar em PDS473	72
6.12	Avermelhamento interestelar em PDS514	73
6.13	Avermelhamento interestelar em PDS564	74
7.1	DIBs versus avermelhamento	76
7.2	Correlação entre $\log EW(5780)$ e $\log N(\text{Na I})$	77
7.3	Correlação entre EW DIBs e o excesso de cor	79
7.4	Correlação entre EW DIBs e o excesso de cor II	80
7.5	Correlação entre EW DIBs e a EW Ca II	81
7.6	continuação	82
7.7	Correlação entre EW DIBs e a EW Na I	83
7.8	continuação	84
7.9	Correlação entre EW DIBs e a EW K I	85
7.10	continuação	86
7.11	Correlação entre EW DIBs e a distância	87
7.12	continuação	88
7.13	Eficiência de produção da DIB 5780 Å	89
7.14	Eficiência de produção das DIBs 5780 Å, 5797 Å, 6196 Å, 6284 Å e 6613 Å	90
8.1	DIBs 5780, 5797 nas estrelas PDS339, PDS340, PDS395, PDS473, PDS514	92
8.2	DIB 5850 nas estrelas PDS339, PDS340, PDS395, PDS473, PDS514	93
8.3	DIBs 6270 e 6284 nas estrelas PDS339, PDS340, PDS395, PDS473, PDS514	94
8.4	DIB 6379 nas estrelas PDS339, PDS340, PDS395, PDS473, PDS514	95
8.5	DIB 6613 nas estrelas PDS339, PDS340, PDS395, PDS473, PDS514	96
8.6	Linhas atômicas do meio interestelar das estrelas cujas DIBs não fo- ram detectadas	100
9.1	Correlação entre DIBs	104
9.1	Correlação entre DIBs	105
9.1	Correlação entre DIBs	106

9.1	Correlação entre DIBs	107
9.2	Correlação entre as razões de DIBs e excesso de cor	109
9.3	Correlação entre as razões das DIBs e excesso de cor	109
9.4	Correlação entre as razões das DIBs e excesso de cor	110
9.5	Correlação entre as razões das DIBs e excesso de cor	110
9.6	Correlação entre as razões das DIBs e excesso de cor	111
9.7	Correlação entre as razões das DIBs e excesso de cor	112
9.8	Correlação entre as razões das DIBs e excesso de cor	112
9.9	Correlação entre as razões das DIBs e excesso de cor	113
9.10	Correlação entre as razões das DIBs e excesso de cor	113
9.11	Correlação entre as razões das DIBs e excesso de cor	114
9.12	Correlação entre as razões das DIBs e excesso de cor	114
9.13	Correlação entre as razões das DIBs e excesso de cor	115
9.14	Correlação entre as razões das DIBs e excesso de cor	115
9.15	Correlação entre as razões das DIBs e excesso de cor	116
9.16	Correlação entre as razões das DIBs e Ca II	117
9.17	Correlação entre as razões das DIBs e Ca II	117
9.18	Correlação entre as razões das DIBs e Ca II	118
9.19	Correlação entre as razões das DIBs e Ca II	118
9.20	Correlação entre as razões das DIBs e Ca II	119
9.21	Correlação entre as razões das DIBs e Ca II	119
9.22	Correlação entre as razões das DIBs e Ca II	120
9.23	Correlação entre as razões das DIBs e Ca II	120
9.24	Correlação entre as razões das DIBs e Ca II	121
9.25	Correlação entre as razões das DIBs e Ca II	121
9.26	Correlação entre as razões das DIBs e Ca II	122
9.27	Correlação entre as razões das DIBs e Ca II	122
9.28	Correlação entre as razões das DIBs e Ca II	123
9.29	Correlação entre as razões das DIBs e Ca II	123
9.30	Correlação entre as razões das DIBs e Na I	124
9.31	Correlação entre as razões das DIBs e Na I	125
9.32	Correlação entre as razões das DIBs e Na I	125
9.33	Correlação entre as razões das DIBs e Na I	126
9.34	Correlação entre as razões das DIBs e Na I	126
9.35	Correlação entre as razões das DIBs e Na I	127
9.36	Correlação entre as razões das DIBs e Na I	127
9.37	Correlação entre as razões das DIBs e Na I	128
9.38	Correlação entre as razões das DIBs e Na I	128
9.39	Correlação entre as razões das DIBs e Na I	129
9.40	Correlação entre as razões das DIBs e Na I	129
9.41	Correlação entre as razões das DIBs e Na I	130
9.42	Correlação entre as razões das DIBs e Na I	130
9.43	Correlação entre as razões das DIBs e Na I	131
9.44	Correlação entre as razões das DIBs e K I	132
9.45	Correlação entre as razões das DIBs e K I	132

9.46	Correlação entre as razões das DIBs e K_I	133
9.47	Correlação entre as razões das DIBs e K_I	133
9.48	Correlação entre as razões das DIBs e K_I	134
9.49	Correlação entre as razões das DIBs e K_I	134
9.50	Correlação entre as razões das DIBs e K_I	135
9.51	Correlação entre as razões das DIBs e K_I	135
9.52	Correlação entre as razões das DIBs e K_I	136
9.53	Correlação entre as razões das DIBs e K_I	136
9.54	Correlação entre as razões das DIBs e K_I	137
9.55	Correlação entre as razões das DIBs e K_I	137
9.56	Correlação entre as razões das DIBs e K_I	138
9.57	Correlação entre as razões das DIBs e K_I	138
9.58	Correlação entre as razões das DIBs e distância	139
9.59	Correlação entre as razões das DIBs e distância	140
9.60	Correlação entre as razões das DIBs e distância	140
9.61	Correlação entre as razões das DIBs e distância	141
9.62	Correlação entre as razões das DIBs e distância	141
9.63	Correlação entre as razões das DIBs e distância	142
9.64	Correlação entre as razões das DIBs e distância	142
9.65	Correlação entre as razões das DIBs e distância	143
9.66	Correlação entre as razões das DIBs e distância	143
9.67	Correlação entre as razões das DIBs e distância	144
9.68	Correlação entre as razões das DIBs e distância	144
9.69	Correlação entre as razões das DIBs e distância	145
9.70	Correlação entre as razões das DIBs e distância	145
9.71	Correlação entre as razões das DIBs e distância	146

Lista de Tabelas

2.1	Dados de fotometria e de distância das estrelas HAeBe	12
4.1	Parâmetros estelares	22
4.2	Comparação entre parâmetros encontrados na literatura e determina- dos pelo nosso método	26
4.3	Parâmetros adotados nos modelos	27
4.4	Linhas utilizadas na determinação da gravidade superficial	30
4.5	Linhas utilizadas na determinação da projeção da velocidade rotacional	31
4.6	Linhas utilizadas na determinação da metalicidade	31
5.1	Medida das larguras equivalentes	54
5.1	Continuação	55
5.1	Continuação	56
5.1	Continuação	57
6.1	Avermelhamento do meio interestelar	75
7.1	Código utilizado na identificação das estrelas nos gráficos	78
8.1	Avermelhamento do meio interestelar das estrelas em que não foram detectadas DIBs	98
9.1	Coefficientes de correlação entre DIBs	102
9.2	Famílias de DIBs encontradas na literatura	103

Capítulo 1

Introdução

1.1 Bandas interestelares difusas

Bandas interestelares difusas (DIBs) são bandas de absorção que aparecem no espectro de estrelas cuja luz tenha atravessado significativa quantidade de material interestelar (Herbig 1995). Desde sua primeira detecção até hoje, mais de 300 DIBs já foram catalogadas (Jenniskens e Désert 1994, Galazutdinov et al. 2000, Tuairisg et al. 2000, Hobbs et al. 2007). A primeira detecção das DIBs 5780 e 5797 Å foi em 1897 nos espectros de estrelas Wolf-Rayet, que de acordo com Héger (1922) não reproduziam a mesma periodicidade do movimento Doppler das linhas de uma binária espectroscópica e, portanto, não poderiam ser linhas fotosféricas.

A natureza das DIBs foi discutida nos trabalhos de Merrill (1934,1936) que notou que as bandas $\lambda\lambda$ 5780, 5797, 6284 e 6614 Å seriam de origem interestelar. Vários candidatos a agentes causadores ("carriers") das DIBs já foram propostos. Os mais relevantes são os grãos de poeira, pequenas moléculas de carbono, fulerenos e hidrocarbonetos aromáticos policíclicos (PAHs). Mas, até o momento não há acordo geral sobre os "carriers" e seus possíveis processos de formação (Herbig 1995, Snow 2001, Cox e Spans 2006, Hudgins et al. 2005).

As DIBs são encontradas nos espectros de estrelas que apresentam um certo avermelhamento como mostra a figura 1.1. Nela podemos observar dois espectros: um, da estrela avermelhada HD183143 (em cima) e o outro da estrela relativamente desavermelhada β Orionis (em baixo). Diferente das linhas metálicas que aparecem em ambos os espectros, as DIBs (indicadas pela sigla IS na figura 1.1) só aparecem no espectro da estrela avermelhada (Herbig 1975).

É natural que se questione como é o comportamento das DIBs com relação ao gás e a poeira interestelares. Na figura 1.2 apresentamos o gráfico de $\text{Log}(EW_{5780}) \times \text{Log}[N(\text{HI})]$ e observamos que a DIB apresenta uma boa correlação com o gás interestelar hidrogênio neutro (HI). Isso sugere que essas bandas são de origem interestelar. Nas próximas seções discutiremos um pouco sobre alguns dos aspectos que envolvem as DIBs.

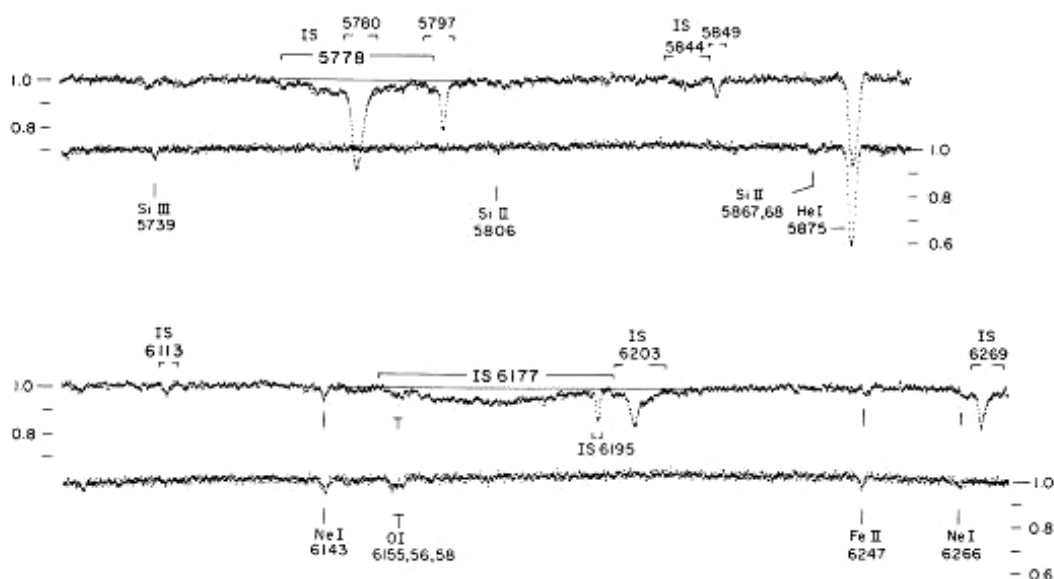


Figura 1.1: Espectro da estrela avermelhada HD183143 (em cima) e da estrela desavermelhada β Orionis (em baixo). Linhas sólidas sobre as bandas interestelares indicam o contínuo. No painel de cima a região apresentada está entre 5725-5880 Å e no painel de baixo a região apresentada está entre 6100-6270 Å (Herbig 1975).

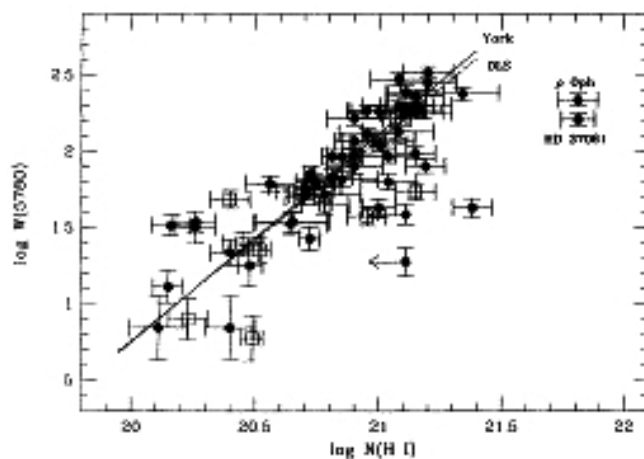


Figura 1.2: Dependência da EW 5780 com a coluna de densidade do H I (Herbig 1993)

1.1.1 “Carriers” propostos

Na tentativa de encontrar possíveis “carriers”, Unsöld (1963) estudou fenômenos envolvendo as principais propriedades de esferas metálicas muito pequenas. Partículas metálicas de raio entre 15 e 100 Å poderiam produzir absorções na região óptica do espectro, mas essas absorções não seriam produzidas com comprimento de onda constante sob as condições do meio interestelar, invalidando a hipótese de que esfe-

ras metálicas pudessem ser responsáveis pelas DIBs.

Estudos sobre grãos de poeira também foram realizados por Van de Hulst (1948) e Shapiro e Holcomb (1986a,b) sugeriram que, grãos de poeira com impurezas produziam um perfil de banda com uma parte em emissão e a outra em absorção. Além disso, à medida que o tamanho dos grãos fosse aumentando a absorção iria desaparecendo ficando somente a emissão. Analisando o perfil das DIBs, Shapiro e Holcomb (1968b) chegaram à conclusão de que os grãos de poeira esféricos com impurezas simples não poderiam ser os responsáveis pela produção das DIBs.

Sabe-se que quando os grãos de poeira sofrem choques, as camadas superficiais dos grãos são destruídas e Ca e Ti são liberados na forma de gás, fazendo com que ocorra a depleção desses elementos. Para testar se os "carriers" estão ligados aos grãos, foi feita por Herbig (1993) uma comparação entre a depleção do Ti e a largura equivalente da DIB 5780 Å. Não sendo encontrada qualquer correlação entre a largura equivalente da DIB e a depleção de Ti. Assim acredita-se que os "carriers" das DIBs não estejam ligados aos grãos de poeira.

Outra hipótese testada para saber se grãos de poeira são os responsáveis pelas DIBs foi feita por Adamson e Whittet (1992). Em seu estudo não encontraram qualquer estrutura de polarização nas DIBs 5705, 5780, 5797, 5844 e 5849 Å. Assim, se as DIBs são formadas em grãos de poeira, os mesmos não devem produzir polarização (Cox et al. 2005).

Portanto, grãos de poeira não parecem ser bons candidatos a responsáveis pelas DIBs, já que as DIBs não apresentam um perfil em emissão, correlação com a depleção de Ti e estrutura de polarização, que é típica dos grãos interestelares.

Cadeias de carbono também são candidatas a responsáveis pela produção de bandas interestelares. Maier et al. (2004) analisaram os espectros produzidos em laboratório por C_3 , C_4 e C_5 em fase gasosa e tentaram identificar alguma banda produzida pelas cadeias que seja coincidente com alguma DIB produzida na nuvem difusa ζ Oph. Não foi identificada nenhuma banda coincidente, indicando que cadeias com menos de 10 carbonos apresentam abundância e intensidade de oscilador insuficiente para produzir bandas fortes na região de 4000-9000 Å. As cadeias com 15 a 31 carbonos são boas candidatas a produção de bandas fortes nessa região, pois apresentam intensidade de oscilador alta, mas sua obtenção em laboratório na fase gasosa (para confirmação da hipótese) ainda não é possível.

Moléculas de PAHs ionizados são bons candidatos a "carriers" pois sobrevivem ao campo de radiação, possuem transições que produzem bandas no óptico e exigem baixa abundância cósmica de carbono para produção de bandas com intensidades parecidas com as DIBs (Léger e d'Hendercourt 1985). Ruiterkamp et al. (2005), utilizando os dados da linha de visada da HD147889, construíram um modelo mais realista de PAHs. Contudo, as comparações com os espectros das DIBs não mos-

traram coincidência. Depois de modelar vários tipos de carga, tamanho e geometria de PAHs eles chegaram a conclusão de que cada tipo de carga produzirá mais ou menos linhas em determinadas regiões espectrais, e que é necessário um PAH com mais de 40 carbonos para produção das DIBs.

Subestruturas com múltiplos picos são detectadas no perfil de algumas DIBs. Tais subestruturas são atribuídas às transições vibracionais e rotacionais produzidas por moléculas com muitos átomos. Mallocci et al. (2003) mostraram que os perfis de bandas devido às transições rotacionais de PAHs não são sensíveis as condições ambientais. Assim, ao atribuir os PAHs como responsáveis pela produção de bandas difusas tem de ser levada em conta essa característica.

Os fulerenos foram cogitados como possíveis “carriers” por Kroto et al. (1985), pois os mesmos possuem estabilidade sob as condições do meio interestelar. Wester (1993) chega a conclusão que fulerenos são bons candidatos a “carriers” de DIBs, mas sem uma comprovação convincente. Iglesias-Groth (2004) mostrou que os fulerenos podem produzir bandas no visível com a mesma intensidade das DIBs, além de bandas em emissão no infravermelho, como observado em muitos objetos astronômicos como nebulosas de reflexão e emissão.

Enfim, vários candidatos a “carriers” já foram propostos, como sumarizado por Smith et al. (1977), Herbig (1995) e Sarre (2006). Contudo, ainda não se conseguiu identificá-los, deixando um grande desafio para a Ciência Moderna.

1.1.2 Famílias de DIBs

Na busca pelos responsáveis pela produção das DIBs uma alternativa é a separação de DIBs em famílias, supondo que famílias de DIBs possuam comportamentos semelhantes. Na tentativa de separar as DIBs em famílias vários critérios foram adotados. Chlewicki et al. (1986) separam as DIBs comparando a correlação entre as suas larguras equivalentes e o excesso de cor, encontrando assim dois grupos: um que se correlaciona bem com excesso de cor, formado pelas DIBs 5797 e 5850 Å ; e outro que se correlaciona fracamente com o excesso cor, formado pelas DIBs 5780, 6195, 6203, 6269 e 6284 Å.

Krelowski e Walker (1987) comparam a intensidade das DIBs na linha de visada de ζ Persus e separam as DIBs em três famílias: a primeira formada pelas DIBs 4430 e 6180 Å , que não aparecem na linha de visada; a segunda formada pelas DIBs 5780, 6196, 6203, 6269 e 6284 Å , com intensidade intermediária; e a terceira família formada pelas DIBs 5797, 5850 e 6376 Å , mais intensas que as DIBs da segunda família.

Josafatsson e Snow (1987) analisam 59 estrelas em nebulosas de reflexão e separam as famílias utilizando como critério a correlação das DIBs com o excesso de cor e a correlação mútua das DIBs. A primeira família é formada pelas DIBs estreitas 5780, 5797 e 5849 Å, que se correlacionam bem com excesso de cor e correlacionam-se

bem entre si. A segunda família é formada pelas DIBs 5778 e 5844 Å, que correlacionam bem entre si, mas fracamente com o excesso de cor. A terceira família é composta pela DIB 5705 que correlaciona fracamente com todas as DIBs e com o excesso de cor.

Krelowski e Westerlund (1988) analisaram visualmente as DIBs 5780 e 5797 Å em quatro linhas de visada, concluindo que as DIBs não pertencem a mesma família, pois a DIB 5797 Å é mais sensível ao excesso de cor do que a DIB 5780 Å.

Cami et al. (1997) utilizaram linhas de visada com propriedades diferentes e que atravessavam uma única nuvem para fazer o estudo da correlação entre DIBs. Linhas de visada com múltiplas nuvens podem alterar o resultado das correlações, pois cada nuvem contribui de maneira diferente para a largura equivalente da DIB. Nesse estudo, Cami et al. utilizaram a correlação mútua das DIBs e encontraram duas famílias: a primeira formada pelas DIBs 5797, 6379 e 6613 Å e a segunda formada pelas DIBs 4501, 5789, 6353 e 6792 Å. Das duas famílias encontradas sabe-se que a primeira possui subestruturas detectadas, enquanto a segunda não. Outra peculiaridade entre as duas famílias de Cami et al. é que as DIBs dessas famílias são ligeiramente anticorrelacionadas.

Moutou et al. (1999) analisaram a correlação entre a profundidade central das DIBs 5780, 5797, 5850, 6234, 6270, 6284, 6379 e 6614 Å e chegaram a conclusão que as DIBs com largura da banda semelhante tendem a se correlacionar melhor do que as DIBs com largura de banda diferentes. Entre os pares que apresentam uma boa correlação estão: 5797/5850, 5780/6614, 5780/6196, 5797/6614, 5797/6196, 6234/6196, 6379/6196, 6614/6270 e 6284/6270. Moutou et al. (1999) relatam também que as DIBs 6196 e 6614 Å apresentam uma forte correlação tanto com a profundidade central quanto com a largura equivalente, levando a crer que as duas DIBs possam ser produzidas pelo mesmo "carrier".

Krelowski e Sneden (1995) dividiram as famílias em função do tipo de nuvem. As famílias são:

- Família ζ : Evidência de obscurecimento por nuvens tipo ζ Oph, que apresentam valores de $R_V \approx 3,1$ e campo ultravioleta local baixo.
- Família σ : Evidência de obscurecimento por nuvens tipo σ Sco, que apresentam valores $R_V \approx 4,5$ e campo ultravioleta local alto.
- Família da mistura de nuvens ζ Oph e σ Sco.

As DIBs 5780 e 5797 Å apresentam comportamentos diferentes em nuvens ζ (zeta) e σ (sigma) como mostra a figura 9.2, onde os espectros da parte de cima ilustram o comportamento da família σ Sco e os espectros da parte de baixo ilustram o comportamento da família ζ Oph. Nas nuvens tipo σ vemos que a DIB 5780 Å é mais intensa do que a DIB 5797 Å e as DIBs fracas, indicadas pelas setas nesses

espectros, apresentam todas baixa intensidade. Nas nuvens tipo ζ a DIB 5797 Å é mais intensa do que a DIB 5780 Å e as DIBs fracas, indicadas pelas setas, apresentam, contrariamente, todas alta intensidade.

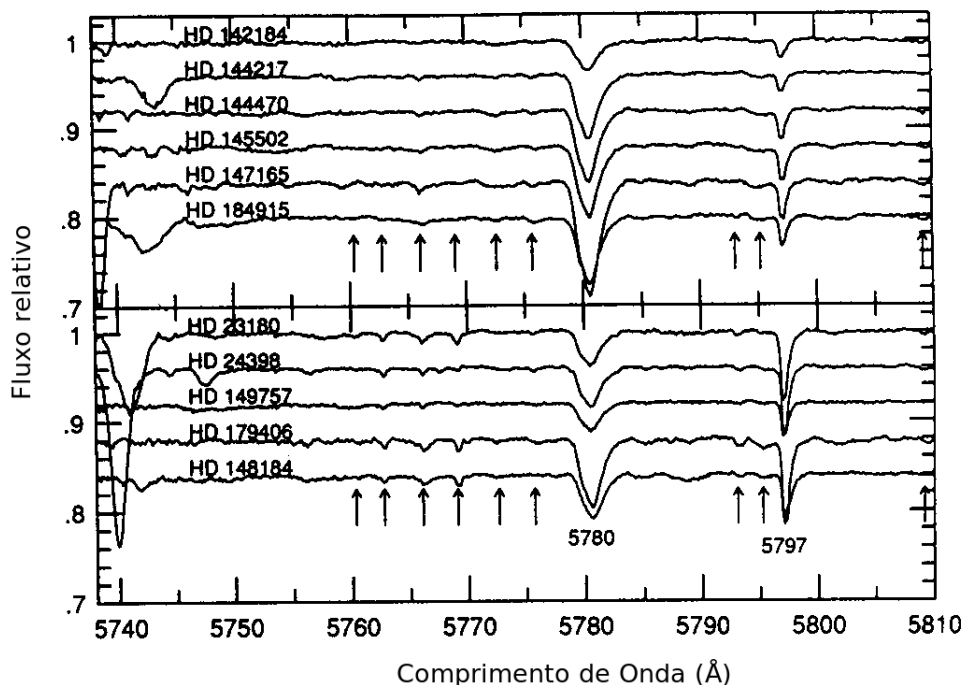


Figura 1.3: Comportamento da família σ e ζ , as setas indicam as DIBs fracas (Krelowski e Sneden 1995)

1.1.3 Comportamento frente ao meio interestelar

Como as DIBs tem origem interestelar é natural que se estude o comportamento das mesmas nos vários tipos de ambiente, visando discriminar os locais que favorecem ou não a presença dos “carriers”. Assim, apresentaremos nessa seção o comportamento das DIBs em alguns locais do meio interestelar.

Começaremos discutindo o comportamento em nuvens densas. Snow e Cohen (1974) apresentam um estudo em Sco-Oph e Per concluindo que a intensidade das DIBs tende a diminuir conforme se penetra nas nuvens. Adamson et al. (1991) realizaram um estudo em Touro e chegaram à conclusão que a intensidade das DIBs também diminuem conforme se penetra nas nuvens. Ehrenfreund e Jenniskens (1995) realizaram um estudo em Órion e chegaram a mesma conclusão. Eles também concluem que em regiões onde o excesso de cor é baixo as DIBs 5780 e 6284 Å diminuem de intensidade. Nessas regiões a densidade do H I também diminui. Já que as DIBs são enfraquecidas em regiões onde o hidrogênio é ionizado, é sugerido

que os “carriers” das DIBs estão confinados juntamente com o H I .

Um estudo das DIBs 6284 e 6196 Å feito por Ehrenfreund e Jenniskens (1995), utilizando o hidrogênio como indicador das condições ambientais, mostra que nas regiões onde se encontram hidrogênio molecular (H_2), ambas as DIBs estão presentes. Na região de hidrogênio neutro a DIB 6284 está presente e a DIB 6196 começa a sofrer depleção. Na região do hidrogênio ionizado (HII) as duas DIBs não estão presentes. Esses comportamentos indicam que o “carrier” da DIB 6284 Å é ionizado e destruído por fótons de energia mais alta do que o da DIB 6196 Å.

Pfau e Henning (1995) fizeram um estudo das DIBs 5780, 5797 e 6203 Å nos aglomerados jovens M16 e M17. Estes aglomerados estão localizados na grande associação OB de Serpens e estão embebidos em uma grande nuvem interestelar. Esses aglomerados apresentam lei de extinção anômala com $R_V = 4,8$ para M16 e $R_V = 4,9$ para M17. As estrelas escolhidas para o estudo foram separadas em estrelas da borda, do centro do aglomerado e estrelas de campo. Os espectros dessas estrelas são diferentes confirmando a classificação, mas os espectros das DIBs não apresentam alteração. Analisando as DIBs nas estrelas pertencentes aos aglomerados eles concluíram que as DIBs não apresentam um aumento na intensidade com o aumento da extinção. Esse resultado indica que os aglomerados não são locais favoráveis para a produção das DIBs em estudo.

O estudo de bandas difusas no meio circumstelar é de extrema importância (para se conhecer se o ambiente favorece ou não a permanência dos “carriers”) porque propriedades tais como a densidade, a temperatura e a composição química são bem definidas, ao contrário do que acontece no meio interestelar difuso. Mas a detecção inambígua de bandas difusas no meio circumstelar é mais difícil, já que é complicado separar a contribuição interestelar da circumstelar.

Le Bèrtre (1990, 1993) relata a detecção das bandas 4430, 5780 e 6284 como sendo proveniente do material circumstelar da estrela de carbono CS776, mas Seab (1995) questionou a origem circumstelar das bandas, pois na linha de visada dessa estrela existe uma nuvem interestelar que poderia produzir a DIB. Cohen e Jones (1987) também detectaram bandas difusas com intensidade aumentada na linha de visada da nebulosa planetária O7(f)-[WC 11]. Como essa estrela também apresenta linhas em emissão no infravermelho, característica de PAHs, os autores atribuem os PAHs como os responsáveis pelo aumento da intensidade das DIBs. Mas um estudo detalhado do meio interestelar não foi feito para separar a contribuição interestelar e circumstelar. Pritchett e Grillmair (1984) encontraram bandas de absorção difusa na linha de visada da nebulosa planetária NGC 7027 e atribuíram a detecção das bandas no material presente no disco da mesma, mas novamente nenhum estudo da contribuição do meio interestelar foi feita.

A não detecção de bandas circumstelares é muito mais fácil de ser provada pois demonstra que tanto o meio interestelar quanto o meio circumstelar na linha de vi-

sada não apresentam os “carriers” das DIBs. Andersen et al. (1982) não detectaram a DIB 4430 Å na estrela variável jovem HD 5999 que apresenta disco circunstelar. Shore et al. (1994) observaram o espectro da Nova Cas 1993 e não detectaram DIBs, apesar de detectarem uma emissão no infravermelho atribuída aos PAHs.

Kendall et al. (2002) analisaram o envelope circunstelar extenso da estrela de carbono IRC +10°216. Com o auxílio da distância das estrelas vizinhas eles avaliam qual estrela está próxima o suficiente de IRC +10°216 para ser usada no estudo do material circunstelar. Analisam as linhas de Na I e K I para verificar se realmente existe a contribuição circunstelar no espectro das estrelas escolhidas. Utilizando esse método concluem que no material circunstelar da IRC +10°216 nenhuma DIB é detectada.

Mauron e Kendall (2004) estudaram o envelope circunstelar da nebulosa planetária Helix (NGC 7293) que está a apenas 210 pc do Sol. Ela apresenta o material circunstelar rico em carbono e avermelhamento $E(B - V) = 0,03$ mag. Eles utilizaram o mesmo método de Kendall et al. (2002) e concluíram que nenhuma DIB é encontrada no meio circunstelar da nebulosa planetária.

Luna et al. (2008) realizaram um estudo com estrelas pós-AGB separando sua amostra em dois grupos, um grupo cujo excesso de cor total recebe contribuição maior que 50 % do meio circunstelar e o outro grupo cuja contribuição do meio circunstelar é menor que 50%. Eles analisaram o comportamento da largura equivalente das DIBs 5780, 5797, 5850, 6196, 6284, 6379, 6614, 6993 e 7224 Å com relação excesso de cor e verificaram que os dois grupos apresentam comportamento parecido, e no primeiro grupo onde a contribuição do meio circunstelar é maior, existem DIBs que não são detectadas. Eles também compararam a velocidade radial das bandas difusas e das linhas circunstelares e verificaram que as mesmas possuem velocidades diferentes. Diante desses resultados concluem que as DIBs não devem ser produzidas no meio circunstelar.

Na nebulosa bipolar “Red Rectangle” são detectadas bandas em emissão em $\lambda\lambda$ 5800, 5853, 6378 e 6615 Å (Schmidt et al. 1980, Warren-Smith et al. 1981). Sarre (1991) e Fossey (1991) relataram que essas bandas em emissão são, na verdade, as DIBs 5797, 5849, 6376/9 e 6614 Å. Se comprovado que essas DIBs possam ser encontradas em emissão no meio interestelar, isso reforçaria a hipótese de que moléculas seriam responsáveis pela produção dessas DIBs. Até hoje, contudo, nenhuma outra DIB foi encontrada em emissão em outro local, o que deixa em aberto se essas bandas em emissão, encontradas em “Red Rectangle”, são realmente DIBs.

1.2 Trabalho proposto

A identificação dos “carriers” das DIBs é um dos grandes problemas da espectroscopia atual e a caracterização do ambiente em que elas são formadas, é um dos passos que podem contribuir para se identificar os responsáveis. Com o intuito de colaborar nesse sentido, nosso trabalho analisa o comportamento das DIBs na linha de visada de estrelas Ae/Be de Herbig (HAeBe). Essas são estrelas que possuem massa entre 2 e 10 $M_{\odot}$, localizadas próximas à nuvens moleculares e que apresentam excesso de emissão no infravermelho devido à presença de poeira circunstelar.

No segundo capítulo apresentamos os dados utilizados no trabalho. No terceiro e quarto capítulos a construção do espectro sintético telúrico e dos espectros sintéticos estelares, respectivamente, para realizar a subtração das contaminações telúrica e estelar do espectro, deixando somente a contribuição interestelar. No quinto capítulo descrevemos as medidas das larguras equivalentes das DIBs e das linhas atômicas do meio interestelar. No sexto capítulo realizamos a análise do avermelhamento causado pelo meio interestelar utilizando fotometria Strömgren de estrelas próximas aos alvos, já que estrelas Ae/Be de Herbig não são apropriadas para o estudo do avermelhamento interestelar.

No sétimo capítulo apresentamos o comportamento das DIBs frente aos parâmetros do meio interestelar. No oitavo capítulo apresentamos a análise do material circunstelar das estrelas que não apresentam detecção de DIBs. No nono capítulo descrevemos a correlação mútua entre as DIBs, com o intuito de verificar quais DIBs apresentam comportamento semelhante, e o comportamento das razões das DIBs frente aos parâmetros do meio interestelar. No décimo capítulo apresentamos as considerações finais.

Capítulo 2

Dados

As estrelas utilizadas neste trabalho são estrelas Ae/Be de Herbig. Elas possuem as seguintes características:

- Tipo espectral A ou anterior, com linhas de emissão;
- Localização em região obscurecida;
- Nebulosidade na vizinhança;
- Lei de extinção anômala;
- Excesso de cor no infravermelho;
- Fotometria variável;
- Perfil da linha de Mg II em emissão.

As três primeiras características foram propostas por Herbig (1960) para definir estrelas pré-sequência principal de massa intermediária. As quatro últimas são uma extensão proposta por Thé et al. (1994) para cercar o grande conjunto de novas candidatas.

Uma característica comum para todos os objetos HAeBe é a presença de excesso de cor no infravermelho, usualmente explicado pela presença de um disco de acreção ou de um halo circunstelar simétrico. Todas as estrelas com forte excesso de cor no infravermelho apresentam a linha Mg II com perfil P Cygni (indicador de vento) ou com perfil de duplo pico (indicador de vento ou disco). Quando apresentam um fraco excesso no infravermelho as linhas de Mg II se encontram em absorção (Vieira et al. 2003).

2.1 Espectroscopia

Os dados espectroscópicos foram coletados nos telescópios do ESO (European Southern Observatory) de 1,52m e 2,2 m , localizados em La Silla (Chile). Ambos

foram equipados com o espectrógrafo échelle FEROS (Fiber-fed Extended Range Optical Spectrograph), com resolução $R = 48000$ cobrindo uma faixa que vai do óptico ao infravermelho próximo (3900 a 8800 Å). O detector utilizado foi o CCD EEV de 2048 X 4096 pixels.

Os dados foram coletados em maio de 2002 com o telescópio de 1,52m pelo Dr. Marcelo Guimarães. Os detalhes da redução feita pelo Dr. Marcelo Guimarães podem ser encontrados em Guimarães (2004) e Guimarães et al. (2006). Em junho de 2006 foram observadas duas estrelas, PDS377 e PDS387 pelo Dr. Carlos Alberto Torres com o telescópio de 2,2 m. A redução, feita pelo Dr. Carlos Alberto Torres, utilizou a redução automática do FEROS, já corrigida dos erros apontados em Guimarães et al. (2006).

2.2 Fotometria

Para as estrelas HAeBe as observações foram feitas no OPD (Observatório do Pico dos Dias) com o telescópio Zeiss de 60 cm, equipado com o fotômetro FO-TRAP (Jablonsky et al. 1994) e os filtros Johnson-Cousins $UBV(RI)_c$ na aquisição dos dados. Os dados foram reduzidos pelos Drs. Carlos Alberto Torres e Germano Quast, utilizando o pacote desenvolvido por Jablonsky et al. (1994). Mais detalhes da redução encontram-se em Torres (1999).

Para determinar o avermelhamento em torno dos alvos obtivemos os dados de Reis (2008), que utilizou o “General Catalogue of Photometric Data”(GCPD), compilado por Hauck e Mermilliod (1998) para selecionar estrelas com um conjunto completo de dados ($V, b-y, m_1, c_1, \beta$). Eliminando as estrelas que em sua classificação possuísem observações de binaridade, peculiaridades, entre outras, Reis (2008) calculou os parâmetros estelares intrínsecos, o excesso de cor $E(b-y)$ e a distância das estrelas.

As estrelas selecionadas estão localizadas na regiões Galáctica delimitada pelas coordenadas $250^\circ \leq l \leq 50^\circ$ e $-60^\circ \leq b \leq 60^\circ$. Todos os detalhes do método empregado por Reis (2008) para obtenção da amostra e a determinação dos erros, encontram-se descritos em Reis (2007) e Reis e Corradi (2008). A análise desses dados encontra-se no capítulo 6.

2.3 Distância

Foram utilizados os dados do catálogo Hipparcos para a determinação das distâncias das estrelas HAeBe. Para estrelas sem a distância trigonométrica, foram utilizadas as distâncias determinadas fotometricamente por Torres (1999) e Vieira et al. (2003). Na tabela 2.1 apresentamos os dados fotométricos e as distâncias das

estrelas HAeBe que foram utilizados neste trabalho.

Tabela 2.1: Dados de fotometria e de distância das estrelas HAeBe

Objeto	l	b	V	U-B	B-V	V-R	R-I	E(B-V)	d_{Hipp}	$+\Delta d$	$-\Delta d$	d_{tot}
HD150193	355,6	14,83	8,88	0,369	0,530				150	31	50	
HD190073	46,5	-13,1	7,839	-0,024	0,087				5000		4250	
PDS057	294,13	1,47	9,24	0,15	0,18	0,11	0,13	0,2				410
PDS076	349,91	23,5	8,67	0,25	0,50	0,32	0,34	0,05				118
PDS078	347,41	17,81	8,18	0,11	0,35	0,24	0,26	0,1	253	134	152	
PDS080	352,43	20,44	9,10	0,38	0,52	0,31	0,34	0,22	139	17	23	
PDS303	282,88	-3,14	9,26	-0,03	0,05	0,04	0,06	0,04				435
PDS327	289,62	0,62	-0,71	0,13	0,11	0,12	0,39				1200	
PDS339	291,58	6,81	7,78	0,03	0,29	0,18	0,18	0,14	110	8	11	
PDS340	296,37	-8,32	6,75	-0,09	-0,01	0,03	0,00	0,06	103	6	87	
PDS377A	311,98	-0,96	9,26	0,22	0,24	0,14	0,20	0,26				435
PDS387	314,86	-5,15	10,46	0,16	0,31	0,22	0,30	0,33				585
PDS395	333,24	10,19	8,40	0,03	0,24	0,14	0,15	0,0				160
PDS398A	333,24	10,19	7,13	0,05	0,10	0,05	0,06	0,12				160
PDS399N	326,98	-1,24	8,64	-0,48	0,56	0,43	0,44	0,8				874
PDS473	7,24	1,48	6,89	0,11	0,10	0,07	0,09	0,34	121	12	18	
PDS514	3,4	-7,82	8,15	-0,02	0,28	0,19	0,20	0,3				130
PDS543	35,13	2,08	12,52	0,47	2,04	1,27	1,29	2,3				414
PDS545	40,62	4,09	8,84	-0,25	0,59	0,38	0,41	0,83				560
PDS564	49,21	2,88	7,39	0,09	0,08	0,05	0,05	0,1	244	47	69	
PDS581	64,1	4,26	11,65	-0,29	0,67	0,62	0,54	0,97				3377

Capítulo 3

Espectro sintético telúrico

Quando observamos o espectro de uma estrela através da atmosfera da Terra, ele fica contaminado por linhas telúricas. Linhas telúricas são comuns nas regiões espectrais do vermelho e do infravermelho, com alargamento pouco maior que o alargamento introduzido pelo perfil instrumental. O principal fator que deve ser levado em conta na correção de linhas telúricas é sua rápida variação na intensidade, o que torna difícil a correção dos efeitos produzidos.

Para a remoção da contaminação telúrica pode se utilizar um espectro de uma estrela que não possua linhas estelares e do meio interestelar na região das linhas telúricas, dividindo o mesmo pelo espectro da estrela a ser corrigida. A dificuldade na utilização desse método é de se obter estrelas com massa de ar próxima à da estrela na hora da observação que, na região das linhas telúricas, esteja livre de linhas estelares e interestelares (Lundström et al. 1991) .

A estrela observada com esse intuito, ζ Ophiuchi, mostrou-se contaminada por DIBs. Para contornar o problema um espectro sintético foi confeccionado para tentar eliminar as linhas telúricas. As próximas seções descrevem como foi feita a construção do espectro sintético telúrico e os resultados obtidos após as correções.

3.1 Construção do espectro sintético

Para construir o espectro sintético foi utilizado o catálogo de Rowland e Moore (Moore et al. 1966), que contém os comprimentos de onda centrais e as larguras equivalentes das linhas telúricas, e o pacote MK1DSPEC do IRAF (Image Reduction and Analysis Facility). O pacote necessita do comprimento de onda central, intensidade no pico, tipo de perfil (gaussiano, Voigt ou lorentziano) e as larguras à meia altura (*FWHM*) de cada linha. Como a tabela de linhas telúricas nos fornece somente o comprimento de onda central e a largura equivalente, foi necessário estimar as larguras à meia altura para calcular as intensidades nos picos.

O perfil de Voigt foi utilizado na construção do espectro telúrico, pois, o mesmo é uma convolução do perfil gaussiano e do perfil lorentziano, sendo que um representa melhor o centro da linha e o outro as asas, respectivamente. Assim foram utilizados o pico gaussiano e as *FWHM* gaussiana e lorentziana, como exigido pelo pacote MK1DSPEC. Como utilizaremos o pico gaussiano na construção do perfil iremos descrever a seguir as equações utilizadas no cálculo de uma linha com perfil gaussiano. A variação infinitesimal da linha é dada por

$$\sigma = \frac{d\lambda}{\frac{2}{\sqrt{2 \ln \frac{I_{centro}}{I(\lambda)}}}} \quad (3.1)$$

Como perfil utilizado é gaussiano, a intensidade da linha é dada por

$$I(\lambda) = I_{cont} + I_{centro} e^{-0,5 \left(\frac{\lambda - \lambda_{centro}}{\sigma} \right)^2} \quad (3.2)$$

A largura a meia altura da linha é dada por:

$$FWHM = 2,355\sigma. \quad (3.3)$$

Fluxo se relaciona com a intensidade da seguinte maneira:

$$F = I_{centro} \sigma \sqrt{2\pi} \quad (3.4)$$

A largura equivalente em função do fluxo é dada por:

$$EW = abs \left(\frac{F}{I_{cont}} \right) \quad (3.5)$$

onde λ é o comprimento de onda, $I(\lambda)$ é a intensidade, I_{cont} é a intensidade do contínuo, I_{centro} é a intensidade do pico central e EW é a largura equivalente.

Assim, para calcular o pico central das linhas utilizamos a *FWHM* gaussiana média das linhas telúricas dos espectros reais, separando em *FWHM* de H₂O e de O₂. Levando 3.3 e 3.5 em 3.4 temos que:

$$I_{centro} = \frac{F}{\sigma \sqrt{2\pi}} \quad (3.6)$$

e considerando que o I_{cont} seja igual a 1 temos que:

$$I_{centro} = \frac{EW}{\frac{FWHM}{2,355} * \sqrt{2\pi}} \quad (3.7)$$

e podemos encontrar o pico de cada linha utilizando a equação 3.7 através dos valores de EW extraídos do catálogo de Rowland e Moore (1966) e do *FWHM* da gaussiana média. O espectro sintético gerado foi normalizado e o espaçamento entre os pontos foi feito de modo que tivesse a mesma resolução dos espectros observados, ou seja, 0,03 Å.

3.2 Correção das linhas telúricas

O espectro sintético gerado através do método descrito na seção anterior reproduz bem o espectro de linhas telúricas observado. Na figura 3.1 temos duas linhas de O_2 . As do lado esquerdo são as linhas geradas no espectro sintético, no meio estão as linhas observadas e no painel da direita as linhas do espectro sintético sobrepostas às linhas do espectro observado. Note que o perfil gerado pelo espectro sintético é parecido com o perfil observado da estrela.

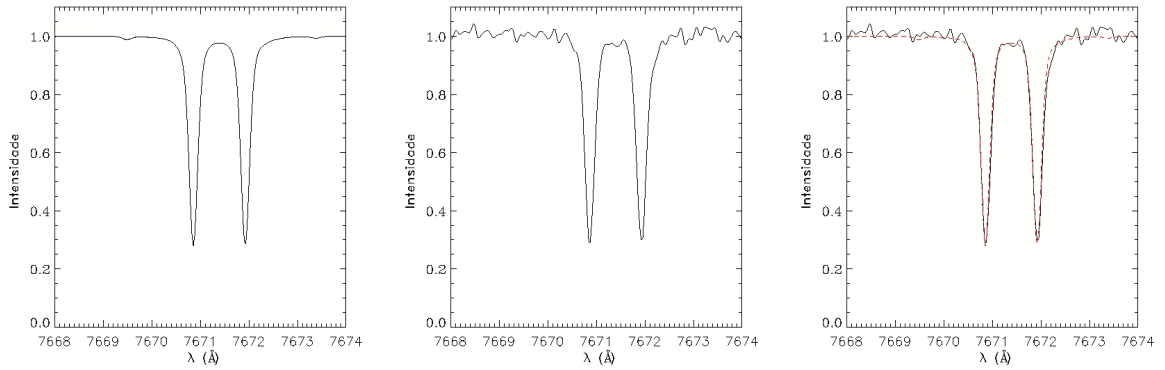


Figura 3.1: Espectro sintético (à esquerda), espectro da ζ Oph (no meio) Espectro sintético (linha pontilhada) mais espectro da ζ Oph (à direita)

O espectro sintético gerado foi utilizado como espectro de calibração, utilizando o pacote *telluric* do IRAF na remoção das linhas telúricas. Ao utilizar o pacote, o usuário entra com o espectro a ser corrigido, o espectro de calibração, os parâmetros de escala e de comprimento de onda e as massas de ar do espectro a ser corrigido e de calibração, para eliminar as linhas telúricas no espectro estelar. A correção em comprimento de onda nos permitirá corrigir as diferenças de velocidade radial. Para escalonar a intensidade foi utilizada a lei de Beer como mostra a expressão 3.8:

$$J'(\lambda) = \max(\text{valor_verdadeiro}, J(\lambda + d\lambda)) * e^{(X/X_{cal}*escala)} \quad (3.8)$$

onde $J'(\lambda)$ é a intensidade no comprimento de onda λ , X é a massa de ar do espectro a ser corrigido, X_{cal} é a massa de ar do espectro de calibração, *escala* é o parâmetro de escala de intensidade, o operador *max* limita a intensidade do espectro de calibração corrigido como sendo maior ou igual a seu valor verdadeiro. Assim, a intensidade do espectro de saída é calculada utilizando a intensidade escalonada pela lei de Beer como mostra a expressão 3.9:

$$I'_{corr}(\lambda_i) = I_{entr}(\lambda_i) / (J'(\lambda_i) / \langle J'_{media} \rangle) \quad (3.9)$$

onde $I'_{corr}(\lambda_i)$ é a intensidade do espectro corrigido, $I_{entr}(\lambda_i)$ é a intensidade do espectro de entrada, $\langle J'_{media} \rangle$ é a intensidade média do espectro de calibração,

corrigido em comprimento de onda e escalonado pelo parâmetro de escala de intensidade.

A correção das linhas telúricas nas regiões entre 5600 e 6000 Å e 6400 e 6800 Å, em que a intensidade das linhas telúricas é menor que 0,1, foram feitas para todas as estrelas da nossa amostra como mostra a figura 3.2. Nesses casos a limpeza não produziu artefatos com intensidade maior do que a intensidade do ruído, conseguindo assim eliminar as linhas telúricas.

Nas regiões entre 6000 e 6400 Å e 7000 e 8300 Å a limpeza não conseguiu eliminar totalmente as linhas telúricas sem criar artefatos como linhas em emissão com intensidade muito maior que o nível do ruído, como mostra a figura 3.3. Assim, a limpeza das linhas telúricas nessas regiões não foi feita.

Utilizamos o espectro sintético somente para identificar as partes do espectros com contaminação. Como apenas algumas partes dessas regiões apresentam contaminação telúrica utilizamos as partes que não apresentaram contaminação. Nas figuras 3.2 e 3.3 mostramos os espectros estelares sem a limpeza das linhas telúricas (em cima) e os espectros estelares corrigidos pelo espectro sintético telúrico (em baixo), indicando com asterisco as linhas telúricas e com "AF" os artefatos produzidos pela correção.

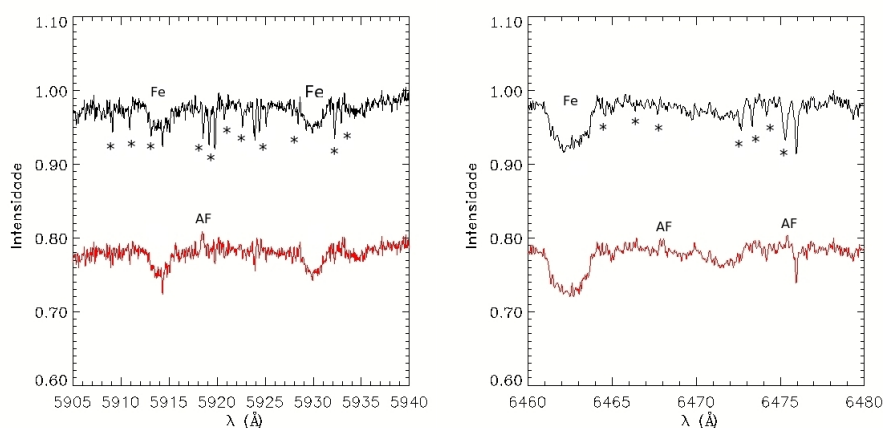


Figura 3.2: Espectros da PDS076 que aparecem em cima dos dois painéis estão sem a correção telúrica. Espectros que aparecem embaixo nos dois painéis estão corrigidos por linhas telúricas. A figura do lado esquerdo está na faixa de 5900 a 5940 Å, figura do lado direito apresenta a faixa 6460 a 6480 Å (* linhas telúricas, AF artefatos criados pela correção).

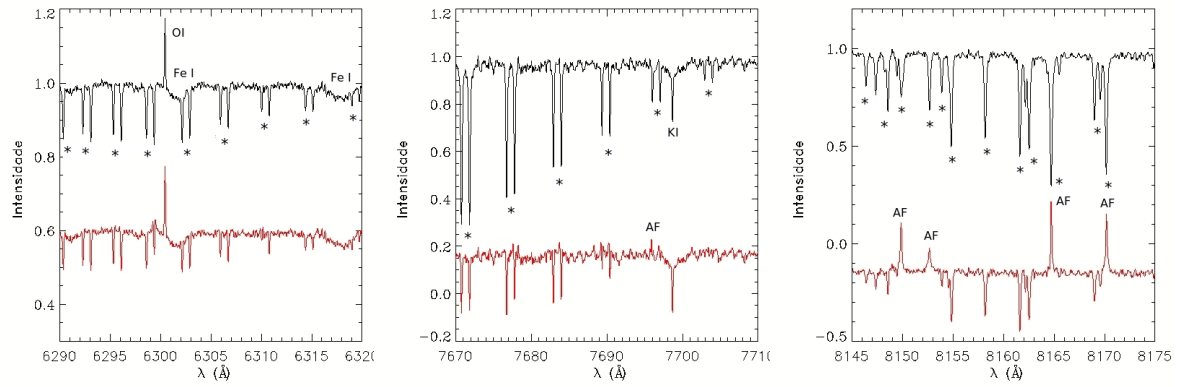


Figura 3.3: Espectro da PDS076: Os espectros que aparecem em cima de todos os painéis estão sem a correção telúrica. Os espectros que aparecem embaixo de todos os painéis estão com correção telúrica. No painel à esquerda faixa espectral é de 6290 a 6320 $\text{\AA}$, painel do meio faixa espectral é de 7670 a 7710 $\text{\AA}$, painel à direita faixa espectral é de 8145 a 8175 $\text{\AA}$ (* linhas telúricas, AF artefatos criados pela correção).

Capítulo 4

Espectros sintéticos estelares

Para que pudéssemos remover possíveis contaminações provocadas por linhas estelares na medida das DIBs, utilizamos o programa *SPECTRUM* (Gray e Corbally 1994) afim de construir espectros sintéticos de atmosfera estelar. Este programa calcula um espectro sintético a partir de um dado modelo de atmosfera em equilíbrio termodinâmico local (LTE) e uma lista de linhas atômicas para a região sintetizada.

Um modelo de atmosfera nos fornece basicamente a função fonte e a pressão como função da profundidade óptica, em cada ponto da atmosfera, a partir de uma dada abundância química. Outros parâmetros também podem ser fornecidos de acordo com as necessidades exigidas na utilização do mesmo, tais como: densidade, coeficientes de absorção do contínuo e atômico, pressão de elétrons, intensidade do campo de radiação (I), campo magnético ($\vec{B}$) e parâmetros do campo de velocidade como: microturbulência, macroturbulência e rotação (Gray 2005).

Neste trabalho escolhemos utilizar os modelos de atmosfera de Kurucz (1970 e 1990). Pois estes modelos tem sido utilizados na construção de espectros sintéticos por um longo tempo e estão facilmente disponíveis. Estes modelos foram gerados pelo programa ATLAS 9, que leva em conta as seguintes simplificações:

1. A atmosfera está num estado estável, não sofrendo nenhum tipo de deformação.
2. O fluxo de energia é constante na atmosfera estelar com relação a profundidade óptica, sendo caracterizado pela temperatura efetiva, isto é $F = \sigma T_{ef}^4$, em que σ é a constante de Stefan-Boltzmann.
3. Todas as variáveis físicas estão em função somente de uma coordenada espacial, sendo ignorados granulação, manchas e campo magnético devido a geometria de planos paralelos.
4. A atmosfera é fina se comparada ao raio da estrela.
5. A atmosfera está em equilíbrio hidrostático:

$$-\rho g + \frac{dP}{dR} = 0$$

onde ρ é a densidade e g é a aceleração gravitacional. P é a pressão e R é o raio. Os valores ρ e g são constantes pois a atmosfera é fina.

6. A abundância atômica especificada é tomada como constante em toda a superfície.

O programa *SPECTRUM* vem com dois arquivos adicionais: `luke.lst` e `atom.dat`. O arquivo “`luke.lst`” possui informações sobre as linhas espectrais (níveis de energia, logaritmo da intensidade de oscilação vezes o peso estatístico do menor nível de energia ($\log(gf)$), fator de amortecimento empírico etc.) para o intervalo de 3000 a 6800 Å. As linhas geradas através da “`luke.lst`” foram testadas utilizando o espectro solar como base e assim alguns termos tiveram que ser recalculados e extrapolados para estrelas com outras temperatura. Para a região do infravermelho próximo, utilizamos a lista de linhas “`luke.nir.lst`” que é composta por linhas calculadas por Kurucz (1990) e de várias outras fontes para moléculas diatômicas citadas na lista de linhas. Esta lista não possui a mesma qualidade que a “`luke.lst`”, pois não foi realizado nenhum teste. O arquivo “`atom.dat`” contém os dados de átomos e de moléculas tais como massa atômica, abundância, energia de ionização de átomos, energia de dissociação de moléculas etc.

4.1 Cálculo dos espectros sintéticos estelares

O programa *SPECTRUM* utiliza o modelo atmosférico apenas para extrair a densidade, temperatura e pressão em cada ponto da atmosfera. De posse desses dados o programa calcula a densidade numérica de elétrons e de outros elementos importantes como, hidrogênio, hélio, carbono, nitrogênio, oxigênio, seus íons e moléculas diatômicas relevantes (CH, NH, OH, MgH, SiH, CaH, SiO, C_2 , CN e TiO). Para determinar as densidades, resolve-se um sistema não linear de cinco equações de equilíbrio de ionização e excitação:

1. Para o hidrogênio, incluindo o hidrogênio neutro e ionizado, o íon H^- , H_2 , H_2^+ , CH, NH e OH.
2. Para o hélio, incluindo dois estágios de ionização.
3. Para o carbono, incluindo dois estágios de ionização e as moléculas CH, CN, CO e C_2 .
4. Para nitrogênio, incluindo dois estágios de ionização e as moléculas CN, NH, NO e N_2 .
5. Para o oxigênio, incluindo dois estágios de ionização, e as moléculas CO, NO, OH e O_2 .

Há ainda as equações que levam em conta as mudanças do balanceamento nas equações de equilíbrio, incluindo contribuições de ionização do hidrogênio, hélio, carbono, nitrogênio e oxigênio e das seguintes espécies atômicas: sódio, magnésio, silício, potássio, cálcio, alumínio e ferro. A densidade numérica total, incluindo as contribuições de todos os elementos citados acima, deve ser igual a P/kT .

Este sistema de equações é resolvido iterativamente para cada nível da atmosfera estelar. A densidade numérica de elétrons é fornecida sempre que atinge um erro de 1% quando comparada com a densidade numérica de elétrons apresentada pelo modelo do Kurucz (1990).

Depois deste passo calcula-se as opacidades e as profundidades ópticas de referência para cada camada atmosférica. De posse desses dados o modelo sintético pode ser calculado.

Primeiramente, a cada 20 Å faz-se o cálculo da opacidade do contínuo e do fluxo do contínuo na parte central do bloco analisado. Assim a opacidade do contínuo para cada ponto é calculada por interpolação. Calcula-se então a opacidade de linha em cada ponto do espectro. Para decidir quais linhas espectrais devem ser incluídas no cálculo da opacidade de linha mantém-se duas listas de linhas. A primeira lista é composta por todas as linhas espectrais, do arquivo de linhas, que aparecem até 10 Å do ponto em que estão sendo efetuados os cálculos. Para todas as linhas que estão nesta primeira lista escolhe-se qual o raio a ser computado baseado em cálculos aproximados da intensidade da linha. Se o raio calculado da linha inclui o ponto do espectro que está sendo calculado, a linha é incluída na segunda lista. Desda forma a segunda lista contém todas as linhas que contribuem para a opacidade naquele ponto.

Para cada linha na segunda lista, a abundância de ferro e o nível populacional de uma dada transição são computadas usando as equações de Saha e Boltzmann levando em conta o LTE. Para calcular o parâmetro de alargamento são incluídos os seguintes mecanismos de alargamento: o alargamento natural, Van der Waals e o alargamento quadrático estático (Stark). O alargamento natural surge devido à incerteza que existe em cada nível de energia de acordo com o princípio da incerteza de Heisenberg. O alargamento quadrático estático surge devido às perturbações na atmosfera causada por partículas carregadas, pois os átomos absorvedores de luz que colidem com as partículas carregadas mudam o nível de energia e, conseqüentemente, a energia necessária para a transição. O alargamento Van der Waals acontece devido às perturbações que ocorrem na atmosfera estelar causada por partículas neutras, pois colisões dos átomos absorvedores de luz com as partículas neutras fazem com que ocorra a mudança do nível de energia.

A opacidade da linha é então calculada, para cada camada atmosférica usando a função de Voigt. A opacidade e a profundidade óptica da linha e do contínuo são incluídas na "contribuição da linha" no cálculo do espectro final, ou seja, calcula-se

a intensidade em proporção ao fluxo do contínuo. Assim, a intensidade calculada é o resíduo normalizado em cada ponto do espectro. De posse de todos esses dados, o programa gera uma tabela com os comprimentos de onda e as intensidades normalizadas.

4.2 Construção dos espectros sintéticos estelares

Para gerar um espectro sintético estelar foi necessário fornecer os seguintes parâmetros estelares: temperatura efetiva, gravidade superficial, abundância química, velocidade de microturbulência, projeção da velocidade rotacional e o coeficiente de escurecimento de bordo. Os parâmetros de temperatura efetiva e de gravidade superficial são utilizados para a escolha do modelo de atmosfera. Os outros parâmetros são utilizados no cálculo do espectro.

A velocidade de microturbulência utilizada foi 2 km/s, pois a velocidade de microturbulência varia de 2 a 16 km/s em estrelas quentes (Gray 2005). Sendo assim escolhemos o valor mínimo para representar toda a amostra, pois a amostra apresenta temperaturas em torno de 10000 K.

O coeficiente de escurecimento de bordo influencia no alargamento do perfil da linha e depende da temperatura, do comprimento de onda, e da gravidade superficial. Com a elevação da temperatura, este coeficiente tende a diminuir e o alargamento apresentado no perfil da linha passa a ser causado principalmente pela velocidade rotacional (Gray 2005, Manduca et al. 1977). Como nossa amostra se restringe a estrelas de tipo espectral anteriores a A, em que a influência do coeficiente diminui, decidimos adotar o valor médio de 0,6. Isso diminui a precisão na determinação da velocidade rotacional.

A temperatura, a gravidade superficial, a projeção da velocidade rotacional e a abundância química das estrelas foram retiradas da literatura como apresentado na tabela 4.1. O asterisco (*) indica que tais valores não foram encontrados. Assim foi necessário construir espectros sintéticos para, através da comparação entre o espectro estelar observado e o sintético, determinar esses parâmetros.

4.3 Determinação de parâmetros estelares através da análise de espectros sintéticos

Alguns parâmetros estelares serão determinados através da comparação do espectro estelar observado com o espectro estelar sintético, variando os parâmetros até conseguirmos o melhor ajuste entre eles. Para isto precisamos entender como é o

Tabela 4.1: Parâmetros estelares utilizados na confecção dos modelos sintéticos. Códigos das referências: 1) Catala et al. (2007), 2) Fremat et al (2006), 3) Gray e Corbally (1994), 5) Guimarães et al. (2006), 6) Vieira et al. (2003), 10) Torres (1999). Valores com * foram obtidos através de ajuste entre o espectro sintético e o estelar.

Objeto	Temperatura(K)	Log g (dex)	$v \text{ sen } i$ (km/s)	$[M/H]$	Referência
HD150193	10000	$4,0^* \pm 0,5$	103	$0,25^* \pm 0,25$	[6]
HD190073	9250 ± 250	$3,5 \pm 0,5$	8,6	$-0,2^* \pm 0,2$	[1]
PDS057	10000 ± 1000	$4,1 \pm 0,4$	7 ± 1	$-1,0 \pm 0,2$	[5]
PDS076	7500 ± 500	$4,3 \pm 0,1$	66 ± 3	$0,2 \pm 0,2$	[5]
PDS078	7300 ± 300	$3,4 \pm 0,2$	80 ± 5	$0,3 \pm 0,2$	[5]
PDS080	7500 ± 200	$3,4 \pm 0,1$	115 ± 5	$0,0 \pm 0,1$	[5]
PDS303	10000 ± 500	$3,3 \pm 0,1$	105 ± 5	$0,0 \pm 0,3$	[5]
PDS327	30000	$4,0^* \pm 0,5$	127	$-0,5^* \pm 0,5$	[6]
PDS339	7400 ± 400	$4,2 \pm 0,1$	48 ± 2	$0,3 \pm 0,3$	[5]
PDS340	10000 ± 1000	$4,2 \pm 0,1$	60 ± 5	$-1,4 \pm 0,2$	[5]
PDS377A	10000	$3,5^* \pm 0,5$	$170^* \pm 70$	$0,0^* \pm 0,5$	[10] e [3]
PDS387	9500	$3,5^* \pm 0,5$	$100^* \pm 20$	$-0,8^* \pm 0,3$	[10]
PDS395	7400 ± 200	$4,0 \pm 0,4$	25 ± 1	$-0,5 \pm 0,1$	[5]
PDS398A	10000 ± 200	$4,3 \pm 0,1$	230 ± 10	$-0,4 \pm 0,1$	[5]
PDS399N	22000	$3,5^* \pm 0,5$	$350^* \pm 50$	$0,0^* \pm 0,5$	[6]
PDS473	9400 ± 200	$4,1 \pm 0,1$	130 ± 10	$0,5 \pm 0,1$	[5]
PDS514	7500 ± 200	$3,7 \pm 0,1$	55 ± 5	$-0,5 \pm 0,1$	[5]
PDS543	30000	$4,0^* \pm 0,5$	$30^* \pm 20$	$0,25^* \pm 0,25$	[6]
PDS545	21000 ± 1500	$4,0 \pm 0,1$	240 ± 15	$0,0^* \pm 0,5$	[2]
PDS564	9500 ± 500	$4,0 \pm 0,1$	72 ± 3	$-0,5 \pm 0,1$	[5]
PDS581	26000	$3,5^* \pm 0,5$	$250^* \pm 50$	$0,0^* \pm 0,5$	[6]

comportamento das linhas frente a variação de alguns parâmetros.

A intensidade de uma linha espectral depende parcialmente da amplitude do coeficiente de absorção, que por sua vez depende da velocidade térmica e da velocidade de microturbulência. A intensidade também depende do número de absorvedores, que através do equilíbrio termodinâmico são calculados apartir das equações de excitação e ionização, e assim os absorvedores são dependentes da temperatura, da pressão de elétrons e das constantes atômicas.

A intensidade da linha depende principalmente da temperatura. Usualmente o aumento da intensidade com a temperatura é devido ao aumento na excitação do gás. A diminuição da intensidade da linha além do máximo da intensidade é resultado do aumento na opacidade do contínuo causado por íons negativos de hidrogênio, que tornam a aumentar a pressão de elétrons com a temperatura (temperatura entre 3500 e 5000 K). Ou em outro caso, a diminuição também pode ser resultado da ionização de espécies responsáveis pela absorção (temperatura entre 5000 e 7000 K). Linhas de hidrogênio tem um coeficiente de absorção sensível a temperatura através

do efeito Stark (temperatura até 9000 K)(Gray 2005).

Efeitos de pressão são visíveis no espectro de três formas. A primeira é devida a mudança na razão entre absorvedores da linha (equilíbrio de ionização) e a opacidade do contínuo. Em estrelas do tipo solar o efeito pode ser visto em linhas de elementos ionizados que aumentam a intensidade com a diminuição da gravidade superficial. A segunda forma é devido a sensibilidade da pressão à constante de amortecimento em linhas fortes.

Nessas linhas o coeficiente de absorção está ligado à constante de amortecimento. A diminuição da gravidade superficial faz com que a interação diminua, e o coeficiente de absorção passe a ser dominado pelo amortecimento natural que é muito menor que os efeitos da pressão, ocorrendo assim a diminuição no alargamento da linha.

A terceira forma aparece devido à dependência da pressão com o alargamento "Stark" nas linhas de hidrogênio. Os efeitos dessa dependência aparecem quando a temperatura efetiva é maior que 7500 K (estrelas tipo F, A, B e O), fazendo com que a intensidade da linha aumente com o aumento da pressão (Gray 2005).

Espera-se também um aumento na intensidade da linha com o aumento da abundância química do elemento que causa a absorção. Existem três etapas de crescimento da linha devido a abundância. Para linhas fracas o centro é dominado pelo perfil doppler. Sendo assim, na primeira etapa a largura equivalente e a profundidade óptica crescem em proporção com a abundância. A segunda etapa começa quando a profundidade óptica chega ao valor máximo e a linha é dita saturada. Na formulação do fluxo no LTE um valor mínimo é fixado para a temperatura limite, e a largura equivalente cresce assintoticamente até um valor constante. Na terceira etapa o comportamento da linha estelar muda nas asas, pois as asas da linha tornam-se mais significativas do que a profundidade óptica do contínuo.

Os efeitos da rotação estelar no contínuo do espectro são pequenos, exceto para taxas de rotação próximas à velocidade de "ruptura". A velocidade de "ruptura" é a velocidade em que a aceleração da gravidade no equador da estrela é compatível com a força centrípeta necessária para reter o material do equador como parte da estrela. O alargamento Doppler na linha devido a rotação depende da orientação do eixo de rotação estelar com relação à linha de visada. A menos que exista uma orientação preferencial na orientação dos eixos, espera-se um alargamento maior na linha quando se observa o equador do objeto e nulo no pólo do objeto. As observações estão de acordo com a afirmação acima (Gray 2005), exceto no caso de supergigantes que apresentam um alargamento mínimo maior que zero. Este mínimo é interpretado como o alargamento devido a macroturbulência residual nessas estrelas, já que cada macroelemento desse tipo da estrela produz o mesmo efeito que a rotação estelar.

Como mostrado na figura 4.1 o procedimento adotado para determinação de cada parâmetro estelar não encontrado na literatura foi o seguinte:

1. Os parâmetros T , $\log g$ e M/H são introduzidos através do modelo de atmosfera, já que os mesmos determinam a escolha do modelo. Qualquer mudança nesses parâmetros será realizada através do modelo de atmosfera.
2. O modelo de atmosfera determinado através dos parâmetros é introduzido no programa SPECTRUM
3. O usuário escolhe a região espectral de interesse, resolução, velocidade de microturbulência e lista atômica que serão utilizados para a construção do espectro.
4. O programa solicita a entrada da velocidade rotacional.
5. O espectro sintético é construído.
6. É feita a comparação entre o espectro sintético e o observado através de linhas que sejam sensíveis ao parâmetro que se deseja ajustar.
7. Se o espectro sintético estiver igual ao espectro observado o parâmetro que foi escolhido na entrada dos dados está correto. Se o espectro sintético não é igual ao espectro observado então um outro valor para o parâmetro terá de ser escolhido e colocado novamente nas entradas dos parâmetros. Esse procedimento é repetido até que se encontre o valor que reproduza as linhas escolhidas para a calibração.

Na determinação da gravidade superficial utilizamos uma variação de 0,5 dex, pois esta é a menor variação dos modelos de atmosfera utilizados. Na determinação da velocidade rotacional começamos com 100 km/s e fomos variando até encontrarmos o valor que reproduzisse melhor o espectro observado. Na determinação da metalicidade começamos com zero e fomos variando até encontrarmos o valor que reproduzisse melhor o espectro observado. Para fazer a calibração de cada parâmetro foram utilizadas linhas sensíveis a estes para que um parâmetro não influenciasse tanto no outro. Após determinado o parâmetro encontramos os erros através da menor variação que passasse a não reproduzir tão bem o espectro observado a partir do valor ajustado. Os valores encontrados e a determinação dos erros serão apresentados na seção 4.3.1.

O método utilizado para o ajuste dos parâmetros estelares gerou erros maiores do que outras determinações da literatura. O erro médio da gravidade superficial foi de 14 % do valor medido para estrelas A/F e de 13% para estrelas B. O erro médio na velocidade rotacional foi de 30 % do valor medido para as estrelas A/F e de 34 % para estrelas B. O erro médio da metalicidade foi de 79 % do valor medido para estrelas A/F e de 100 % para as estrelas B. Contudo, nossa intenção era obter

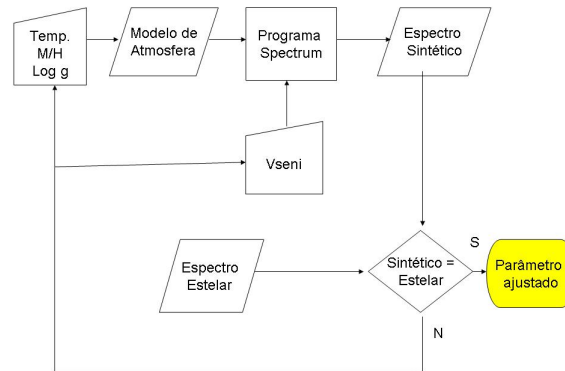


Figura 4.1: Método utilizado na determinação dos parâmetros estelares

espectros que nos permitissem inferir a existência ou não de linhas estelares na região das DIBs, de modo que os erros mencionados acima não afetam de forma significativa os nossos resultados.

4.3.1 Ajustes dos parâmetros estelares

Todas estrelas de nossa amostra apresentam temperatura determinada por dados da literatura, sendo assim, determinamos apenas a gravidade superficial, abundância química e a projeção da velocidade rotacional nos casos em que algum desses parâmetros não foram encontrados na literatura.

Para verificar se o método que vamos utilizar é eficiente determinaremos novamente os parâmetros da estrela PDS076. Os valores determinados foram: $T = 7500 \pm 500$ K, $\text{Log } g = 4,5 \pm 0,5$ dex, $v \text{ sen } i = 46 \pm 20$ km/s, $[M/H] = 0,2 \pm 0,2$. Os modelos utilizados na determinação dos valores limites e do valor escolhido são mostrados na figura 4.2. Na tabela 4.2 apresentamos os valores encontrados pelo nosso método e pela literatura. Analisando essa tabela podemos notar que os valores determinados por nós são parecidos com os valores encontrados na literatura se considerarmos os erros envolvidos. Apesar do nosso método não possuir alta precisão ele consegue determinar bem os parâmetros, de modo que ele pode ser utilizado para determinar os parâmetros estelares não encontrados na literatura.

Para encontrar os parâmetros foram utilizadas linhas que eram mais sensíveis a variação de cada parâmetro. Mostraremos somente o melhor valor escolhido e seus limites para determinar o erro. A tabela 4.3 apresenta os valores dos parâmetros de cada modelo utilizado para mostrar as escolhas adotadas.

Gravidade superficial

Para a determinação da gravidade superficial na maioria das estrelas utilizamos as asas das linhas de Balmer, pois as mesmas passam a ser sensíveis à gravidade super-

Tabela 4.2: Comparação entre parâmetros encontrados na literatura e determinados pelo nosso método

Parâmetro PDS076	literatura	Precisão	Nosso método	Precisão
T (K)	7500 ± 500	7%	7500 ± 500	7%
Log g (dex)	$4,3 \pm 0,1$	2%	$4,5 \pm 0,5$	11%
$v \sin i$ (km/s)	66 ± 3	4%	46 ± 20	30 %
M/H	$0,2 \pm 0,2$	100%	$0,2 \pm 0,2$	100%

ficial quando a temperatura estelar ultrapassa 7500 K. Na tabela 4.4 relacionamos as linhas utilizadas na determinação da gravidade superficial em cada estrela.

Nas figuras 4.3 e 4.4 os painéis centrais apresentam o melhor valor encontrado para $\log g$, os painéis da esquerda e da direita mostram a variação utilizada na determinação do erro.

Tabela 4.3: Valores dos parâmetros empregados na construção dos modelos sintéticos

Modelo	T(K)	$v \sin i$ (km/s)	[M/H]	Log g (dex)	Modelo	T (K)	$v \sin i$ (km/s)	[M/H]	Log g (dex)
HD150193-M1	10000	103	0,0	3,5	PDS387-M7	10000	100	-1,1	3,5
HD150193-M2	10000	103	0,0	4,0	PDS387-M8	10000	100	-0,8	3,5
HD150193-M3	10000	103	0,0	4,5	PDS387-M9	10000	100	-0,5	3,5
HD150193-M4	10000	103	0,0	4,0	PDS399-M1	22000	350	0,0	3,0
HD150193-M5	10000	103	0,25	4,0	PDS399-M2	22000	350	0,0	3,5
HD150193-M6	10000	103	0,5	4,0	PDS399-M3	22000	350	0,0	4,0
HD190073-M1	9250	8,6	-0,4	3,5	PDS399-M4	22000	280	0,0	3,5
HD190073-M2	9250	8,6	-0,2	3,5	PDS399-M5	22000	350	0,0	3,5
HD190073-M3	9250	8,6	0,0	3,5	PDS399-M6	22000	400	0,0	3,5
PDS327-M1	30000	127	0,0	3,5	PDS399-M7	22000	350	-0,5	3,5
PDS327-M2	30000	127	0,0	4,0	PDS399-M8	22000	350	0,0	3,5
PDS327-M3	30000	127	0,0	4,5	PDS399-M9	22000	350	0,5	3,5
PDS327-M4	30000	127	-1,5	4,0	PDS543-M1	30000	30	0,0	3,5
PDS327-M5	30000	127	-1,0	4,0	PDS543-M2	30000	30	0,0	4,0
PDS327-M6	30000	127	-0,5	4,0	PDS543-M3	30000	30	0,0	4,5
PDS377A-M1	10000	150	0,0	3,0	PDS543-M4	30000	10	0,0	4,0
PDS377A-M2	10000	150	0,0	3,5	PDS543-M5	30000	30	0,0	4,0
PDS377A-M3	10000	150	0,0	4,0	PDS543-M6	30000	50	0,0	4,0
PDS377A-M4	10000	100	0,0	3,5	PDS543-M7	30000	10	0,0	4,0
PDS377A-M5	10000	170	0,0	3,5	PDS543-M8	30000	10	0,25	4,0
PDS377A-M6	10000	240	0,0	3,5	PDS543-M9	30000	10	0,5	4,0
PDS377A-M7	10000	170	-0,5	3,5	PDS545-M1	21000	240	-0,5	4,0
PDS377A-M8	10000	170	0,0	3,5	PDS545-M2	21000	240	0,0	4,0
PDS377A-M9	10000	170	0,5	3,5	PDS545-M3	21000	240	0,5	4,0
PDS387-M1	10000	100	0,0	3,0	PDS581-M1	26000	290	0,0	3,0
PDS387-M2	10000	100	0,0	3,5	PDS581-M2	26000	290	0,0	3,5
PDS387-M3	10000	100	0,0	4,0	PDS581-M3	26000	290	0,0	4,0
PDS387-M4	10000	80	-0,5	3,5	PDS581-M4	26000	240	0,0	3,5
PDS387-M5	10000	100	-0,5	3,5	PDS581-M5	26000	290	0,0	3,5
PDS387-M6	10000	120	-0,5	3,5	PDS581-M6	26000	360	0,0	3,5
					PDS581-M7	26000	290	-1,0	3,5
					PDS581-M8	26000	290	-0,5	3,5
					PDS581-M9	26000	290	0,0	3,5

Projeção da velocidade rotacional

Para determinar a projeção da velocidade rotacional, usamos preferencialmente linhas de He I (4471 Å) e de Mg II (4480 Å) que são livres de alargamentos fortes causados pela pressão (Gray 2005). Na tabela 4.5 especificamos as linhas utilizadas na determinação de $v \sin i$ em cada estrela.

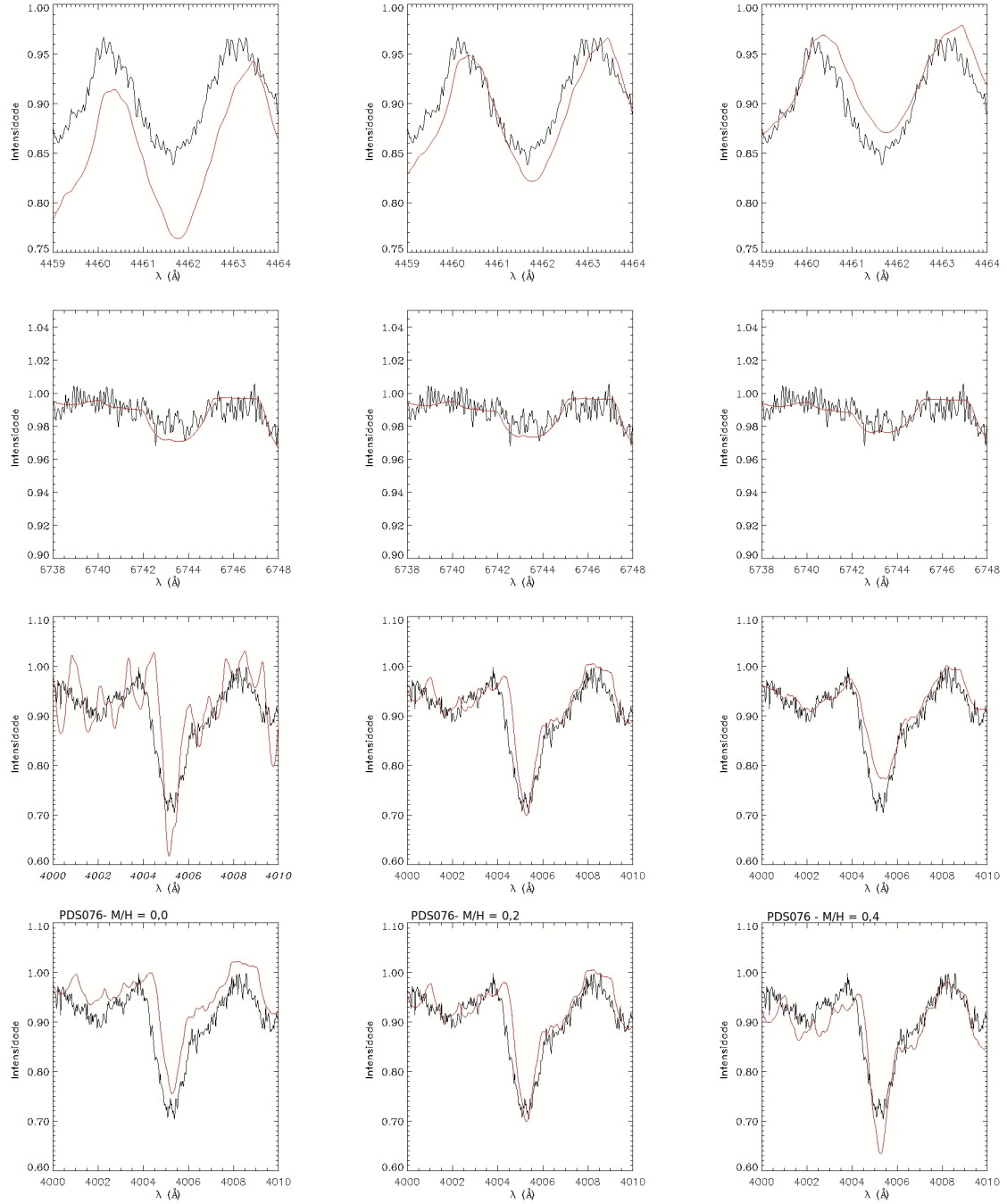


Figura 4.2: Ajuste dos parâmetros da PDS076. 1) Espectro da PDS076 (em preto) com modelo (em vermelho): temperatura = 7000 K (painel à esquerda), temperatura = 7500 K (painel central), temperatura = 8000 K (painel à direita). 2) Espectro da PDS076 (em preto) com modelo (em vermelho): $\text{Log } g = 4,0$ dex (painel à esquerda), $\text{Log } g = 4,5$ dex (painel central), $\text{Log } g = 5,0$ dex (painel à direita). 3) Espectro da PDS076 (em preto) com modelo (em vermelho): $v \sin i = 26$ km/s (painel à esquerda), $v \sin i = 46$ km/s (painel central), $v \sin i = 66$ km/s (painel à direita). 4) Espectro da PDS076 (em preto) com modelo (em vermelho): $[M/H] = 0,0$ (painel à esquerda), $[M/H] = 0,2$ (painel central), $[M/H] = 0,4$ (painel à direita). O valor escolhido para cada um dos parâmetros está nos painéis centrais.

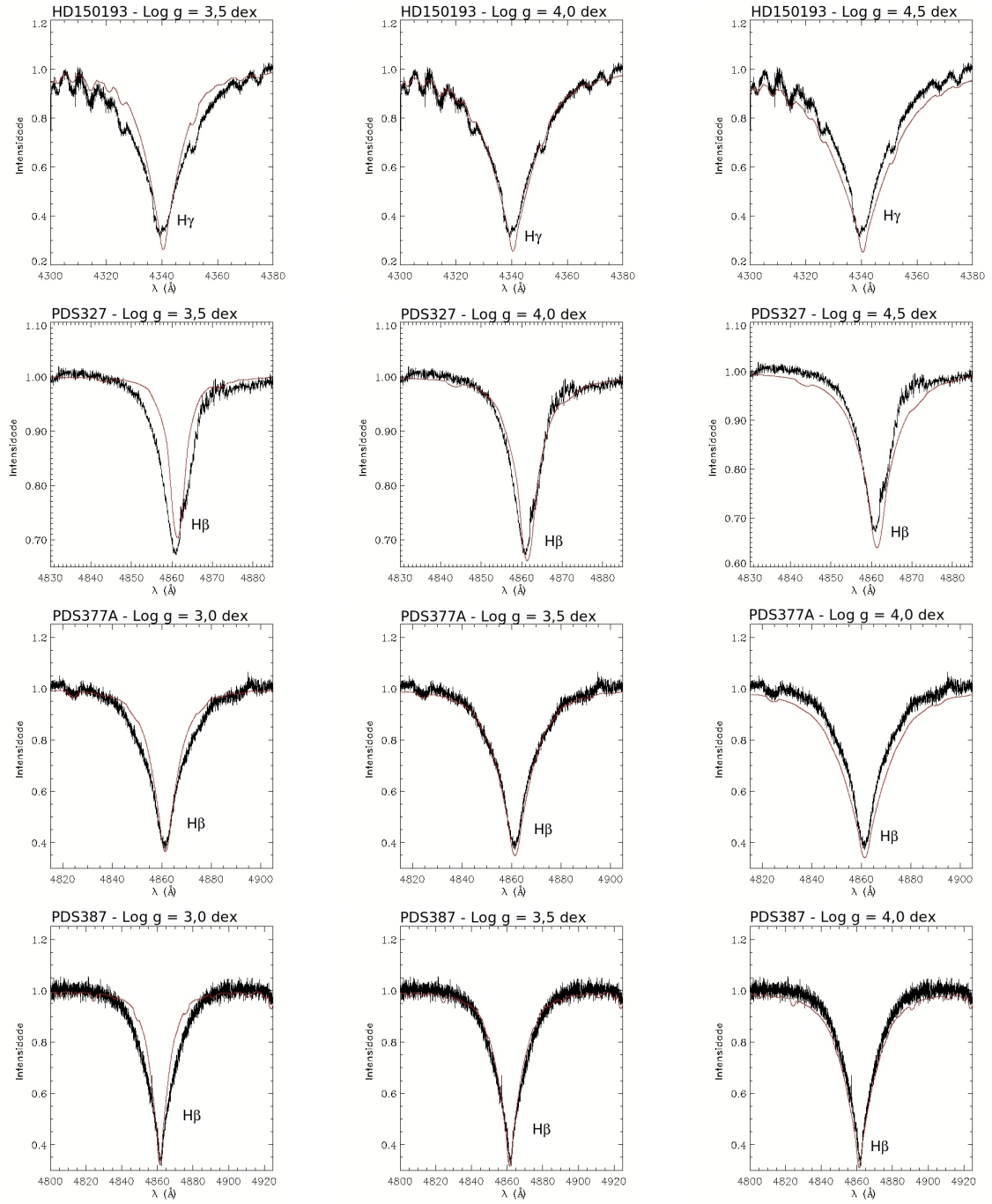


Figura 4.3: Os espectros em preto são os observados e os em vermelho são os sintéticos. 1) Espectro da HD150193 e modelos: M1) $\text{Log } g = 3,5 \text{ dex}$ (painel à esquerda) M2) $\text{Log } g = 4,5 \text{ dex}$ (painel central) e M3) $\text{Log } g = 4,5 \text{ dex}$ (painel à direita). 2) Espectro da PDS327 e modelos: M1) $\text{Log } g = 3,5 \text{ dex}$ (painel a esquerda) M2) $\text{Log } g = 4,0 \text{ dex}$ (painel central) M3) $\text{Log } g = 4,5 \text{ dex}$ (painel à direita). 3) Espectro da PDS377A e modelos: M1) $\text{Log } g = 3,0 \text{ dex}$ (painel à esquerda) M2) $\text{Log } g = 3,5 \text{ dex}$ (painel central) M3) $\text{Log } g = 4,0 \text{ dex}$ (painel à direita). 4) Espectro da PDS387 e modelos: M1) $\text{Log } g = 3,0 \text{ dex}$ (painel à esquerda), M2) $\text{Log } g = 3,5 \text{ dex}$ (painel central) M3) $\text{Log } g = 4,0 \text{ dex}$ (painel à direita), onde o valor escolhido para $\text{Log } g$ é o do painel central.

Tabela 4.4: Linhas utilizadas na determinação da gravidade superficial

Objeto	T (K)	Linhas
HD150193 , PDS377A	10000	H_δ (4101 Å), H_γ (4340 Å), H_β (4860 Å)
PDS327	30000	H_δ (4101 Å), H_γ (4340 Å), H_β (4860 Å)
PDS387	9500	H_δ (4101 Å), H_γ (4340 Å), H_β (4860 Å)
PDS581	26000	H_δ (4101 Å), H_γ (4340 Å), H_β (4860 Å)
PDS399N	22000	He I (4009, 4026 Å).
PDS543	30000	H_β , He I(4921 Å), O II (4924 Å).

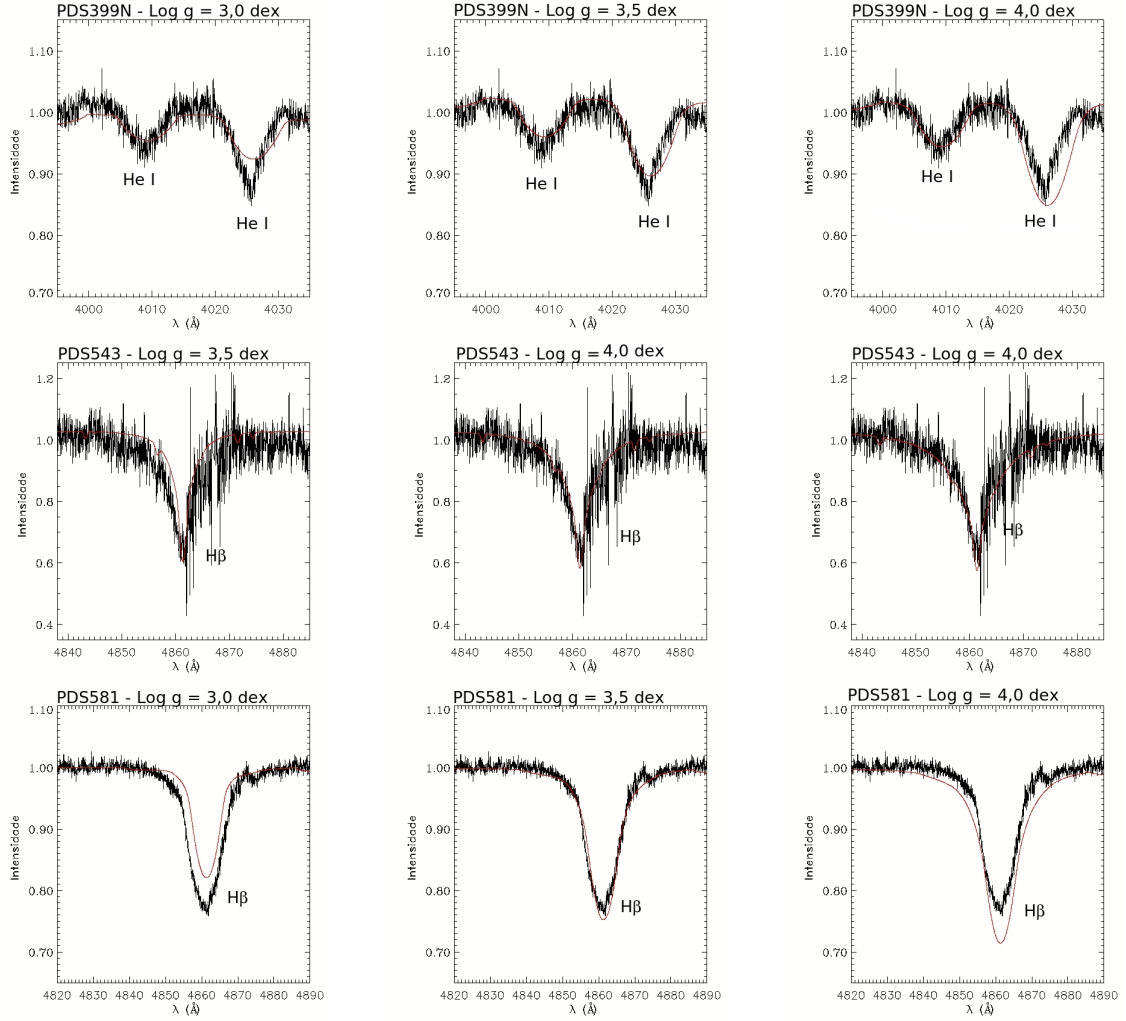


Figura 4.4: Os espectros em preto são os observados e os em vermelho são os sintéticos. 1) Espectro da PDS399 e modelos: M1) Log g = 3,0 dex (painel à esquerda), M2) Log g = 3,5 dex (painel central) e M3) Log g = 4,0 dex (painel à direita). 2) Espectro da PDS543 e modelos: M1) Log g = 3,5 dex (painel à esquerda), M2) Log g = 4,0 dex (painel central) e M3) Log g = 4,5 dex (painel à direita). 2) Espectro da PDS581 e modelos: M1) Log g = 3,0 dex (painel à esquerda), M2) Log g = 3,5 dex (painel central) e M3) Log g = 4,0 dex (painel à direita).

Nas figuras 4.5 e 4.6 os painéis centrais apresentam o melhor valor encontrado

Tabela 4.5: Linhas utilizadas na determinação da projeção da velocidade rotacional

Objeto	Temperatura (K)	Linhas
PDS387	9500	He I (4471 Å) e Mg II (4481 Å).
PDS377A	10000	Sc II (4415 Å), Ti II (4417 Å) e Mg II (4385, 4481 Å).
PDS399N	22000	He I (4009, 4026 Å).
PDS543	30000	He I (4921,9 Å), O II (4924 Å)
PDS581	26000	He I (4387,7 Å) e (4471 Å).

para $v \sin i$; os painéis da esquerda e da direita mostram a variação utilizada para determinação do erro.

Abundância química

Para determinar a abundância química utilizamos na maioria dos casos linhas de ferro e as linhas de outros elementos quando as linhas de ferro eram inexistentes. Na tabela 4.6 especificamos as linhas utilizadas na determinação da abundância química para cada estrela.

Tabela 4.6: Linhas utilizadas para a determinação da metalicidade

Objeto	temperatura (K)	Linhas
HD150193	10000	Fe I (4250, 4251, 4489, 4491 Å), Ti II (4549 Å), Mg II (4534 Å).
PDS327	30000	Fe III (4272 Å)
PDS387	9500	He I (4471 Å) e Mg II (4481 Å)
PDS377A	10000	Fe III (4272, 4940 Å), Sc II (4415 Å), TiII (4417Å) e Mg II (4385, 4481 Å).
PDS399N	22000	He I (4009 Å)
PDS543	30000	Si III (4819, 4828 Å), Fe II (4906, 4940 Å), Fe II (4941, 4942 Å)
PDS545	21000	C II (4266, 4267 Å), S II (4267, 4269 Å)
HD190073	9250	Fe I (4250, 4251 Å), Fe II (4489, 4491 Å), Mg II (4481 Å)
PDS581	26000	Fe III (4065, 4070, 4071, 4076, 4080 Å), C II (4068, 4074 Å), Fe III (4107, 4109, 4118, 4121, 4122 Å)

Nas figuras 4.7, 4.8 e 4.9 os painéis centrais apresentam o melhor valor encontrado para metalicidade, os painéis da esquerda e da direita mostram a variação utilizada na determinação do erro.

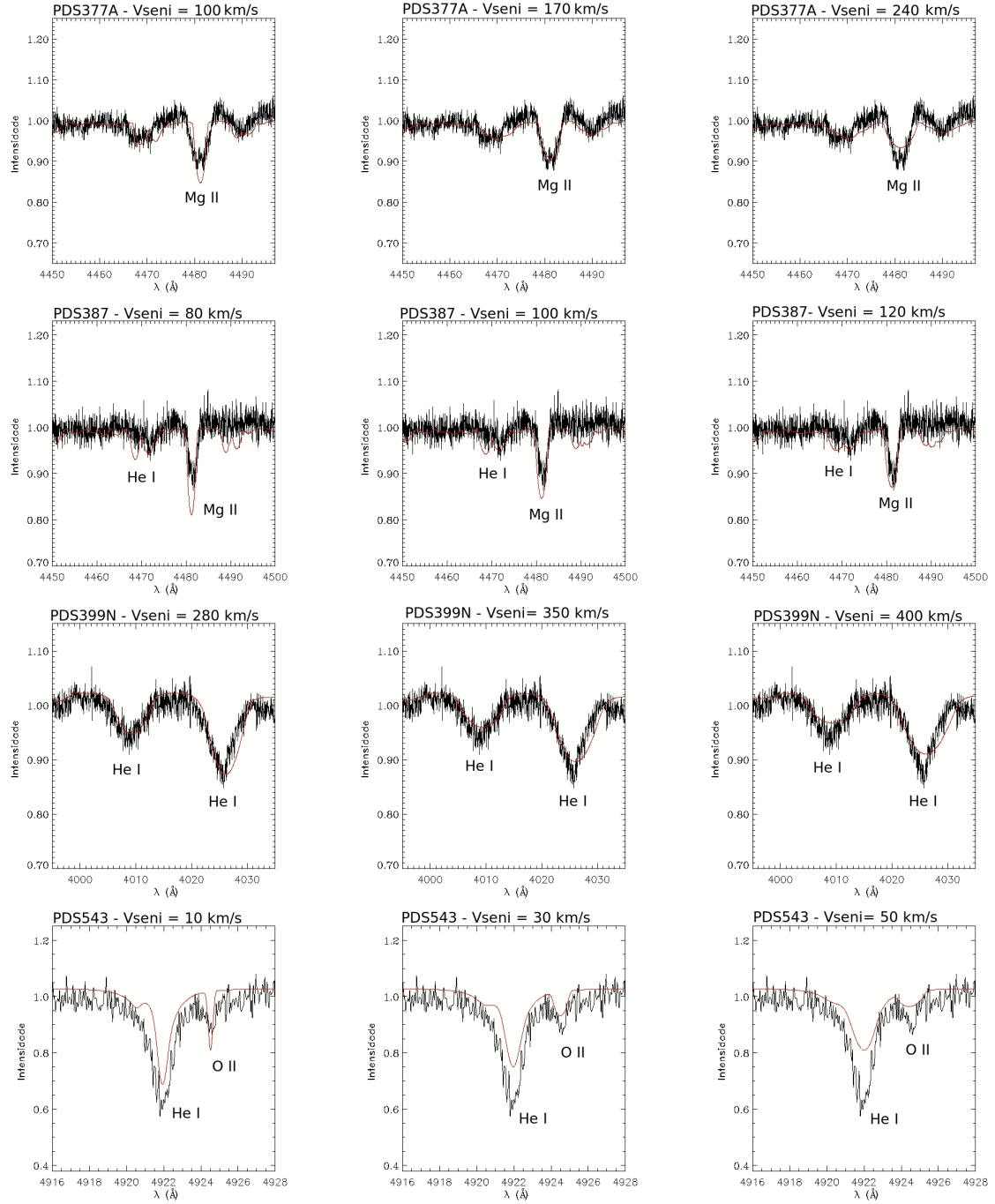


Figura 4.5: Os espectros em preto são os observados e os em vermelho são os sintéticos. 1) Espectro da PDS377A e modelos: M4) $v_{seni} = 100$ km/s (painel à esquerda), M5) $v_{seni} = 170$ km/s (painel central) e M6) $v_{seni} = 240$ km/s (painel à direita). 2) Espectro da PDS387 e modelos: M4) $v_{seni} = 80$ km/s (painel à esquerda) M5) $v_{seni} = 100$ km/s (painel central) e M6) $v_{seni} = 120$ km/s (painel à direita). 3) Espectro da PDS399N e modelos: M4) $v_{seni} = 280$ km/s (painel à esquerda), M5) $v_{seni} = 350$ km/s (painel central) e M6) $v_{seni} = 400$ km/s (painel à direita). 4) Espectro da PDS543 e modelos: M4) $v_{seni} = 10$ km/s (painel à esquerda), M5) $v_{seni} = 30$ km/s (painel central) e M3) $v_{seni} = 50$ km/s (painel à direita), onde o valor escolhido para v_{seni} é o valor do painel central.

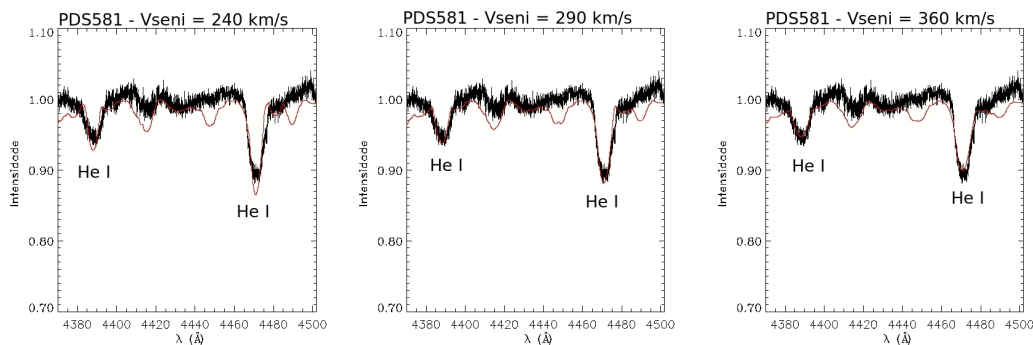


Figura 4.6: 1) Os espectros em preto são os observados e os em vermelho são os sintéticos. Espectro da PDS581 e modelos: M4) $v_{\text{seni}} = 240$ km/s (painel à esquerda), M5) $v_{\text{seni}} = 290$ km/s (painel central) e M6) $v_{\text{seni}} = 360$ km/s (painel à direita).

Espectros sintéticos com os valores finais ajustados

Os espectros sintéticos cujos parâmetros foram determinados pelo nosso método reproduziram bem os espectros observados, como mostra a figura 4.10.

De modo geral os espectros sintéticos reproduziram bem o comportamento das estrelas com temperatura abaixo de 20000 K, como ilustrado na figura 4.11. Para estrelas com temperatura acima de 20000 K o espectro sintético não reproduz com tanta fidelidade o comportamento estelar, pois como o modelo é construído a partir do LTE (equilíbrio térmico local), em estrelas quentes os efeitos de NLTE (não equilíbrio térmico local) começam a ser notados no espectro fotosférico (Gray 2005). Na figura 4.12 mostramos a diferença dos modelos gerados para uma estrela de 7300 K e uma estrela de 26000 K, em que algumas linhas geradas no modelo sintético não aparecem no espectro da estrela e as diferenças entre espectro sintético e o observado são maiores do que na estrela de temperatura mais baixa.

Na figura 4.13 apresentamos os espectros subtraídos dos espectros sintéticos estelares ilustrando bem o comportamento dos espectros sintéticos. Na região de 4000 Å é onde se encontram a maioria das linhas estelares (painel à esquerda). Na região de 6000 Å a contaminação por linhas estelares é pequena como pode ser visto no painel à direita. As DIBs estudadas neste trabalho se encontram entre 5780 a 6613 Å região que contém pouca contaminação por linhas estelares. Mesmo assim optamos por subtrair, de todos os espectros observados, o espectro sintético para garantir que exista o mínimo de contaminação possível nas DIBs.

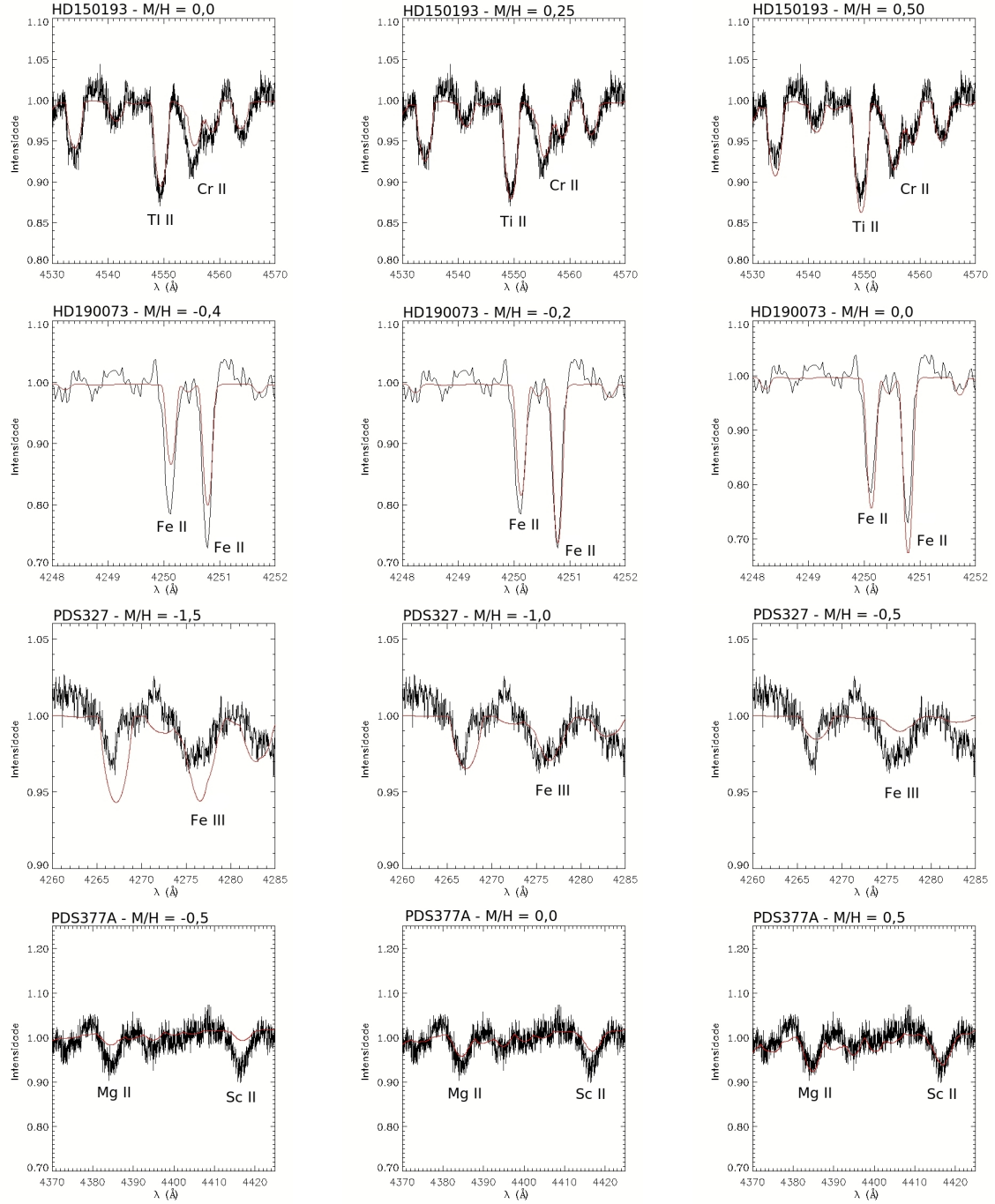


Figura 4.7: Os espectros em preto são os observados e os em vermelho são os sintéticos. 1) Espectro da HD150193 e modelos : M4) $[M/H] = 0,0$ (painel à esquerda) M5) $[M/H] = 0,25$ (painel central) e M3) $[M/H] = 0,5$ (painel à direita). 2) Espectro da HD190073 e modelos: M1) $[M/H] = -0,4$ (painel à esquerda) M2) $[M/H] = -0,2$ (painel central) M3) $[M/H] = 0,0$ (painel à direita). 3) Espectro da PDS327 e modelos: M4) $[M/H] = -1,5$ (painel à esquerda) M5) $[M/H] = -1,0$ (painel central) M6) $[M/H] = -0,5$ (painel à direita). 4) Espectro da PDS377A e modelos: M7) $[M/H] = -0,50$ (painel à esquerda), M8) $[M/H] = 0,00$ (painel central) M9) $[M/H] = 0,50$ (painel à direita), onde o valor escolhido para $[M/H]$ é valor do painel central.

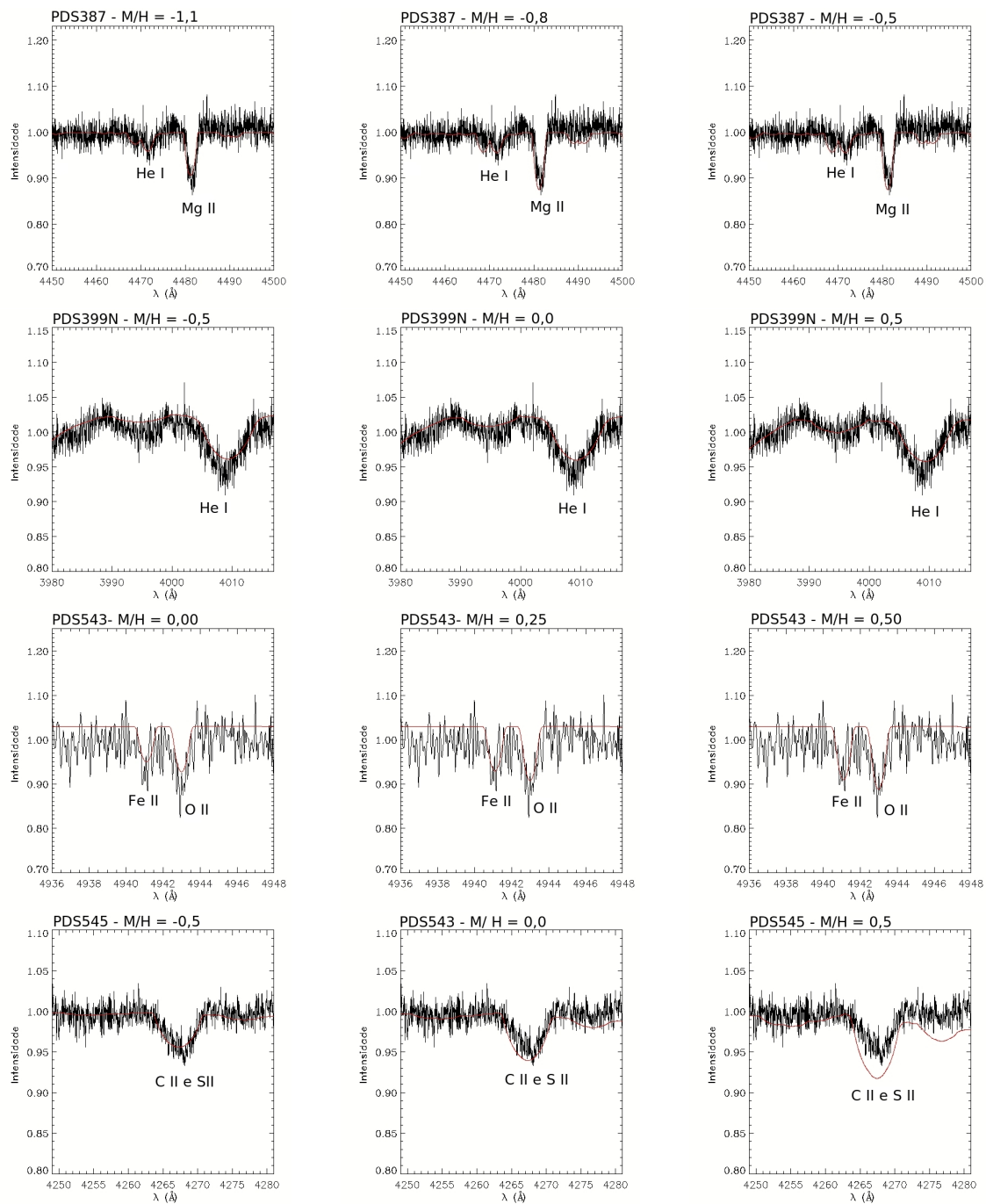


Figura 4.8: Os espectros em preto são os observados e os em vermelho são os sintéticos. 1) Espectro da PDS387 e modelos : M7) $[M/H] = -1,1$ (painel à esquerda) M8) $[M/H] = -0,80$ (painel central) e M9) $[M/H] = -0,50$ (painel à direita). 2) Espectro da PDS399N e modelos: M7) $[M/H] = -0,5$ (painel à esquerda) M8) $[M/H] = 0$ (painel central) M9) $[M/H] = 0,5$ (painel à direita). 3) Espectro da PDS543 e modelos: M7) $[M/H] = 0,0$ (painel à esquerda) M8) $[M/H] = 0,25$ (painel central) M9) $[M/H] = 0,5$ (painel à direita). 4) Espectro da PDS545 e modelos: M1) $[M/H] = -0,5$ (painel à esquerda), M2) $[M/H] = 0,0$ (painel central) M3) $[M/H] = 0,5$ (painel à direita), onde o valor escolhido para $[M/H]$ é valor do painel central.

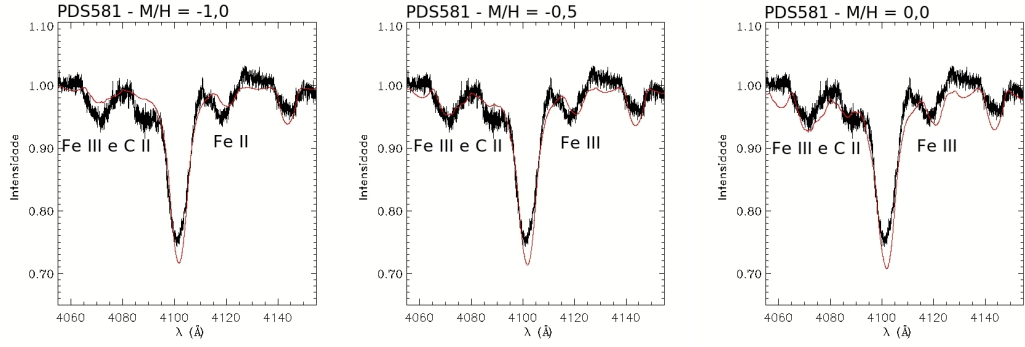


Figura 4.9: 1) Espectro da PDS581 e modelos : M7) $[M/H] = -1,0$ (painel à esquerda) M8) $[M/H] = -0,50$ (painel central) e M9) $[M/H] = 0,00$ (painel à direita).

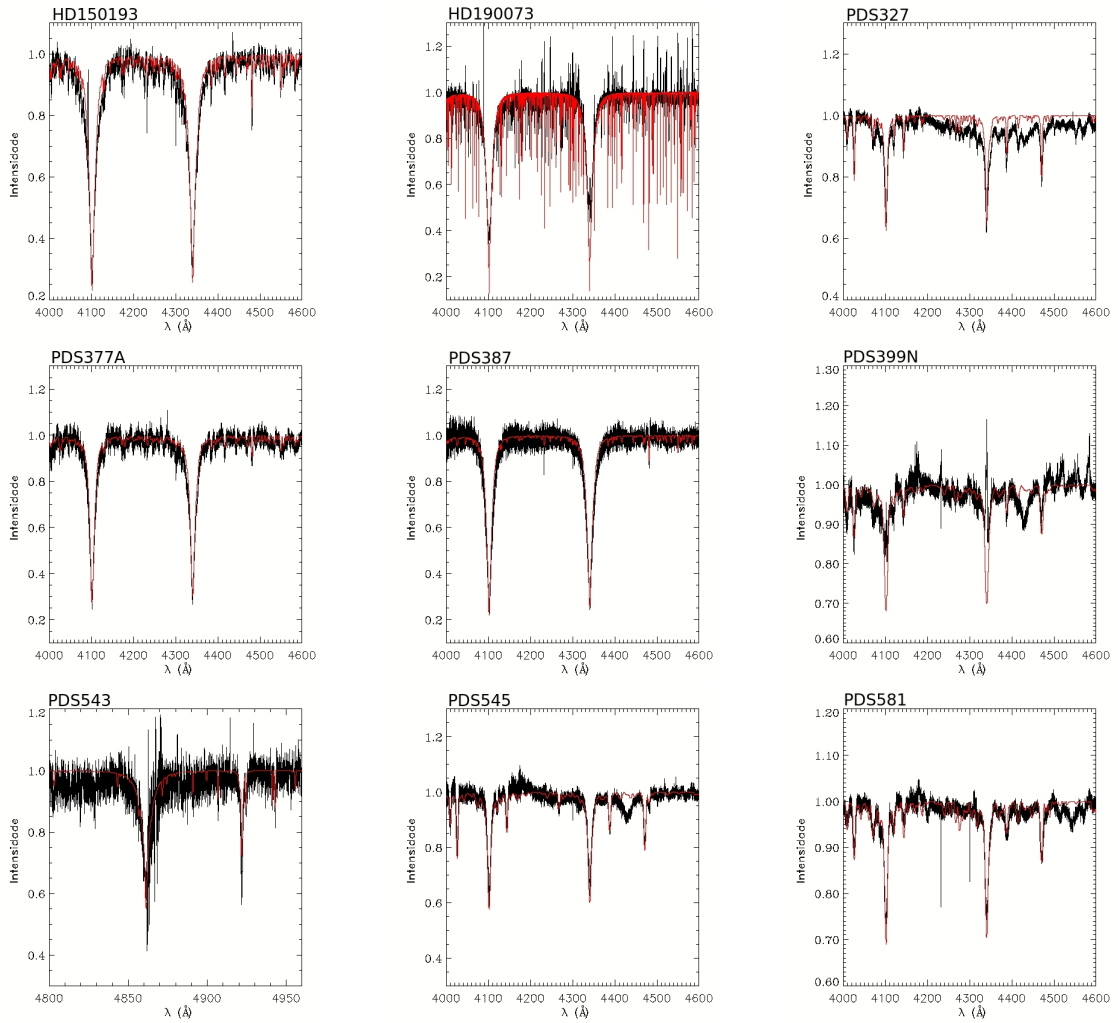


Figura 4.10: Espectro estelares com os espectros sintéticos finais (em preto são os observados e em vermelho são os sintéticos). 1) HD150193 (em cima à esquerda) 2) HD190073 (em cima no centro) 3) PDS327 (em cima à direita) 4) PDS377A (no meio à esquerda) 5) PDS387 (no meio no centro) 6) PDS399N (no meio à direita) 7) PDS543 (embaixo à esquerda) 8) PDS545 (embaixo no meio) 9) PDS581 (embaixo à direita)

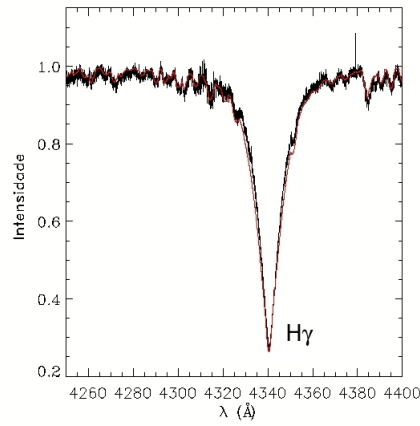


Figura 4.11: Espectro sintético (em vermelho) e o observado da PDS303 (linha de $H\gamma$, em preto), mostrando que o espectro sintético é coerente com o espectro observado.

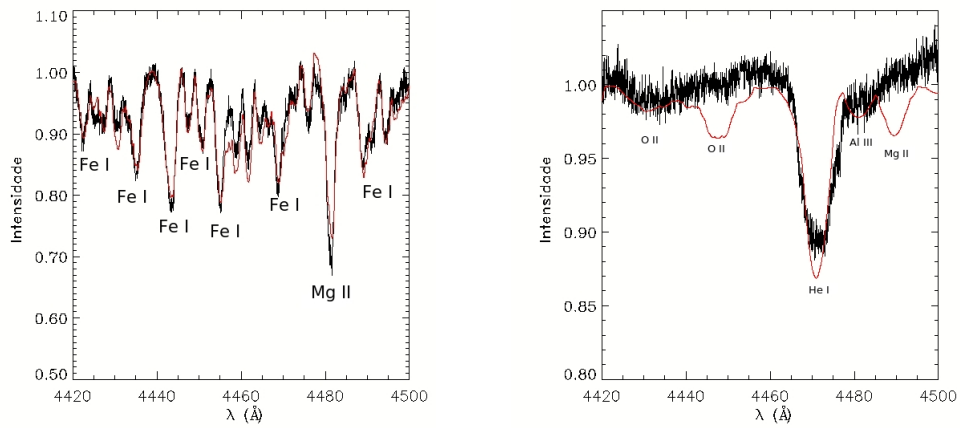


Figura 4.12: Espectro da estrela PDS078 cuja a temperatura é 7300 K (esquerda), estrela PDS581 cuja a temperatura é 26000 K (direita) mostrando que as diferenças entre o espectro sintético e o observado são maiores na estrela cuja temperatura é mais alta (Em preto está o espectro observado e em vermelho o espectro sintético)

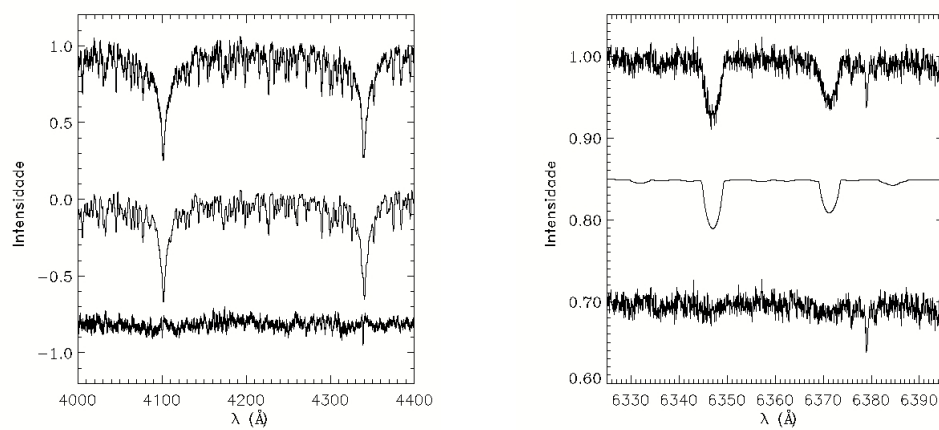


Figura 4.13: PDS078 (à esquerda) e HD150193 (à direita): Espectro estelar (em cima), espectro sintético (no meio), espectro estelar subtraído do espectro sintético (em baixo)

Capítulo 5

Medida das larguras equivalentes

A largura equivalente é definida por:

$$EW = \int_{\lambda_1}^{\lambda_2} \frac{I_c - I_\lambda}{I_c} d\lambda = \int_{\lambda_1}^{\lambda_2} \left(1 - \frac{I_\lambda}{I_c}\right) d\lambda \quad (5.1)$$

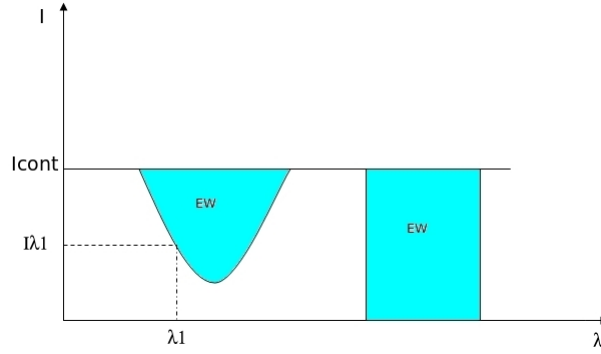


Figura 5.1: Largura equivalente

onde EW é a largura equivalente, I_c é a intensidade no contínuo, e a integral é feita ao longo da linha, como mostra a figura 5.1. A profundidade da linha é definida por

$$A_\lambda = 1 - \frac{I_\lambda}{I_c} \quad (5.2)$$

tal que no centro da linha, $I_\lambda \ll I_c$ e $A_\lambda \rightarrow 1$, enquanto que nas asas $I_\lambda \approx I_c$ e $A_\lambda \rightarrow 0$. Em termos da profundidade da linha, a largura equivalente é dada por

$$EW = \int_{\lambda_1}^{\lambda_2} A_\lambda d\lambda \quad (5.3)$$

Considerando a equação de transferência radiativa no caso estacionário e unidimensional, sem espalhamento, ao longo de uma direção caracterizada pelo elemento ds

temos que

$$\frac{dI_\nu}{ds} = j_\nu - k_\nu I_\nu \quad (5.4)$$

onde j_ν e k_ν são os coeficientes de emissão e absorção volumétricos, respectivamente. Se a profundidade óptica é definida por:

$$d\tau_\nu = -k_\nu ds, \quad (5.5)$$

a equação de transferência radiativa pode ser reescrita como

$$\frac{dI_\nu}{d\tau_\nu} = I_\nu - \frac{j_\nu}{k_\nu}. \quad (5.6)$$

Integrando a equação 5.6, temos

$$I_\nu = I_\nu(s=0)e^{-\tau_{\nu r}} + \int_0^{\tau_{\nu r}} \frac{j_\nu}{k_\nu} e^{-\tau_\nu} d\tau_\nu. \quad (5.7)$$

Fazendo $\tau_\nu = 0$ na borda da região considerada mais próxima ao observador e $\tau_{\nu r}$, correspondendo à intensidade incidente $I_\nu(s=0)$. Supondo $I_\nu(s=0) = 0$ e $\frac{j_\nu}{k_\nu} = S_\nu$ (função fonte) constante, a equação de transferência se reduz a

$$I_\nu = S_\nu(1 - e^{-\tau}) \quad (5.8)$$

onde

$$\tau_\nu = \int \kappa_\nu ds \quad (5.9)$$

é a profundidade óptica. Sendo assim, a largura equivalente é a medida direta da energia total absorvida na linha espectral, e depende da densidade de partículas nos níveis responsáveis pela absorção. Em termos do comprimento de onda pode se escrever:

$$EW = \int_{\lambda_1}^{\lambda_2} (1 - e^{-\tau_\lambda}) d\lambda \quad (5.10)$$

5.1 Fatores relevantes para a medida de largura equivalente de uma DIB

A medida da largura equivalente de linhas atômicas é relativamente simples. A maior fonte de erro é a incerteza no nível do contínuo. O erro é relativamente pequeno nas linhas de Ca II, Na I e K I, pois essas linhas são tipicamente intensas facilitando a determinação das bordas de integração.

Ao contrário da medida da largura equivalente de linhas atômicas, medidas das larguras equivalentes de DIBs são mais difíceis, pois seu perfil intrínseco não é gaussiano, além das absorções estarem sempre misturadas com alguma absorção vizinha (Herbig 1975). Resolução inadequada, número de componentes ao longo da linha de visada, natureza dos elementos que compõem os "carriers", subestruturas nos perfis da linha são fatores que influenciam na medida da largura equivalente de DIBs. A seguir discutiremos cada um desses fatores:

1. **Resolução inadequada:** Para se obter sucesso na separação de duas absorções é necessário que se tenha resolução suficiente. Sendo assim existe sempre a possibilidade de DIBs com largura e profundidade similar estarem misturadas.
2. **Número de componentes ao longo do perfil:** DIBs apresentam perfis com subestruturas intrínsecas que não podem ser aproximados por uma única gaussiana. Estudos sobre perfis de DIBs em alta resolução ao longo de linha de visada de objetos próximos, que possuam preferencialmente somente uma nuvem em sua linha de visada, são importantes para tentar explicar a possível natureza molecular dos “carriers”.
3. **Natureza dos elementos que compõem os “carriers”:** Na figura 5.2 vemos os perfis das DIBs 5797 Å e 6614 Å com resolução de 600.000, juntamente com o perfil do K I (Sarre et al. 1995). Através das linhas de K I, que apresentam uma resolução de 300.000 e estão do lado direito de cada figuras, vemos que não existe evidência de uma estrutura complexa de velocidade, o que favorece o estudo do perfil nesta linha de visada.

Podemos ver também que a DIB 6614 Å apresenta 3 sub-estruturas intrínsecas, as componentes são invariantes para as duas linhas de visada e estão em $6613,23$, $6613,56$ e $6613,86 \pm 0,02$ Å com separação de $0,74 \pm 0,04$ e $0,69 \pm 0,03$ cm^{-1} respectivamente.

A DIB 5797 Å apresenta uma estrutura de duplo pico com separação de $0,66$ cm^{-1} . Para ambas DIBs existe uma sugestão de uma estrutura adicional no lado de comprimento de onda mais longo. O fato das duas DIBs apresentarem subestruturas favorece a hipótese de “carriers” moleculares, pois cálculos de contornos rotacionais de moléculas de PAHs (Cossart-Magos e Leach 1990) e moléculas tipo C_{60} (Edwards e Leach 1993) indicam que se os “carriers” das bandas difusas forem algum desses tipos de moléculas deverão aparecer nos perfis de DIBs estruturas com múltiplos picos.

Galazutdinov et al. (2003) mostraram que as DIBs 5850 e 6379 Å com resolução de 300.000 apresentam subestruturas e a DIB 6196 Å não apresenta subestrutura. Westerlund e Krelowski (1989) mostraram que as DIBs 5780 e 6284 Å são assimétricas e não apresentam subestruturas.

4. **Sub-estrutura nos perfis de linha:** Herbig (1975) mostrou vários pares de DIBs que são claramente separados, tais como 5844 e 5849 Å, 6195 e 6203 Å, 6376 e 6379 Å. A DIB 5778 Å é um caso em que existem duas superposições, sendo a absorção estreita 5780 Å (posicionada sobre a banda larga mas não estando centralizada) e a DIB 5797 Å (que faz par com a 5795 Å) mas se encontra nas asas da DIB 5778 Å como mostrado na figura 5.3. Jenniskens e Désert (1994) identificaram mais bandas em 5778 Å mostrando assim que

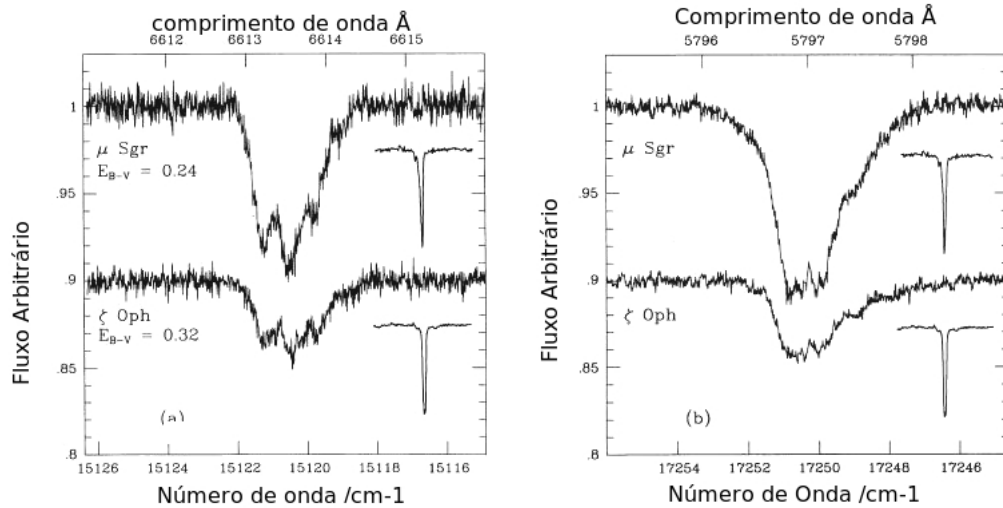


Figura 5.2: Espectro com resolução de 600.000 das DIBs 6614 e 5797 Å através das nuvens de μ Sgr e ζ Oph. O comprimento de onda de repouso das bandas difusas foi determinado com relação as linhas KI feitas com resolução de 300.000 (lado direito das figuras) (Sarre et al. 1995).

a estrutura é ainda mais complexa. As DIBs 5844 e 5850 Å formam um par com uma banda larga e a outra estreita. A DIB 5844 Å é uma absorção rasa e simétrica enquanto a DIB 5850 Å é uma absorção estreita e profunda como mostra a figura 5.3 à direita.

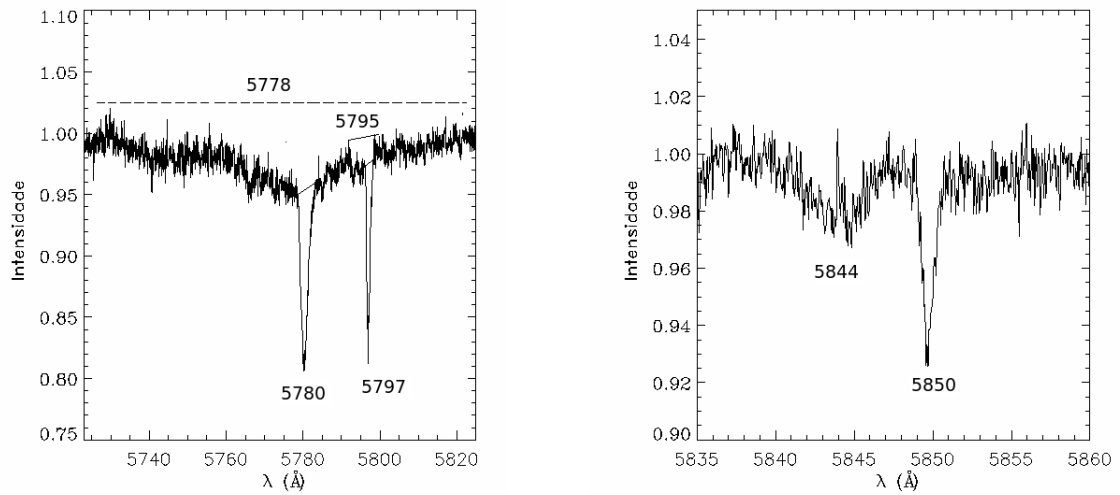


Figura 5.3: Estrutura das DIBs 5778, 5780 (esquerda) , 5795 e 5797 Å e DIBs 5844 e 5850 Å (direita).

A DIB 6177 Å é larga, rasa parece ser simétrica e pode ser representada pelo conjunto de DIBs 6177, 6195 e 6203 Å. A DIB 6195 Å é nitidamente uma linha

difusa e está nas asas da 6177 Å. Seu centro é bastante estreito e não mostra nenhuma assimetria. A DIB 6203 Å possui um perfil mais complexo e também se encontra nas asas da 6177 Å. As DIBs 6203 e 6205 Å se misturam como mostrado na figura 5.4 à esquerda. De acordo com Porceddu et al. (1991) elas possuem origem diferente pois apresentam comportamento diferente em ambientes diversos. As DIBs 6376 e 6379 Å formam um par com uma banda larga e rasa e outra banda estreita e profunda, como mostra a figura 5.4 à direita.

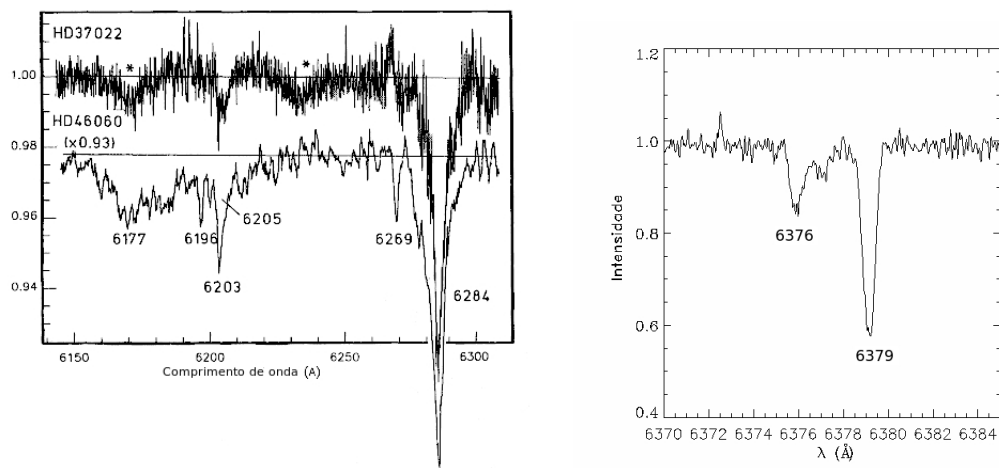


Figura 5.4: Estrutura formada pelas DIBs 6177, 6196, 6203 e 6205 Å (esquerda) (Jenniskens et al. 1994). DIBs 6376 e 6379 Å (direita)

A DIB 6269 Å tem centro estreito que parece ser raso no lado do comprimento de onda mais longo. O centro da 6269 Å é excessivamente assimétrico no lado de comprimento de onda mais curto. A DIB 6284 Å é situada dentro das bandas atmosféricas de O_2 como mostra a figura 5.5. A medida da largura equivalente da DIB pode ser prejudicada por causa da estrutura de O_2 .

5. **Determinação do contínuo:** A determinação do contínuo é a maior fonte de erro em medidas de larguras equivalentes. Alguns erros podem ser atribuídos à escolha do contínuo como uma linha reta, pois o contínuo pode ser um pouco curvilíneo. Na figura 5.6 observamos o contínuo determinado para a mesma estrela por dois autores diferentes e vemos que no painel à esquerda o autor posiciona o contínuo de maneira que a DIB 5795 Å é evidenciada sobre a DIB 5797 Å, no painel à direita o autor desconsidera a DIB 5795 Å e passa uma linha reta como contínuo, modificando assim a estrutura de DIB.

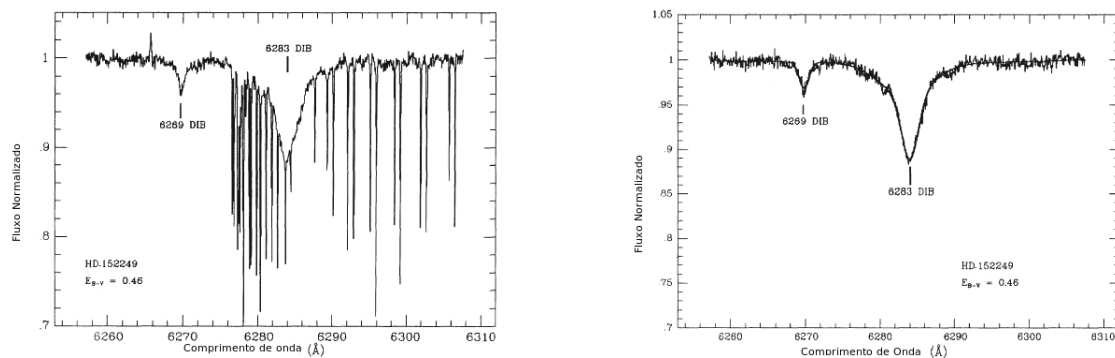


Figura 5.5: DIBs 6270 e 6284 Å : Mostrando a DIB 6284 contaminada por bandas de O_2 (esquerda) e perfil das DIBs sem a contaminação (direita). Espectros são de Benvenuti e Porceddu (1989).

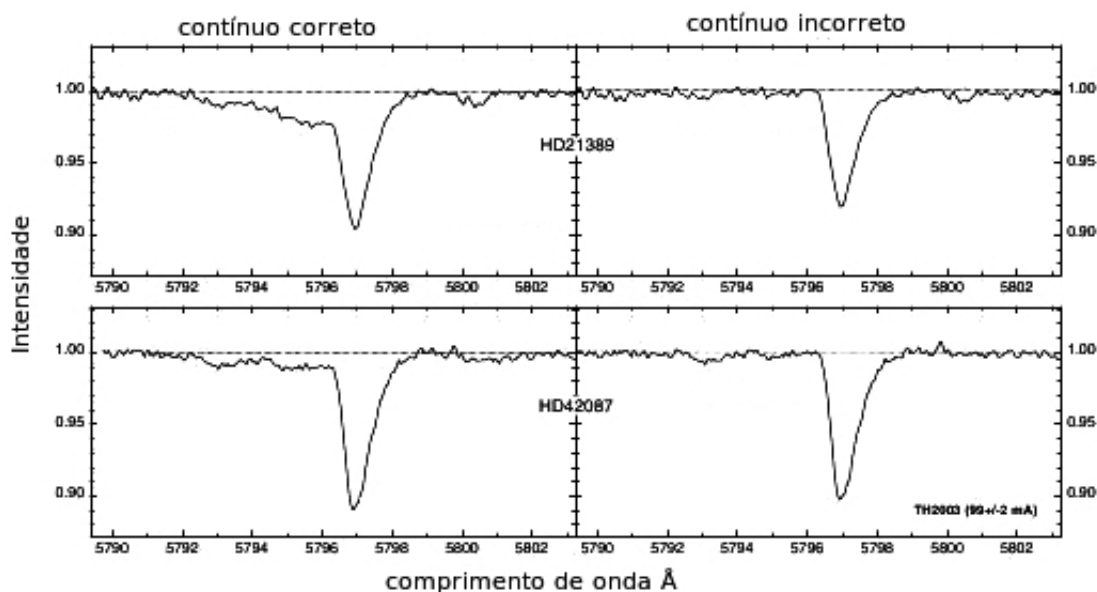


Figura 5.6: Escolha correta de contínuo (esquerda) (Galazutdinov et al. 2008). Escolha incorreta de contínuo (direita) feita por Thorburn et al. (2003).

5.2 Medida das larguras equivalentes

Ao realizarmos as medidas das larguras equivalentes foram levados em conta as misturas de DIBs e a determinação de um contínuo em larga escala, para que pudessemos levar em consideração possíveis ondulações no contínuo, como mostra a figura 5.6, e correções de contaminação telúrica e estelar.

A figura 5.7 mostra o espectro da estrela PDS078 nas regiões de 3800 a 4400 Å e 5760 a 5820 Å. Em cada figura o primeiro espectro é o observado, o segundo espectro é o sintético e o terceiro é o resultado da subtração entre os dois primeiros. No terceiro espectro (no primeiro painel) restam somente as linhas de Ca II e no

segundo painel restam somente as DIBs 5780 e 5797 Å. Realizamos a subtração do espectro sintético de todas as estrelas de nossa amostra.

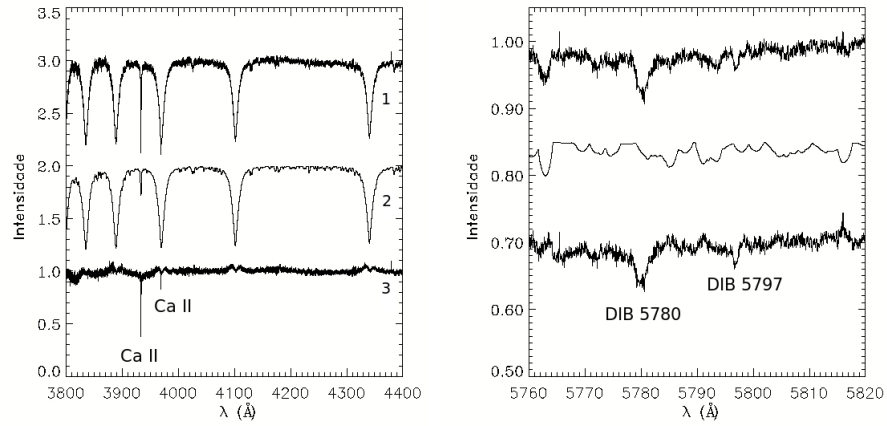


Figura 5.7: Ilustração do processo de subtração do espectro sintético. Linhas: 1) espectro observado, 2) espectro sintético estelar 3) espectro do meio interestelar. Os espectros são da estrela PDS303 à esquerda e da estrela PDS076 à direita

Para medir as larguras equivalentes utilizamos o pacote “SPLOT” do IRAF. As medidas das larguras equivalentes foram feitas sem aproximação de qualquer perfil, quando haviam mais de uma componente na linha medimos todas as componentes e consideramos a largura equivalente como sendo a soma de todas componentes. Todas as *FWHM* foram retiradas de um único perfil gaussiano aproximado para cada DIB.

A medida da largura equivalente de algumas linhas atômicas não foi possível por estarem em emissão devido à atividade do material circunstelar. As figuras de 5.8 a 5.15 mostram o perfil de cada DIB e linha atômica do meio interestelar para cada estrela de nossa amostra. Todos os espectros apresentados são resultado da subtração de linhas telúricas (nas regiões onde a correção foi aplicada) e de linhas estelares.

A tabela 5.1 apresentam as medidas das larguras equivalentes, razão sinal ruído para as regiões entre 3400 a 4000 Å, 5000 a 6000 Å, 6000 a 6700 Å e 7000 a 8000 Å e *FWHM* das linhas: Ca II (3933, 3968 Å), Na I (5890, 5896 Å) e K I (7698 Å) e bandas: 5780, 5797, 5850, 6196, 6270, 6284, 6379 e 6613 Å

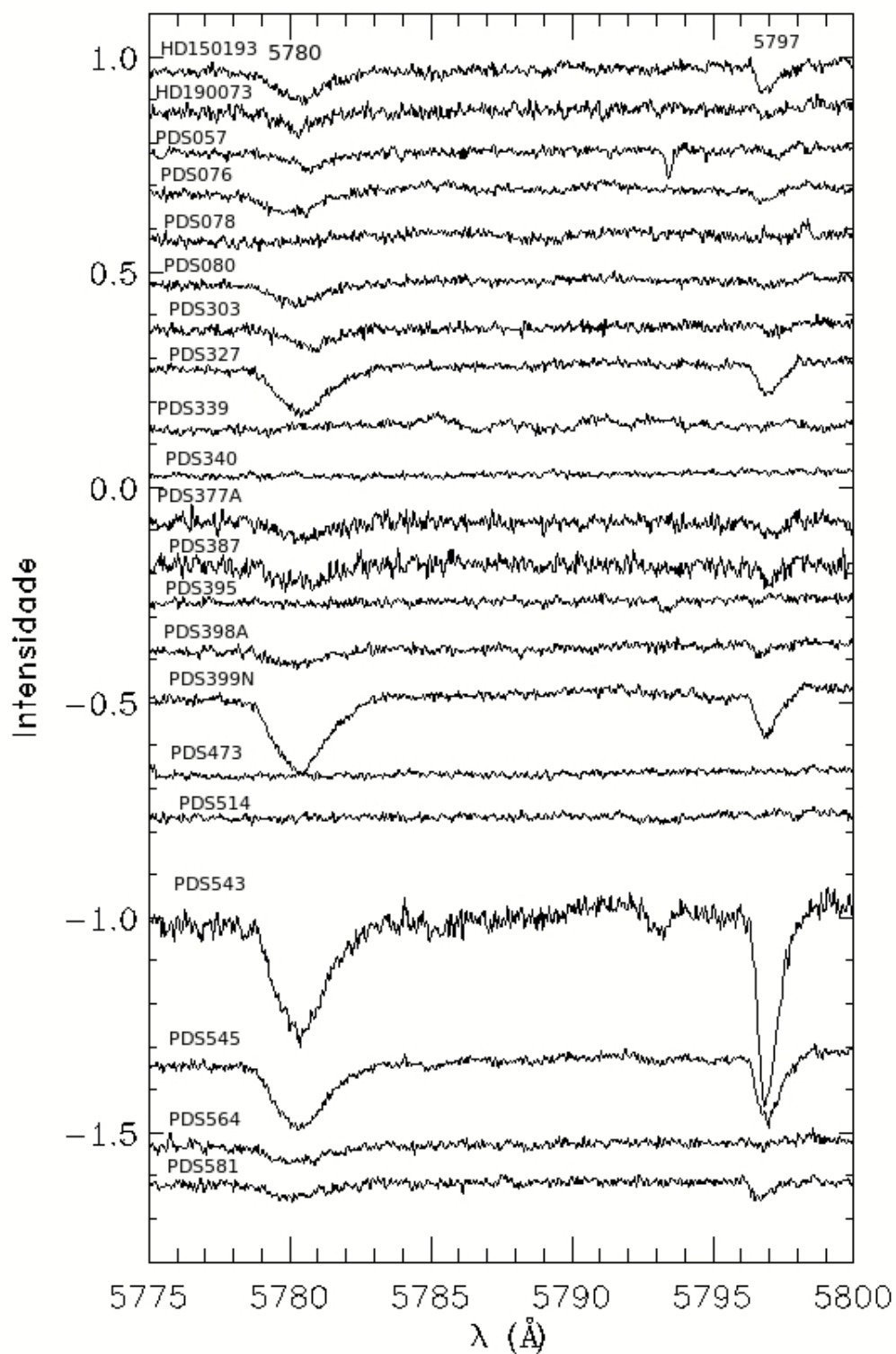


Figura 5.8: Espectros do meio interestelar com as DIBs 5780 e 5797 Å

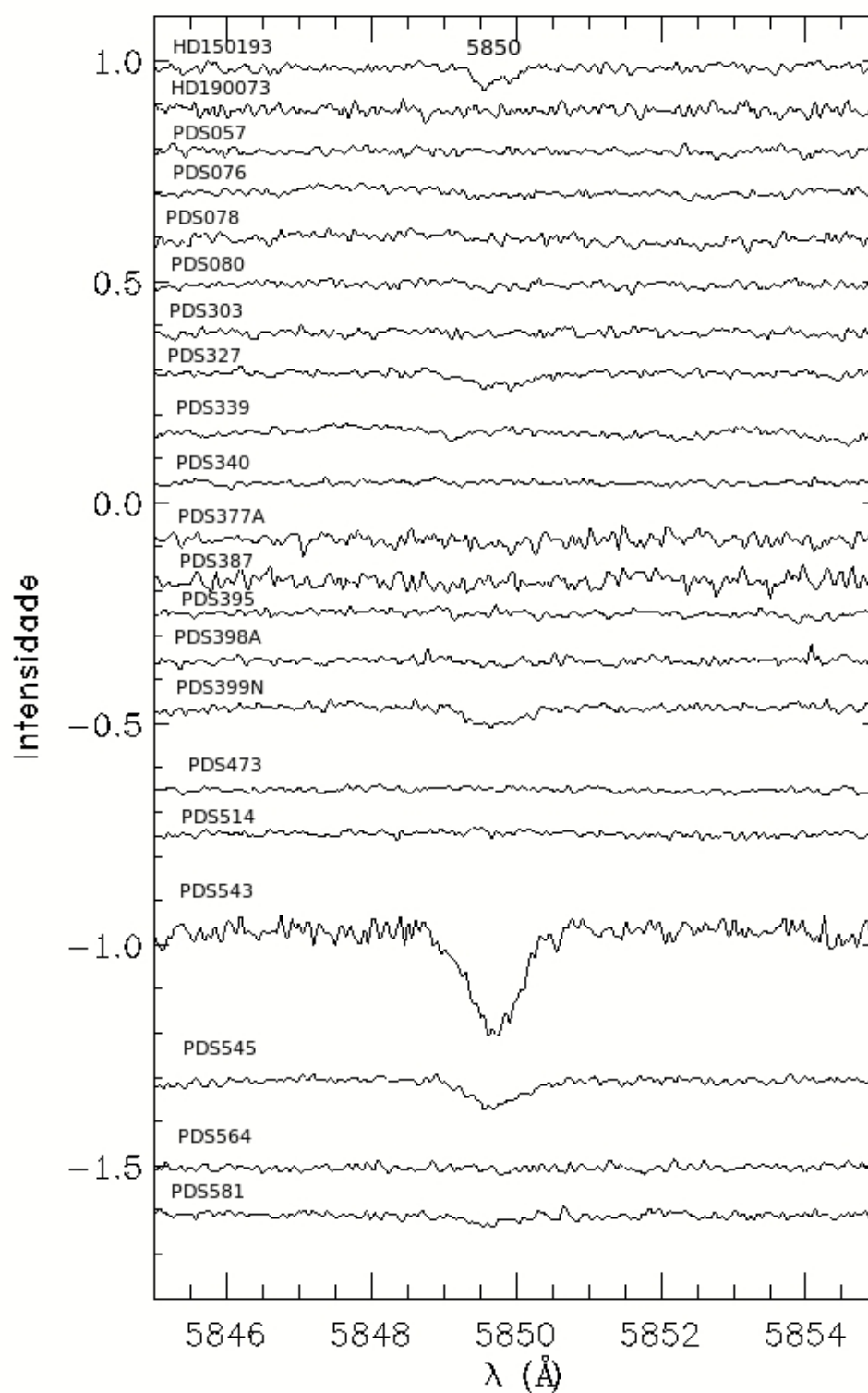


Figura 5.9: Espectro do meio interestelar com a DIB 5850 Å

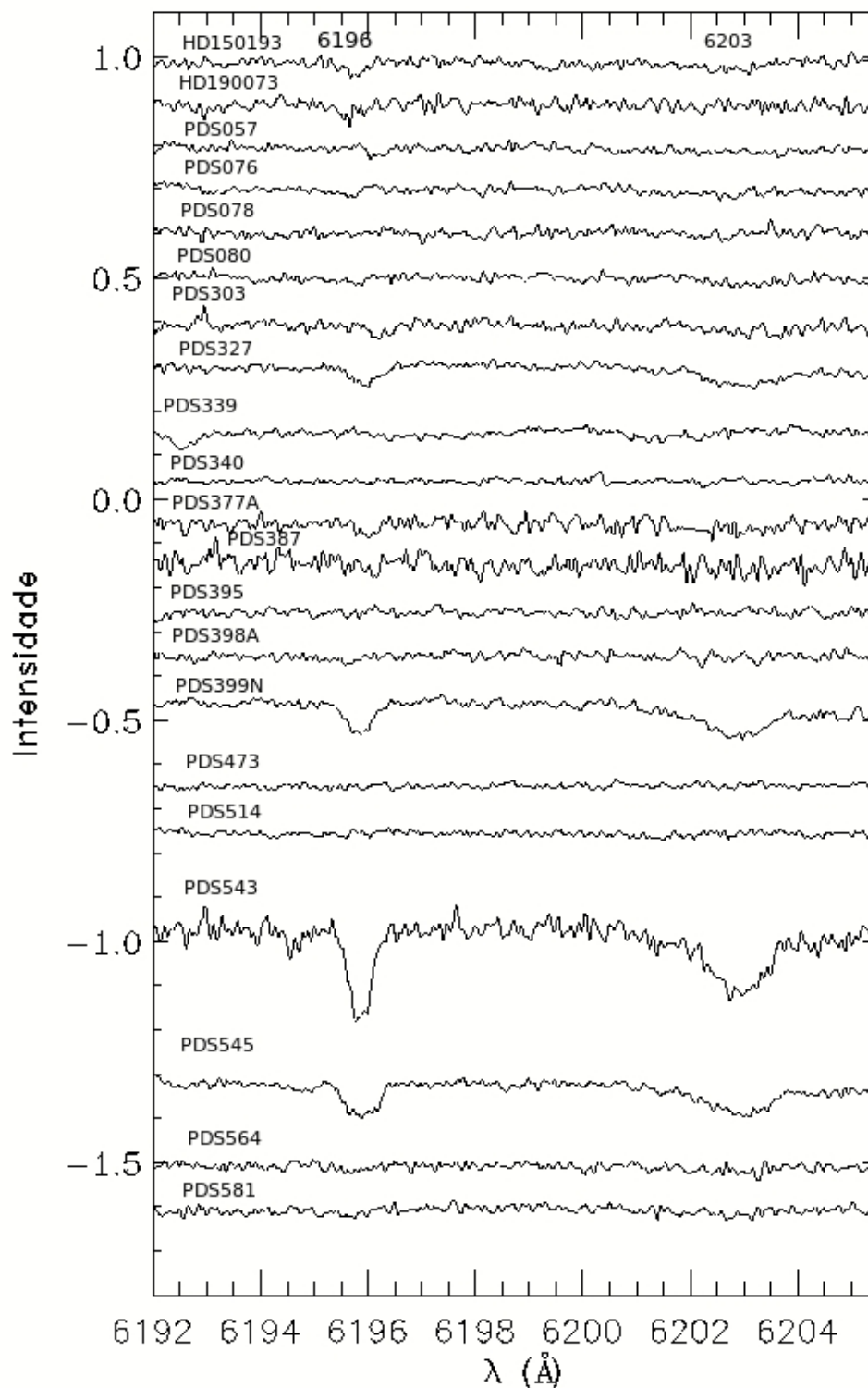


Figura 5.10: Espectros do meio interestelar com a DIB 6196 Å

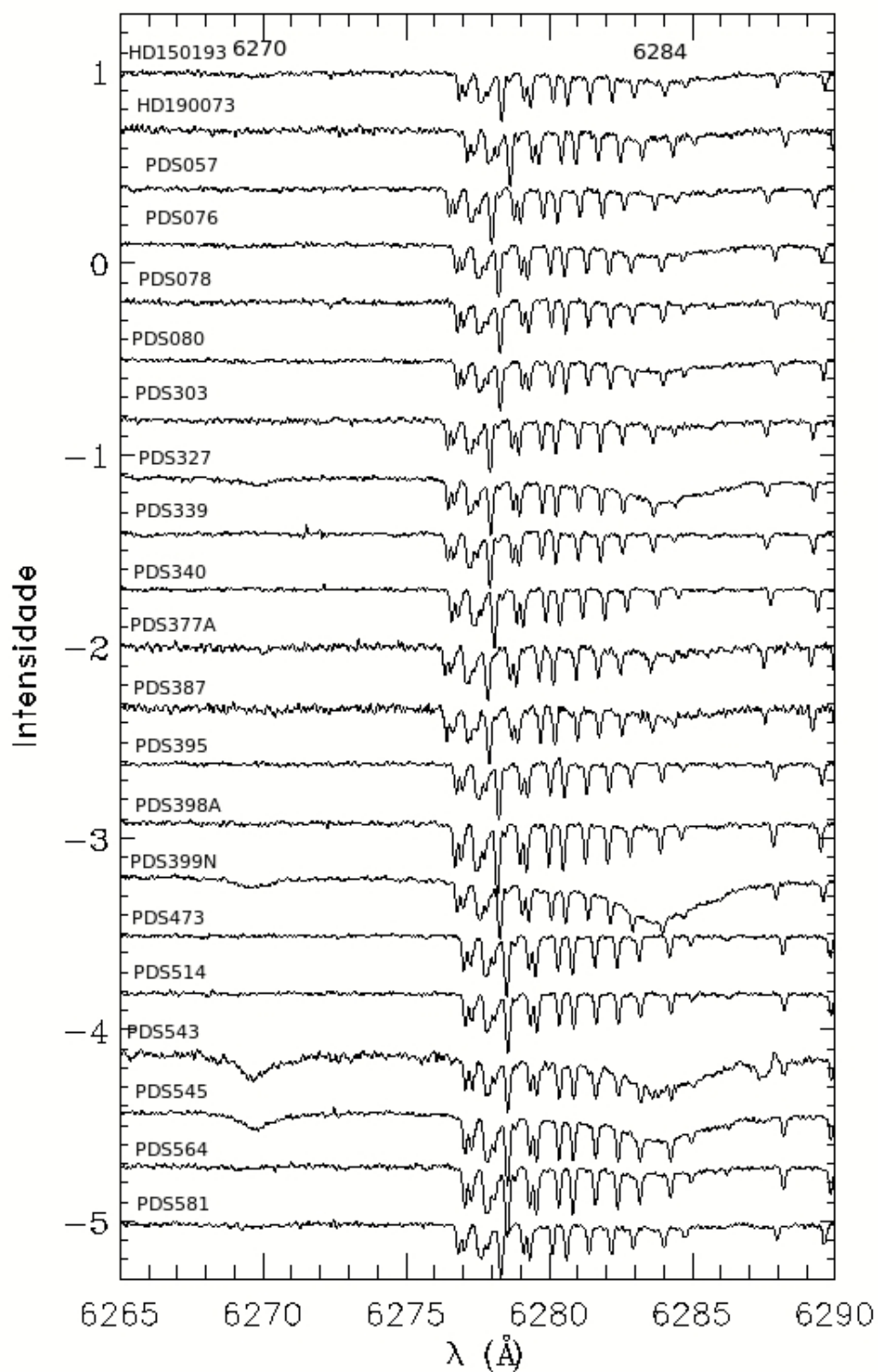


Figura 5.11: Espectro do meio interestelar com as DIBs 6270 e 6284 $\text{\AA}$

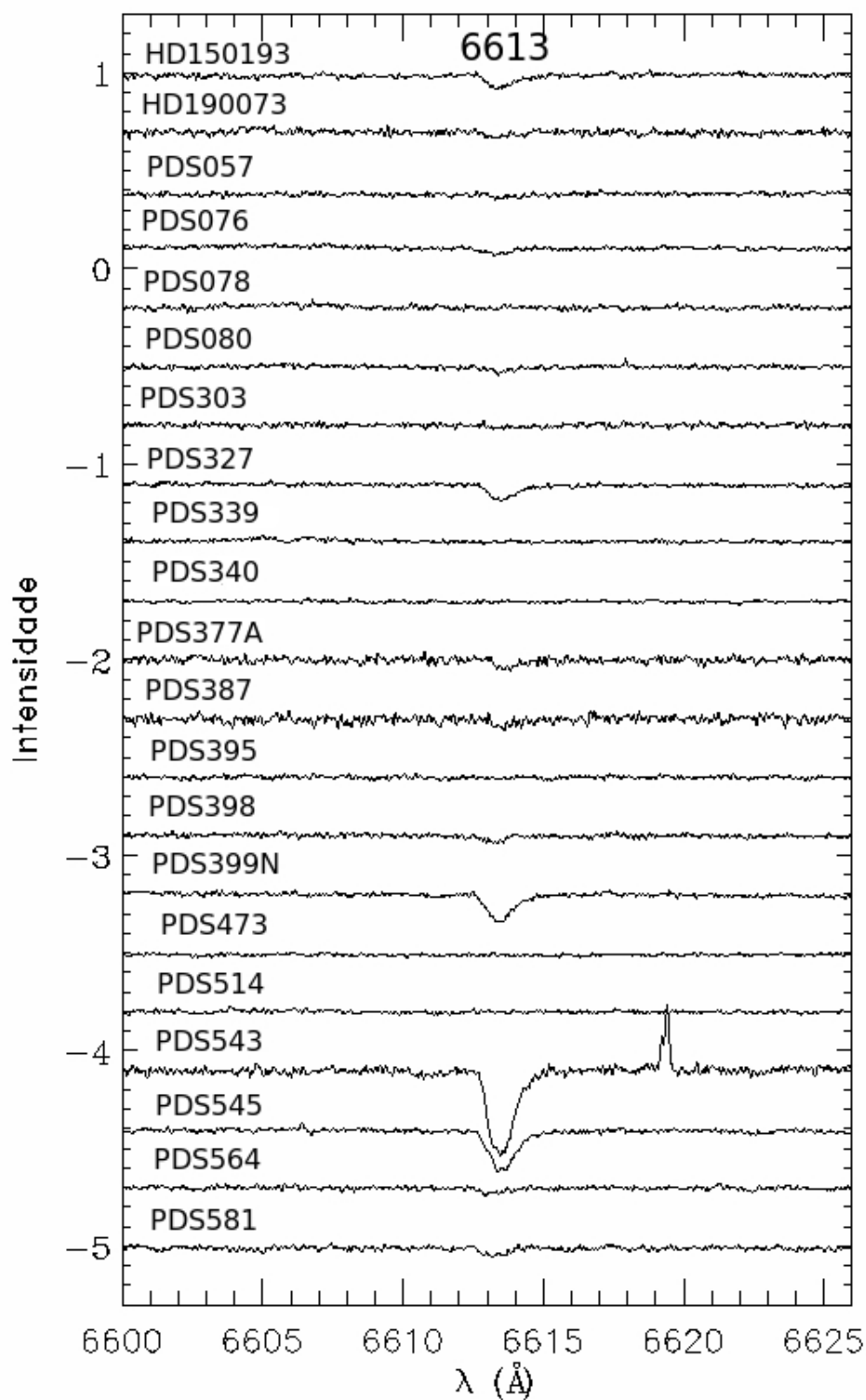


Figura 5.12: Espectros do meio interestelar com a DIB 6613 Å

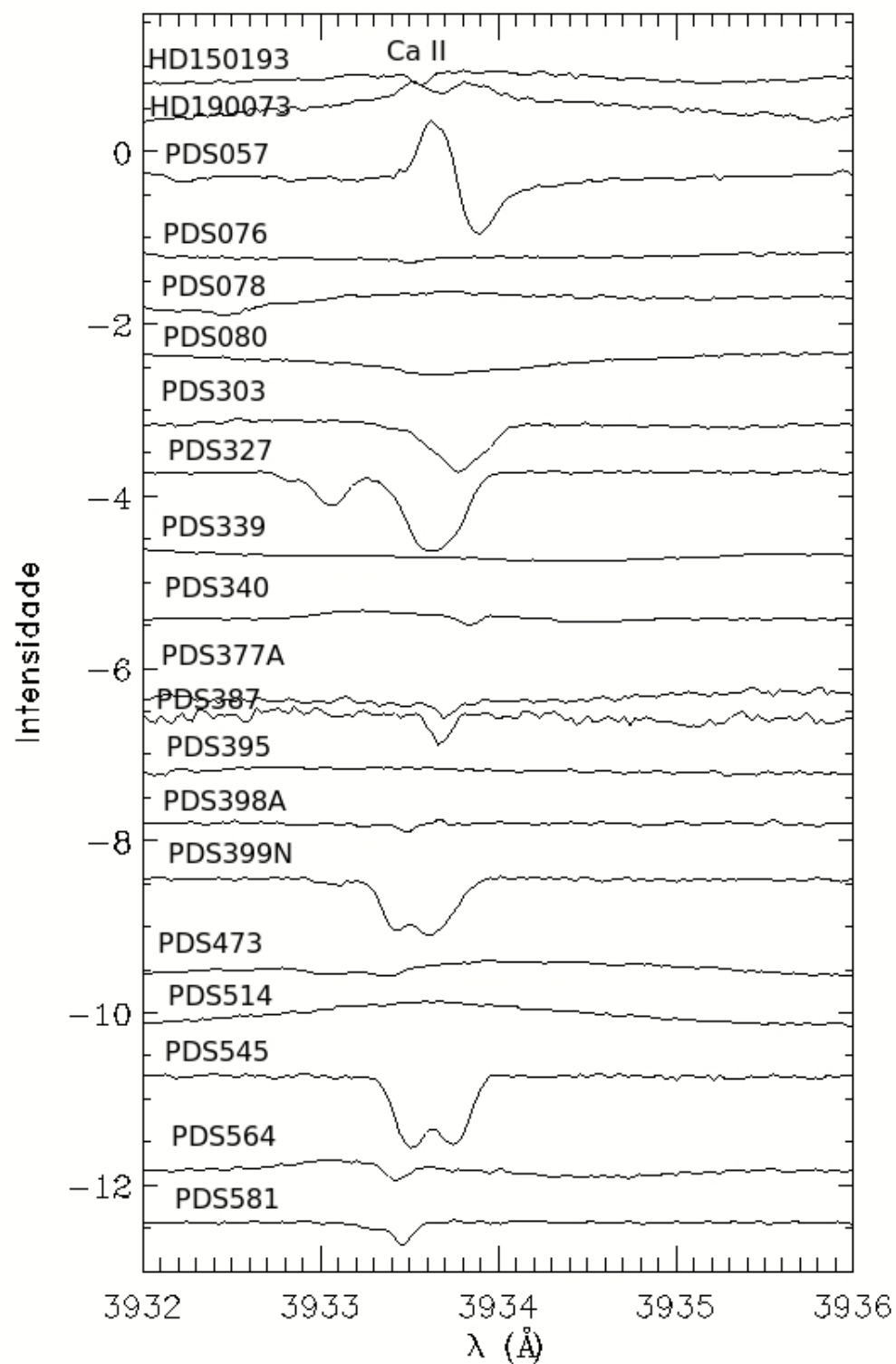


Figura 5.13: Espectros do meio interestelar com a Linha de Ca II

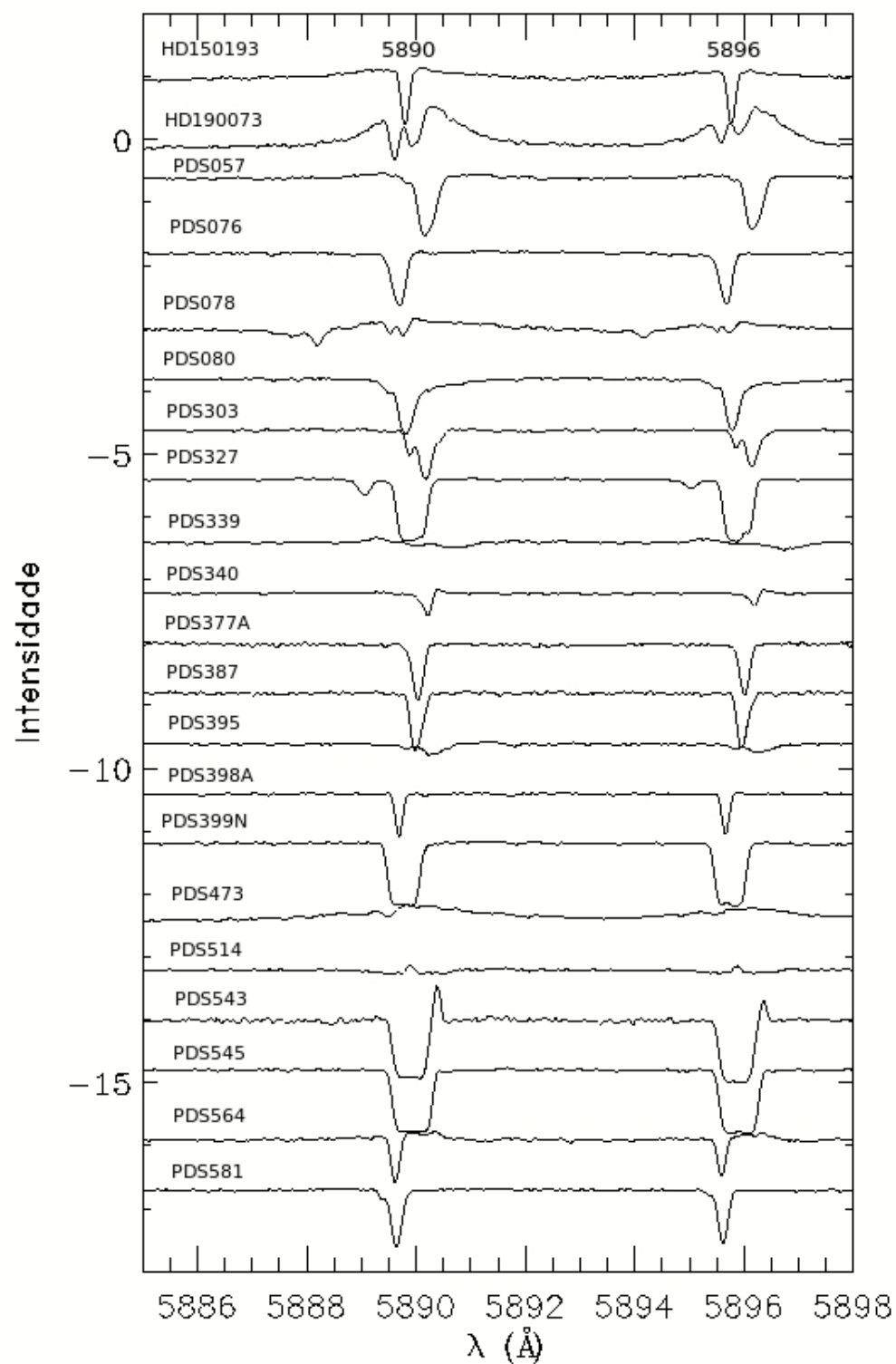


Figura 5.14: Espectros do meio interestelar com as Linhas de Na I

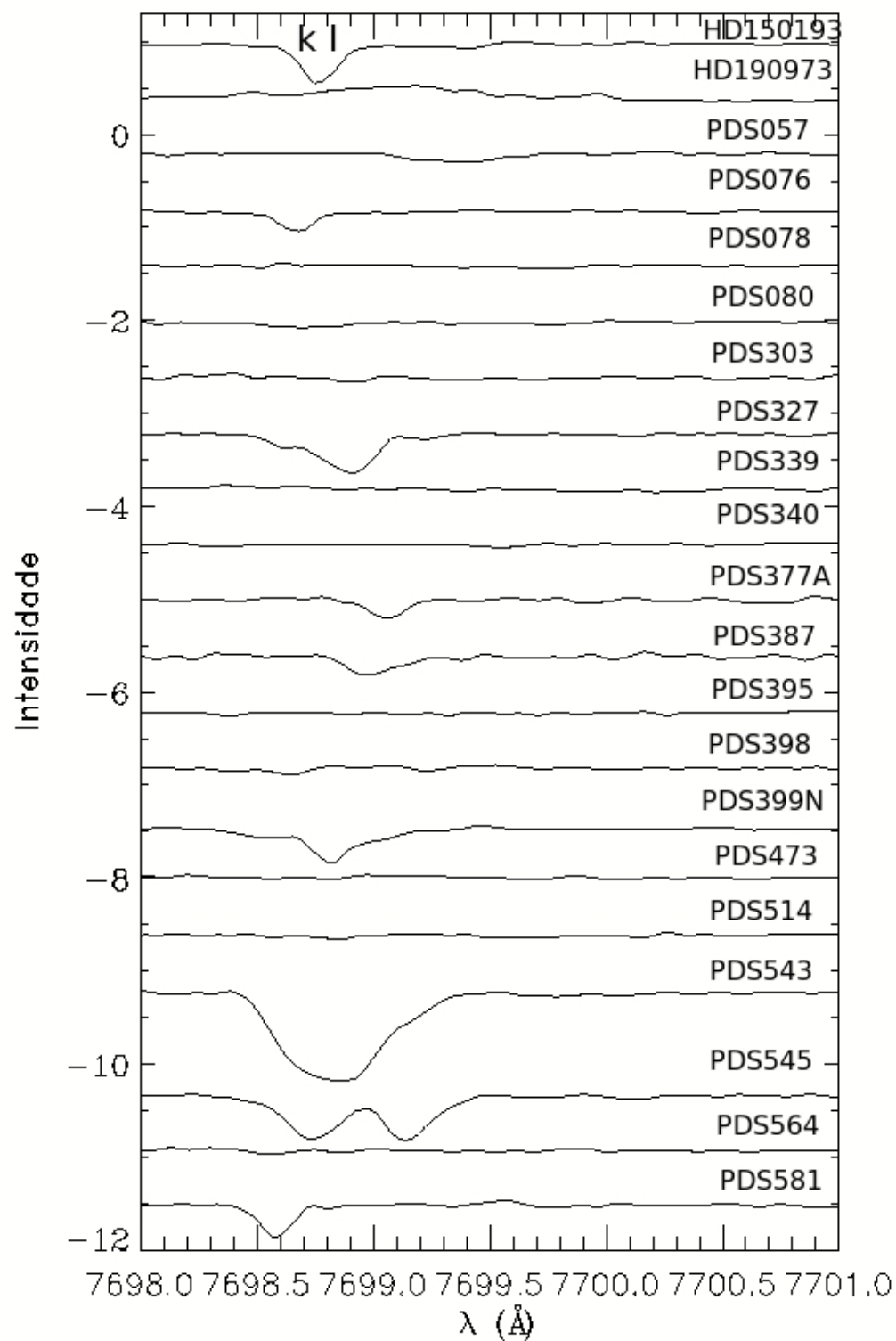


Figura 5.15: Espectros do meio interestelar com a Linha de K I

Tabela 5.1: Medida das larguras equivalentes das linhas de Ca II e a DIB 5780 Å onde S/N é o sinal ruído da região de 3400 Å a 4000 Å e 5000 Å a 6000 Å respectivamente. Espaçamento com 'z' não foi possível efetuar a medida.

Objeto	S/N	RMS	λ_C (Å)	EW 3933 (Å)	FWHM (Å)	λ_C (Å)	EW 3968 (Å)	FWHM (Å)	S/N	RMS	λ_C (Å)	EW 5780 (Å)	FWHM (Å)
HD150193	81	0,01	3933,6	0,0170 ± 0,0009	0,01	3967,6	0,013 ± 0,001	0,08	108	0,009	5780,4	0,17 ± 0,02	2,4
HD190073	69	0,01	3933,7	0,016 ± 0,002	0,16	-	-	-	120	0,008	5780,3	0,071 ± 0,008	1,8
PDS057	116	0,009	-	-	-	-	-	-	104	0,009	5780,7	0,067 ± 0,008	1,9
PDS076	127	0,008	-	-	-	-	-	-	92	0,01	5780,0	0,11 ± 0,01	2,4
PDS078	45	0,02	3932,5	0,010 ± 0,002	0,16	3967,3	0,008 ± 0,002	0,1	93	0,01	5780,0	0,003 ± 0,003	0,15
PDS080	132	0,008	-	-	-	-	-	-	139	0,007	5780,3	0,12 ± 0,01	2,6
PDS303	101	0,01	3933,8	0,21 ± 0,01	0,36	3968,6	0,054 ± 0,003	0,3	120	0,008	5780,7	0,10 ± 0,01	2,3
PDS327	66	0,01	3933,5	0,46 ± 0,02	0,35	3968,4	0,23 ± 0,01	0,3	132	0,008	5780,5	0,23 ± 0,02	2,2
PDS339	47	0,02	-	-	-	-	-	-	101	0,01	5780,2	0,003 ± 0,003	0,15
PDS340	177	0,006	3933,8	0,0156 ± 0,0009	0,13	3968,6	0,0033 ± 0,0005	0,1	239	0,004	5779,9	0,003 ± 0,003	0,42
PDS377A	74	0,01	3933,7	0,030 ± 0,002	0,10	-	-	-	78	0,01	5780,6	0,19 ± 0,02	3,9
PDS387	49	0,02	3933,7	0,041 ± 0,003	0,13	3968,5	0,018 ± 0,002	0,2	49	0,02	5780,6	0,16 ± 0,02	2,8
PDS395	66	0,01	-	-	-	-	-	-	231	0,004	5780,0	0,0033 ± 0,0008	0,44
PDS398A	149	0,007	3933,4	0,0114 ± 0,0008	0,10	-	-	-	152	0,006	5780,3	0,11 ± 0,01	3,0
PDS399N	114	0,009	3933,5	0,31 ± 0,02	0,40	3968,4	0,135 ± 0,007	0,4	120	0,008	5780,5	0,39 ± 0,03	2,1
PDS473	121	0,009	3933,2	0,048 ± 0,003	0,59	3968,0	0,029 ± 0,002	0,7	210	0,02	5780,8	0,0038 ± 0,0006	0,14
PDS514	89	0,01	-	-	-	-	-	-	124	0,008	5780,2	0,004 ± 0,001	0,20
PDS543	-	-	-	-	-	-	-	-	45	0,02	5780,5	0,62 ± 0,06	2,2
PDS545	94	0,01	3933,6	0,36 ± 0,02	0,42	3968,4	0,173 ± 0,009	0,4	122	0,008	5780,4	0,34 ± 0,03	1,7
PDS564	133	0,008	3933,4	0,020 ± 0,001	0,12	3968,2	0,0096 ± 0,0005	0	110	0,009	5780,1	0,13 ± 0,01	3,5
PDS581	111	0,009	3933,4	0,060 ± 0,003	0,19	3968,2	0,023 ± 0,002	0,2	101	0,01	5780,3	0,11 ± 0,01	3,0

Tabela 5.1: Medida das larguras equivalentes das DIBs 5797, 5850 Å e linhas de NaI .

Objeto	λ_C (Å)	EW 5797 (Å)	FWHM (Å)	λ_C (Å)	FWHM (Å)	λ_C (Å)	FWHM (Å)	EW 5890 (Å)	FWHM (Å)	λ Central (Å)	EW 5896 (Å)	FWHM (Å)
HD150193	5797,0	0,070 $\pm$ 0,007	1,3	5849,7	0,6	5889,8	0,2	0,139 $\pm$ 0,007	0,2	5895,8	0,129 $\pm$ 0,006	0,1
HD190073	5797,0	0,025 $\pm$ 0,003	1,0	5850,1	0,42	5889,8	0,2	0,163 $\pm$ 0,008	0,2	5895,7	0,062 $\pm$ 0,003	0,2
PDS057	5797,3	0,019 $\pm$ 0,003	0,8	5850,1	0,44	5890,2	0,4	0,34 $\pm$ 0,02	0,4	5896,2	0,30 $\pm$ 0,01	0,3
PDS076	5796,8	0,036 $\pm$ 0,005	1,0	5850,0	2,2	5889,7	0,3	0,26 $\pm$ 0,01	0,3	5895,7	0,21 $\pm$ 0,01	0,2
PDS078	5797,0	0,004 $\pm$ 0,002	0,5	5850,4	0,2	-	-	-	-	-	-	-
PDS080	5797,1	0,030 $\pm$ 0,004	1,8	5850,1	0,4	5889,9	0,4	0,46 $\pm$ 0,02	0,4	5895,8	0,36 $\pm$ 0,02	0,3
PDS303	5797,2	0,023 $\pm$ 0,003	1,0	5849,7	0,4	5890,1	0,4	0,31 $\pm$ 0,01	0,4	5896,1	0,21 $\pm$ 0,01	0,4
PDS327	5797,0	0,09 $\pm$ 0,01	1,1	5849,8	1,2	5889,9	0,5	0,65 $\pm$ 0,03	0,5	5895,8	0,60 $\pm$ 0,03	0,5
PDS339	5797,3	0,003 $\pm$ 0,002	0,5	5850,0	0,1	-	-	-	-	-	-	-
PDS340	5797,0	0,0032 $\pm$ 0,0007	0,3	5850,1	0,6	5890,2	0,2	0,09 $\pm$ 0,04	0,2	5896,1	0,042 $\pm$ 0,002	0,2
PDS377A	5797,0	0,052 $\pm$ 0,006	1,3	5850,2	0,1	5890,0	0,2	0,23 $\pm$ 0,01	0,2	5896,0	0,178 $\pm$ 0,009	0,2
PDS387	5797,0	0,063 $\pm$ 0,008	1,2	5850,0	0,1	5890,0	0,2	0,24 $\pm$ 0,01	0,2	5896,0	0,20 $\pm$ 0,01	0,2
PDS395	5797,2	0,0028 $\pm$ 0,0006	0,3	5850,3	0,8	5890,2	0,6	0,109 $\pm$ 0,006	0,6	5896,2	0,088 $\pm$ 0,004	0,7
PDS398A	5797,0	0,032 $\pm$ 0,004	1,5	5850,2	0,2	5889,7	0,1	0,109 $\pm$ 0,006	0,1	5895,7	0,101 $\pm$ 0,005	0,1
PDS399N	5797,0	0,13 $\pm$ 0,01	1,1	5849,8	1,2	5889,8	0,5	0,60 $\pm$ 0,03	0,5	5895,7	0,58 $\pm$ 0,03	0,5
PDS473	5797,3	0,0029 $\pm$ 0,0009	0,6	5850,2	0,5	-	-	-	-	-	-	-
PDS514	5797,0	0,002 $\pm$ 0,001	0,2	5850,4	0,4	-	-	-	-	-	-	-
PDS543	5797,0	0,43 $\pm$ 0,04	0,9	5849,7	0,9	5889,9	0,6	0,60 $\pm$ 0,03	0,6	5895,8	0,64 $\pm$ 0,03	0,6
PDS545	5797,0	0,17 $\pm$ 0,01	1,1	5849,7	1,0	5889,9	0,6	0,72 $\pm$ 0,04	0,6	5895,9	0,72 $\pm$ 0,03	0,6
PDS564	5797,0	0,020 $\pm$ 0,003	1,0	5849,8	0,2	5889,6	0,2	0,133 $\pm$ 0,007	0,2	5895,6	0,108 $\pm$ 0,006	0,2
PDS581	5797,0	0,058 $\pm$ 0,006	1,5	5749,6	1,2	5889,6	0,2	0,24 $\pm$ 0,01	0,2	5895,6	0,19 $\pm$ 0,01	0,2

Tabela 5.1: Medida das larguras equivalentes das DIBs 6196, 6270 e 6284 Å

Objeto	S/N	RMS	λ_C (Å)	EW 6196 (Å)	FWHM (Å)	λ_C (Å)	EW 6270 (Å)	FWHM (Å)	λ_C (Å)	EW 6284 (Å)	FWHM (Å)
HD150193	106	0,009	6195,7	$0,020 \pm 0,003$	0,6	6269,3	$0,056 \pm 0,007$	3,1	6283,2	$0,34 \pm 0,07$	6,4
HD190073	171	0,01	6195,6	$0,014 \pm 0,003$	0,8	6270,1	$0,003 \pm 0,001$	0,3	6283,9	$0,041 \pm 0,009$	1,7
PDS057	263	0,008	6195,1	$0,005 \pm 0,002$	0,7	6270,2	$0,003 \pm 0,001$	0,3	6285,1	$0,021 \pm 0,005$	1,5
PDS076	166	0,006	6195,5	$0,013 \pm 0,002$	1,1	6270,6	$0,0033 \pm 0,0009$	0,3	6283,7	$0,29 \pm 0,06$	3,8
PDS078	134	0,008	6196,1	$0,003 \pm 0,001$	0,6	6270,0	$0,001 \pm 0,001$	0,5	6285,1	$0,11 \pm 0,02$	4,3
PDS080	138	0,007	6195,8	$0,003 \pm 0,001$	0,8	6269,9	$0,003 \pm 0,001$	0,3	6283,8	$0,28 \pm 0,06$	4,6
PDS303	132	0,007	6196,3	$0,027 \pm 0,003$	0,8	6270,0	$0,003 \pm 0,002$	0,8	6284,1	$0,005 \pm 0,001$	0,3
PDS327	177	0,005	6195,9	$0,037 \pm 0,004$	0,8	6269,7	$0,080 \pm 0,008$	2,0	6283,9	$0,6 \pm 0,1$	4,1
PDS339	161	0,006	6196,1	$0,0025 \pm 0,0007$	0,2	6269,8	$0,0027 \pm 0,0007$	0,2	6284,0	$0,003 \pm 0,002$	0,9
PDS340	242	0,004	6195,9	$0,0035 \pm 0,0006$	0,3	6270,1	$0,0034 \pm 0,0005$	0,1	6284,9	$0,0013 \pm 0,0003$	0,04
PDS377A	80	0,01	6196,0	$0,018 \pm 0,003$	0,5	6270,0	$0,040 \pm 0,006$	1,8	6283,9	$0,13 \pm 0,03$	2,0
PDS387	66	0,01	6196,1	$0,0051 \pm 0,0006$	0,007	6270,0	$0,005 \pm 0,001$	0,1	6285,0	$0,39 \pm 0,08$	4,8
PDS395	162	0,006	6196,3	$0,0035 \pm 0,0008$	0,2	6269,8	$0,0022 \pm 0,0005$	0,1	6283,5	$0,004 \pm 0,001$	0,3
PDS398A	120	0,008	6196,2	$0,0022 \pm 0,0008$	0,1	6270,1	$0,0038 \pm 0,0009$	0,2	6283,5	$0,004 \pm 0,001$	0,2
PDS399N	144	0,006	6195,7	$0,074 \pm 0,008$	0,7	6269,7	$0,13 \pm 0,01$	2,3	6283,8	$1,1 \pm 0,2$	4,0
PDS473	217	0,005	6196,5	$0,0038 \pm 0,0007$	0,3	6269,9	$0,0029 \pm 0,0008$	0,4	6284,5	$0,0026 \pm 0,0008$	0,3
PDS514	164	0,006	6196,0	$0,0030 \pm 0,0007$	0,2	6270,4	$0,0032 \pm 0,0006$	0,4	6284,8	$0,0030 \pm 0,0009$	0,2
PDS543	73	0,01	6195,9	$0,11 \pm 0,01$	0,5	6269,7	$0,26 \pm 0,03$	2,2	6284,0	$0,8 \pm 0,2$	3,7
PDS545	165	0,006	6195,9	$0,057 \pm 0,006$	1,8	6269,8	$0,17 \pm 0,02$	0,7	6283,6	$0,8 \pm 0,2$	4,8
PDS564	153	0,007	6196,3	$0,0027 \pm 0,0006$	0,1	6270,4	$0,0052 \pm 0,0007$	0,1	6283,6	$0,18 \pm 0,04$	3,7
PDS581	138	0,007	6195,5	$0,028 \pm 0,004$	1,4	6269,1	$0,068 \pm 0,008$	3,8	6284,9	$0,35 \pm 0,07$	9,0

Tabela 5.1: Medida das larguras equivalentes das DIBs 6379 e 6614 Åe linha de K I .

Objeto	Central (Å)	EW 6379 (Å)	FWHM (Å)	Central (Å)	EW 6614 (Å)	FWHM (Å)	S/N	RMS	Central (Å)	EW 7698 (Å)	FWHM (Å)
HD150193	6379,1	0,040 ± 0,004	0,7	6613,9	0,14 ± 0,01	2,6	73	0,01	7698,8	0,111 ± 0,006	0,2
HD190073	6379,8	0,015 ± 0,004	1,9	6613,6	0,055 ± 0,007	1,8	135	0,01	-	-	-
PDS057	6379,2	0,0028 ± 0,0007	0,14	6613,8	0,034 ± 0,004	1,8	195	0,01	7699,4	0,021 ± 0,002	0,4
PDS076	6379,3	0,031 ± 0,004	2,2	6613,4	0,054 ± 0,006	1,5	97	0,01	7698,7	0,076 ± 0,004	0,2
PDS078	6379,1	0,004 ± 0,001	0,3	6613,3	0,003 ± 0,001	0,4	81	0,01	-	-	-
PDS080	6379,3	0,0034 ± 0,0008	0,2	6613,4	0,018 ± 0,003	1,3	197	0,01	7698,7	0,017 ± 0,002	0,5
PDS303	6379,3	0,0037 ± 0,0009	0,2	6613,1	0,003 ± 0,002	0,6	82	0,01	7698,3	0,024 ± 0,002	0,3
PDS327	6379,0	0,066 ± 0,007	0,8	6613,6	0,10 ± 0,01	1,2	82	0,01	7698,8	0,178 ± 0,009	0,4
PDS339	6378,9	0,006 ± 0,001	0,3	6613,5	0,004 ± 0,001	0,3	64	0,01	-	-	-
PDS340	6379,3	0,0030 ± 0,0004	0,1	6613,1	0,0030 ± 0,0009	0,3	224	0,009	-	-	-
PDS377A	6379,3	0,046 ± 0,005	0,9	6613,8	0,061 ± 0,007	1,5	134	0,01	7699,1	0,026 ± 0,002	0,2
PDS387	6379,3	0,005 ± 0,002	0,1	6613,7	0,058 ± 0,007	1,4	55	0,02	7699,0	0,071 ± 0,004	0,3
PDS395	6379,4	0,0037 ± 0,0009	0,08	6613,4	0,0031 ± 0,0009	0,2	83	0,01	-	-	-
PDS398A	6379,0	0,011 ± 0,002	0,8	6613,2	0,038 ± 0,007	0,9	79	0,01	7698,5	0,037 ± 0,003	0,5
PDS399N	6379,1	0,042 ± 0,004	0,5	6613,5	0,16 ± 0,01	1,1	90	0,01	7698,8	0,177 ± 0,009	0,5
PDS473	6379,2	0,002 ± 0,001	0,2	6613,5	0,0032 ± 0,0006	0,14	102	0,01	-	-	-
PDS514	6379,5	0,004 ± 0,001	0,9	6613,3	0,0035 ± 0,0009	0,3	90	0,01	-	-	-
PDS543	6379,1	0,31 ± 0,03	0,6	6613,5	0,53 ± 0,05	1,1	73	0,01	7698,8	0,51 ± 0,02	0,5
PDS545	6379,1	0,13 ± 0,01	0,8	6613,6	0,12 ± 0,01	1,1	88	0,01	7698,9	0,28 ± 0,01	0,2
PDS564	6378,9	0,0034 ± 0,0007	0,2	6613,3	0,040 ± 0,004	1,5	88	0,01	-	-	-
PDS581	6378,9	0,035 ± 0,004	1,1	6613,3	0,055 ± 0,006	1,1	76	0,1	7698,6	0,070 ± 0,004	0,2

5.3 Determinação dos erros

O cálculo do erro da largura equivalente é dado por:

$$\Delta W_\lambda = \sqrt{[RMS * (2 * 0,03 * FWHM)^{\frac{1}{2}}]^2 + (0,05 * W_\lambda)^2} \quad (5.11)$$

O primeiro termo dentro da raiz é devido à erros aleatórios incluindo ruído na integração. O segundo termo dentro da raiz varia. Se a linha for atômica o erro foi estimado em 5% da largura equivalente da linha por causa do erro de colocação do contínuo, se for um banda difusa o erro estimado será maior passando para 10 % da largura equivalente devido à intensidade das DIBs serem menores do que as linhas do meio interestelar. E no caso da DIB 6284 Å, o erro foi estimado em 15 % do valor da largura equivalente pois está contaminado por linhas de O_2 .

Estimamos os erros a partir de 5 espectros da amostra escolhidos aleatoriamente. Escolhemos a colocação do contínuo (com valor máximo, mínimo e médio), fazendo as medidas das larguras equivalentes das DIBs e das linhas interestelares a partir de cada colocação do contínuo. Depois de feitas as medidas determinamos quanto as medidas desviavam do valor médio. Verificamos que as linhas interestelares variaram em média 5 %, as bandas interestelares 10% e a DIB 6284 Å 15%.

Capítulo 6

Extinção interestelar

A poeira e o gás constituem os dois principais componentes do meio interestelar. Os efeitos mais óbvios dos grãos interestelares são a extinção e o avermelhamento da luz das estrelas mais distantes, isto é, uma alteração na magnitude da estrela e no índice de cor. Com o estudo da extinção pode se obter informação sobre as propriedades físicas dos grãos, tais como suas dimensões, composição química, e característica do processo de emissão e absorção da radiação.

A extinção é a soma de dois processos: absorção e espalhamento da luz, chamados genericamente de extinção da luz estelar. Trumpler (1930) mostrou que a extinção depende de λ^{-1} . Assim, a extinção interestelar é definida como sendo:

$$A_\lambda = -2,5 \log \frac{F_\nu}{F_\nu(0)} \quad (6.1)$$

onde $F_\nu(0)$ é o fluxo original, F_ν é o fluxo observado. O fluxo é dado por

$$F_\nu = \int I_\nu \cos \theta d\omega \quad (6.2)$$

e como a solução da equação de transporte de radiação é dada por:

$$I_\nu = I_\nu(0)e^{-\tau_{\nu r}} + \int_0^{\tau_{\nu r}} \frac{J_\nu}{k_\nu} e^{-\tau_{\nu r}} d\tau_\nu \quad (6.3)$$

O fluxo então pode ser escrito como

$$F_\nu = F_\nu(0)e^{-\tau_{\nu r}} \quad (6.4)$$

Assim

$$A_\lambda = -2,5 \log e^{-\tau_{\nu r}} \quad (6.5)$$

Como a determinação da extinção é difícil, o excesso de cor que mede a variação da extinção seletiva com o comprimento de onda é mais utilizado e é dado por:

$$E_{(B-V)} = A_B - A_V = (B - V) - (B - V)_0 \quad (6.6)$$

onde $(B - V)$ é o índice de cor medido, $(B - V)_0$ índice de cor intrínseco da estrela. O excesso de cor cresce com o aumento da extinção.

6.1 Sistema fotométrico de Strömgren

O sistema utilizado para a determinação do avermelhamento foi o sistema fotométrico de Strömgren (*uvby*), que foi descrito com detalhes por Strömgren (1963a; 1966). Esse sistema é baseado em bandas fotométricas intermediárias desenvolvidas por Strömgren (1956a, 1956b, 1958a, 1958b, 1963b). O sistema é considerado como uma extensão natural e suplementar à classificação MK e à fotometria *UBV*. O sistema fotoelétrico H_β foi desenvolvido ao mesmo tempo que o sistema de Strömgren e discutido em detalhes em Crawford (1966).

O filtro *y* está centrado em 5500 Å e possui largura de 230 Å. Não transmite nenhuma absorção forte em estrelas ‘early-type’ e está localizado próximo ao pico de transmissão do filtro *V* do sistema *UBV*. Assim é possível transformar as medidas do filtro *y* para o filtro *V* com pouco ou nenhum espalhamento intrínseco.

O filtro *b* está centrado em 4700 Å possui largura de 180 Å e também não transmite nenhuma absorção espectral forte. A região de transmissão está localizada onde acobertamento de linhas é uma importante característica para estrelas “late-type”.

A transmissão do filtro *v* está centrado em 4100 Å possui largura de 190 Å. Está localizado na região de aglomeramento de linhas de hidrogênio, o chamado limite de Balmer, embora o filtro transmita H_δ .

O filtro *u* está centrado em 3500 Å e tem largura a meia altura de 380 Å. No lado ultravioleta, o filtro termina antes dos limites da atmosfera terrestre, e no lado vermelho, o filtro termina antes da descontinuidade de Balmer.

Os filtros *b* e *y* não transmitem linhas importantes do espectro e, portanto, o índice de cor $(b - y)$ apresenta-se livre do efeito de bloqueio da radiação por linhas espectrais fracas e pode ser indicador da temperatura efetiva. Entretanto, este índice é afetado pelo avermelhamento interestelar.

O índice de cor $(v - b)$ é afetado pelo acobertamento de linhas espectrais (blanketing). A diferença entre $(v - b)$ e $(b - y)$, chamada m_1 , indica a intensidade do bloqueio. Duas estrelas de mesma temperatura e gravidade superficial podem ter

composições químicas diferentes. Tais diferenças serão reveladas por valores diferentes do índice m_1 .

Analogamente, estrelas de mesma temperatura podem ter luminosidades diferentes, caso tenham gravidades superficiais diferentes. Para se determinar como a inclinação do contínuo fica afetada pela descontinuidade de Balmer, que correlaciona-se com a gravidade superficial, define-se outro índice de cor, c_1 que é $(u - v) - (v - b)$. Como o efeito de bloqueio em u é aproximadamente o dobro do em v , elimina-se este efeito, deixando-se apenas os efeitos da descontinuidade de Balmer, portanto independentes da composição química da estrela.

O parâmetro $H\beta$ é obtido pela razão de dois filtros interferenciais centrados sobre a linha $H\beta$ ($\lambda = 4861\text{\AA}$), sendo um filtro de banda larga ($\Delta\lambda \cong 150\text{\AA}$) e outro estreito ($\Delta\lambda \cong 30\text{\AA}$). Desta forma este é independente não só da extinção atmosférica mas também do avermelhamento interestelar. O $H\beta$ é indicador de temperatura para estrelas A e F, e de luminosidade para estrelas OB (Crawford 1996).

6.2 Mapas do avermelhamento interestelar

Estrelas HAeBe são fotometricamente variáveis (Thé et al. 1994) e apresentam lei de extinção anômala devido ao material circunstelar, e por isso não são úteis na determinação do avermelhamento interestelar. Para determinar o avermelhamento em torno dos alvos obtivemos os dados de Reis (2008), que utilizou o "General Catalogue of Photometric Data" (GCPD), compilado por Hauck e Mermilliod (1998) para selecionar estrelas com um conjunto completo de dados (V , $b-y$, m_1 , c_1 , β). Eliminando as estrelas que em sua classificação possuísem observações de binaridade, peculiaridades, entre outras, Reis (2008) calculou os parâmetros estelares intrínsecos, o excesso de cor $E(b - y)$ e a distância das estrelas.

As estrelas selecionadas estão localizadas na regiões Galáctica delimitada pelas coordenadas $250^\circ \leq l \leq 50^\circ$ e $-60^\circ \leq b \leq 60^\circ$. Todos os detalhes do método empregado por Reis (2008) para obtenção da amostra e a determinação dos erros, encontram-se descritos em Reis (2007) e Reis & Corradi (2008).

Não conseguimos determinar o avermelhamento do meio para todas as estrelas de nossa amostra pois a cobertura espacial diminui muito quando a distância ultrapassa 500 pc.

Para facilitar a discussão sobre os mapas, chamaremos as estrelas próximas de cada alvo de "1", "2" e "3". Para obter o avermelhamento do meio interestelar utilizaremos o mapa de $b \times l$ para identificar as estrelas próximas à estrela HAeBe e com o gráfico de $b \times d$ identificaremos a estrela que está a mesma distância ou mais perto da HAeBe. Essa será a estrela escolhida para representar o avermelhamento

interestelar.

Com o auxílio do gráfico de $b \times E(b-y)$ determinaremos o avermelhamento do meio como sendo o avermelhamento da estrela escolhida para representar o avermelhamento do meio interestelar. Nos casos onde o avermelhamento da estrela HAeBe é menor que o avermelhamento da estrela escolhida, o avermelhamento da estrela HAeBe passa a representar o avermelhamento do meio interestelar. Mapas IRAS em $100\mu\text{m}$, retirados do *Skyview*, são utilizados para suplementar a escolha desse avermelhamento.

Na Figura 6.1 o mapa de $b \times l$ nos mostra que existem três estrelas próximas à PDS057. No gráfico de $b \times d$ vemos que as estrelas "1" e "2" estão na frente da PDS057 e a estrela "3" atrás. O gráfico de $b \times E(b-y)$ nos mostra que o avermelhamento do meio interestelar pode ser corrigido para o intervalo entre $0^m,06$ e $0^m,08$ que é o avermelhamento dado pela estrela "1".

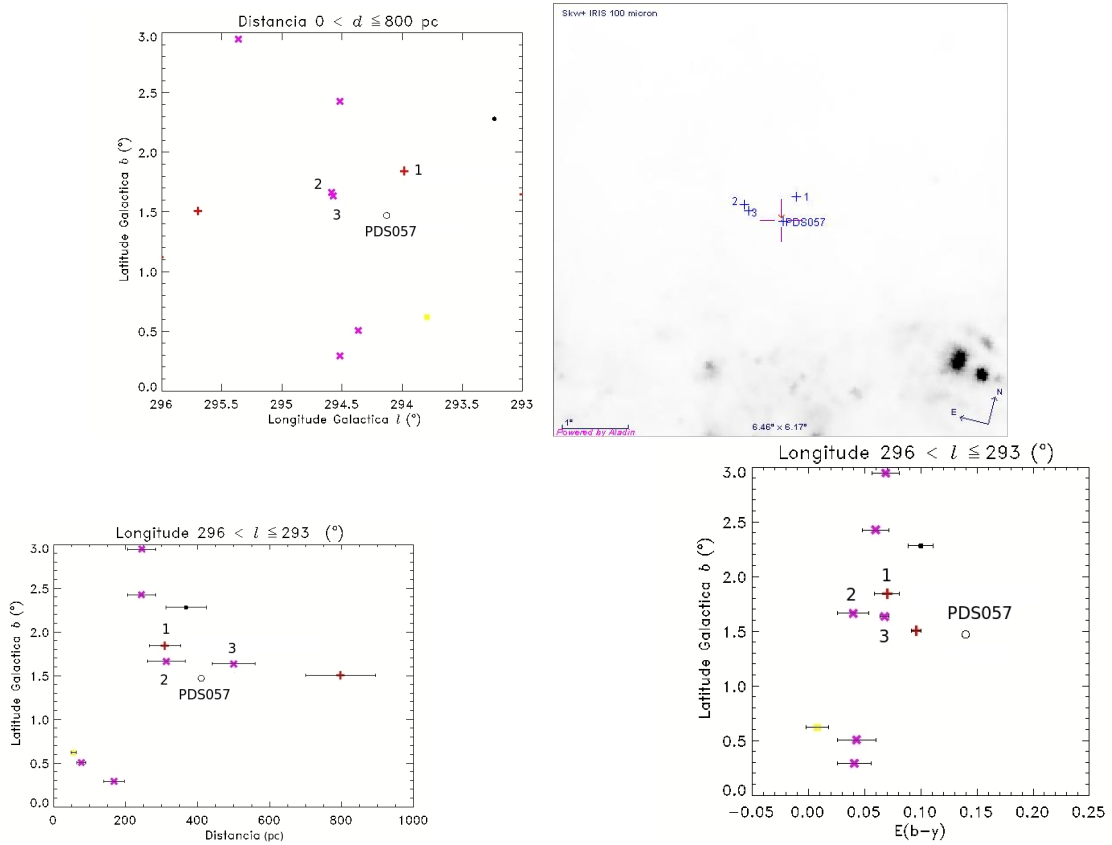


Figura 6.1: Mapa $b \times l$ (acima à esquerda), mapa IRAS $100\mu\text{m}$ (acima à direita), gráfico de $b \times d$ (embaixo à esquerda), gráfico de $b \times E(b-y)$ (embaixo à direita).

A figura 6.2 nos mostra que no primeiro mapa existem duas estrelas próximas a PDS076. Com o auxílio do mapa IRAS podemos ver que o ambiente das estrelas 1, 2 e PDS076 são parecidos. Analisando o gráfico de $b \times d$ observamos que a estrela "1" está antes da PDS076 e a estrela "2" depois. Quando analisamos o terceiro gráfico podemos ver que o avermelhamento da estrela está coerente com o avermelhamento da estrela "2" mais próxima a PDS076. Portanto, supomos que o avermelhamento no meio interestelar está entre $0^m,036$ e $0^m,054$.

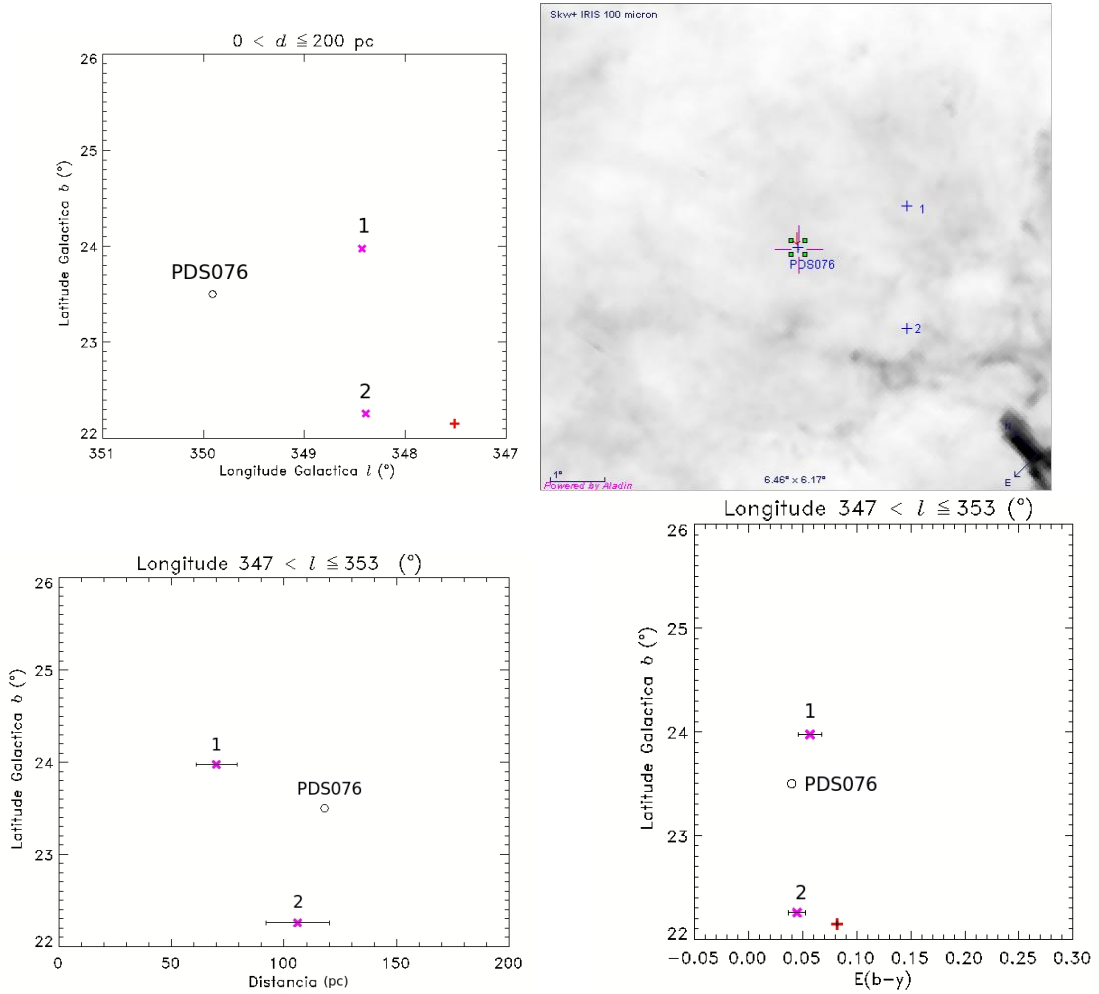


Figura 6.2: Mapa $b \times l$ (acima à esquerda), mapa IRAS 100 μm (acima à direita), gráfico de $b \times d$ (embaixo à esquerda), gráfico de $b \times E(b-y)$ (embaixo à direita).

A figura 6.3 nos mostra que existe apenas uma estrela mais próxima a PDS078. O avermelhamento da PDS078 fica como indicador do avermelhamento interestelar, pois é menor que o avermelhamento da estrela mais próxima.

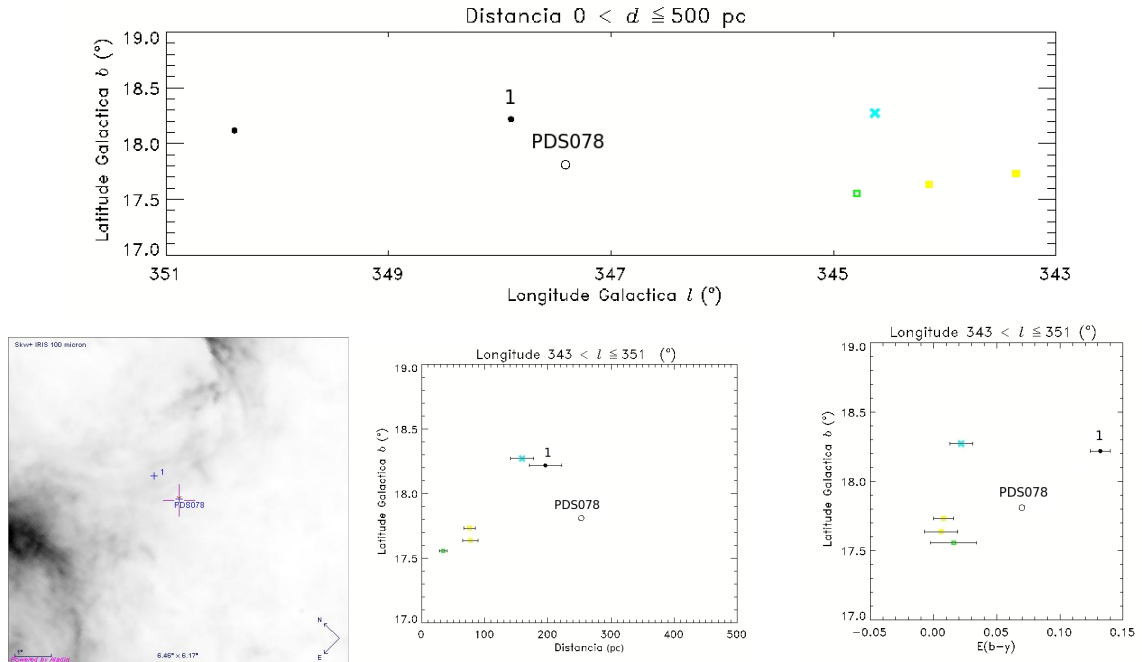


Figura 6.3: Mapa $b \times l$ (acima), mapa IRAS 100 μm (embaixo à esquerda), gráfico de $b \times d$ (embaixo no meio), gráfico de $b \times E(b-y)$ (embaixo à direita).

A figura 6.4 nos mostra que existe somente uma estrela próxima. Analisando o último gráfico vemos que o avermelhamento do meio interestelar da PDS080 é no mínimo $0^m,068$, já que o avermelhamento da PDS080 é superior ao avermelhamento de todas as estrelas ao seu redor.

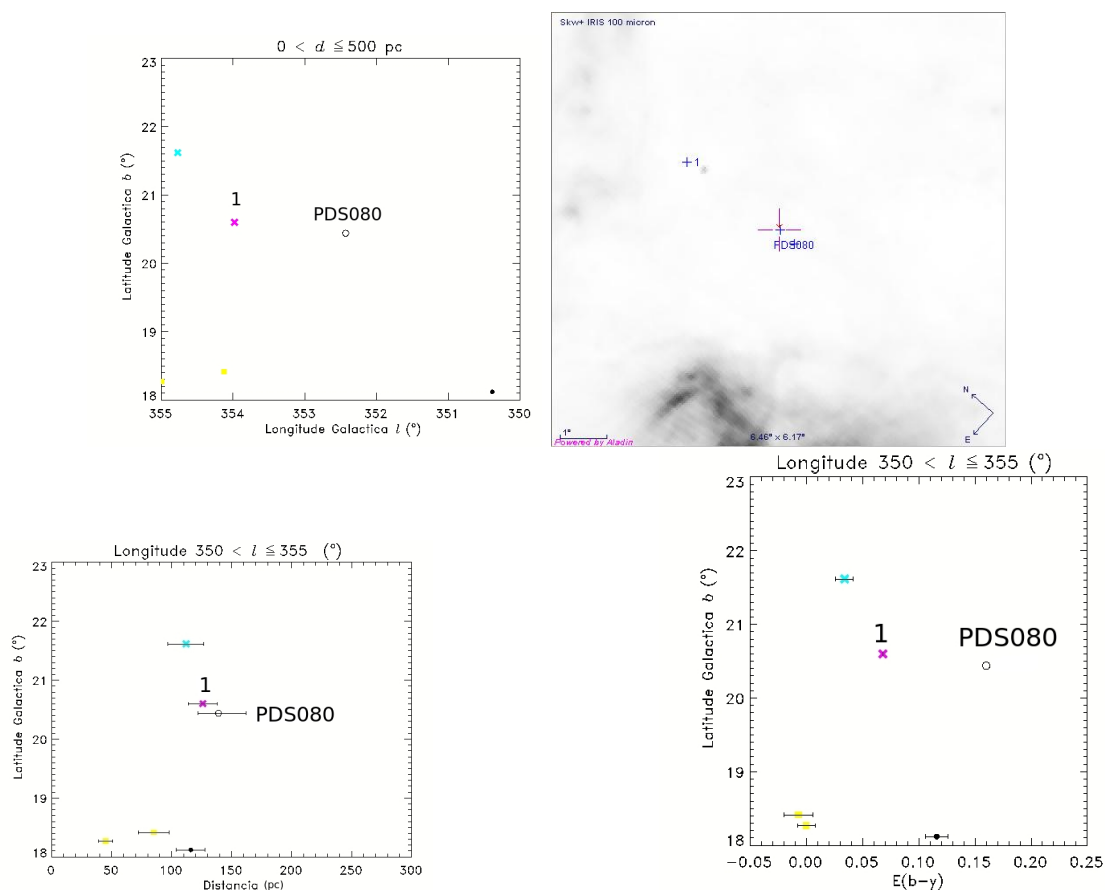


Figura 6.4: Mapa $b \times l$ (acima à esquerda), mapa IRAS 100 μ m (acima à direita), gráfico de $b \times d$ (embaixo à esquerda), gráfico de $b \times E(b-y)$ (embaixo à direita).

A figura 6.5 nos mostra que existem duas estrelas mais próximas a PDS303. Com o auxílio do mapa de $b \times l$ e do gráfico de $b \times d$ verificamos que a estrela “1” é a mais próxima da PDS303 e, portanto, o avermelhamento interestelar pode ser representado pela estrela “1”. Assim, $E(b-y)$ está entre $0^m,026$ e $0^m,044$.

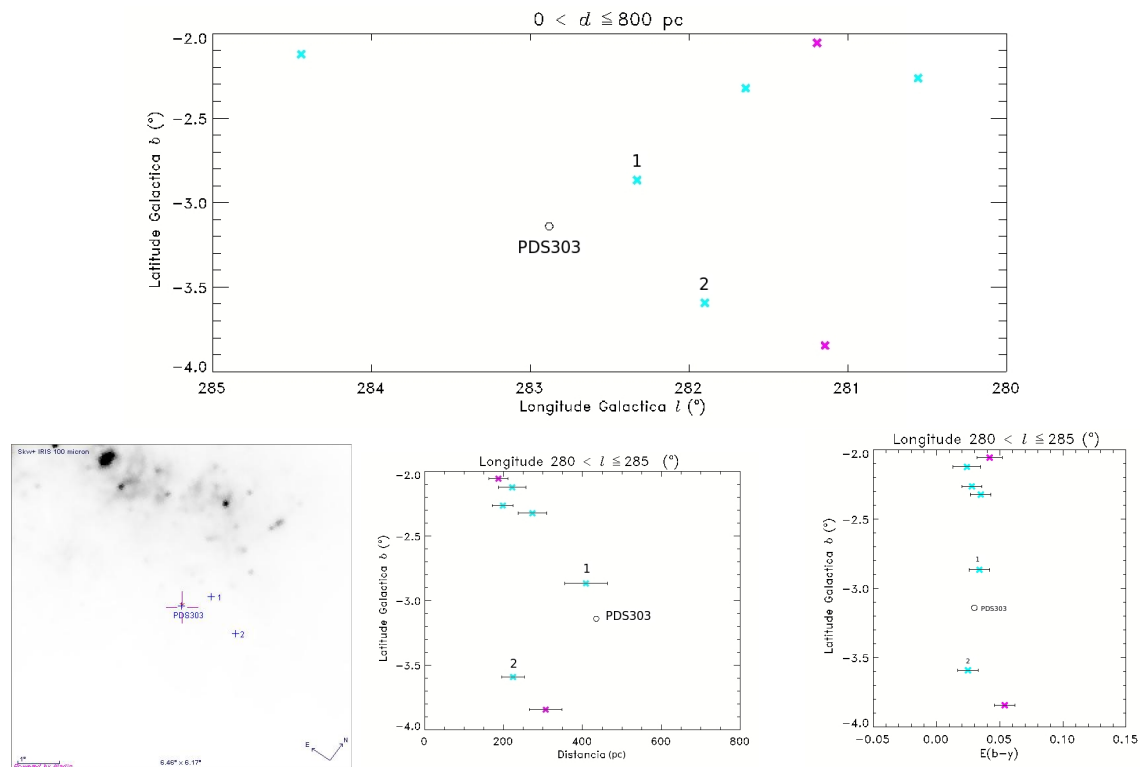


Figura 6.5: Mapa $b \times l$ (acima), mapa IRAS 100 μ m (embaixo à esquerda), gráfico de $b \times d$ (embaixo no meio), gráfico de $b \times E(b-y)$ (embaixo à direita).

Na figura 6.6 no mapa de $b \times l$ podemos ver as três estrelas próximas a PDS339. No mapa IRAS verificamos que o ambiente das quatro estrelas são parecidos. No gráfico de $b \times d$ verificamos que a estrela mais próxima é a “3”. Portanto o avermelhamento da estrela “3” foi escolhido como representativo do meio interestelar. Assim, $E(b - y)$ está entre $0^m,010$ e $0^m,020$.

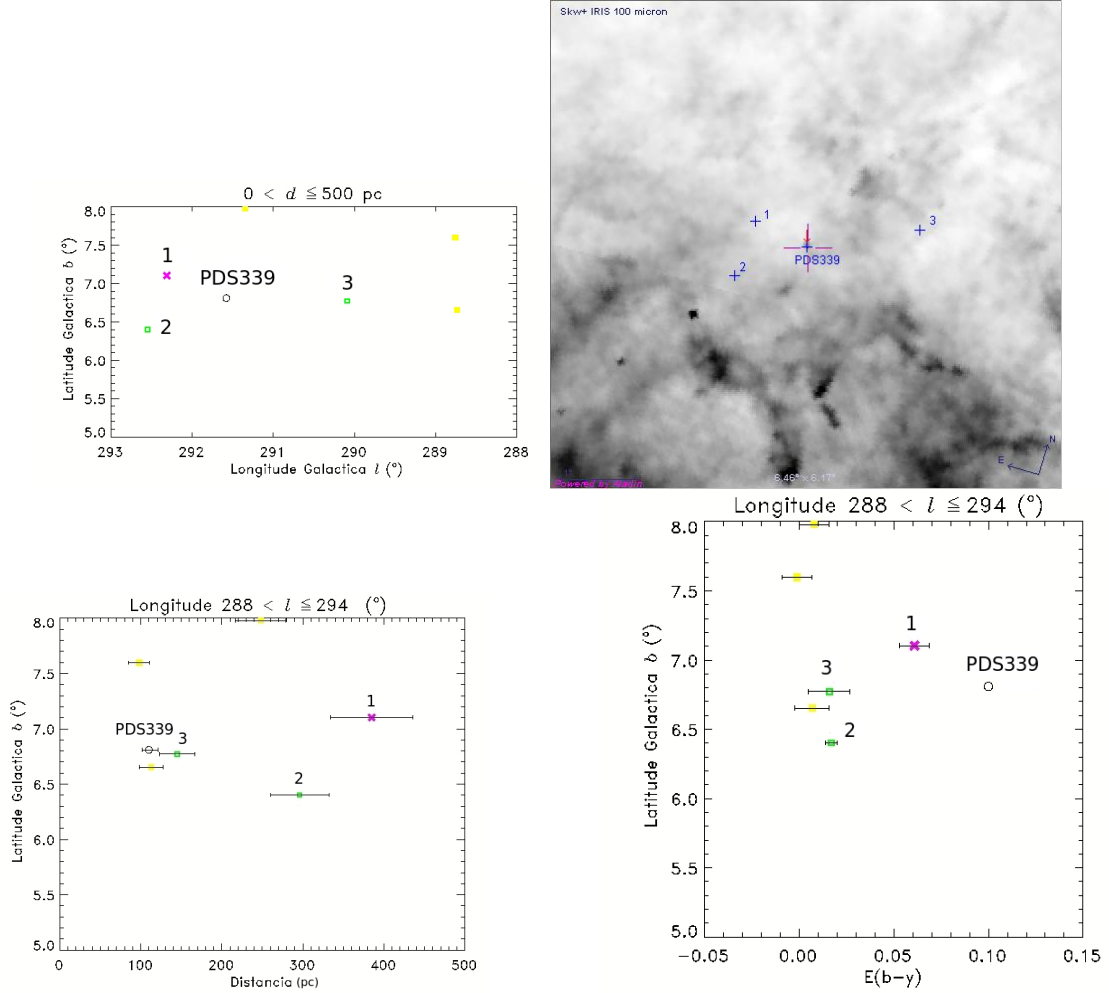


Figura 6.6: Mapa $b \times l$ (acima à esquerda), mapa IRAS 100 μm (acima à direita), gráfico de $b \times d$ (embaixo à esquerda), gráfico de $b \times E(b - y)$ (embaixo à direita).

O mapa de $b \times l$ da figura 6.7 mostra que existem 2 estrelas próximas a PDS340. No mapa IRAS verificamos que os ambientes das estrelas são parecidos. No gráfico de $b \times d$ observamos que a PDS340 localiza-se depois da estrela "2" e antes da "1". Quando analisamos o último gráfico vemos que o avermelhamento da PDS340 é menor que o avermelhamento da estrela "1" e maior que o avermelhamento da estrela "2" que se encontra antes da PDS340. Como a PDS340 está mais próxima da estrela "1" vamos considerar que o avermelhamento da PDS340 representa o avermelhamento do meio.

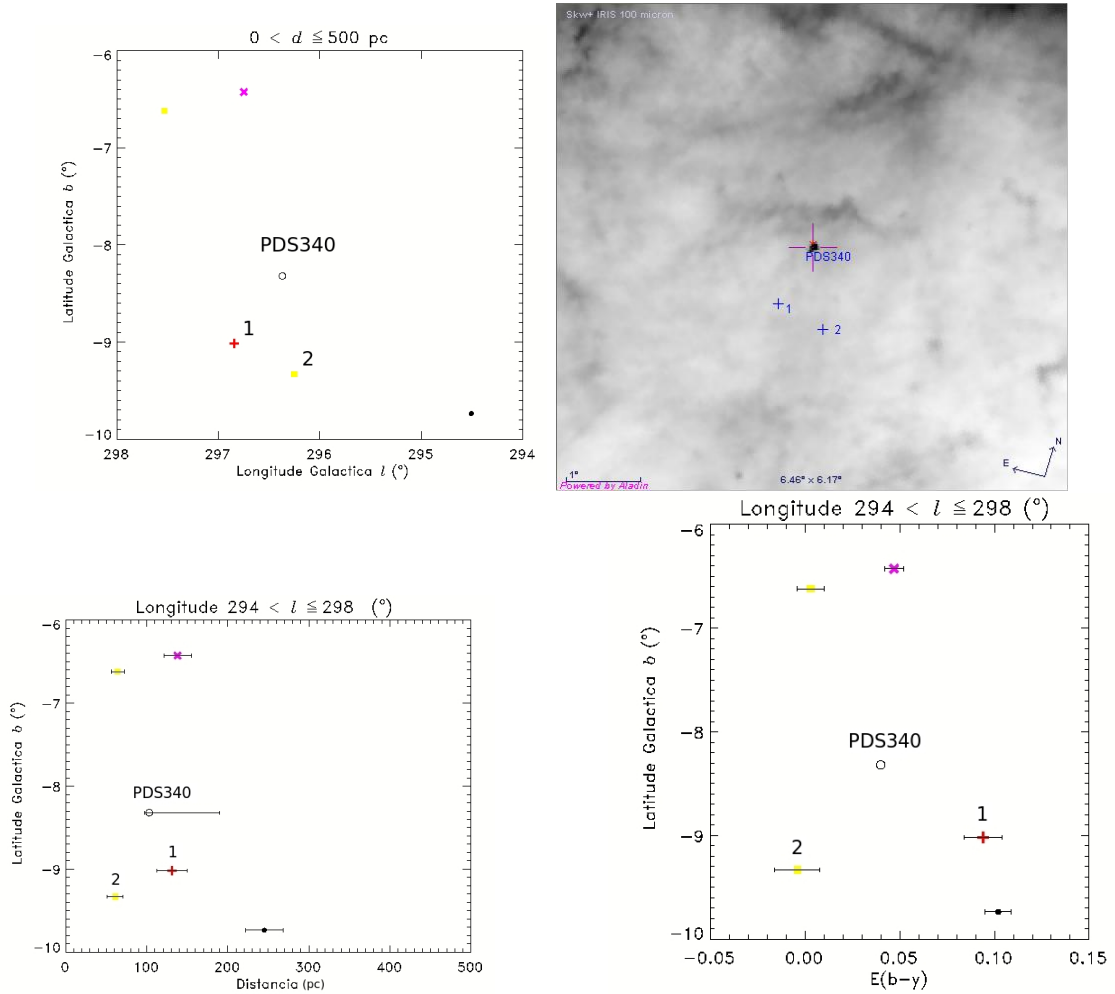


Figura 6.7: Mapa $b \times l$ (acima à esquerda), mapa IRAS 100 μ m (acima à direita), gráfico de $b \times d$ (embaixo à esquerda), gráfico de $b \times E(b-y)$ (embaixo à direita).

Na figura 6.8 no mapa de $b \times l$ vemos as três estrelas próximas a PDS377A. No mapa IRAS vemos que o ambiente das quatro estrelas são parecidos. No gráfico de $b \times d$ vemos que a estrela mais próxima é a estrela "3" e portanto o avermelhamento interestelar deve estar entre $0^m,09$ e $0^m,11$.

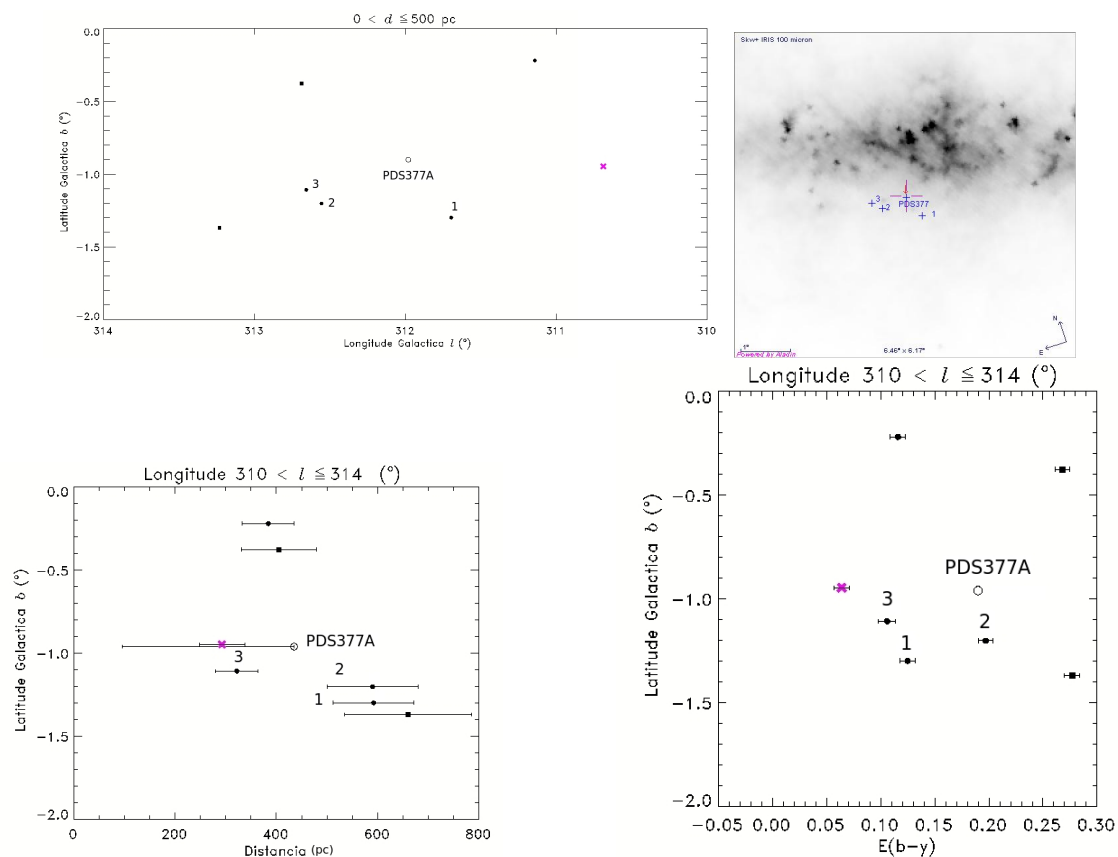


Figura 6.8: Mapa $b \times l$ (acima à esquerda), mapa IRAS 100 μ m (acima à direita), gráfico de $b \times d$ (embaixo à esquerda), gráfico de $b \times E(b-y)$ (embaixo à direita).

Na figura 6.9 no mapa $b \times l$ identificamos duas estrelas próximas a PDS395. No mapa IRAS verificamos que os ambientes das estrelas são parecidos. No gráfico de $b \times d$ verificamos que a estrela PDS395 está entre as estrelas “1” e “2”. No gráfico de $b \times E(b-y)$ verificamos que a PDS395 apresenta um avermelhamento menor do que as estrelas que estão à sua volta e o avermelhamento parece estar coerente com o baixo avermelhamento apresentado na região. Assim o avermelhamento do meio deve ser menor que $0^m,020$.

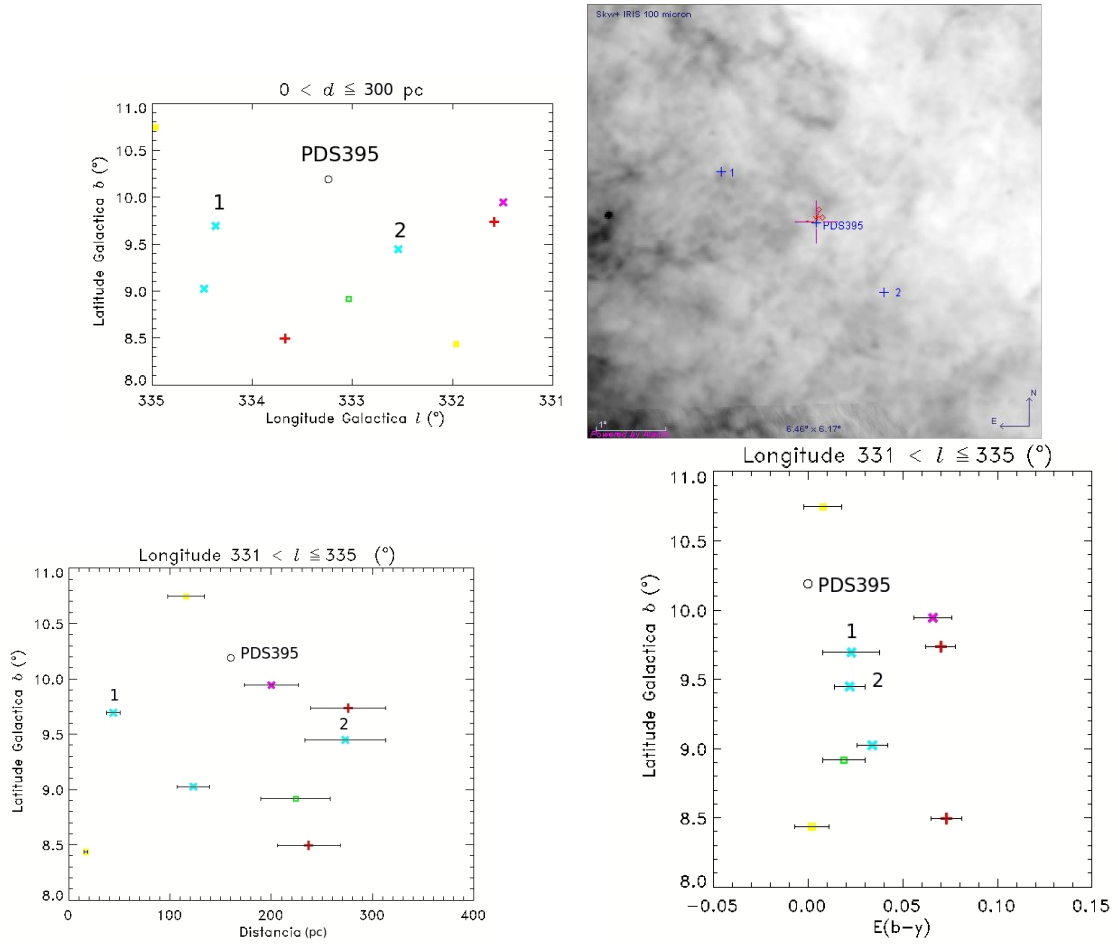


Figura 6.9: Mapa $b \times l$ (acima à esquerda), mapa IRAS $100 \mu\text{m}$ (acima à direita), gráfico de $b \times d$ (embaixo à esquerda), gráfico de $b \times E(b-y)$ (embaixo à direita).

Na figura 6.10 no mapa $b \times l$ identificamos duas estrelas próximas a PDS398A. No gráfico de $b \times d$ verificamos que a estrela “1” é a estrela mais próxima da PDS398A, assim o avermelhamento do meio interestelar pode ser aproximado pelo avermelhamento dessa estrela. Dessa forma, o avermelhamento interestelar fica entre $0^m,069$ e $0^m,090$.

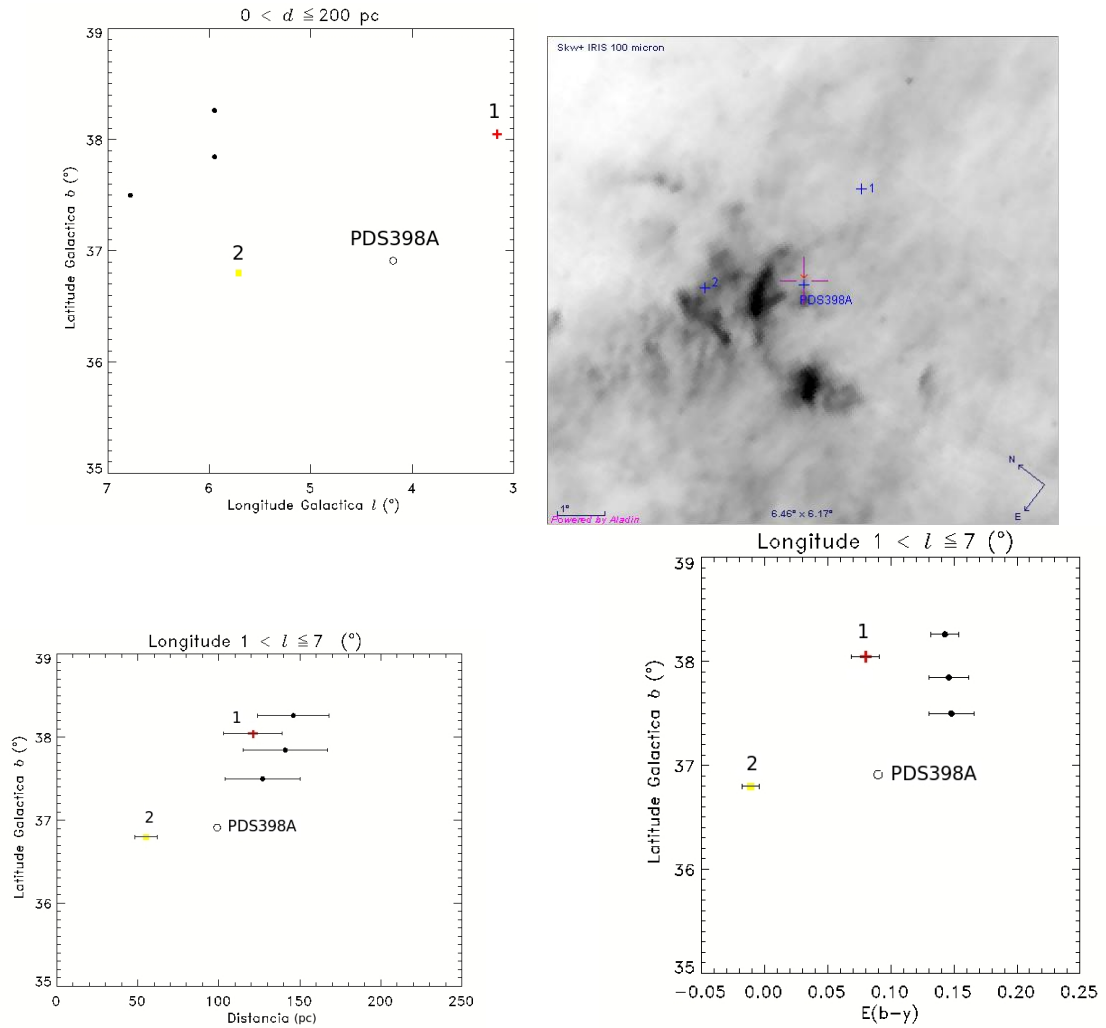


Figura 6.10: Mapa $b \times l$ (acima à esquerda), mapa IRAS 100 μm (acima à direita), gráfico de $b \times d$ (embaixo à esquerda), gráfico de $b \times E(b-y)$ (embaixo à direita).

Na figura 6.11 no mapa $b \times l$ identificamos a estrela mais próxima a PDS473. No mapa IRAS verificamos que os ambientes das duas estrelas são parecidos. Com o gráfico de $b \times d$ verificamos que as distâncias das duas são parecidas dentro dos limites de erro. Assim, o avermelhamento do meio interestelar deve ser próximo do da estrela "1", isto é, está entre $0^m, 14$ e $0^m, 19$.

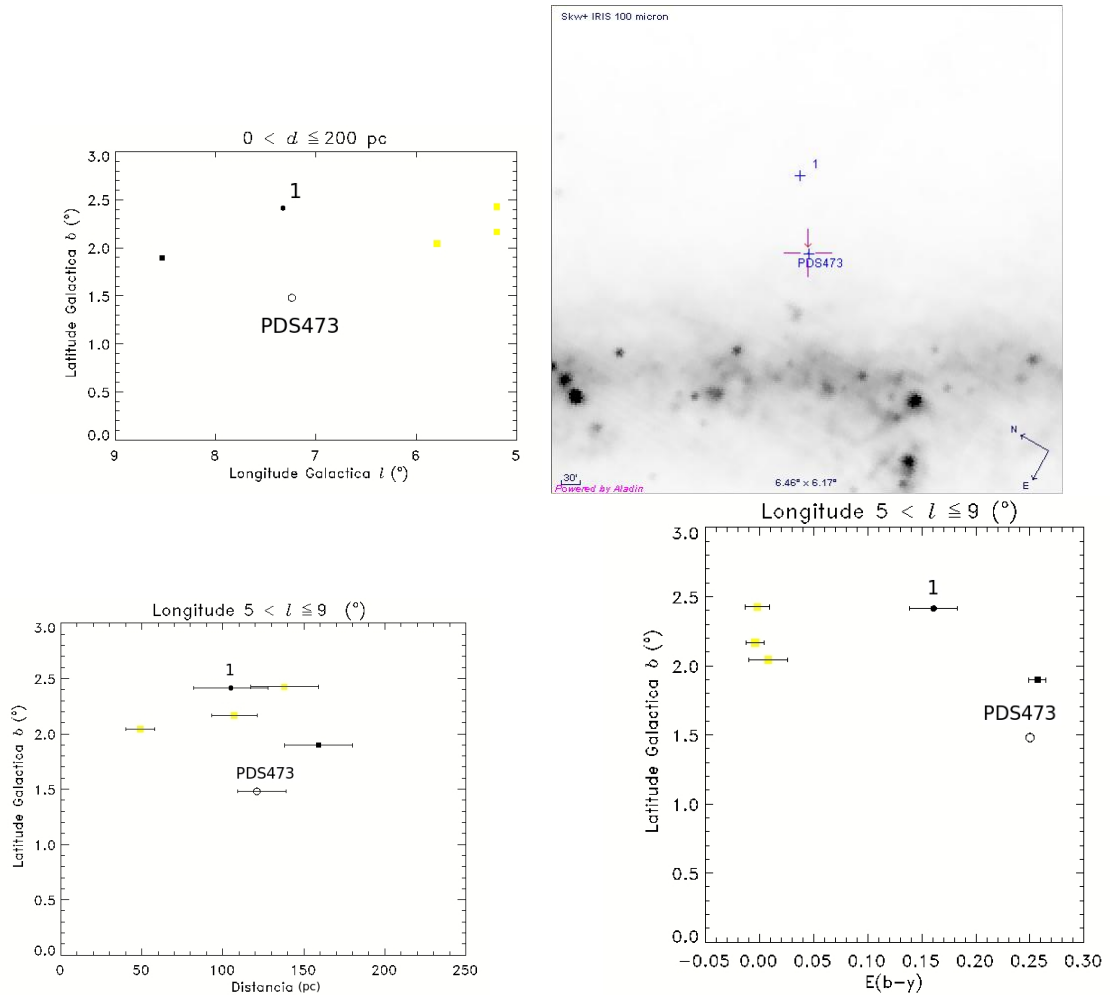


Figura 6.11: Mapa $b \times l$ (acima à esquerda), mapa IRAS $100 \mu\text{m}$ (acima à direita), gráfico de $b \times d$ (embaixo à esquerda), gráfico de $b \times E(b-y)$ (embaixo à direita).

Na figura 6.12 no mapa $b \times l$ identificamos três estrelas próximas a PDS514. No mapa IRAS verificamos que os ambientes das estrelas são parecidos. Analisando o gráfico de $b \times d$ verificamos que a estrela mais próxima a PDS514 é a estrela "2". Assim o avermelhamento do meio interestelar fica entre $-0^m,012$ e $0^m,000$.

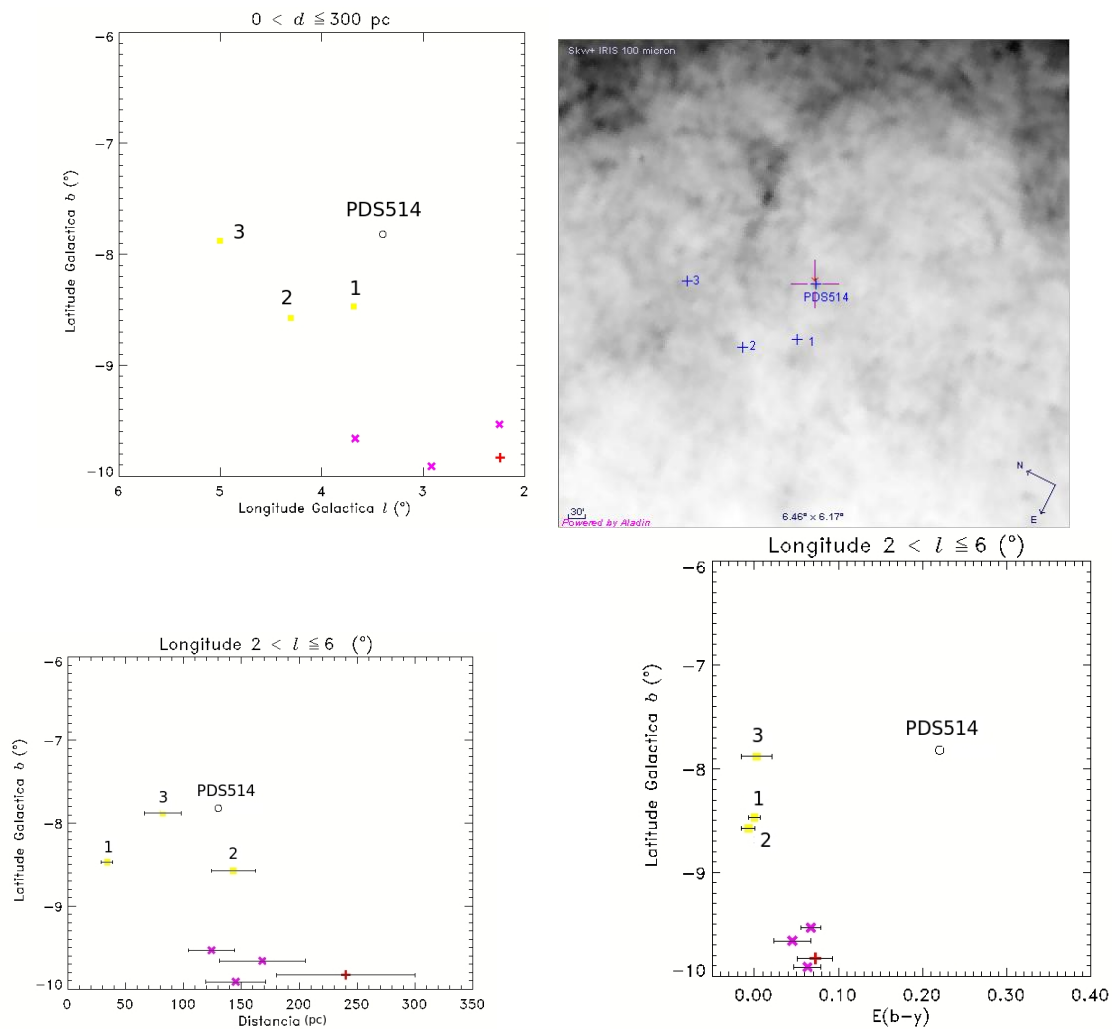


Figura 6.12: Mapa $b \times l$ (acima à esquerda), mapa IRAS 100 μ m (acima à direita), gráfico de $b \times d$ (embaixo à esquerda), gráfico de $b \times E(b-y)$ (embaixo à direita).

Na figura 6.13 analisando o mapa de $b \times l$ e o gráfico de $b \times d$ vemos que a estrela "1" está próxima a PDS564. No gráfico de $b \times E(b - y)$ verificamos que o avermelhamento da estrela "1" é maior que o da PDS564. Assim supomos que o avermelhamento da PDS564 possa representar o avermelhamento do meio interestelar.

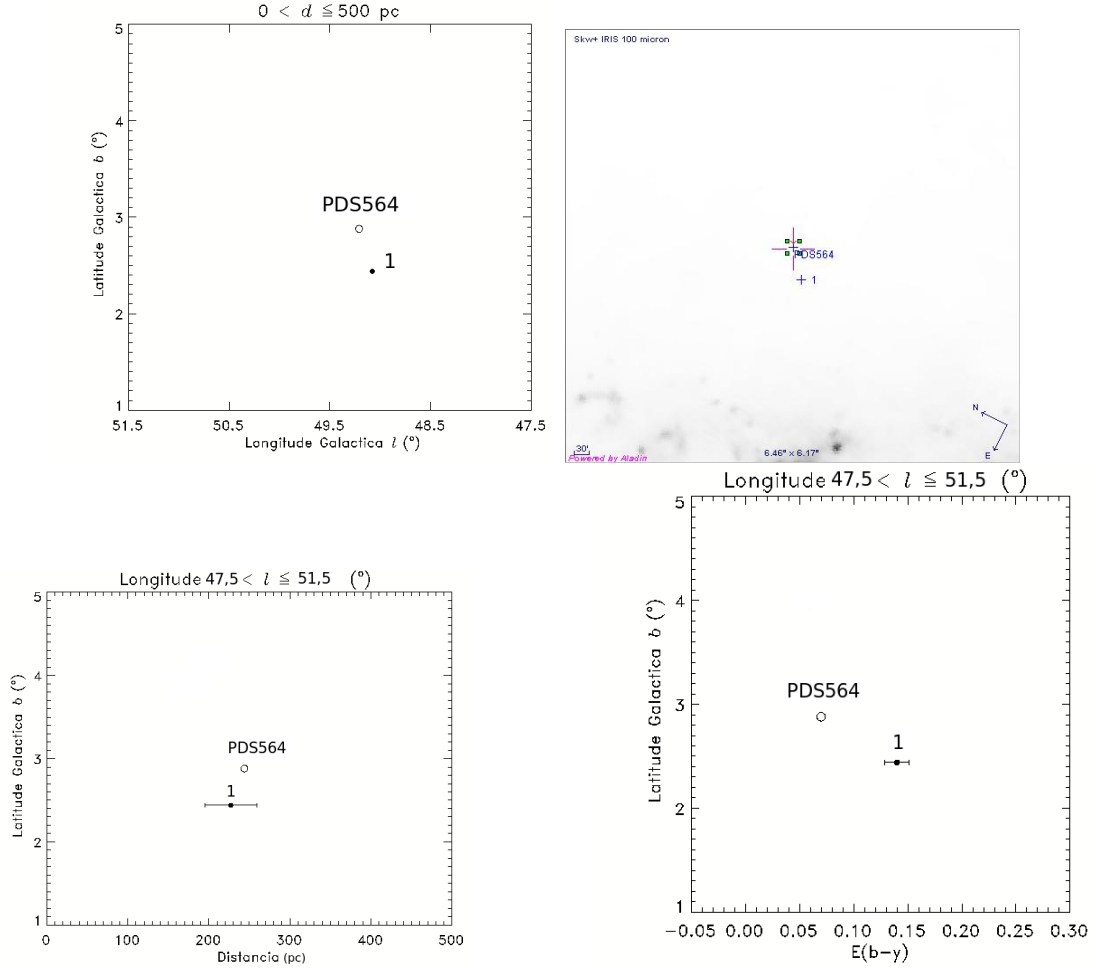


Figura 6.13: Mapa $b \times l$ (acima à esquerda), mapa IRAS 100 μ m (acima à direita) gráfico de $b \times d$ (embaixo à esquerda), gráfico de $b \times E(b - y)$ (embaixo à direita).

A tabela 6.1 apresenta o resumo da análise do avermelhamento interestelar. De maneira geral todos os excessos de cor puderam ser determinados através do mapeamento feito por Reis (2008). Os valores marcados com asterisco devem ser usados com cautela porque foram determinados pela fotometria da estrela e podem não estar coerentes com o avermelhamento devido ao meio interestelar.

Tabela 6.1: Avermelhamento do meio interestelar. Os valores com * foram determinados pela fotometria da estrela e devem ser usados com cautela, devido à possível contribuição circunstelar

Objeto	$E(b - y)\text{mag}$
PDS057	0,06 - 0,082
PDS076	0,036 - 0,053
PDS078	0,07*
PDS080	0,068
PDS303	0,026 - 0,043
PDS339	0,010 - 0,020
PDS340	0,04 *
PDS377A	0,09 - 0,11
PDS395	< 0,020
PDS398	0,069 - 0,09
PDS473	0,14 - 0,19
PDS514	-0,012 - 0,00
PDS564	0,07 *

Capítulo 7

Comportamento das DIBs frente ao meio interestelar

7.1 DIBs *versus* poeira interestelar

Merril e Wilson (1938) mostraram que a intensidade das DIBs parecem ter uma dependência com o excesso de cor. Ao longo dos anos novas medidas mostraram que existe um espalhamento real entre a largura equivalente das DIBs e o excesso de cor. Assim, os grãos de poeira que são responsáveis pela extinção no óptico não parecem serem bons candidatos à “carriers” das DIBs. Na figura 7.1 mostramos a intensidade das DIBs 5780, 5797, 5844 e 5850 Å aumentando com o excesso de cor $E(B-V)$ (Herbig 1993).

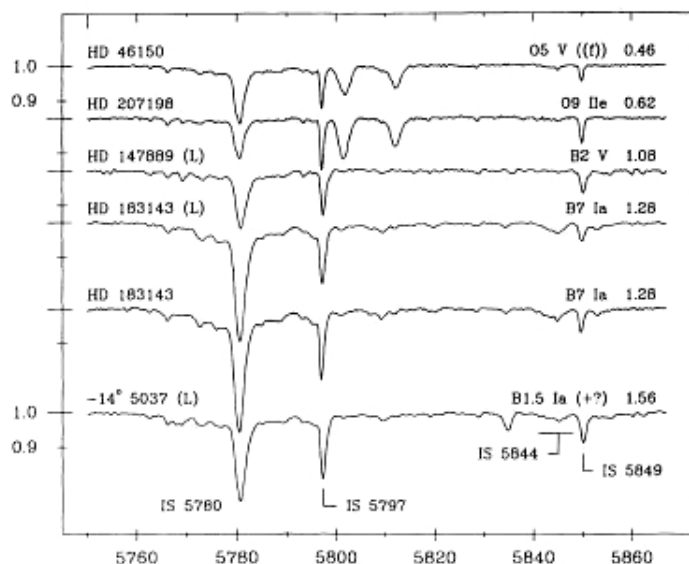


Figura 7.1: Espectro de seis estrelas com avermelhamento moderado. As DIBs fracas 5778, 5844 e 5849 Å aparecem com o aumento de $E(B-V)$, os números à direita de cada espectro indicam o excesso de cor. (Herbig 1993).

7.2 DIBs *versus* gás interestelar

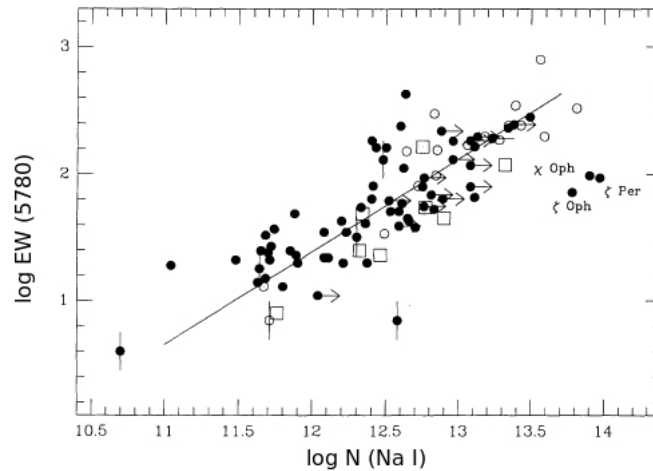


Figura 7.2: Correlação entre $\log EW(5780)$ e $\log N(Na I)$, as setas indicam que o valor é o mínimo pois a linha deve estar saturada. (Herbig 1993).

O comportamento das DIBs com relação ao gás foi estudado Merrill e Wilson (1934) que relataram uma fraca correlação entre as DIBs e linhas atômicas interestelares. Herbig (1993) mostrou que a intensidade da DIB 5780 Å se correlaciona com o sódio neutro (Na I) na linha de visada, como pode ser visto na figura 7.2. Similar lei de potência é encontrada entre a DIB 5780 Å e as colunas de densidade de K I e C I. Galazutdinov et al. (2004) relatam que as DIBs 5797 e 5850 Å apresentam uma forte correlação com K I, e que isso pode significar que os “carriers” dessas DIBs são formados ou preservados nos mesmos locais nos quais o K I é encontrado.

Como hidrogênio é o gás mais abundante no Universo é natural que se questione como é o comportamento das DIBs em relação a ele. Sabe-se que a densidade de elementos como CO , CH e CN são dependente da coluna de densidade do hidrogênio molecular $N(H_2)$. Herbig(1993) mostrou que a DIB 5780 não apresenta qualquer correlação com H_2 , indicando uma tendência em acompanhar o comportamento do HI . Ou seja, a princípio as DIBs parecem não apresentar o mesmo processo de formação que as moléculas de CO , CH e CN .

7.3 Análise dos dados

A análise das DIBs com relação ao gás e à poeira interestelares é importante para que se possa traçar o comportamento das DIBs. Nesta seção apresentaremos os resultados das correlações das DIBs com os parâmetros do meio interestelar, i.e.,

excesso de cor, linhas atômicas de Ca II, Na I e K I e com relação à distância. Usaremos o código mostrado na Tabela 7.1 para identificar as estrelas nos gráficos. Os números em vermelho se referem à estrelas com erros altos na determinação da metalicidade. Essas estrelas devem ser usadas na análise dos dados com cuidado, pois as larguras equivalentes das DIBs podem ter contaminação de linhas metálicas fracas.

Nos gráficos de EW DIBs $\times E(b-y)$ analisamos somente as estrelas cujo excesso de cor foi determinado por Reis (2008). Nos gráficos de EW DIBs $\times$ distância utilizamos somente estrelas com distância menor que 500 pc por causa dos erros nas distâncias.

Tabela 7.1: Código utilizado na identificação das estrelas nos gráficos dessa seção e do capítulo 9, os asteriscos se referem aos dados com indeterminação alta na metalicidade

Código	Objeto	Código	Objeto
1*	HD150193	12	PDS387
2*	HD19073	13	PDS395
3	PDS057	14	PDS398A
4	PDS076	15*	PDS399N
5	PDS078	16	PDS473
6	PDS080	17	PDS514
7	PDS303	18*	PDS543
8*	PDS327	19 *	PDS545
9	PDS339N	20	PDS564
10	PDS340	21*	PDS581
11*	PDS377A		

Na figura 7.3 observamos nos gráficos de EW 5780 $\times E(b-y)$, EW 5797 $\times E(b-y)$, EW 6196 $\times E(b-y)$ e EW 5850 $\times E(b-y)$ a existência de dois grupos: um com largura equivalente próximo de zero até $E(b-y) \approx 0,030$ e um outro grupo onde os valores de larguras equivalentes apresentam uma tendência de aumento com o excesso de cor, apesar da maior dispersão dos dados.

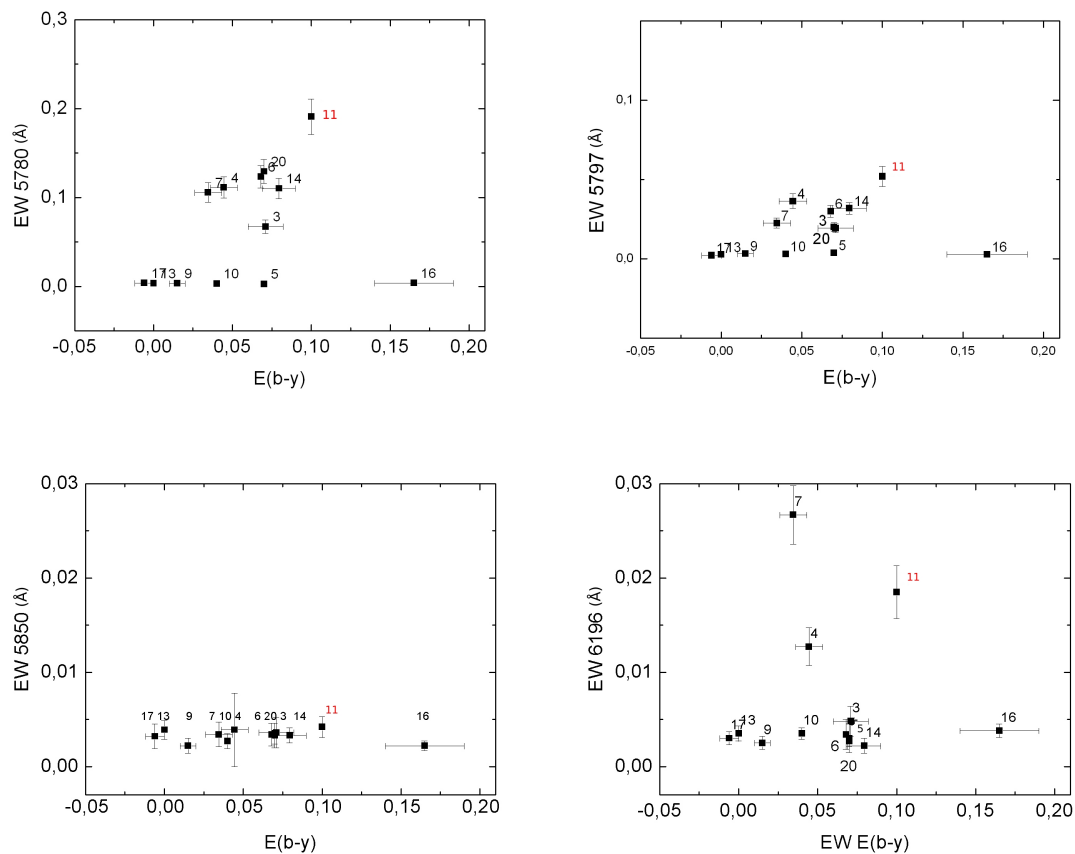


Figura 7.3: Correlação entre EW DIBs e o excesso de cor: a) $\text{EW } 5780 \times E(b-y)$ b) $\text{EW } 5797 \times E(b-y)$ c) $\text{EW } 5850 \times E(b-y)$ d) $\text{EW } 6196 \times E(b-y)$ (Os números em vermelho se referem à estrelas com incerteza alta em metalicidade)

Na figura 7.4 verificamos nos gráficos de $EW\ 6270 \times E(b-y)$, $EW\ 6284 \times E(b-y)$, $EW\ 6379 \times E(b-y)$, $EW\ 6613 \times E(b-y)$ a existência de dois grupos: um com largura equivalente próximo de zero até $E(b-y) \approx 0,030$ e um outro grupo onde os valores de larguras equivalentes apresentam uma tendência de aumento com o excesso de cor, apesar da maior dispersão dos dados.

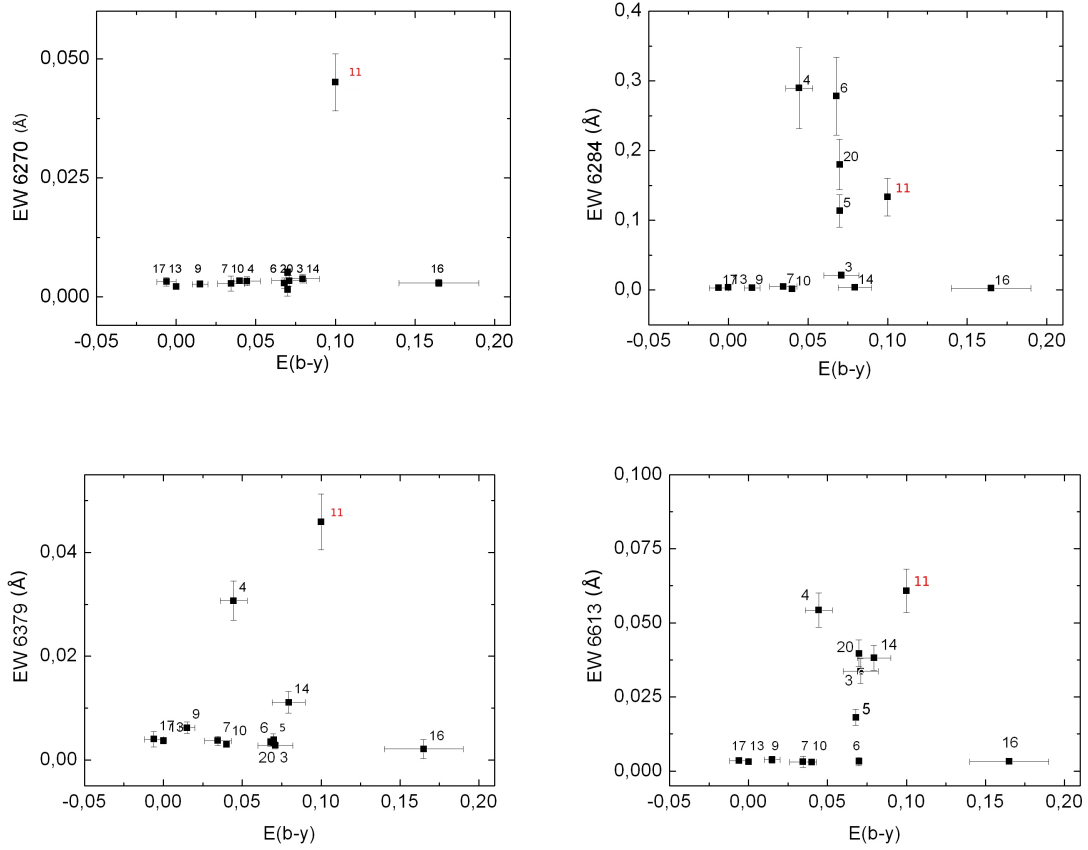


Figura 7.4: Correlação entre EW DIBs e o excesso de cor: a) $EW\ 6270 \times E(b-y)$ b) $EW\ 6284 \times E(b-y)$ c) $EW\ 6379 \times E(b-y)$ d) $EW\ 6613 \times E(b-y)$ (Os números em vermelho se referem a estrelas com incerteza alta em metalicidade).

Na figura 7.5 observamos que os gráficos de $EW\ 5780 \times EW\ Ca\ II$, $EW\ 5797 \times EW\ Ca\ II$, $EW\ 5850 \times EW\ Ca\ II$ e $EW\ 6196 \times EW\ Ca\ II$ apresentam comportamento semelhante, com um grupo com $EW\ Ca\ II$ entre 0 e 0,1 Å e um segundo grupo com $EW\ Ca\ II$ entre 0,3 e 0,5 Å. As $EW\ DIBs$ são maiores no segundo grupo do que no primeiro. Esse comportamento revela que as $EW\ DIBs$ tendem a acompanhar o comportamento da $EW\ Ca\ II$.

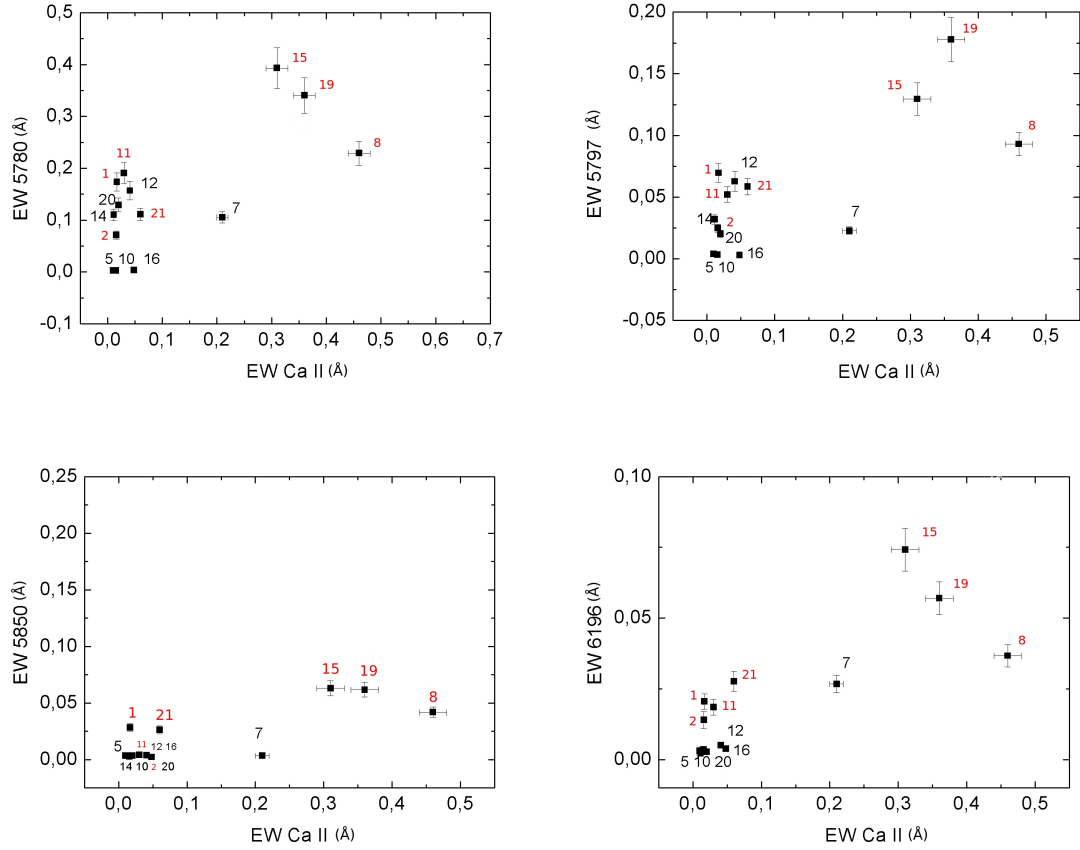


Figura 7.5: Correlação entre $EW\ DIBs$ e $EW\ Ca\ II$: a) $EW\ 5780 \times EW\ Ca\ II$ b) $EW\ 5797 \times EW\ Ca\ II$ c) $EW\ 5850 \times EW\ Ca\ II$ d) $EW\ 6196 \times EW\ Ca\ II$ (Os números em vermelho se referem à estrelas com incerteza alta em metalicidade).

Na figura 7.6 observamos que os gráficos de $EW\ 6270 \times EW\ Ca\ II$, $EW\ 6284 \times EW\ Ca\ II$, $EW\ 6379 \times EW\ Ca\ II$ e $EW\ 6613 \times EW\ Ca\ II$ apresentam comportamento semelhante, com um grupo com $EW\ Ca\ II$ entre 0 e 0,1 Å e um segundo grupo com $EW\ Ca\ II$ entre 0,3 e 0,5 Å. As $EW\ DIBs$ são maiores no segundo grupo do que no primeiro. Esse comportamento revela que as $EW\ DIBs$ tendem a acompanhar o comportamento da $EW\ Ca\ II$.

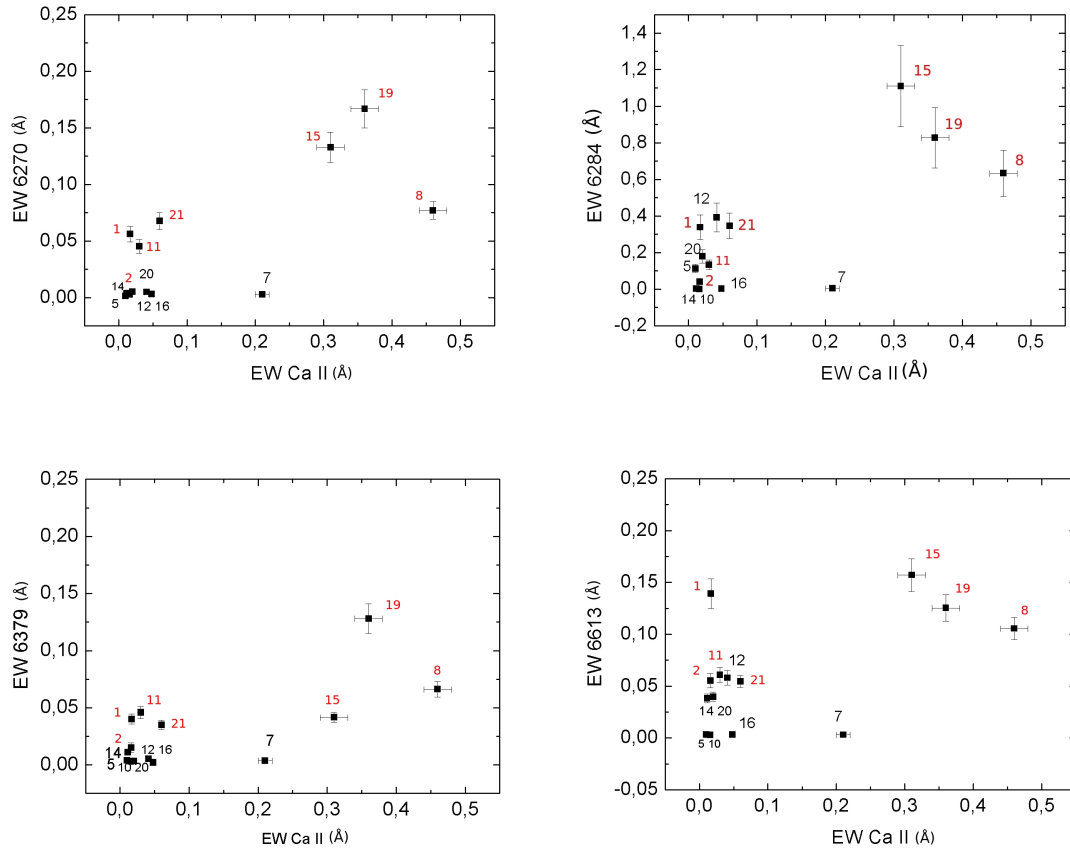


Figura 7.6: Correlação entre $EW\ DIBs$ e $EW\ Ca\ II$: a) $EW\ 6270 \times EW\ Ca\ II$ b) $EW\ 6284 \times EW\ Ca\ II$ c) $EW\ 6379 \times EW\ Ca\ II$ d) $EW\ 6613 \times EW\ Ca\ II$ (Os números em vermelho se referem à estrelas com incerteza alta em metalicidade).

Na figura 7.7 nos gráficos de $EW\ 5780 \times EW\ Na\ I$, $EW\ 5797 \times EW\ Na\ I$, $EW\ 5850 \times EW\ Na\ I$ e $EW\ 6196 \times EW\ Na\ I$ verificamos que a EW das DIBs sofre uma transição de ≈ 0 para valores maiores quando a $EW\ Na\ I > 0,12\ \text{\AA}$. Nos gráficos de $EW\ 5780 \times EW\ Na\ I$, $EW\ 5797 \times EW\ Na\ I$ e $EW\ 6196 \times EW\ Na\ I$ o salto é mais evidente.

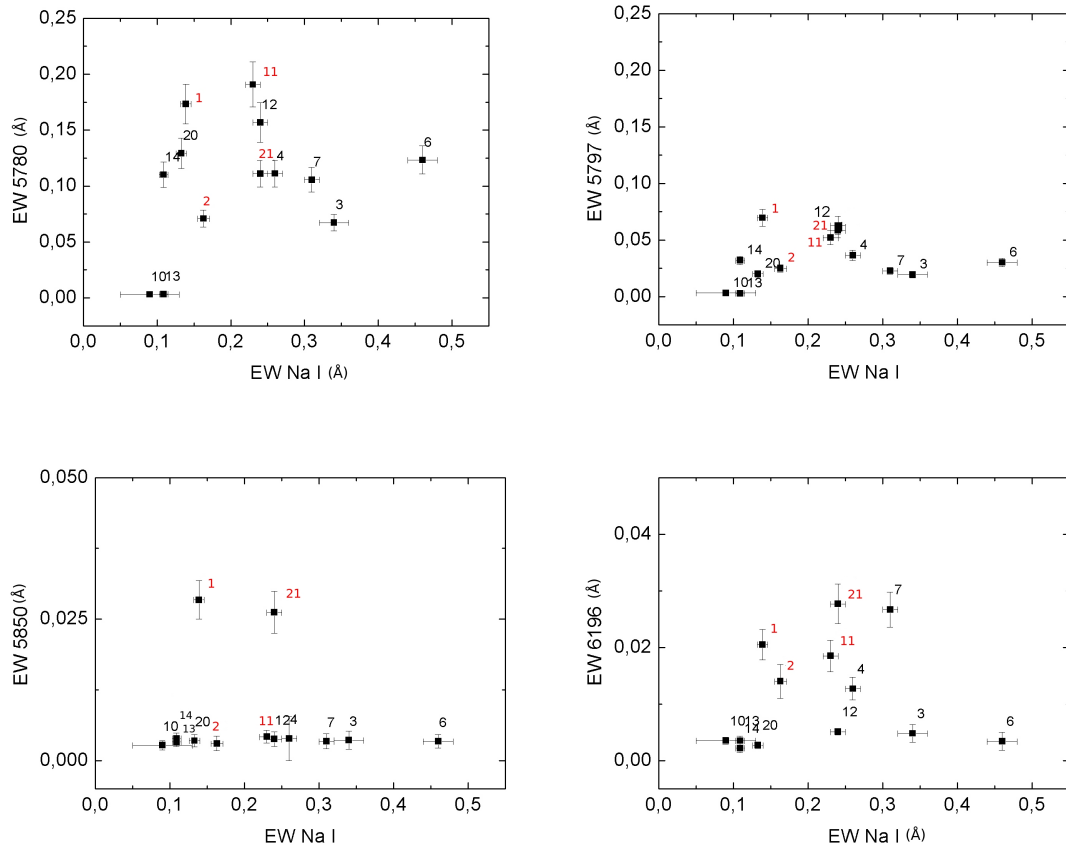


Figura 7.7: Correlação entre EW DIBs e $EW\ Na\ I$: a) $EW\ 5780 \times EW\ Na\ I$ b) $EW\ 5797 \times EW\ Na\ I$ c) $EW\ 5850 \times EW\ Na\ I$ d) $EW\ 6196 \times EW\ Na\ I$ (Os números em vermelho se referem à estrelas com incerteza alta em metalicidade).

Na figura 7.8 nos gráficos de $EW\ 5780 \times EW\ Na\ I$, $EW\ 5797 \times EW\ Na\ I$, $EW\ 5850 \times EW\ Na\ I$ e $EW\ 6196 \times EW\ Na\ I$ verificamos que a EW das DIBs sofre uma transição de ≈ 0 para valores maiores quando a $EW\ Na\ I > 0,12\ \text{\AA}$.

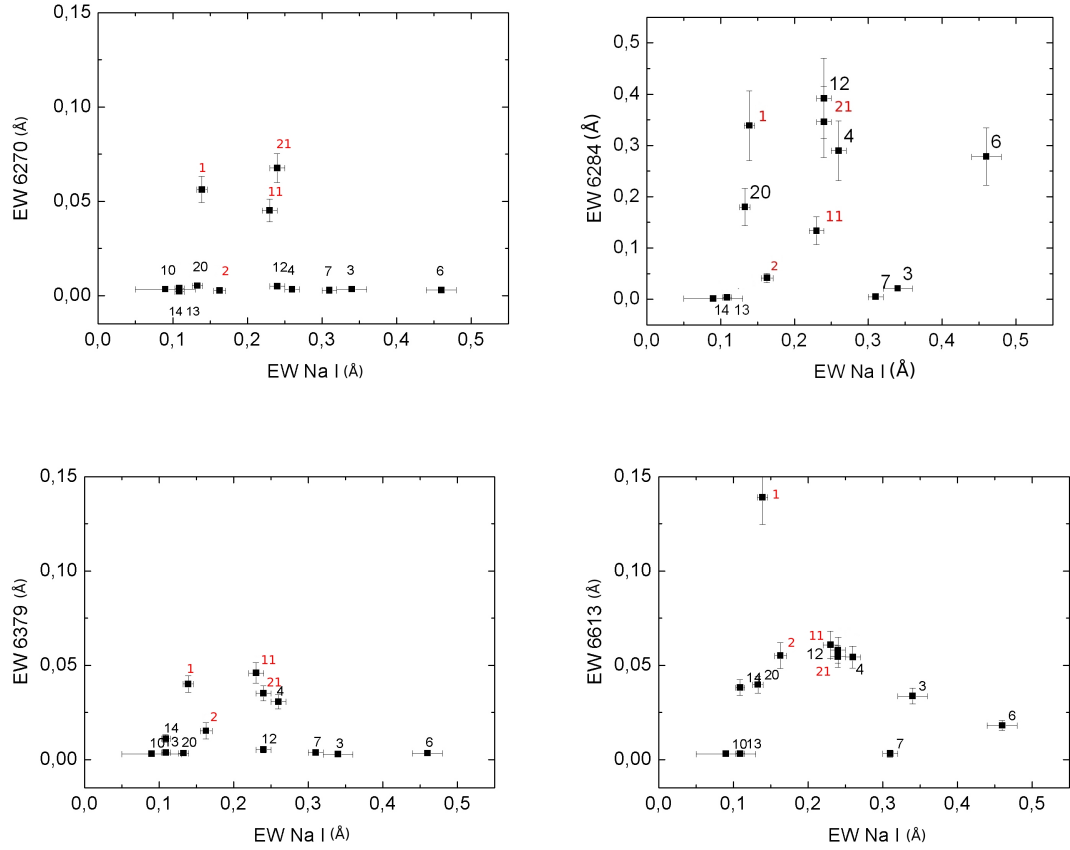


Figura 7.8: Correlação entre EW DIBs e $EW\ Na\ I$: a) $EW\ 6270 \times EW\ Na\ I$ b) $EW\ 6284 \times EW\ Na\ I$ c) $EW\ 6379 \times EW\ Na\ I$ d) $EW\ 6613 \times EW\ Na\ I$ (Os números em vermelho se referem à estrelas com incerteza alta em metalicidade).

Na figura 7.9 verificamos que nos gráficos de $EW\ 5780 \times EW\ K\ I$, $EW\ 5797 \times EW\ K\ I$, $EW\ 5850 \times EW\ K\ I$ e $EW\ 6196 \times EW\ K\ I$ as larguras equivalentes das DIBs tendem a aumentar seu valor conforme a $EW\ K\ I$ aumenta, correlacionando-se bem com $K\ I$.

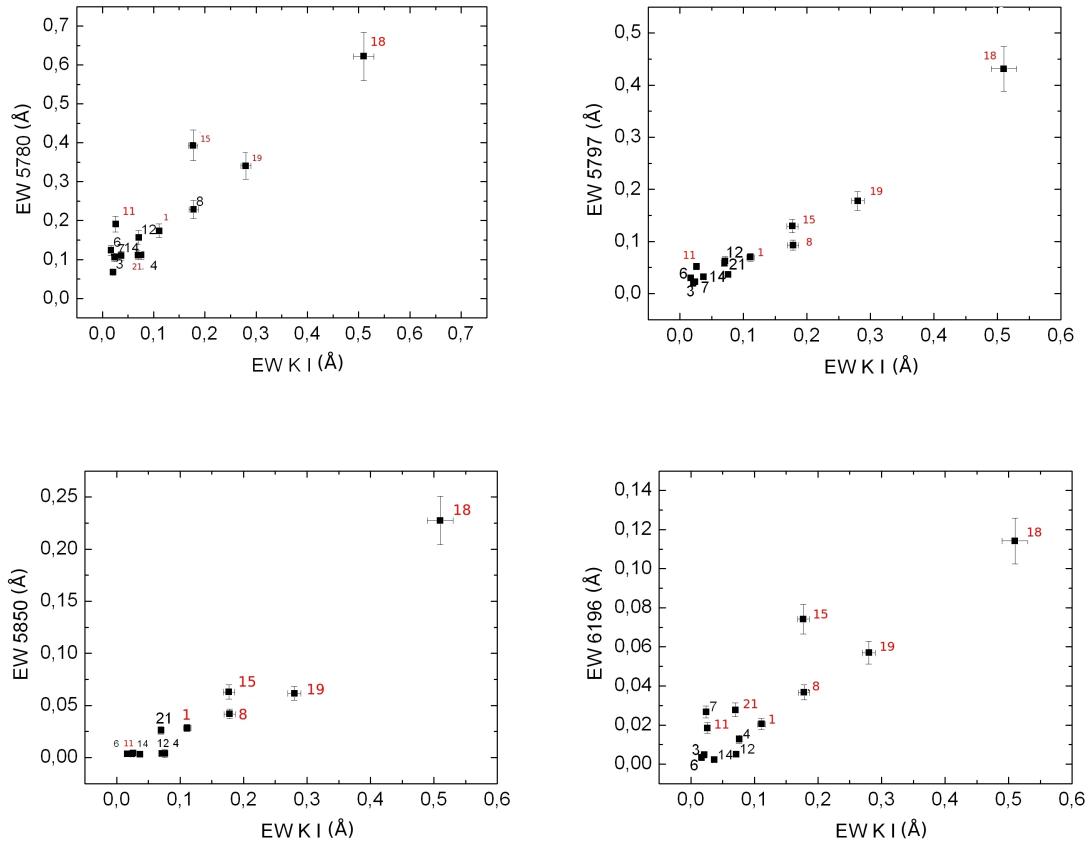


Figura 7.9: Correlação entre EW DIBs e $EW\ K\ I$: a) $EW\ 5780 \times EW\ K\ I$ b) $EW\ 5797 \times EW\ K\ I$ c) $EW\ 5850 \times EW\ K\ I$ d) $EW\ 6196 \times EW\ K\ I$ (Os números em vermelho se referem à estrelas com incerteza alta em metalicidade).

Na figura 7.10 verificamos que nos gráficos de $EW\ 6270 \times EW\ K\ I$, $EW\ 6284 \times EW\ K\ I$, $EW\ 6379 \times EW\ K\ I$ e $EW\ 6613 \times EW\ K\ I$ as larguras equivalentes das DIBs tendem a aumentar seu valor conforme a $EW\ K\ I$ aumenta, correlacionando-se com $K\ I$.

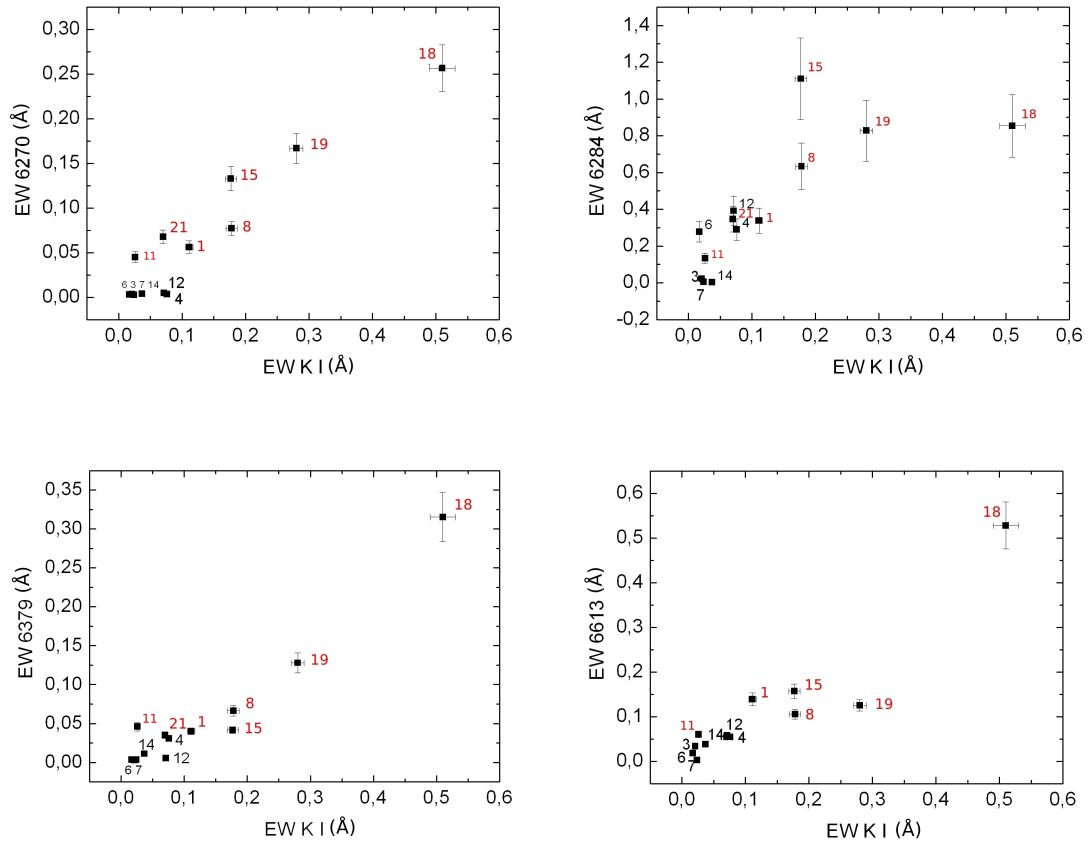


Figura 7.10: Correlação entre EW DIBs e $EW\ K\ I$: a) $EW\ 6270 \times EW\ K\ I$ b) $EW\ 6284 \times EW\ K\ I$ c) $EW\ 6379 \times EW\ K\ I$ d) $EW\ 6613 \times EW\ K\ I$ (Os números em vermelho se referem à estrelas com incerteza alta em metalicidade).

Na figura 7.11 nos gráficos de $EW\ 5780 \times$ distância, $EW\ 5797 \times$ distância, $EW\ 5850 \times$ distância e $EW\ 6196 \times$ distância verificamos a existência de dois grupos, um grupo com EW das DIBs ≈ 0 e o outro grupo com largura das DIBs maiores. Contudo, não há nenhuma correlação da largura equivalente das DIBs com a distância.

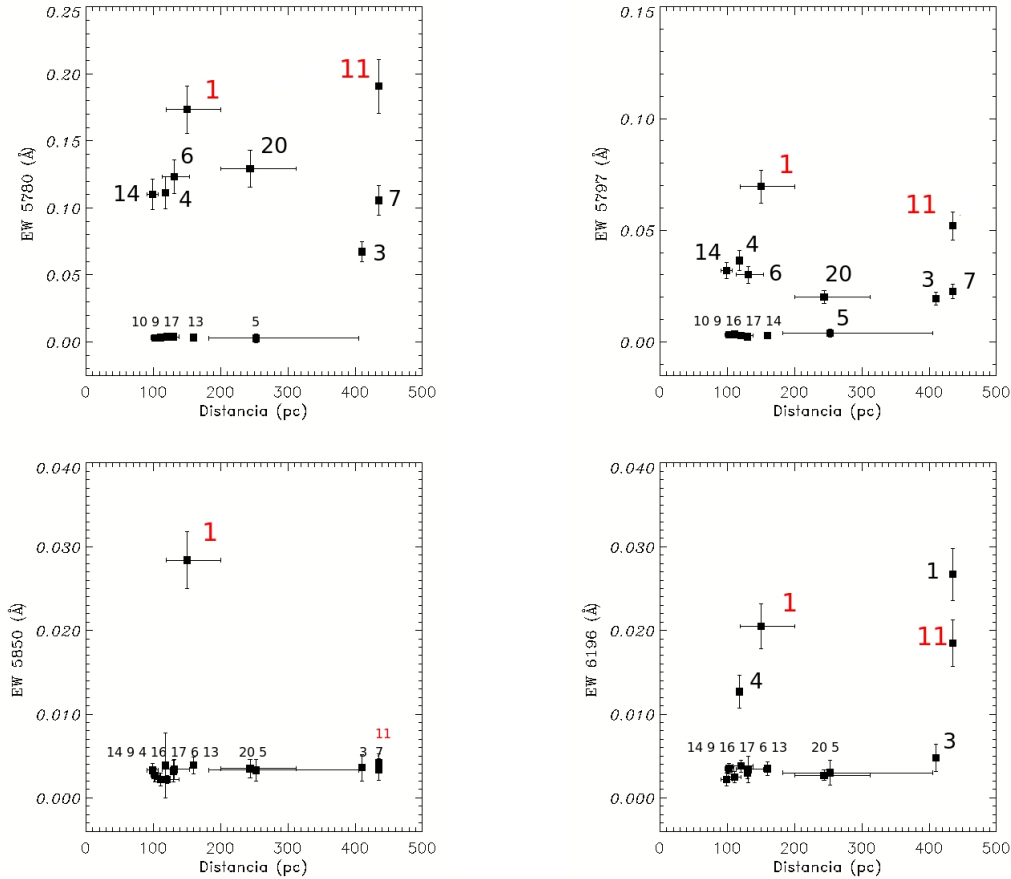


Figura 7.11: Correlação entre EW DIBs e distância: a) $EW\ 5780 \times$ distância b) $EW\ 5797 \times$ distância c) $EW\ 5850 \times$ distância d) $EW\ 6196 \times$ distância (Os números em vermelho se referem à estrelas com incerteza alta em metalicidade).

Figure 10 displays four panels showing the equivalent width (EW) of various spectral lines as a function of distance (pc) for different stellar populations. The panels are:

- EW 6270 Å (top left):** The y-axis ranges from 0.00 to 0.10 Å. The x-axis ranges from 0 to 500 pc. Data points are labeled with numbers 1 through 20. Error bars are shown for each point.
- EW 6294 Å (top right):** The y-axis ranges from 0.00 to 0.50 Å. The x-axis ranges from 0 to 500 pc. Data points are labeled with numbers 1 through 20. Error bars are shown for each point.
- EW 6379 Å (bottom left):** The y-axis ranges from 0.000 to 0.060 Å. The x-axis ranges from 0 to 500 pc. Data points are labeled with numbers 1 through 20. Error bars are shown for each point.
- EW 6613 Å (bottom right):** The y-axis ranges from 0.00 to 0.20 Å. The x-axis ranges from 0 to 500 pc. Data points are labeled with numbers 1 through 20. Error bars are shown for each point.

The populations are color-coded: red (1, 11), black (3, 7), and grey (14, 9, 4, 16, 17, 6, 13, 20, 5).

Analisando os gráficos das correlações das larguras equivalentes das DIBs com relação aos parâmetros do meio interestelar podemos verificar que

1. A largura equivalente das DIBs mostra uma excelente correlação com a largura do K I e apenas uma tendência de correlação com a largura equivalente do Ca II . Galazutdinov et al.(2004) mostraram que as DIBs 5797 e 5850 Å se correlacionam bem com K I , assim como nos nossos resultados.
2. A largura equivalente das DIBs não correlaciona com o excesso de cor $E(b-y)$ e a largura equivalente do Na I . Contudo a largura equivalente das DIBs só se torna significativa para linhas de visada com $E(b-y) > 0,040$, que é o excesso cor típico de uma nuvem interestelar difusa. O mesmo ocorre para o

Na I , onde a EW das DIBs sofre uma transição de ≈ 0 para valores maiores quando a EW Na I $> 0,12 \text{ \AA}$.

3. A largura equivalente das DIBs não apresenta correlação com a distância.

7.3.1 Eficiência de produção das DIBs

Snown e Cohen (1974) relataram a diminuição da intensidade das DIBs em nuvens escuras. Adamson et al. (1991) mostraram que a DIB $5780 \text{ \AA}$ é 2,8 vezes menor em Touro do que no meio interestelar médio e a DIB $5797 \text{ \AA}$ é 1,6 vezes menor. Adamson et al.(1991) sugeriram que as DIBs devem ser produzidas na superfície da nuvem como mostraram a eficiência de produção da DIB ($EW_{5780}/E(B-V)$), que diminui à medida que se penetra nas nuvens de Touro e ρ Oph. Veja a figura 7.13.

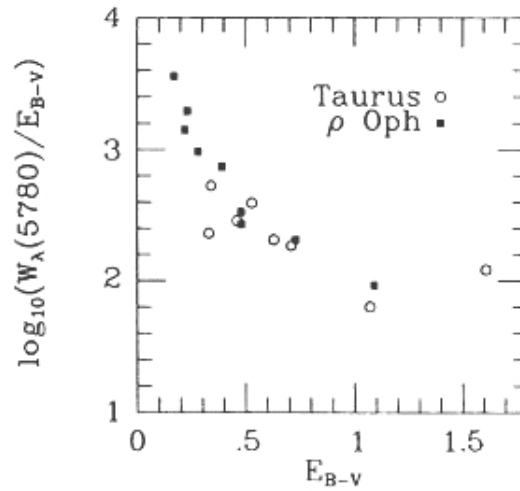


Figura 7.13: Eficiência de produção da DIB $5780 \text{ \AA}$ conforme se penetra nas nuvens de ρ Oph e Touro (Adamson et al 1991)

Como as estrelas estudadas são estrelas HAeBe, as mesmas estão próximas a regiões de formação estelar, sendo natural verificar como é a eficiência de produção da DIB com relação a penetração nas nuvens. Como podemos ver na figura 7.14 as DIBs 5780 , 5797 , 6196 , 6284 e $6613 \text{ \AA}$ apresentam o mesmo comportamento descrito por Adamson et al.(1991), ou seja, diminuem a eficiência de produção da DIB conforme se penetra nas nuvens. Observe no entanto que nossa faixa de valores de excesso de cor é muitas vezes mais restrita que a de Adamson et al. (1991). Por esse motivo não se observa uma queda tão acentuada nos nossos gráficos.

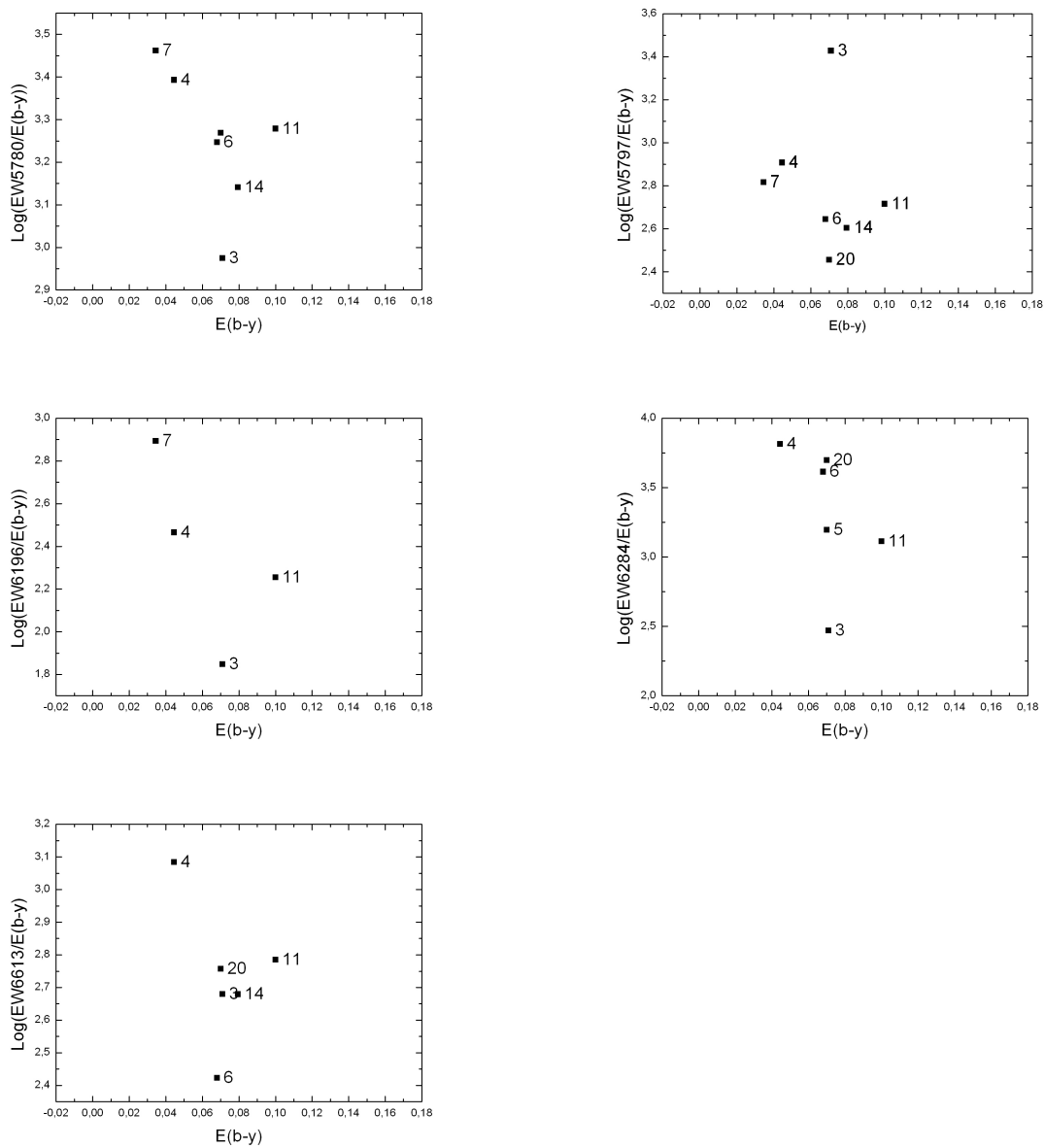


Figura 7.14: Eficiência de produção das DIBs 5780 Å, 5797 Å, 6196 Å, 6284 Å e 6613 Å: a) $\text{Log}(5780/E(b-y)) \times E(b-y)$ b) $\text{Log}(5797/E(b-y)) \times E(b-y)$ c) $\text{Log}(6196/E(b-y)) \times E(b-y)$ d) $\text{Log}(6284/E(b-y)) \times E(b-y)$ e) $\text{Log}(6613/E(b-y)) \times E(b-y)$

Capítulo 8

Bandas circunstelares difusas

Como nossos alvos são compostos por estrelas Ae/Be de Herbig, objetos jovens que ainda possuem disco, é natural fazer a seguinte pergunta: será que as bandas difusas medidas podem ter origem circunstelar?

A procura por bandas circunstelares difusas (DCBs) é motivada pelo forte impacto na teoria de DIBs. A razão é que o ambiente circunstelar apresenta-se inerentemente simples para a interpretação das observações. Quando se detecta um banda difusa no meio interestelar não se sabe ao certo sob quais condições químicas e físicas a mesma está sendo produzida. Isto porque o material ao longo da linha de visada pode ter uma história diferente, como por exemplo, ter sofrido choques, estar exposto à forte campo de radiação. No meio circunstelar não somente seriam conhecidos os parâmetros de densidade, temperatura e composição química de forma mais precisa, mas a localização do material seria inambígua. Uma estrela com material circunstelar quase sem material interestelar ao longo de sua linha de visada permitiria a confirmação ou não das DCBs.

A presença ou ausência das bandas difusas no meio circunstelar é de extrema importância na determinação de ambientes que privilegiem ou não a permanência dos "carriers". Assim, dando um passo importante para que candidatos a "carriers" possam ser propostos ou descartados (Seab 1995).

Analisando nossa amostra verificamos que as estrelas PDS339, PDS340, PDS395, PDS473 e PDS514 não apresentam nenhuma das DIBs estudadas, como pode ser visto nas figuras 8.1, 8.2, 8.3, 8.4 e 8.5 .

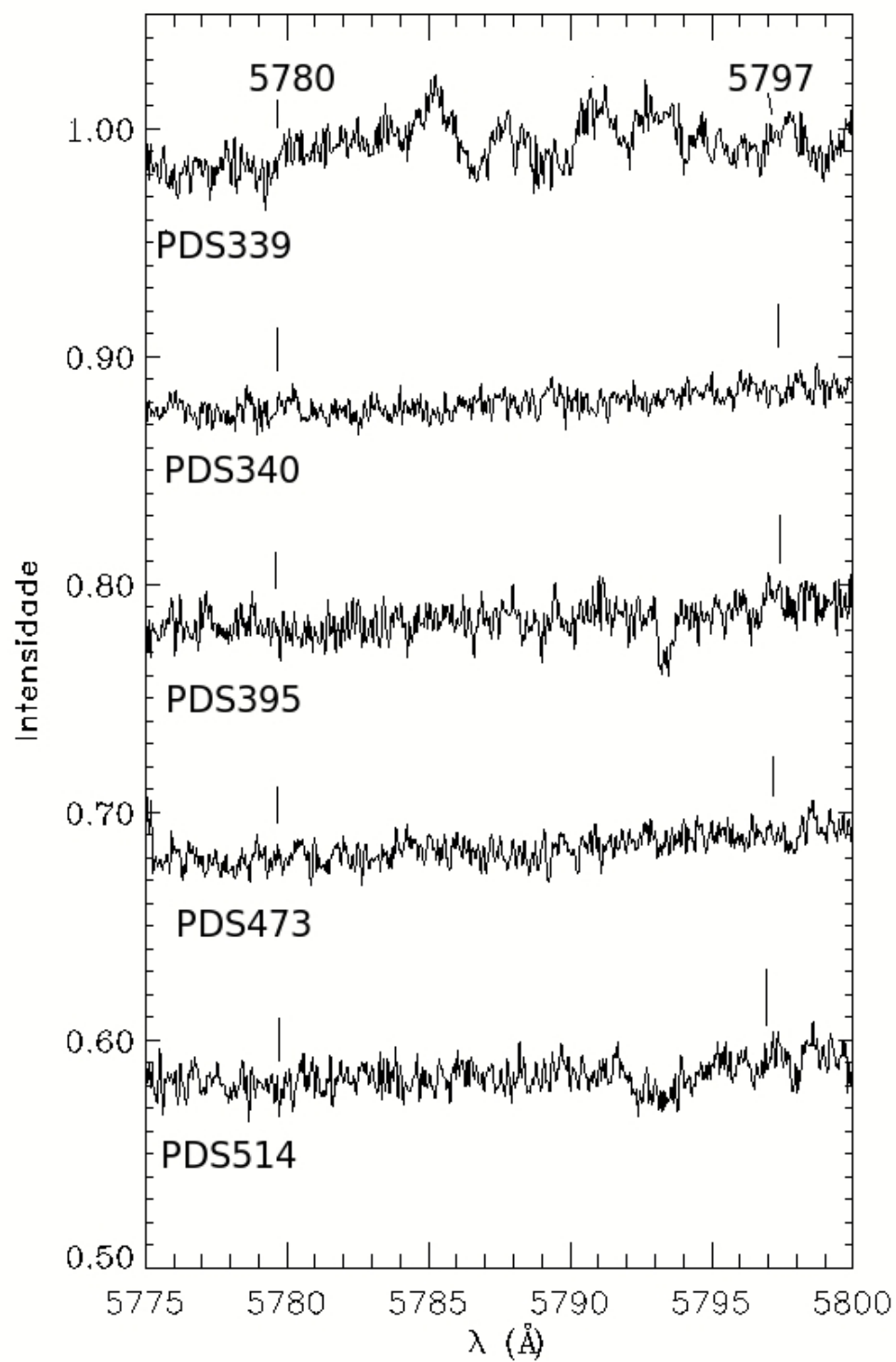


Figura 8.1: Espectros das estrelas PDS339, PDS340, PDS395, PDS473, PDS514, nas quais não foram detectadas as DIBs 5780, 5797

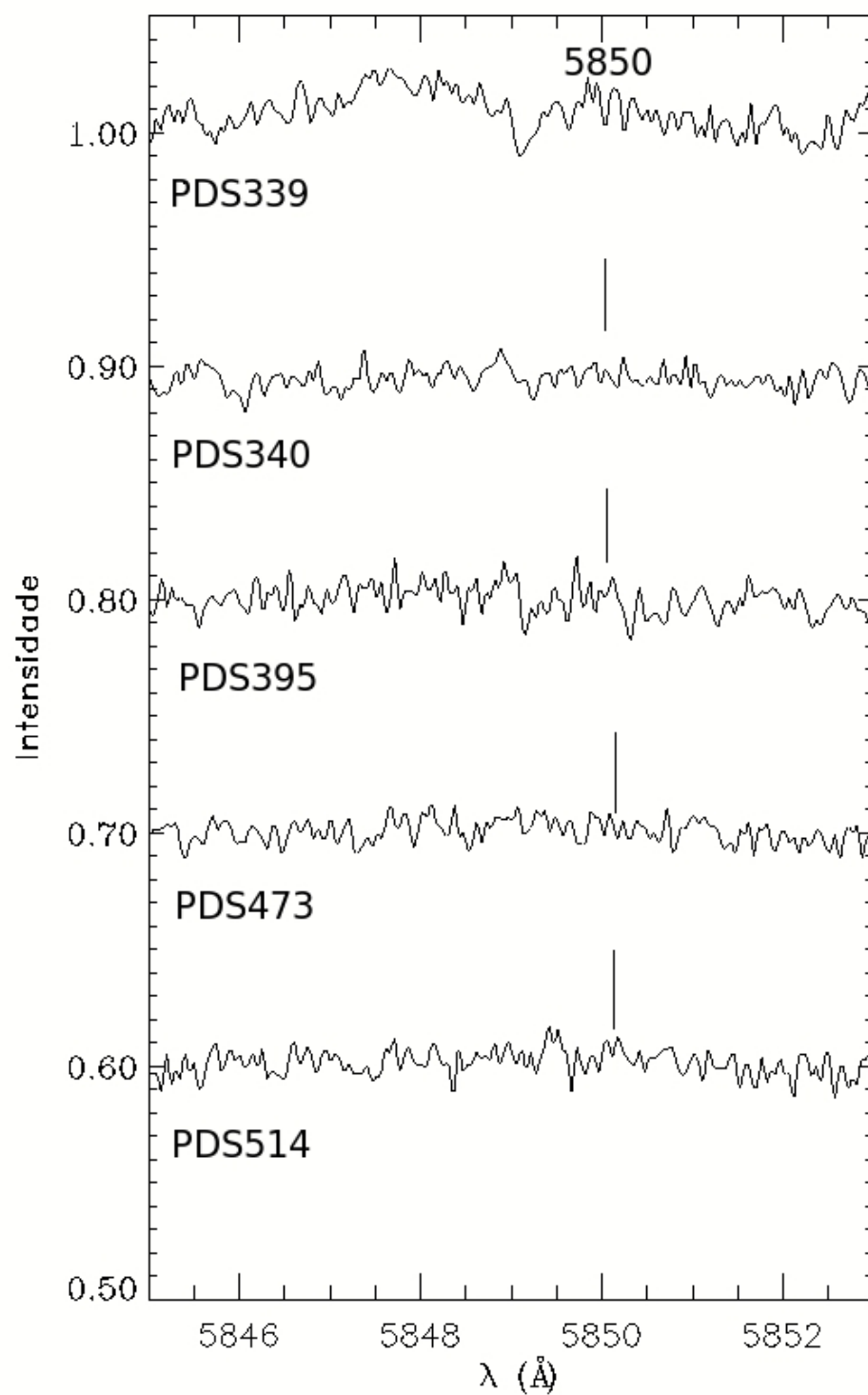


Figura 8.2: Espectros das estrelas PDS339, PDS340, PDS395, PDS473, PDS514, nas quais não foram detectada a DIB 5850

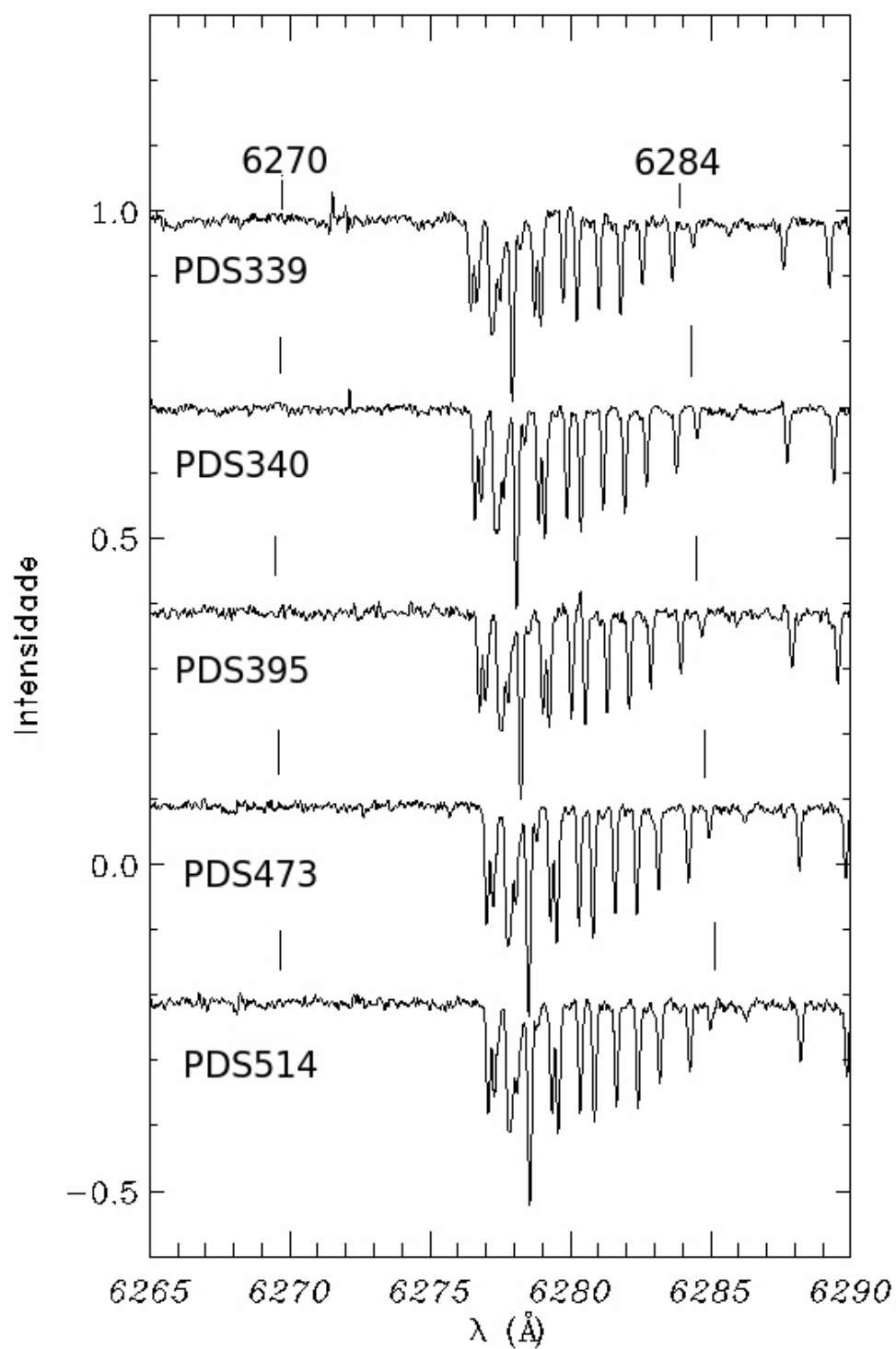


Figura 8.3: Espectros das estrelas PDS339, PDS340, PDS395, PDS473, PDS514, nas quais não foram detectadas as DIBs 6270 e 6284

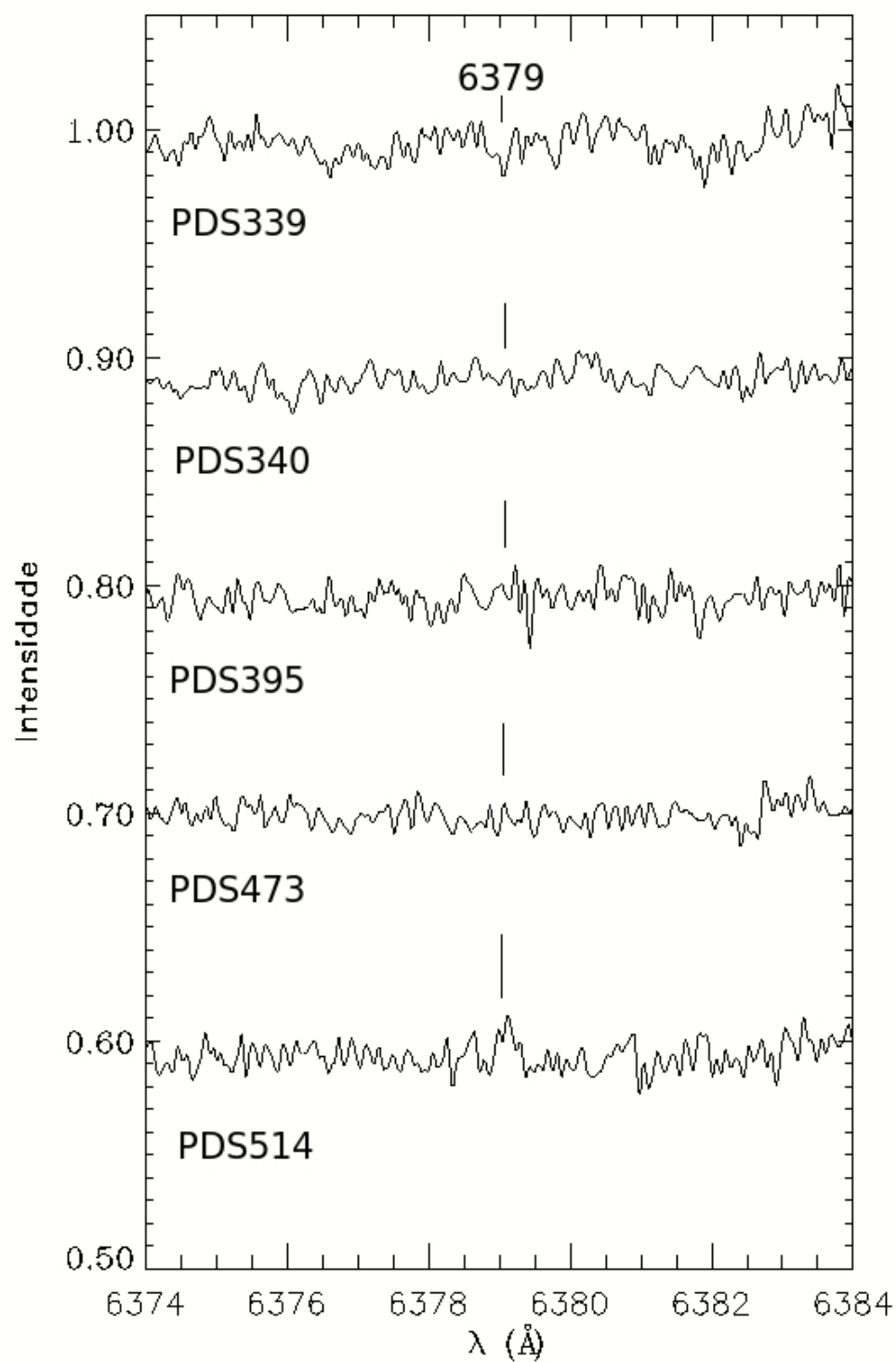


Figura 8.4: Espectros das estrelas PDS339, PDS340, PDS395, PDS473, PDS514, nas quais não foram detectada a DIB 6379

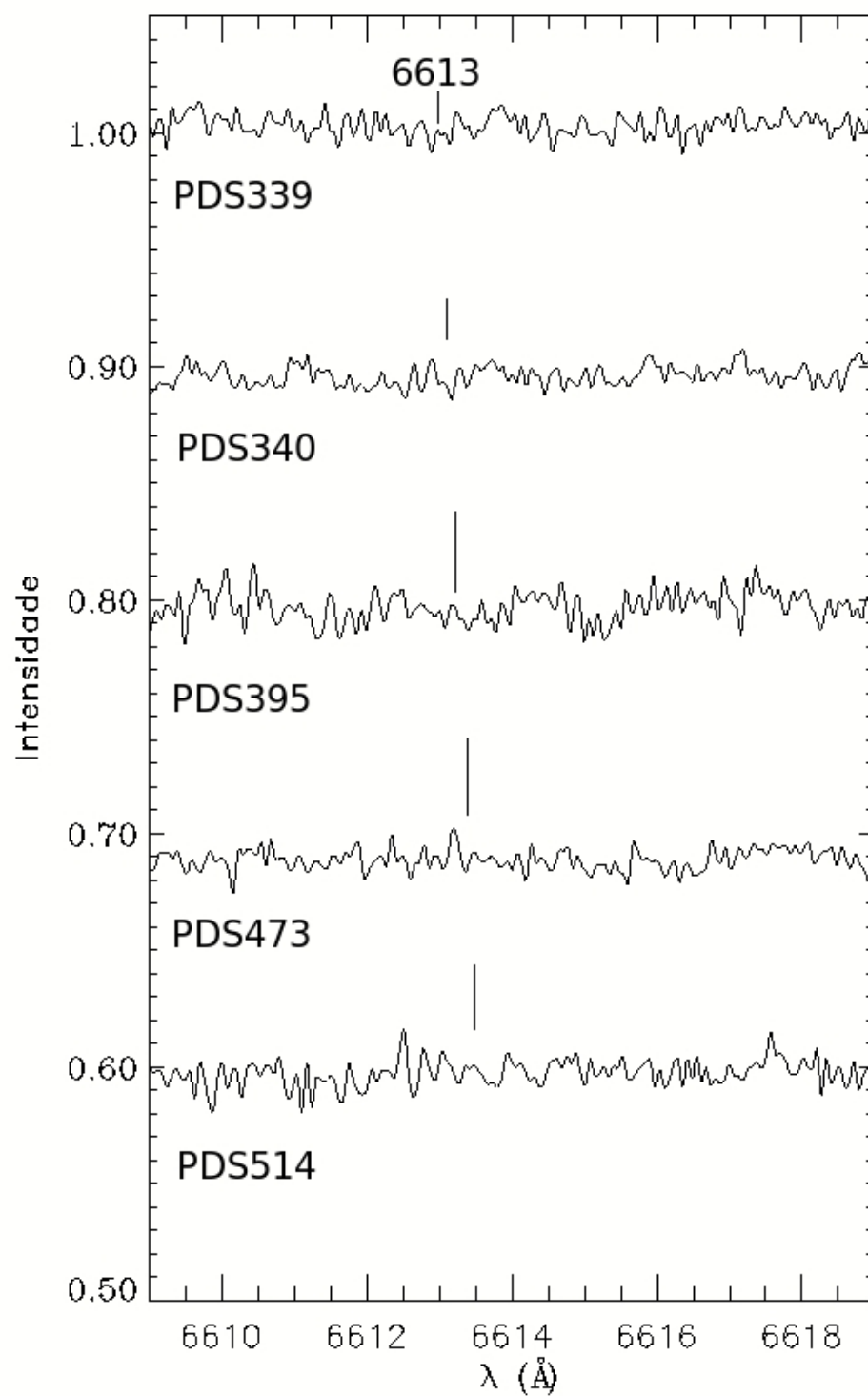


Figura 8.5: Espectros das estrelas PDS339, PDS340, PDS395, PDS473, PDS514, nas quais não foram detectada a DIB 6613

Analisando o material circunstelar dessas estrelas temos que:

- **PDS339:** Apresenta variação fotométrica (Guimarães et al. 2006), um disco com falta de emissão de silicato devido a ausência de grãos de silicato pequenos no disco, devido ao crescimento dos grãos e a remoção de grãos pequenos pela pressão de radiação (Meeus et al. 2002). Mas nenhum dado de posicionamento do disco foi encontrado na literatura.
- **PDS340:** Liu et al. (2003) utilizando interferometria no infravermelho médio e observações de imageamento direto observou-se emissões circunstelares em $\lambda\lambda$ 10,3, 11,7, 12,5 18,0 e 24,5 μm na PDS340. Através das observações de interferometria detectaram-se um disco, com inclinação de $45^\circ \pm 15^\circ$ com respeito a face do disco, um semi-eixo maior posicionado com ângulo de $150^\circ \pm 15^\circ$ (de leste para norte) com um diâmetro de 25 UA. As imagens diretas (18,0 e 25 μm) mostram evidência de poeira fria com espalhamento estendido de 30-40 UA da estrela. As imagens diretas também evidenciam uma inclinação do disco.
- **PDS395:** Meeus et al. 1998 relatam que a PDS395 não apresenta em sua linha de visada nenhuma nuvem densa e não apresenta qualquer variação substancial em seu brilho. Esses fatores juntamente com excesso de cor apresentado no infravermelho, causado pelo disco de poeira, levam a crer que a estrutura do disco está orientado com o pólo do objeto com respeito ao observador..
- **PDS473:** Isella et al. (2007) mostram novas observações do disco da PDS473 no contínuo de poeira de 0,87 a 7 mm, linhas de ^{12}CO (J=2-1 e J=3-2) e ^{13}CO (J=1-0), encontrando forte evidência que o material está em rotação kepleriana ao redor da estrela central de 2,6 $M_\odot$. A inclinação do disco com respeito a linha de visada é de $46^\circ \pm 4^\circ$ com uma posição angular de $128^\circ \pm 4^\circ$.
- **PDS514:** Raman et al. (2005) mostram observações de arranjos submilimétricos da estrela PDS514 em 1,3 mm de emissão do contínuo e ^{12}C J=2-1 em linhas de emissão que revelam o disco circunstelar. A emissão do contínuo é centrada na posição da estrela. A partir dela se estima a massa do disco em aproximadamente 0,02 $M_\odot$. As imagens de CO mostram partes da posição e velocidade que é bem calculada pela rotação kepleriana com baixa inclinação com a linha de visada. O raio do disco é de 235 UA, e a inclinação é de 13° .

Relembrando da análise do material interestelar na linha de visada dessas estrelas, utilizando os mapas no capítulo 6, podemos sumarizar o comportamento do avermelhamento interestelar da seguinte forma:

1. Na figura 6.6 no mapa de $b \times l$ podemos ver as três estrelas próximas a PDS339. No mapa IRAS verificamos que os ambientes das quatro estrelas são parecidos. No gráfico de $b \times d$ verificamos que a estrela mais próxima é a “3”. Com auxílio dos gráficos podemos ver que o avermelhamento da estrela “3” descreve melhor o avermelhamento do meio. Assim, $E(b - y)$ está entre $0^m,010$ e $0^m,02$.

2. A figura 6.7 no mapa de $b \times l$ nos mostra que existem 2 estrelas próximas a PDS340. No mapa IRAS verificamos que os ambientes das estrelas são parecidos. No gráfico de $b \times d$ observamos que a PDS340 localiza-se depois da estrela 2 e antes da "1". Quando analisamos o último gráfico vemos que o avermelhamento da PDS340 é menor que o avermelhamento da estrela "1" e maior que o avermelhamento da estrela "2", que se encontra antes da PDS340. Como a PDS340 está mais próxima da estrela "1" supomos que o avermelhamento da PDS340 (em torno de $0^m,04$) represente o avermelhamento do meio interestelar.
3. Na figura 6.9 no mapa $b \times l$ identificamos duas estrelas próximas a PDS395. No mapa IRAS verificamos que os ambientes das estrelas são parecidos. No gráfico de $b \times d$ verificamos que a estrela PDS395 está entre as estrelas "1" e "2". No gráfico de $b \times E(b-y)$ verificamos que a PDS395 apresenta um avermelhamento menor do que as estrelas que estão a sua volta e o avermelhamento parece estar coerente com o baixo avermelhamento apresentado na região. Assim o avermelhamento do meio deve ser menor que $0^m,020$.
4. Na figura 6.11 no mapa $b \times l$ identificamos a estrela mais próxima a PDS473. No mapa IRAS verificamos que os ambientes das duas estrelas são parecidos. Com o gráfico de $b \times d$ verificamos que as distâncias das duas são parecidas, dentro dos limites de erro. Assim, o avermelhamento do meio interestelar deve ser próximo da estrela "1", ou seja, entre $0^m,14$ e $0^m,19$.
5. Na figura 6.12 no mapa $b \times l$ identificamos três estrelas próximas da PDS514. No mapa IRAS verificamos que os ambientes das estrelas são parecidos. Analisando o gráfico de $b \times d$ verificamos que a estrela mais próxima a PDS514 é a estrela "2". Assim o avermelhamento do meio interestelar deve ficar entre $-0^m,012$ e $0^m,000$.

Em resumo, o avermelhamento na linha de visada dessas estrelas é muito baixo, com exceção da estrela PDS473. Veja a a tabela 8.1.

Tabela 8.1: Avermelhamento do meio interestelar das estrelas em que não foram detectadas DIBs. O valor com * foi determinado pela fotometria da estrela.

Objeto	E(b-y)mag
PDS339	0,010 - 0,020
PDS340	0,04 *
PDS395	< 0,020
PDS473	0,14 - 0,19
PDS514	-0,012 - 0,00

A estrela PDS473 apresenta um avermelhamento entre $0^m, 14$ e $0^m, 19$ e não detectamos DIBs em sua linha de visada. Contudo, esse valor, é dado por uma estrela que parece estar muito mais longe do que a estrela-alvo. Mais estudos sobre o ambiente dessa estrela faz-se necessário.

Como pode se ver na figura 8.6, o comportamento do gás interestelar na linha de visada dessas estrelas pode ser sumarizado do seguinte modo:

1. As linhas de Ca II das estrelas PDS340, PDS473 e PDS514 estão em emissão evidenciando atividade circunstelar. Para as estrelas PDS339 e PDS395 as linhas de Ca II não são encontradas.
2. As linhas de Na I encontram-se em emissão nas estrelas PDS339, PDS340, PDS473 e PDS514 sendo um indício de atividade circunstelar. Na estrela PDS395 a intensidade da linha de Na I é pequena com largura equivalente de $0,109 \pm 0,006 \text{ \AA}$.
3. A linha de K I é inexistente nas cinco estrelas analisadas.

Em conjunto, esses resultados afirmam que as estrelas PDS339, PDS340, PDS473 e PDS514 devem apresentar material circunstelar por causa das componentes em emissão nas linhas de Ca II e Na I e que o gás interestelar na linha de visada dessas estrelas deve ter baixa densidade, principalmente no caso do K I que não é detectado em nenhuma estrela.

Numa análise mais completa vemos que essas estrelas apresentam pouca poeira e pouco gás em sua frente, por causa dos baixos valores de excesso de cor e densidade do gás nas linhas de visada. Sendo assim, sugere-se que estamos vendo apenas a contribuição circunstelar. Como não estamos detectando as DIBs em estudo acreditamos que o meio circunstelar das estrelas HAeBe não seja o ambiente próprio para a produção ou a permanência dos “carriers”.

De todas as estrelas que não apresentam DIBs e parecem apresentar material circunstelar a estrela mais interessante é a PDS514. Ela apresenta avermelhamento entre $-0^m, 012$ e $0^m, 0$, ou seja, essencialmente não há material interestelar na sua direção. Assim esta estrela fornece a melhor evidência de que as DIBs são realmente características do meio interestelar difuso.

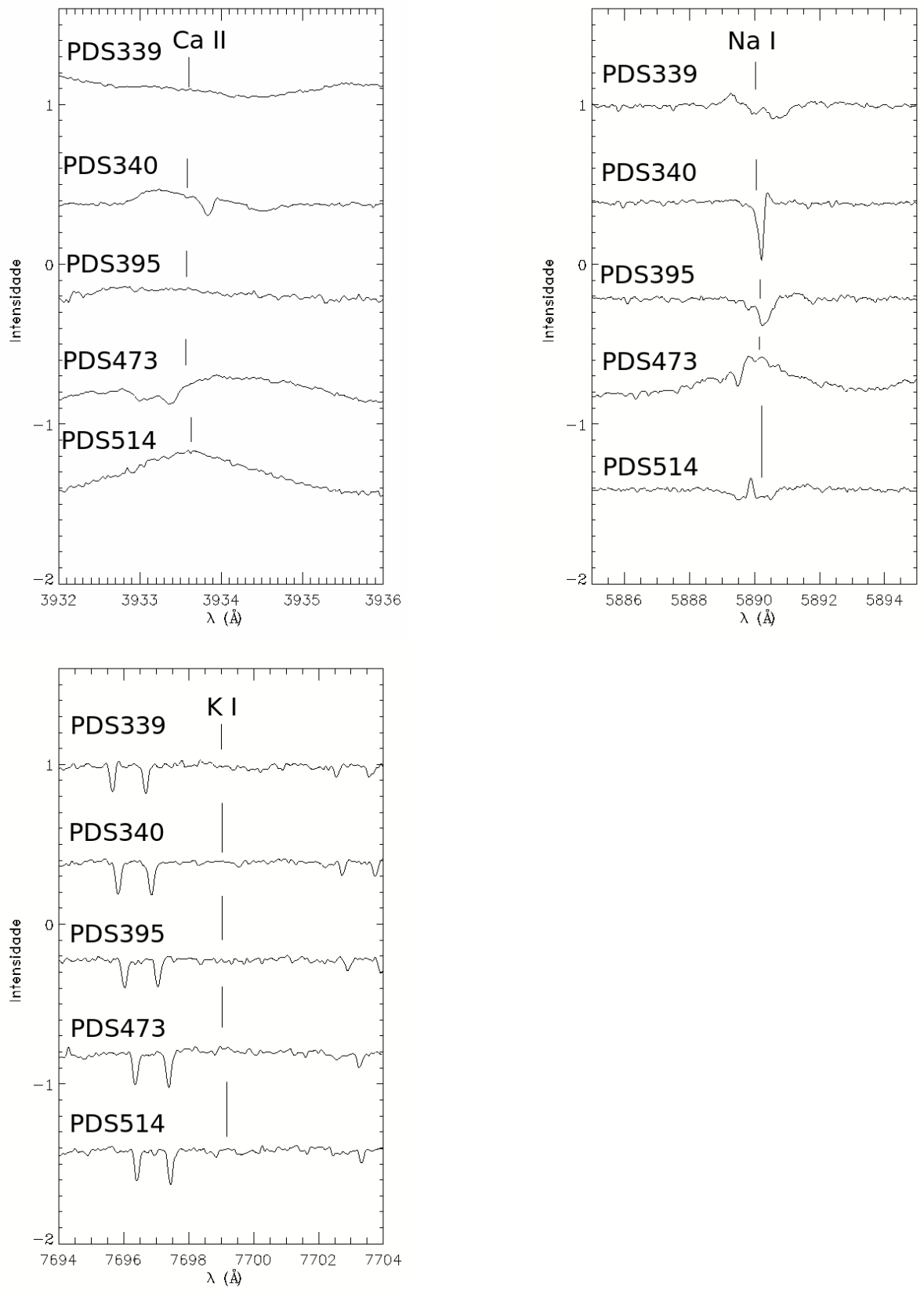


Figura 8.6: Linhas atômicas do meio interestelar nas estrelas PDS339, PDS340, PDS395, PDS473, PDS514 cuja as DIBs não foram detectadas

Capítulo 9

Famílias de DIBs

A proposta de famílias de DIBs surge com o intuito de separar DIBs com comportamento idêntico em linhas de visada diferentes. Isto porque se DIBs da mesma família fossem produzidas pelos mesmos “carriers”, seu comportamento deveria ser idêntico nos vários ambientes. Até hoje, entretanto, não foram encontradas DIBs com comportamento idêntico, somente DIBs com comportamento semelhante. Por esse motivo famílias de DIBs são definidas como um grupo de DIBs que tenham comportamento semelhante em ambientes diferentes (Josafatsson e Snow 1987, Krelowski e Walker 1987, Cami et al. 1997, Porceddu et al. 1991, Moutou et al. 1999, Wszolek e Godlowski 2003). Esse comportamento semelhante pode indicar que as DIBs possuam propriedades químicas e físicas semelhantes, como potencial de ionização, estabilidade estrutural, geometria, tamanho etc.

Josafatsson e Snow (1987) analisaram a correlação mútua entre as DIBs 5705, 5778, 5780, 5797, 5844 e 5849 Å e encontraram três grupos distintos. Um grupo formado pelas DIBs estreitas 5780, 5797 e 5849 Å que apresentam boa correlação uma com a outra e com $E(B - V)$; o segundo grupo formado pelas DIBs 5778 e 5844 Å que apresentam uma boa correlação mútua. E a banda 5705 Å que se correlaciona fracamente com todas as outras DIBs e com o $E(B - V)$.

Krelowski e Walker (1987) mediram as DIBs em ζ Perseus e separaram as DIBs em três grupos : o primeiro formado pelas DIBs largas 4430 e 6180 Å, o segundo formado pelas DIBs 5780, 6196, 6203, 6269 e 6284 Å e o terceiro formado pelas DIBs 5797, 5850 , 6376, 6379 e 6613 Å.

Cami et al. (1997) analisaram 44 DIBs na região 4501 a 6811 Å e isolaram duas famílias de DIBs: A primeira família formada pelas DIBs 5797, 6379 e 6613 Å e a segunda família formada pelas DIBs 4501, 5789, 6353 e 6792 Å.

9.1 Correlação entre DIBs

Como descrito anteriormente, na literatura foram utilizados vários métodos para se encontrar famílias de DIBs. Nessa seção analisaremos o comportamento mútuo das DIBs, utilizando o método de Josafatsson e Snow (1987) e Cami et al. (1997). Apresentamos nos gráficos na figura 9.1 o comportamento das DIBs uma em relação à outra.

Como mostrado na figura 9.1 a grande maioria das DIBs parece se correlacionar. Os coeficientes de correlação estão listados na tabela 9.1.

Tabela 9.1: Coeficiente de correlação entre DIBs, os valores entre parênteses são os desvios padrão

	6613	6379	6284	6270	6196	5850	5797
5780	0,90 (0,51)	0,87 (0,31)	0,87 (1,47)	0,93 (0,30)	0,94(0,12)	0,88 (0,22)	0,94(0,43)
5797	0,97 (0,51)	0,98 (0,31)	0,75 (1,47)	0,95 (0,30)	0,93 (0,12)	0,98 (0,22)	
5850	0,98 (0,51)	0,96 (0,31)	0,70 (1,47)	0,93 (0,30)	0,92 (0,13)		
6196	0,90 (0,51)	0,88 (0,31)	0,84 (1,47)	0,96 (0,30)			
6270	0,89 (0,51)	0,92 (0,31)	0,85 (1,47)				
6284	0,69 (0,51)	0,65 (0,31)					
6379	0,95 (0,51)						

Se duas linhas de absorção são originadas na mesma transição molecular é de se esperar que a correlação entre as duas produza um coeficiente de correlação muito próximo de 1. Como estamos procurando DIBs com comportamento semelhante é de se esperar que o coeficiente de correlação entre duas bandas também se aproxime de 1. Não encontramos nenhuma banda com comportamento idêntico, o que nos leva a escolher como critério de semelhança um coeficiente de correlação no mínimo igual à 0,85.

Usando esse critério analisamos a tabela 9.1 e observamos que as DIBs 5797, 5850, 6196, 6379 e 6613 Å correlacionam-se bem entre si. A DIB 6284 Å correlaciona-se bem somente com as DIBs 6270 e 5780 Å. As DIBs 5780 e 6270 Å correlacionam-se bem com todas as DIBs da amostra.

Diante deste panorama podemos dividir as DIBs em três grupos distintos: O primeiro formado pelas DIBs 5797, 5850, 6196, 6379 e 6613 Å que correlacionam-se bem entre si e não correlacionam bem com 6284 Å. Um segundo grupo formado pelas DIBs que correlacionam-se bem com todas as DIBs em estudo. E a DIB 6284 Å que correlaciona bem somente com as DIBs 5780 e 6270 Å. Com esse resultado observamos que as DIBs com largura equivalente parecida tendem a pertencer ao mesmo grupo, de acordo com Moutou et al. (1999).

Tabela 9.2: Família de DIBs encontradas na literatura			
Autores	família 1	família 2	família 3
Chlewicki et al. . (1986)	$\lambda\lambda$ 5797, 5850	$\lambda\lambda$ 5780, 6195, 6203, 6269 e 6284	
Krelowski & Walker (1987)	$\lambda\lambda$ 4430 e 6180	$\lambda\lambda$ 5780, 6196, 6203, 6269 e 6284	$\lambda\lambda$ 5797, 5850, 6376, 6379 e 6613
Josafatsson & Snow (1987)	$\lambda\lambda$ 5780, 5797, 5849	$\lambda\lambda$ 5778 e 5844	
Cami et al. . (1997)	$\lambda\lambda$ 5797, 6379, 6613	$\lambda\lambda$ 4501, 5789, 6353 e 6792	

Na literatura encontramos as famílias apresentadas na tabela 9.2. Verificamos que as famílias encontradas em nosso trabalho não coincidem exatamente com as famílias apresentadas. Contudo, nosso primeiro grupo se parece muito com a família "3"de Krelowski & Walker (1987). O nosso segundo grupo se parece mais com a família "2"de Krelowski & Walker (1987) e Chlewicki et al. (1986).

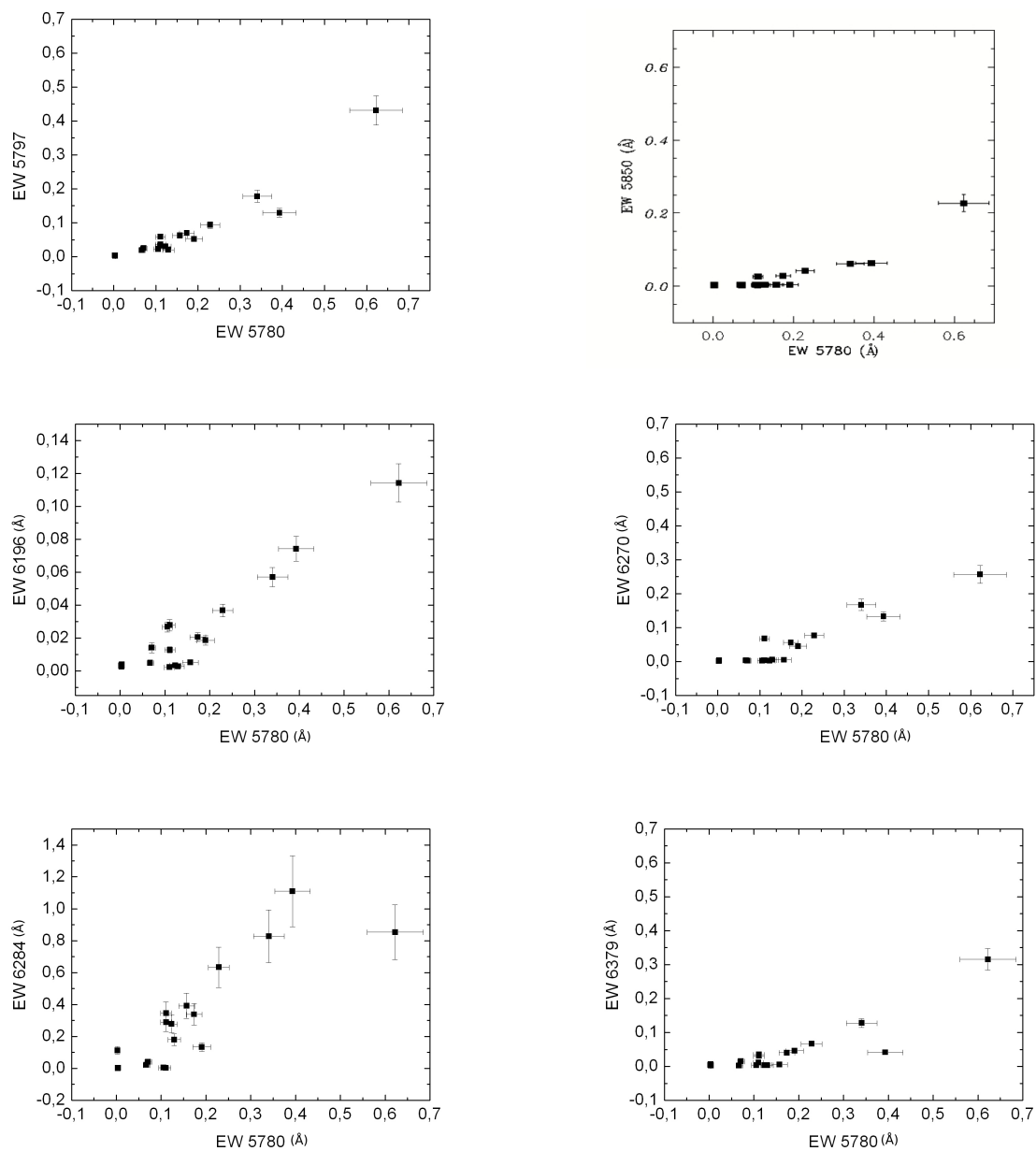


Figura 9.1: Correlação entre DIBs:

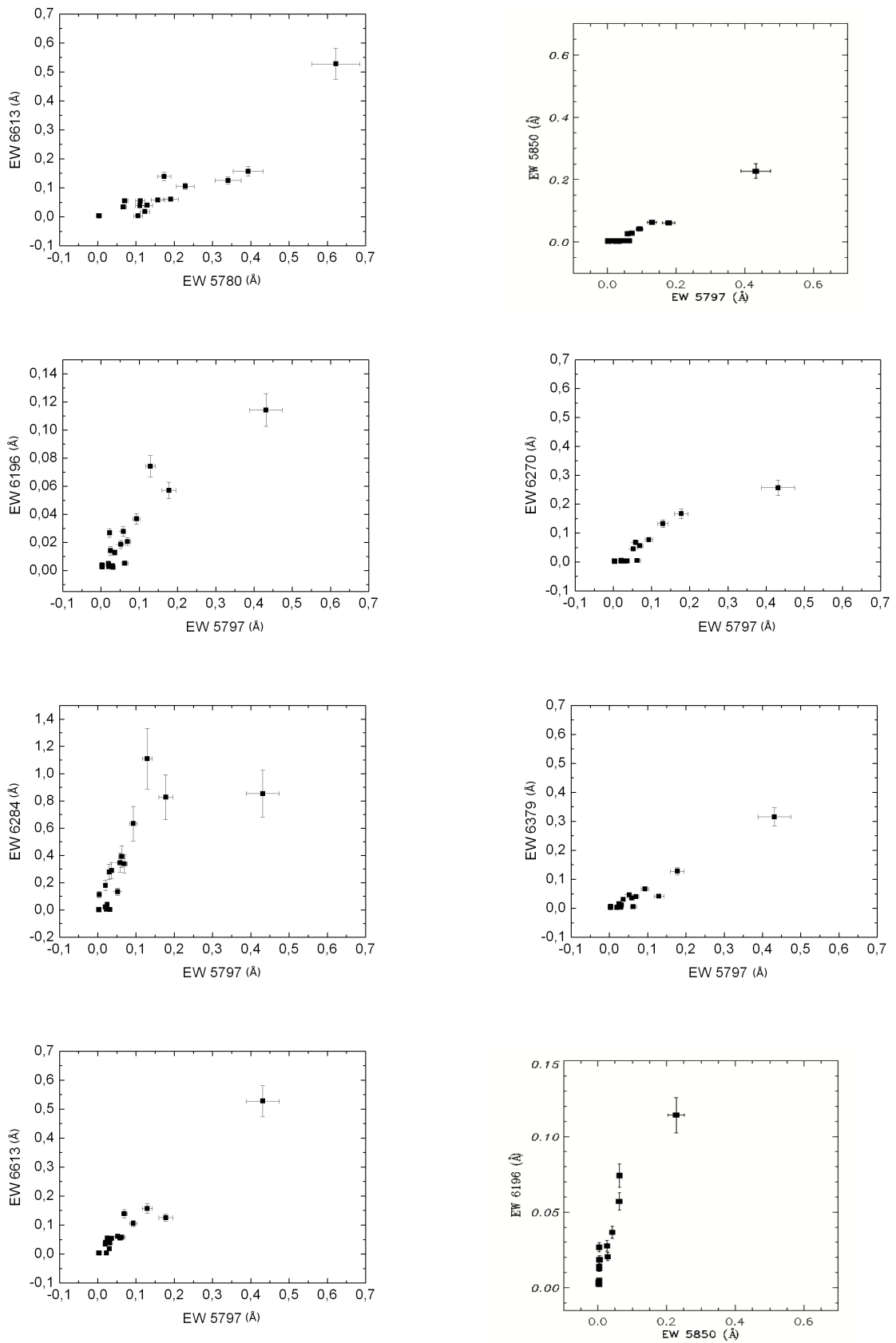


Figura 9.1: Correlação entre DIBs - Continuação I

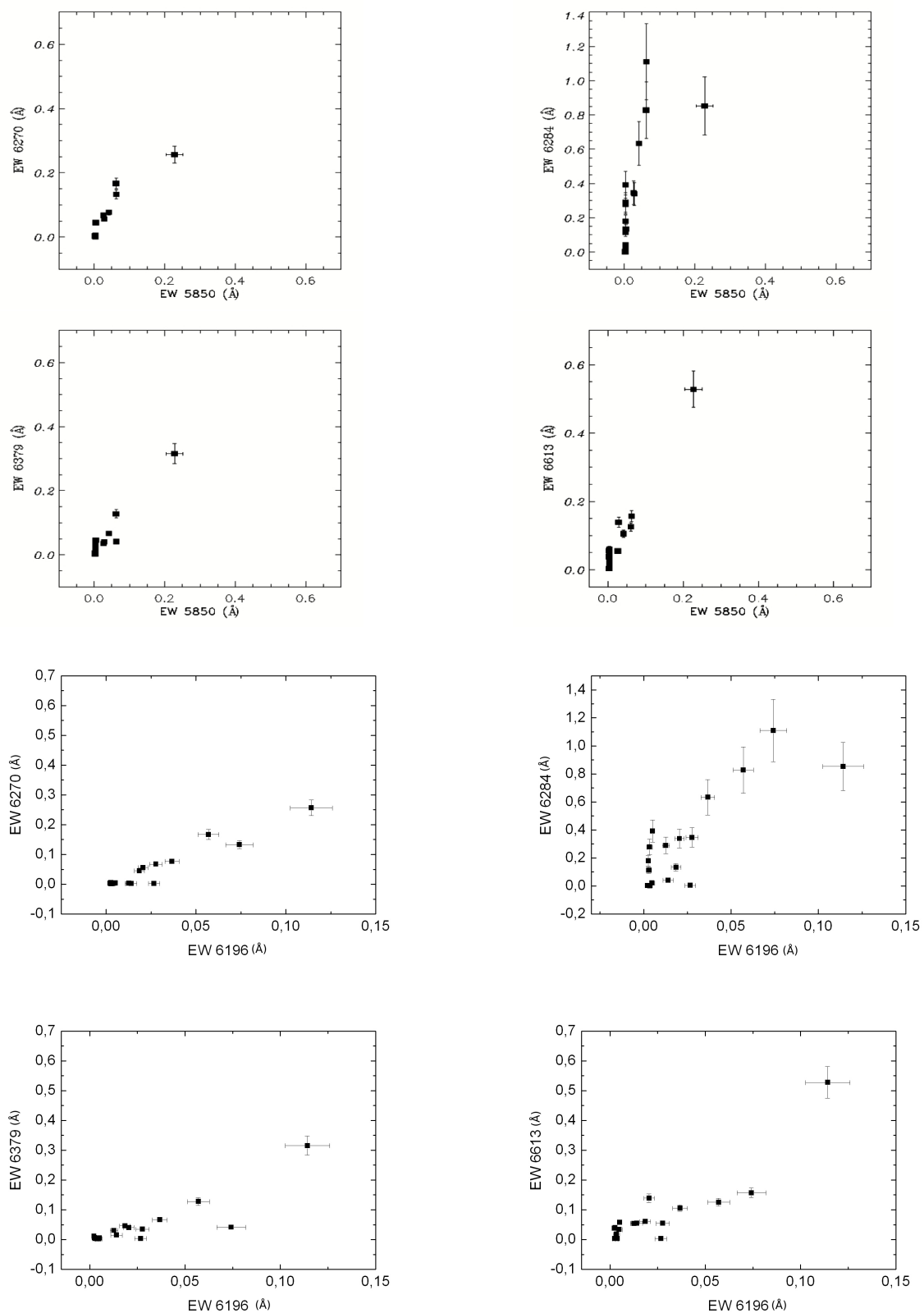


Figura 9.1: Correlação entre DIBs - Continuação II

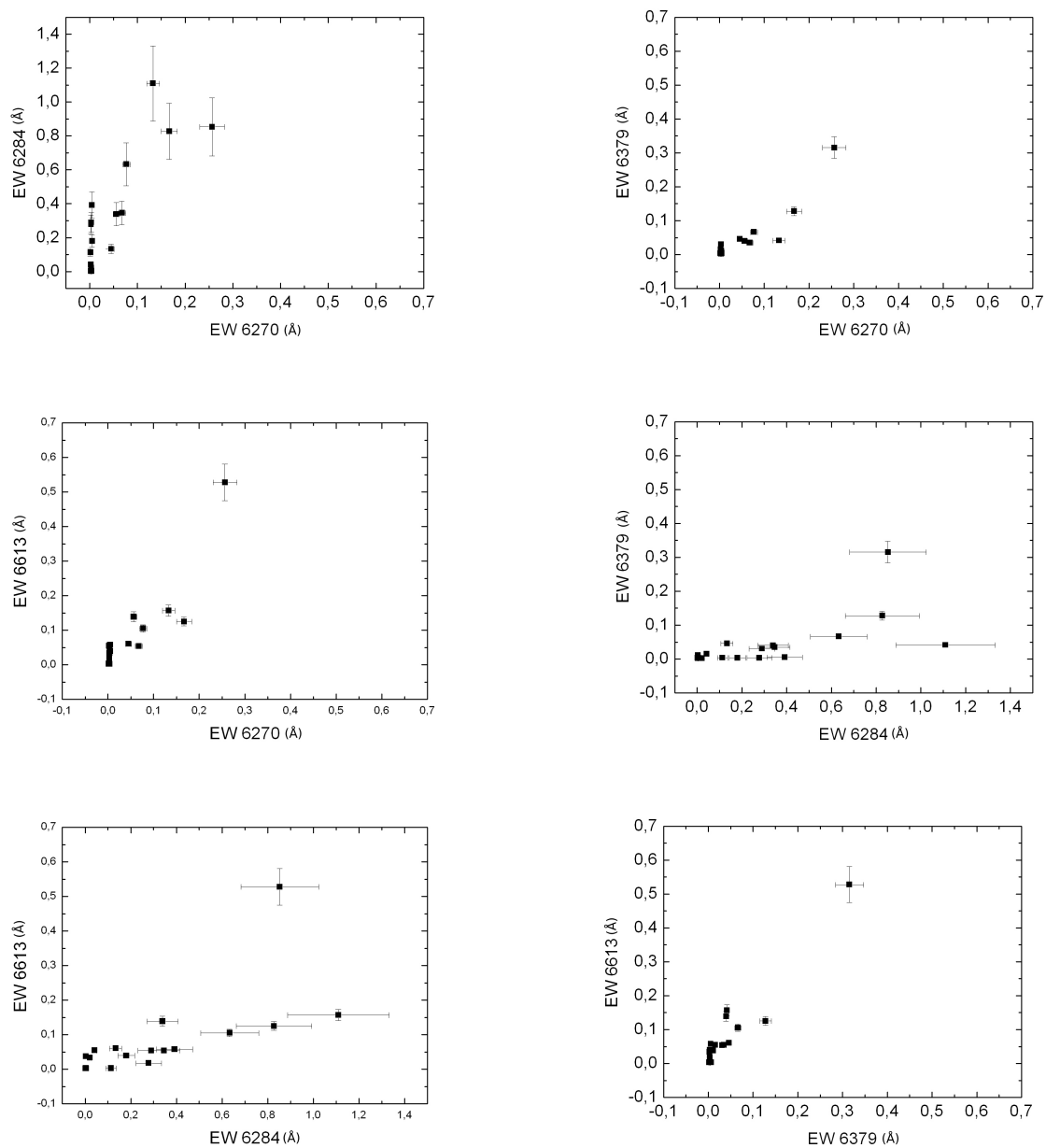


Figura 9.1: Correlação entre DIBs - Continuação III

9.2 Razões das DIBs

9.2.1 Razões de DIBs *versus* excesso de cor

Estudaremos as razões de DIBs com relação aos parâmetros do meio interestelar tentando separar as razões de DIBs com comportamento semelhante. O caso mais relevante foi observado entre as DIBs 5780 e 5797 Å. A DIB 5780 Å apresenta um aumento da sua intensidade em nuvens do tipo σSco e a DIB 5797 Å apresenta um aumento de sua intensidade em nuvens do tipo ζOph . Assim, quando se compara a razão dessas duas DIBs é possível separar os dois tipos de nuvens, como discutido em Krelowski & Sneden (1995), Cami et al. (1997) e Cox et al. (2006). Começemos analisando o comportamento das razões com relação ao excesso de cor.

Na figura 9.2a observamos a relação entre $EW\ 5780/5797 \times E(b-y)$ dois grupos. Um grupo de estrelas com $0,0 \leq \text{razão} \leq 2,0$ e $-0^m,025 \leq E(b-y) \leq 0^m,20$ e o outro grupo com $3,0 \leq \text{razão} \leq 6,0$ e $0^m,025 \leq E(b-y) \leq 0^m,125$. Esses dois grupos se encaixam na descrição das famílias σSco e ζOph .

Analisando os dois grupos encontrados na figura 9.2a podemos verificar que o primeiro grupo, formado pelas estrelas 5, 16, 13, 17, 9 e 10, apresenta em sua linha de visada nuvens do tipo ζOph , onde a produção da DIB 5797 Å é mais eficiente (família ζ). O segundo grupo, formado pelas estrelas 7, 4, 3, 6, 14, 11 e 20 (a estrela 20 não aparece no gráfico por causa da escala) apresenta em sua linha de visada nuvens do tipo σSco , onde a produção da DIB 5780 Å é mais eficiente (família σ).

Na figura 9.2b observamos na relação entre $EW\ 5850/5780 \times E(b-y)$ um grupo com $0,00 \leq \text{razão} \leq 0,25$ e $0^m,25 \leq E(b-y) \leq 0^m,10$ e outro grupo com $0,5 \leq \text{razão} \leq 1,5$ e $-0^m,025 \leq E(b-y) \leq 0^m,20$. Nesse gráfico as estrelas que compõem as famílias *sigma* e *zeta*, são as mesmas identificadas na figura 9.2a, mas encontram-se na parte inferior dos gráficos. A localização das famílias no gráfico muda conforme a razão das DIBs utilizadas.

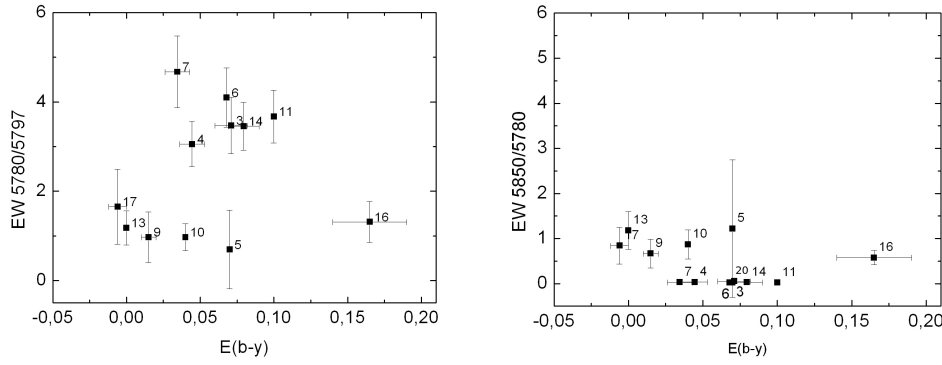


Figura 9.2: Correlação entre as razões de DIBs e excesso de cor : a) $EW\ 5780/5797 \times E(b-y)$ (estrela 20 não aparece no gráfico para facilitar a comparação) b) $EW\ 5850/5780 \times E(b-y)$

Na figura 9.3a observamos na relação $6196/5780 \times E(b-y)$ um grupo com $0,00 \leq \text{razão} \leq 0,25$ e $0^m,025 \leq E(b-y) \leq 0^m,10$ e um outro grupo com $0,5 \leq \text{razão} \leq 1,5$ e $-0^m,025 \leq E(b-y) \leq 0^m,20$.

Na figura 9.3b observamos na relação $6270/5780 \times E(b-y)$ dois grupos, um grupo com $0,0 \leq \text{razão} \leq 0,5$ e $0^m,025 \leq E(b-y) \leq 0^m,10$ e um outro com $0,4 \leq \text{razão} \leq 1,4$ e $-0^m,02 \leq E(b-y) \leq 0^m,20$. Na figura 9.3a e na figura 9.3b observamos novamente que o primeiro grupo pertence a família σ e o segundo a família ζ .

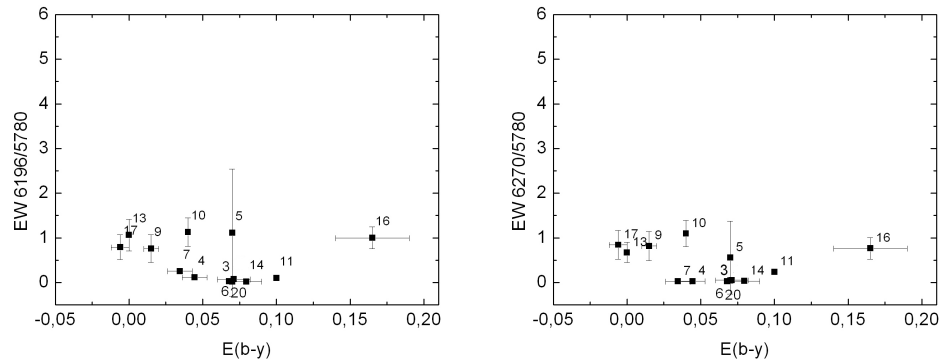


Figura 9.3: Correlação entre as razões das DIBs e excesso de cor: a) $EW\ 6196/5780 \times E(b-y)$ b) $EW\ 6270/5780 \times E(b-y)$

Na figura 9.4a observamos na relação $5780/6284 \times E(b-y)$ que os dados apresentam $0,0 \leq \text{razão} \leq 4,0$ e $-0^m,02 \leq E(b-y) \leq 0^m,20$. Observamos também que não existe a separação em família σ e ζ .

Na figura 9.4b observamos na relação $6379/5780 \times E(b-y)$ que os dados apresentam $0,0 \leq \text{razão} \leq 2,0$ e $-0^m,02 \leq E(b-y) \leq 0^m,20$. Novamente o primeiro grupo pertence a família σ e o segundo a família ζ , apesar da estrela 16 que pertence a família ζ ter razão bem próxima das estrelas da família σ .

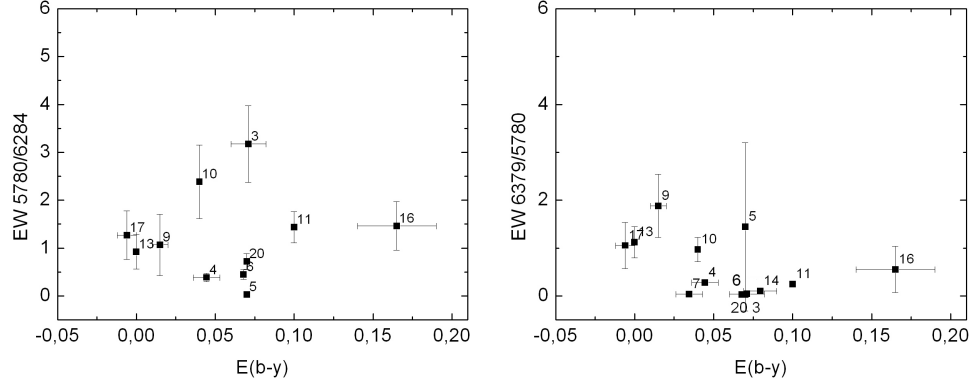


Figura 9.4: Correlação entre as razões das DIBs e excesso de cor: a) $EW\ 5780/6284 \times E(b-y)$ (estrelas 7 e 14 não aparecem no gráfico pois o mesmo foi escalonado de maneira que pudessem ser comparado com os outros gráficos) b) $EW\ 6379/5780 \times E(b-y)$

Na figura 9.5a observamos na relação $EW\ 6613/5780 \times E(b-y)$ dois grupos, um com $0,0 \leq \text{razão} \leq 0,5$ e $0^m,025 \leq E(b-y) \leq 0^m,10$ e outro grupo com $0,5 < \text{razão} \leq 1,5$ e $-0^m,02 \leq E(b-y) \leq 0^m,20$.

Na figura 9.5b observamos na relação $EW\ 5850/5797 \times E(b-y)$ dois grupos, um grupo com $0,0 \leq \text{razão} \leq 0,5$ e $0^m,025 \leq E(b-y) \leq 0^m,10$ e um outro grupo com $0,5 < \text{razão} \leq 2,0$ e $-0^m,02 \leq E(b-y) \leq 0^m,20$.

Nas figuras 9.5a e 9.5b observamos que os dois grupos encontrados podem ser identificados como o primeiro grupo sendo a família σ e o segundo sendo a família ζ .

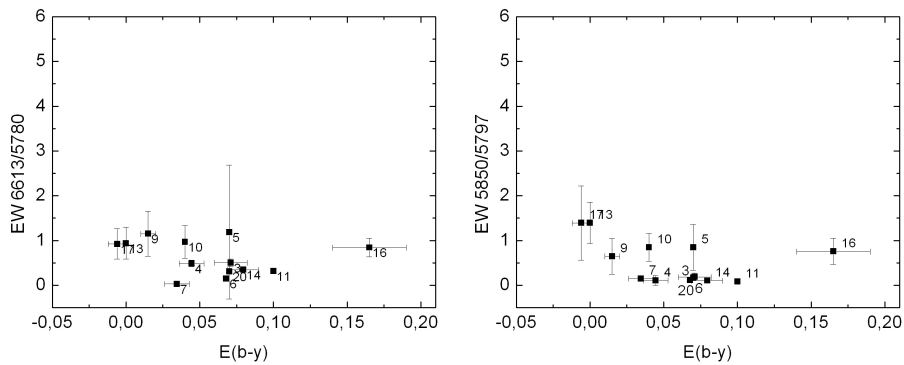


Figura 9.5: Correlação entre as razões das DIBs e excesso de cor: a) $EW\ 6613/5780 \times E(b-y)$ b) $EW\ 5850/5797 \times E(b-y)$

Na figura 9.6a observamos na relação $EW\ 6196/5797 \times E(b-y)$ que os dois grupos mencionados anteriormente não se apresentam de forma muito distinta. Há uma sugestão de um grupo com $0,0 \leq \text{razão} \leq 0,5$ e $0^m,02 \leq E(b-y) \leq 0^m,10$ e um outro com $0,5 < \text{razão} \leq 1,5$ e $-0^m,02 \leq E(b-y) \leq 0^m,20$. Na figura 9.6a observamos novamente que o primeiro grupo pode ser indicado como a família σ e o segundo como a família ζ , mas a estrela 7 teria ficado no grupo da família ζ .

Na figura 9.6b observamos na relação $EW\ 6270/5797 \times E(b-y)$ dois grupos, um grupo com $0,0 \leq \text{razão} \leq 0,5$ e $0^m,02 \leq E(b-y) \leq 0^m,10$ e o outro com $0,5 < \text{razão} < 1,5$ e $-0^m,02 \leq E(b-y) < 0^m,20$. Observamos que os dois grupos encontrados podem ser divididos como o primeiro grupo sendo a família σ e o segundo sendo a família ζ , mas a estrela 11 teria ficado no grupo da família ζ . Assim não conseguimos diferenciar as famílias de forma inequívoca.

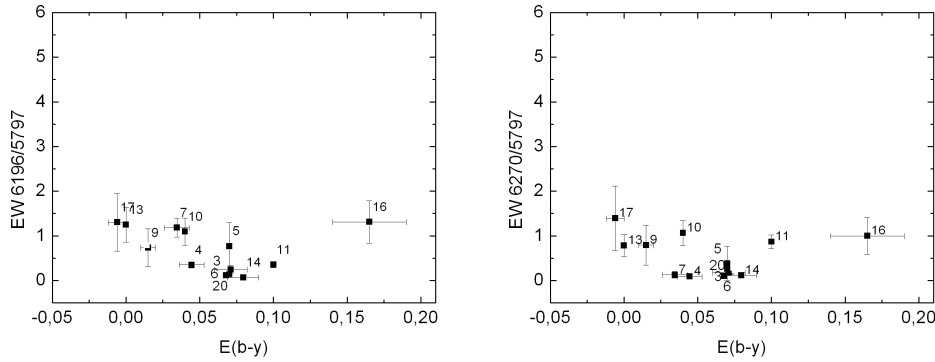


Figura 9.6: Correlação entre as razões das DIBs e excesso de cor: a) $EW\ 6196/5797 \times E(b-y)$ b) $EW\ 6270/5797 \times E(b-y)$

Na figura 9.7a observamos na relação $EW\ 5797/6284 \times E(b-y)$ o mesmo que acontece na figura 9.6a. Há uma sugestão de um grupo com $0,0 \leq \text{razão} \leq 0,5$ e $0^m,03 \leq E(b-y) \leq 0^m,10$ e o outro grupo com $\text{razão} > 0,5$ e $-0^m,02 \leq E(b-y) \leq 0^m,20$, mas insuficiente para diferenciarmos o comportamento em famílias ζ e σ .

Na figura 9.7b observamos na relação de $EW\ 6379/5797 \times E(b-y)$ um grupo com $0,0 \leq \text{razão} \leq 0,5$ e $0^m,025 \leq E(b-y) \leq 0^m,10$ e o outro grupo com $\text{razão} > 0,50$ e $-0^m,02 \leq E(b-y) \leq 0^m,20$. Observamos que as estrelas 4 e 11 que pertencem a família σ passam a ter razões parecidas com estrelas da família ζ . Não sendo possível diferenciar completamente as famílias.

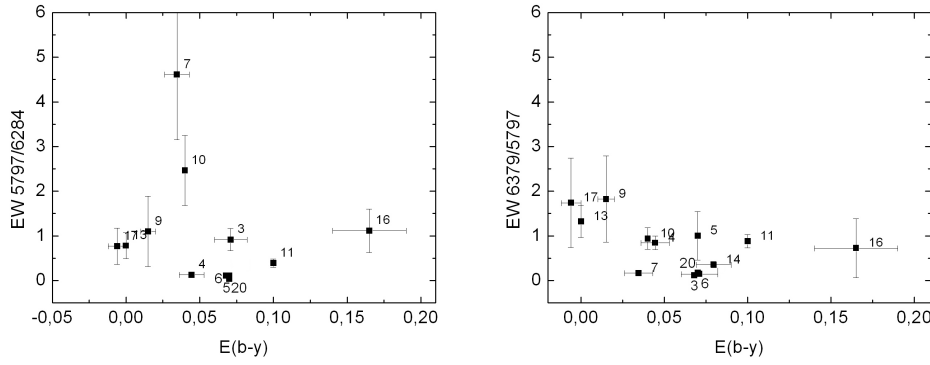


Figura 9.7: Correlação entre as razões das DIBs e excesso de cor: a) $EW\ 5797/6284 \times E(b - y)$ (estrela 14 se encontra fora do gráfico para facilitar a comparação entre os gráficos) b) $EW\ 6379/5797 \times E(b - y)$

Nas figuras 9.8a e 9.8b observamos nas relações $6613/5797 \times E(b - y)$ e $5850/6196 \times E(b - y)$ que os dados apresentam $0,0 \leq \text{razão} \leq 2,0$ e $-0^m,02 \leq E(b - y) \leq 0^m,20$. Nas figuras 9.8a e 9.8b não conseguimos diferenciar o comportamento das famílias ζ e σ pois as estrelas se misturam.

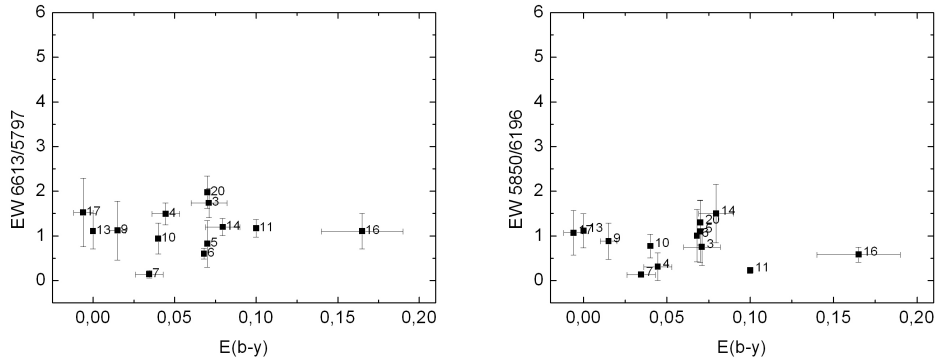


Figura 9.8: Correlação entre as razões das DIBs e excesso de cor: a) $EW\ 6613/5797 \times E(b - y)$ b) $EW\ 5850/6196 \times E(b - y)$

Nas figuras 9.9a e 9.9b observamos nas relações $5850/6270 \times E(b-y)$ e $5850/6284 \times E(b-y)$ que os dados apresentam $-0,02 \leq E(b-y) \leq 0^m,20$ e $0,0 \leq \text{razão} \leq 2,5$. Nas figuras 9.9a e 9.9b não conseguimos diferenciar o comportamento das famílias ζ e σ pois as estrelas se misturam.

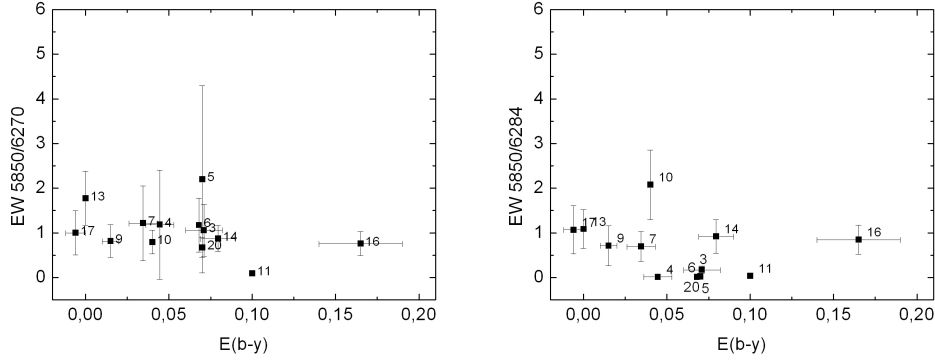


Figura 9.9: Correlação entre as razões das DIBs e excesso de cor: a) $EW\ 5850/6270 \times E(b-y)$ b) $EW\ 5850/6284 \times E(b-y)$

Na figura 9.10a na relação $5850/6379 \times E(b-y)$ observamos um grupo $-0^m,02 \leq E(b-y) \leq 0^m,20$ e $0,0 \leq \text{razão} \leq 2,0$. Verificamos também que não é possível diferenciar o comportamento das famílias ζ e σ pois as estrelas se misturam.

Na figura 9.10b observamos na relação $5850/6613 \times E(b-y)$ um grupo com $0,0 \leq \text{razão} \leq 0,5$ e $0^m,02 \leq E(b-y) \leq 0^m,10$ e o outro grupo com $\text{razão} > 0,5$ e $-0^m,02 \leq E(b-y) \leq 0^m,20$. Separamos assim a família σ como sendo o primeiro grupo e a família ζ como sendo o segundo grupo apesar da estrela 7 ter passado para o grupo da família ζ .

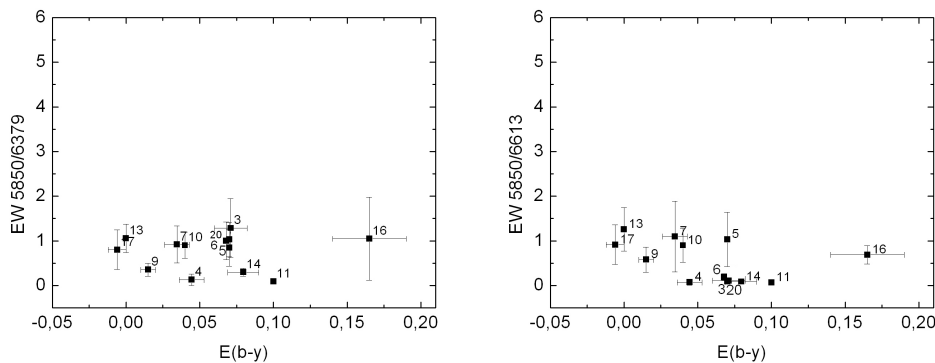


Figura 9.10: Correlação entre as razões das DIBs e excesso de cor: a) $EW\ 5850/6379 \times E(b-y)$ b) $EW\ 5850/6613 \times E(b-y)$

Na figura 9.11a observamos na relação $6270/6196 \times E(b-y)$ que os dados apresentam $0,0 \leq \text{razão} \leq 2,5$ e $-0^m,02 \leq E(b-y) \leq 0^m,20$. Não conseguimos diferenciar as famílias ζ e σ .

Na figura 9.11b observamos na relação $6196/6284 \times E(b-y)$ a presença de um grupo com $0,0 \leq \text{razão} \leq 0,8$ e $0^m,025 \leq E(b-y) \leq 0^m,20$ e um outro grupo com $\text{razão} > 0,8$ e $-0^m,02 \leq E(b-y) \leq 0^m,20$. Com exceção das estrelas 7 e 5, o primeiro grupo seria a família σ e o segundo a família ζ .

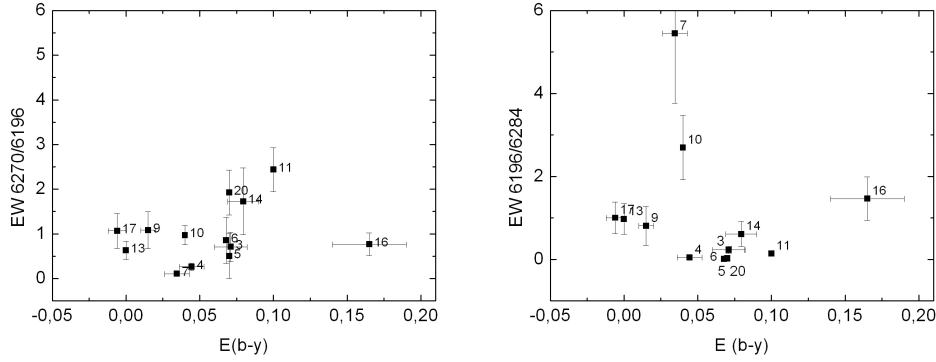


Figura 9.11: Correlação entre as razões das DIBs e excesso de cor: a) $EW\ 6270/6196 \times E(b-y)$ b) $EW\ 6196/6284 \times E(b-y)$

Na figura 9.12a observamos na relação $6379/6196 \times E(b-y)$ que os dados apresentam $-0^m,02 \leq E(b-y) \leq 0^m,20$ e $0,0 \leq \text{razão} \leq 3,0$. Novamente não conseguimos diferenciar o comportamento das razões em termos das famílias de nuvens.

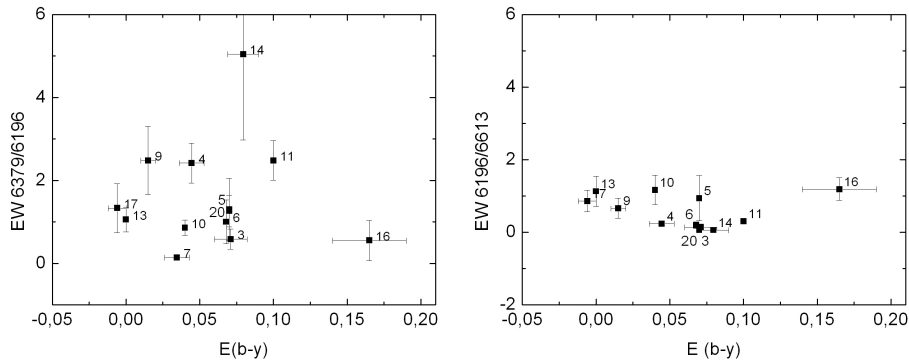


Figura 9.12: Correlação entre as razões das DIBs e excesso de cor: a) $EW\ 6379/6196 \times E(b-y)$ b) $EW\ 6196/6613 \times E(b-y)$ (estrela 7 não aparece no gráfico para facilitar a comparação entre os gráficos)

Na figura 9.12b observamos na relação $6196/6613 \times E(b-y)$ que os dados apresentam $-0^m,02 \leq E(b-y) \leq 0^m,20$ e $0,0 \leq \text{razão} \leq 2,0$. Observamos que podemos separar as estrelas 4, 6, 20, 3, 14 e 11 pertencentes a família σ das estrelas da família ζ apesar da estrela 7 pertencer a família σ e apresentar razão compatível com as estrelas da família ζ .

Na figura 9.13a observamos na relação $6270/6284 \times E(b-y)$ um grupo com $-0^m,02 \leq E(b-y) \leq 0^m,20$ e $0,0 \leq \text{razão} \leq 2,0$ e a estrela 10 com razão de $\approx 2,8$ e $E(b-y) \approx 0^m,035$. Não conseguimos diferenciar as famílias ζ e σ . Na figura 9.13b observamos na relação $6270/6379 \times E(b-y)$ um grupo com $-0^m,020 \leq E(b-y) \leq 0^m,20$ e $0,0 \leq \text{razão} \leq 2,0$. Na figura 9.13b não conseguimos diferenciar as famílias σ e ζ .

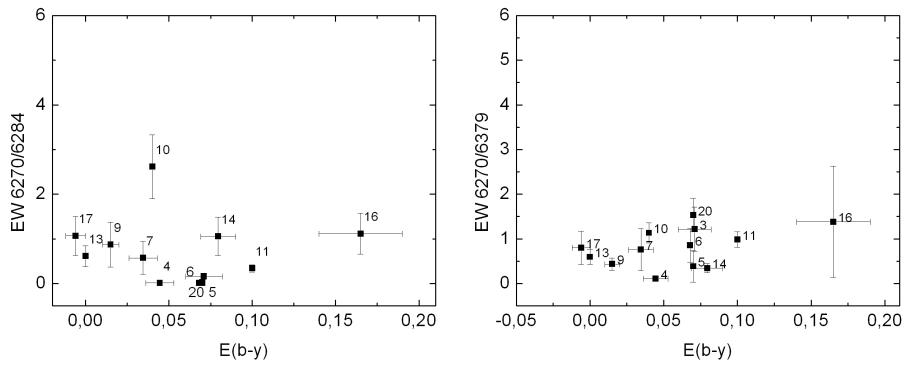


Figura 9.13: Correlação entre as razões das DIBs e excesso de cor: a) $EW\ 6270/6284 \times E(b-y)$ b) $EW\ 6270/6379 \times E(b-y)$

Na figura de 9.14a observamos na relação $6270/6613 \times E(b-y)$ um grupo com $0,00 \leq \text{razão} \leq 0,25$ e $0^m,03 \leq E(b-y) \leq 0^m,10$ e o outro grupo com $0,5 < \text{razão} \leq 1,5$ e $-0^m,02 \leq E(b-y) \leq 0,20$.

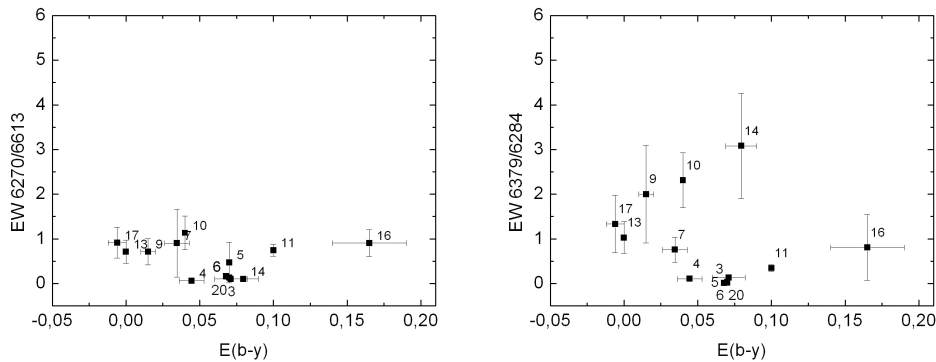


Figura 9.14: Correlação entre as razões das DIBs e excesso de cor: a) $EW\ 6270/6613 \times E(b-y)$ b) $EW\ 6379/6284 \times E(b-y)$

Na figura de 9.14b observamos na relação $EW\ 6379/6284 \times E(b-y)$ um grupo com $0,0 \leq \text{razão} \leq 0,5$ e $0^m,03 \leq E(b-y) \leq 0^m,10$ e um outro grupo com $0,5 < \text{razão} < 3,5$ e $-0^m,02 \leq E(b-y) \leq 0^m,20$. Nas figuras de 9.14a e 9.14b não conseguimos diferenciar as famílias σ e ζ .

Na figura 9.15a na relação $EW\ 6613/6284 \times E(b-y)$ observamos que os dados apresentam $0,0 \leq \text{razão} \leq 2,5$ e $-0^m,02 \leq E(b-y) \leq 0^m,20$.

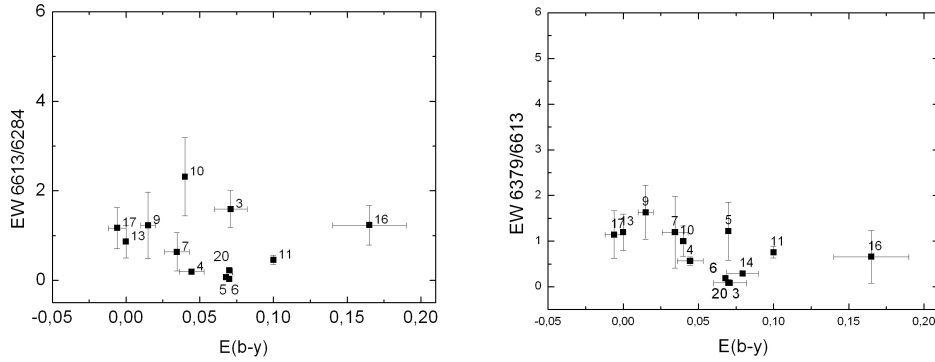


Figura 9.15: Correlação entre as razões das DIBs e excesso de cor: a) $EW\ 6613/6284 \times E(b-y)$ (estrela 14 não aparece no gráficos pois o mesmo foi escalonado para facilitar a comparação entre os outros gráficos) b) $EW\ 6379/6613 \times E(b-y)$

Na figura 9.15b observamos na relação $EW\ 6379/6613 \times E(b-y)$ a presença de um grupo com $0^m,05 \leq E(b-y) \leq 0^m,10$ e $0,0 \leq \text{razão} \leq 0,5$ e um outro grupo com $\text{razão} > 0,5$ e $-0^m,020 \leq E(b-y) \leq 0^m,20$. Nas figuras 9.15a e 9.15b não conseguimos diferenciar as famílias σ e ζ .

Analisando os gráficos das razões de DIBs pelo excesso de cor observamos que é possível diferenciar a família σ composta pelas estrelas 7, 4, 20, 3, 6, 14 e 11 e família ζ composta pelas estrelas 5, 16, 17, 9 e 10. Essas famílias são identificadas através do comportamento das DIBs, evidenciando que as DIBs realmente são produzidas no meio interestelar e sua produção é dependente do ambiente.

9.2.2 Razões de DIBs *versus* EW Ca II

Nesta seção analisaremos o comportamento das razões com relação ao cálcio ionizado. Na figura 9.16a na relação $5780/5797 \times EW\ Ca\ II$ verificamos a existência de dois grupos, um grupo com $0,0 \text{ \AA} \leq EW\ Ca\ II \leq 0,1 \text{ \AA}$ e $0,0 \leq \text{razão} \leq 4,0$ e um outro grupo com $0,3 \text{ \AA} \leq EW\ Ca\ II \leq 0,5 \text{ \AA}$ e $1,0 \leq \text{razão} \leq 3,0$. Na figura 9.16b na relação $EW\ 5850/5780 \times EW\ Ca\ II$ observamos a presença de dois grupos um com $EW\ Ca\ II \leq 0,1 \text{ \AA}$ e $0,0 \leq \text{razão} \leq 1,5$ e o outro grupo com $EW\ Ca\ II \geq 0,2 \text{ \AA}$ e $0,0 \leq \text{razão} \leq 0,3$.

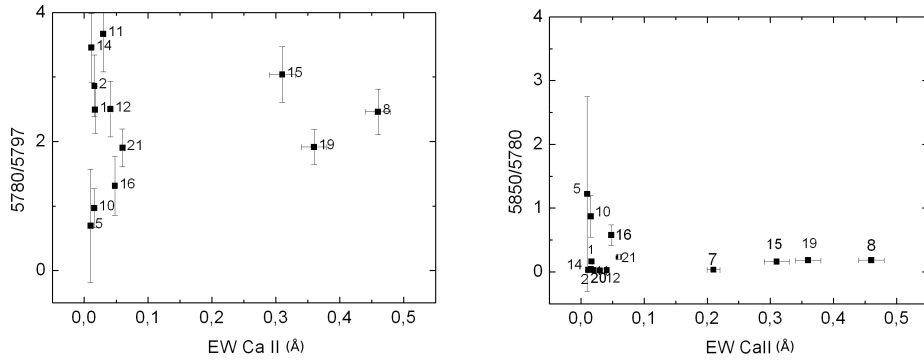


Figura 9.16: Correlação entre as razões das DIBs e $Ca\ II$: a) $EW\ 5780/5797 \times Ca\ II$ (estrelas 7 e 20 não aparecem no gráfico pois o mesmo foi escalonado de modo que pudesse ser comparado com os outros gráficos) b) $EW\ 5850/5780 \times EW\ Ca\ II$

Na figura 9.17a da razão $EW\ 6196/5780 \times EW\ Ca\ II$ observamos o aparecimento de dois grupos, um com $0,0 \leq \text{razão} \leq 1,5$ e $0,0\ \text{\AA} \leq EW\ Ca\ II \leq 0,1\ \text{\AA}$ e um outro grupo com $0,0 \leq \text{razão} \leq 0,5$ e $0,2\ \text{\AA} \leq EW\ Ca\ II \leq 0,5\ \text{\AA}$. Na figura 9.17b da razão $EW\ 6270/5780 \times EW\ Ca\ II$ observamos o aparecimento de dois grupos, um com $EW\ Ca\ II \leq 0,1\ \text{\AA}$ e $0,0 \leq \text{razão} \leq 1,5$ e o outro grupo com $EW\ Ca\ II \geq 0,2\ \text{\AA}$ e $0,0 \leq \text{razão} \leq 0,5$.

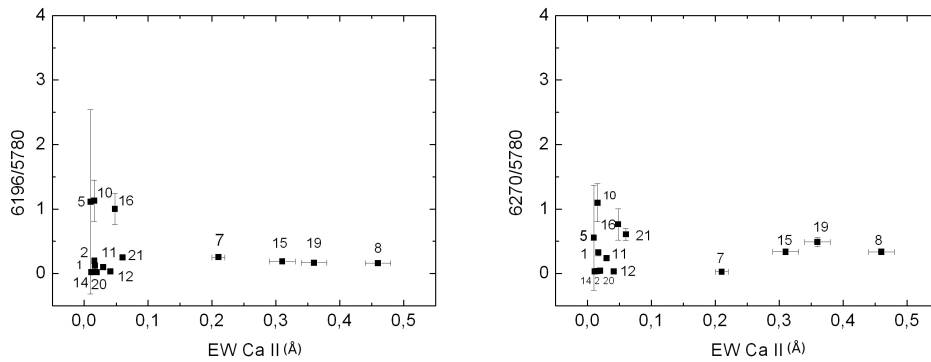


Figura 9.17: Correlação entre as razões das DIBs e $Ca\ II$: a) $EW\ 6196/5780 \times EW\ Ca\ II$ b) $EW\ 6270/5780 \times EW\ Ca\ II$

Na figura 9.18a na relação de $EW\ 5780/6284 \times EW\ Ca\ II$ verificamos o aparecimento de dois grupos, um com $0,0 \leq \text{razão} \leq 1,5$ e $0,0\ \text{\AA} \leq EW\ Ca\ II \leq 0,1\ \text{\AA}$ e o outro com $0,0 \leq \text{razão} \leq 0,5$ e $0,2\ \text{\AA} \leq EW\ Ca\ II \leq 0,5\ \text{\AA}$. Na figura 9.18b na relação de $EW\ 6379/5780 \times EW\ Ca\ II$ o aparecimento de dois grupos, um com EW

$\text{Ca II} \leq 0,1 \text{ \AA}$ e $0,0 \leq \text{razão} \leq 1,0$ e o outro grupo com $\text{EW Ca II} \geq 0,2 \text{ \AA}$ e $0,0 \leq \text{razão} \leq 0,5$.

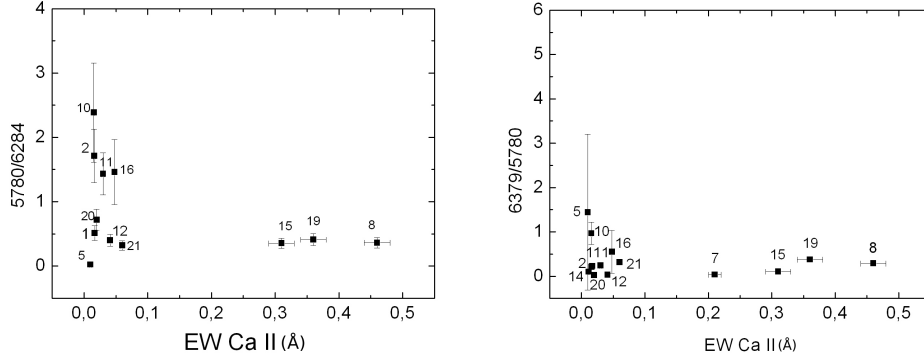


Figura 9.18: Correlação entre as razões das DIBs e Ca II : a) $\text{EW } 5780/6284 \times \text{EW Ca II}$ (as estrelas 7 e 14 não aparecem no gráfico pois o mesmo foi escalonado de maneira que pudesse ser comparado com os outros gráficos) b) $\text{EW } 6379/5780 \times \text{EW Ca II}$

Na figura 9.19a observamos na relação $\text{EW } 6613/5780 \times \text{EW Ca II}$ dois grupos, um grupo com $0,0 \leq \text{razão} \leq 1,5$ e $\text{EW Ca II} \leq 0,1 \text{ \AA}$ e o outro grupo com $0,0 \leq \text{razão} \leq 0,5$ e $\text{EW Ca II} \geq 0,2 \text{ \AA}$. Na figura 9.19a observamos na relação $\text{EW } 5850/5797 \times \text{EW Ca II}$ dois grupos, um com $\text{EW Ca II} \leq 0,1 \text{ \AA}$ e $0,0 \leq \text{razão} \leq 1,0$ e o outro com $\text{EW Ca II} \geq 0,2 \text{ \AA}$ e $0,0 \leq \text{razão} \leq 0,7$.

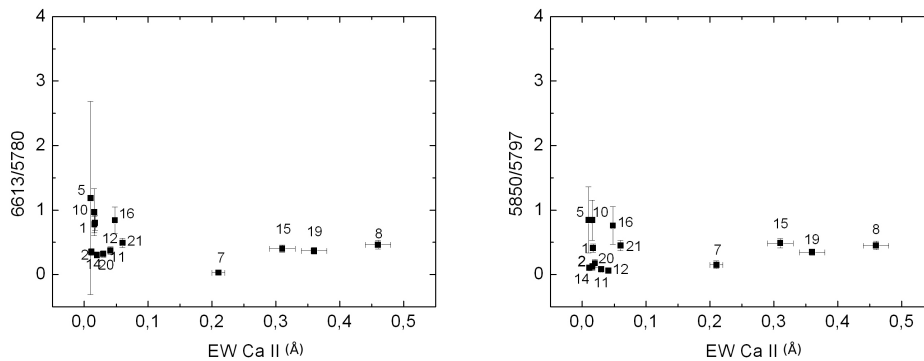


Figura 9.19: Correlação entre as razões das DIBs e Ca II : a) $\text{EW } 6613/5780 \times \text{EW Ca II}$ b) $\text{EW } 5850/5797 \times \text{EW Ca II}$

Na figura 9.20a observamos na relação $EW\ 6196/5797 \times EW\ Ca\ II$ dois grupos, um grupo com $0,0 \leq \text{razão} \leq 1,5$ e $EW\ Ca\ II \leq 0,1\ \text{\AA}$ e o outro grupo com $0,0 \leq \text{razão} \leq 1,5$ e $EW\ Ca\ II \geq 0,2\ \text{\AA}$. Na figura 9.20a observamos na relação $EW\ 6270/5797 \times EW\ Ca\ II$ dois grupos um com $EW\ Ca\ II \leq 0,1\ \text{\AA}$ e $0,0 \leq \text{razão} \leq 1,5$ e o outro com $EW\ Ca\ II \geq 0,2\ \text{\AA}$ e $0 \leq \text{razão} \leq 1,5$.

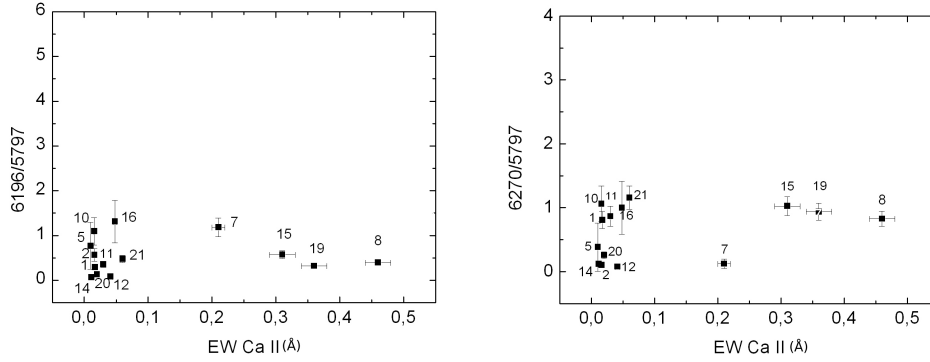


Figura 9.20: Correlação entre as razões das DIBs e $Ca\ II$: a) $EW\ 6196/5797 \times EW\ Ca\ II$ b) $EW\ 6270/5797 \times EW\ Ca\ II$

Na figura 9.21a observamos na relação $EW\ 5797/6284 \times EW\ Ca\ II$ dois grupos, um grupo com $0,0 \leq \text{razão} \leq 3,0$ e $EW\ Ca\ II \leq 0,1\ \text{\AA}$ e o outro grupo com $0,0 \leq \text{razão} \leq 0,5$ e $EW\ Ca\ II \geq 0,2\ \text{\AA}$. Na figura 9.21b observamos na relação $EW\ 6379/5797 \times EW\ Ca\ II$ dois grupos, um com $EW\ Ca\ II \leq 0,1\ \text{\AA}$ e $0,0 \leq \text{razão} \leq 1,0$ e o outro com $EW\ Ca\ II \geq 0,2\ \text{\AA}$ e $0,0 \leq \text{razão} \leq 1,0$.

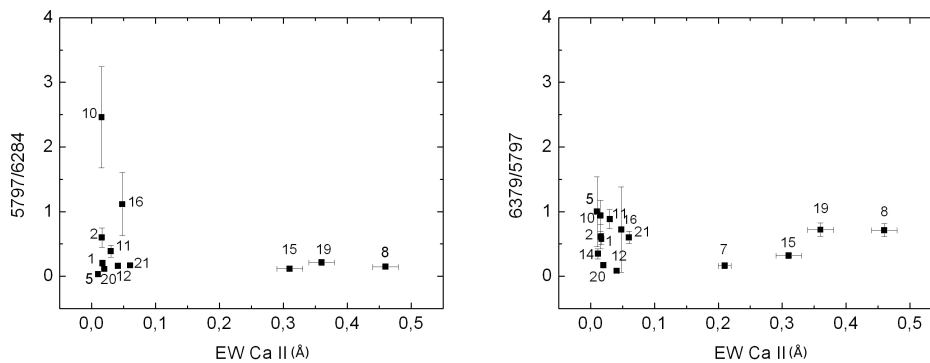


Figura 9.21: Correlação entre as razões das DIBs e $Ca\ II$: a) $EW\ 5797/6284 \times EW\ Ca\ II$ (as estrelas 7 e 14 não aparecem no gráfico pois o mesmo foi escalonado para poder ser comparado com os outros gráficos) b) $EW\ 6379/5797 \times EW\ Ca\ II$

Na figura 9.22a observamos na relação $EW\ 6613/5797 \times EW\ Ca\ II$ dois grupos, um grupo com $0,5 \leq \text{razão} \leq 2,5$ e $EW\ Ca\ II \leq 0,1\ \text{\AA}$ e o outro grupo com $0,0 \leq \text{razão} \leq 1,5$ e $EW\ Ca\ II \geq 0,2\ \text{\AA}$. Na figura 9.22b observamos na relação $EW\ 5850/6196 \times EW\ Ca\ II$ dois grupos, um com $EW\ Ca\ II \leq 0,1\ \text{\AA}$ e $0,0 \leq \text{razão} \leq 1,5$ e o outro com $EW\ Ca\ II \geq 0,2\ \text{\AA}$ e $0,0 \leq \text{razão} \leq 1,5$.

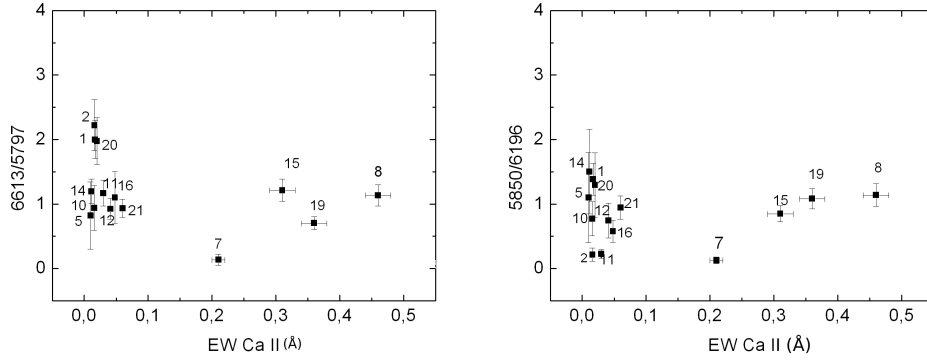


Figura 9.22: Correlação entre as razões das DIBs e $Ca\ II$: a) $EW\ 6613/5797 \times EW\ Ca\ II$ b) $EW\ 5850/6196 \times EW\ Ca\ II$

Na figura 9.23a observamos na relação $EW\ 5850/6270 \times EW\ Ca\ II$ dois grupos, um grupo com $0,0 \leq \text{razão} \leq 2,5$ e $EW\ Ca\ II \leq 0,1\ \text{\AA}$ e o outro grupo com $0,0 \leq \text{razão} \leq 1,5$ e $EW\ Ca\ II \geq 0,2\ \text{\AA}$. Na figura 9.23b observamos na relação $EW\ 5850/6284 \times EW\ Ca\ II$ dois grupos um com $EW\ Ca\ II \leq 0,1\ \text{\AA}$ e $0,0 \leq \text{razão} \leq 2,5$ e o outro com $EW\ Ca\ II \geq 0,2\ \text{\AA}$ e $0,0 \leq \text{razão} \leq 1,0$.

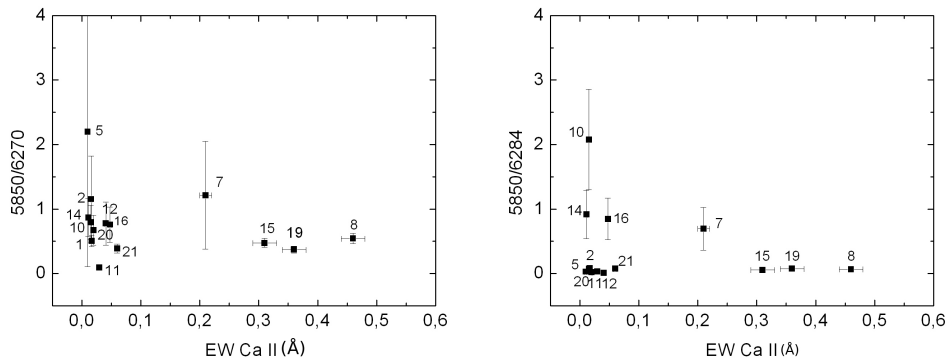


Figura 9.23: Correlação entre as razões das DIBs e $Ca\ II$: a) $EW\ 5850/6270 \times EW\ Ca\ II$ b) $EW\ 5850/6284 \times EW\ Ca\ II$

Na figura 9.24a observamos na relação $EW\ 5850/6379 \times EW\ Ca\ II$ dois grupos,

um grupo com $0,0 \leq \text{razão} \leq 1,5$ e $\text{EW Ca II} \leq 0,10 \text{ \AA}$ e o outro grupo com $0,5 \leq \text{razão} \leq 2,0$ e $\text{EW Ca II} \geq 0,2 \text{ \AA}$. Na figura 9.24b observamos na relação $\text{EW } 5850/6613 \times \text{EW Ca II}$ dois grupos, um com $\text{EW Ca II} \leq 0,1 \text{ \AA}$ e $0,0 \leq \text{razão} \leq 1,5$ e o outro com $\text{EW Ca II} \geq 0,2 \text{ \AA}$ e $0,0 \leq \text{razão} \leq 1,5$.

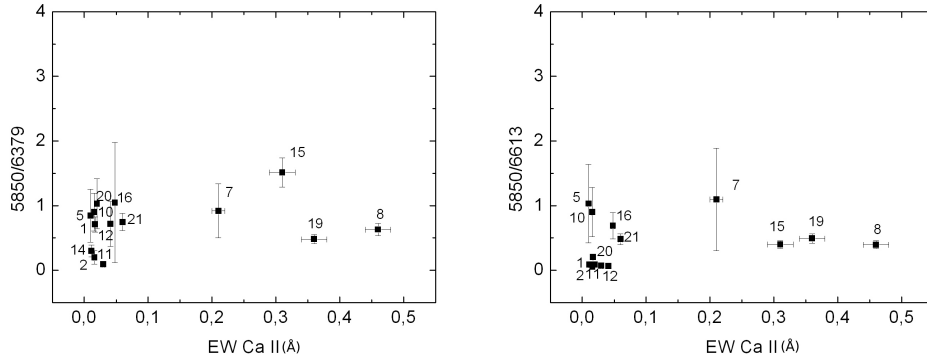


Figura 9.24: Correlação entre as razões das DIBs e Ca II : a) $\text{EW } 5850/6379 \times \text{EW Ca II}$ b) $\text{EW } 5850/6613 \times \text{EW Ca II}$

Na figura 9.25a observamos na relação $\text{EW } 6270/6196 \times \text{EW Ca II}$ dois grupos, um grupo com $0,0 \leq \text{razão} \leq 3,0$ e $\text{EW Ca II} \leq 0,10 \text{ \AA}$ e o outro grupo com $0,5 \leq \text{razão} \leq 3,0$ e $\text{EW Ca II} \geq 0,2 \text{ \AA}$. Na figura 9.25b observamos na relação $\text{EW } 6196/6284 \times \text{EW Ca II}$ dois grupos, um com $\text{EW Ca II} \leq 0,1 \text{ \AA}$ e $0,0 \leq \text{razão} \leq 3,0$ e o outro com $\text{EW Ca II} \geq 0,2 \text{ \AA}$ e $\text{razão} \approx 0$.

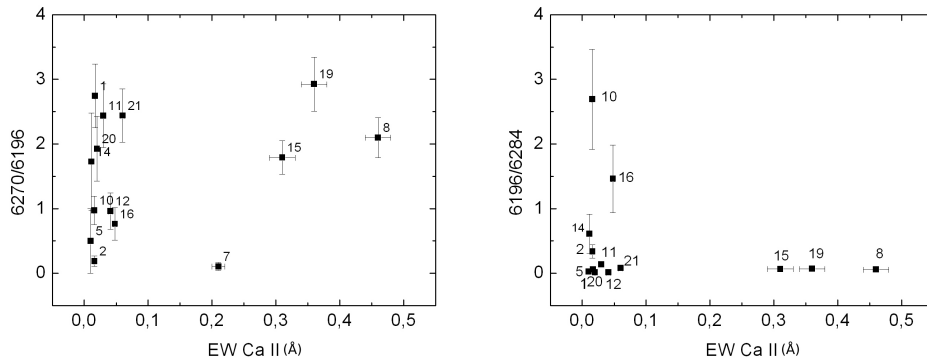


Figura 9.25: Correlação entre as razões das DIBs e Ca II : a) $\text{EW } 6270/6196 \times \text{EW Ca II}$ b) $\text{EW } 6196/6284 \times \text{EW Ca II}$ (a estrela 7 não aparece no gráfico pois o mesmo foi escalonado de maneira que pudesse ser comparado com os outros gráficos)

Na figura 9.26a observamos na relação $\text{EW } 6379/6196 \times \text{EW Ca II}$ dois grupos,

um grupo com $0,0 \leq \text{razão} \leq 3,0$ e $\text{EW Ca II} \leq 0,10 \text{ \AA}$ e o outro grupo com $0,0 \leq \text{razão} \leq 2,5$ e $\text{EW Ca II} \geq 0,2 \text{ \AA}$. Na figura 9.26b observamos na relação $\text{EW } 6613/6284 \times \text{EW Ca II}$ dois grupos, um com $\text{EW Ca II} \leq 0,1 \text{ \AA}$ e $0,0 \leq \text{razão} \leq 1,5$ e o outro com $\text{EW Ca II} \geq 0,2 \text{ \AA}$ e $0,0 \leq \text{razão} \leq 0,6$.

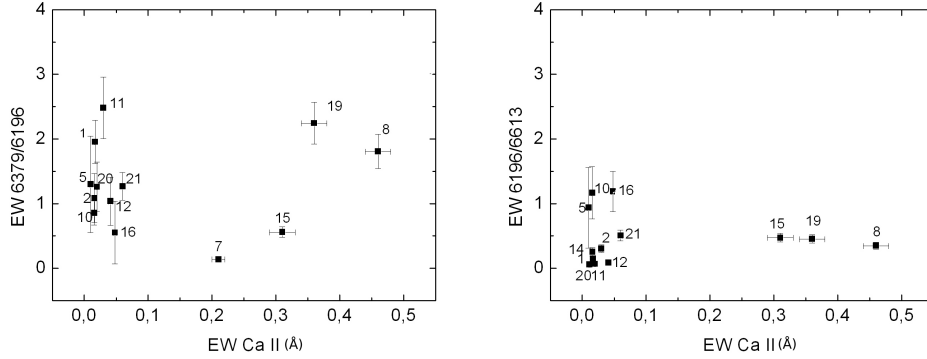


Figura 9.26: Correlação entre as razões das DIBs e Ca II : a) $\text{EW } 6379/6196 \times \text{EW Ca II}$ (a estrela 14 não aparece no gráfico pois o mesmo foi escalonado de modo que pudesse ser comparado com os outros gráficos) b) $\text{EW } 6196/6613 \times \text{EW Ca II}$ (a estrela 7 não aparece no gráficos pois o mesmo foi escalonado de modo que pudesse ser comparado com os outros gráficos)

Na figura 9.27a observamos na relação $\text{EW } 6270/6284 \times \text{EW Ca II}$ dois grupos, um grupo com $0,0 \leq \text{razão} \leq 3,0$ e $\text{EW Ca II} \leq 0,10 \text{ \AA}$ e o outro grupo com $0,0 \leq \text{razão} \leq 1,0$ e $\text{EW Ca II} \geq 0,2 \text{ \AA}$. Na figura 9.27b observamos na relação $\text{EW } 6270/6379 \times \text{EW Ca II}$ dois grupos, um com $\text{EW Ca II} \leq 0,1 \text{ \AA}$ e $0,0 \leq \text{razão} \leq 2,5$ e o outro com $\text{EW Ca II} \geq 0,2 \text{ \AA}$ e $0,0 \leq \text{razão} \leq 3,5$.

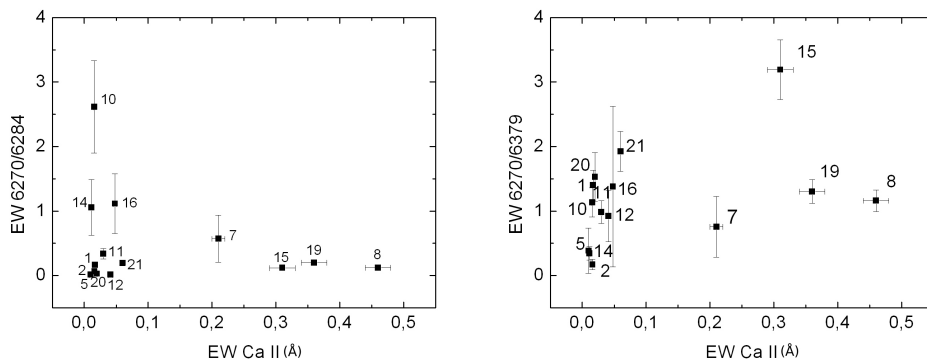


Figura 9.27: Correlação entre as razões das DIBs e Ca II : a) $\text{EW } 6270/6284 \times \text{EW Ca II}$ b) $\text{EW } 6270/6379 \times \text{EW Ca II}$

Na figura 9.28a observamos na relação $EW\ 6270/6613 \times EW\ Ca\ II$ dois grupos, um grupo com $0,0 \leq \text{razão} \leq 1,5$ e $EW\ Ca\ II \leq 0,10\ \text{\AA}$ e o outro grupo com $0,5 \leq \text{razão} \leq 1,5$ e $EW\ Ca\ II \geq 0,2\ \text{\AA}$. Na figura 9.28b observamos na relação $EW\ 6379/6284 \times EW\ Ca\ II$ dois grupos, um com $EW\ Ca\ II \leq 0,1\ \text{\AA}$ e $0,0 \leq \text{razão} \leq 3,5$ e o outro com $EW\ Ca\ II \geq 0,2\ \text{\AA}$ e $0,0 \leq \text{razão} \leq 1,0$.

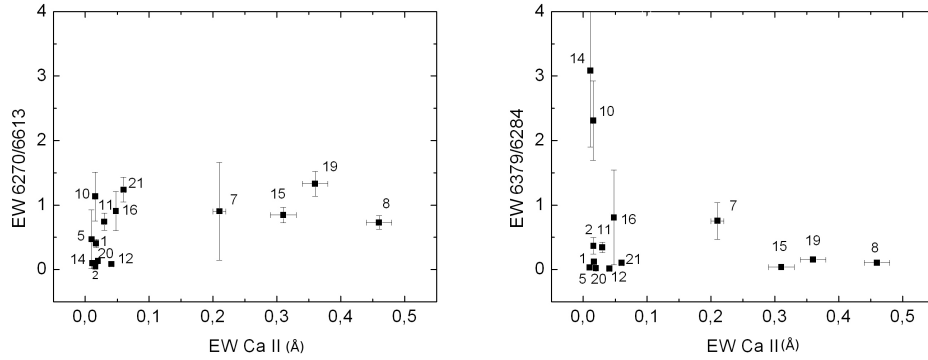


Figura 9.28: Correlação entre as razões das DIBs e $Ca\ II$: a) $EW\ 6270/6613 \times EW\ Ca\ II$ b) $EW\ 6379/6284 \times EW\ Ca\ II$

Na figura 9.29a observamos na relação $EW\ 6613/6284 \times EW\ Ca\ II$ dois grupos, um grupo com $0,0 \leq \text{razão} \leq 3,0$ e $EW\ Ca\ II \leq 0,10\ \text{\AA}$ e o outro grupo com $0,0 \leq \text{razão} \leq 1,0$ e $EW\ Ca\ II \geq 0,2\ \text{\AA}$. Na figura 9.29b observamos na relação $EW\ 6379/6613 \times EW\ Ca\ II$ dois grupos, um com $EW\ Ca\ II \leq 0,1\ \text{\AA}$ e $0,0 \leq \text{razão} \leq 1,5$ e o outro com $EW\ Ca\ II \geq 0,2\ \text{\AA}$ e $0,0 \leq \text{razão} \leq 1,5$.

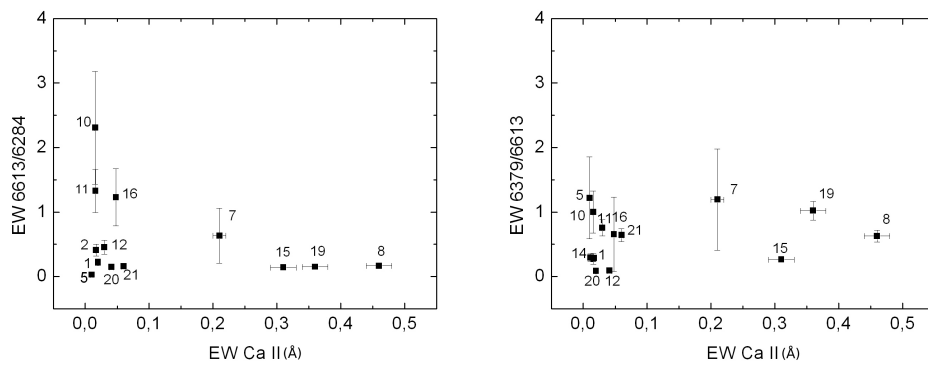


Figura 9.29: Correlação entre as razões das DIBs e $Ca\ II$: a) $EW\ 6613/6284 \times EW\ Ca\ II$ (a estrela 14 não aparece no gráfico pois o mesmo foi escalonado de modo que pudesse ser comparado com os outros gráficos) b) $EW\ 6379/6613 \times EW\ Ca\ II$

Analisando as relações das razões de DIBs *versus* Ca II podemos notar que existe uma separação em $EW\ Ca\ II \approx 0,10\ \text{\AA}$. Para valores de $EW\ Ca\ II$ menores que $0,10\ \text{\AA}$ a razão tende a variar entre 0 e 3 e para $EW\ Ca\ II$ maior que $0,10\ \text{\AA}$ podemos notar que as razões tendem a ser mais baixas variando entre 0 e $1,5\ \text{\AA}$.

Como as estrelas 15 e 19 apresentam Ca II saturado somos levados a crer que o segundo grupo nos gráficos é na verdade um artefato, criado pela impossibilidade de se medir as componentes do Ca II com a resolução dos nossos dados. Isto indica que não há correlação entre a razão das DIBs e o Ca II .

9.2.3 Razões de DIBs *versus* EW Na I

Analisaremos nesta seção o comportamento das razão de DIBs frente ao Na I . Na figura 9.30a observamos na relação $EW\ 5780/5797 \times Na\ I$ as estrela 10 e 13 com $0,08\ \text{\AA} \leq EW\ Na\ I \leq 0,12\ \text{\AA}$ e $1,0 \leq \text{razão} \leq 1,5$ e um grupo com $0,1\ \text{\AA} \leq EW\ Na\ I \leq 0,5\ \text{\AA}$ e $2,0 \leq \text{razão} \leq 5,0$. Na figura 9.30b observamos na relação $EW\ 5850/5780 \times Na\ I$ um grupo com $0,0 \leq \text{razão} \leq 0,5$ e $0,1\ \text{\AA} \leq EW\ Na\ I \leq 0,5\ \text{\AA}$ e as estrelas 10 e 13 com razões $\geq 0,5$ e $0,08\ \text{\AA} \leq EW\ Na\ I \leq 0,12\ \text{\AA}$.

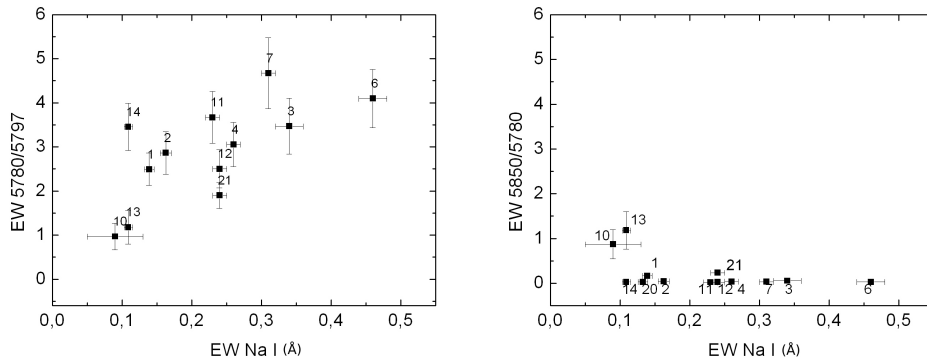


Figura 9.30: Correlação entre as razões das DIBs e Na I : a) $EW\ 5780/5797 \times EW\ Na\ I$ (a estrela 20 não aparece no gráfico pois o mesmo foi escalonado de maneira que pudesse ser comparado com os outros gráficos) b) $EW\ 5850/5780 \times EW\ Na\ I$

Na figura 9.31a observamos na relação $EW\ 6196/5780 \times Na\ I$ um grupo com $0,0 \leq \text{razão} \leq 0,5$ e $0,1 \text{ \AA} \leq EW\ Na\ I \leq 0,5 \text{ \AA}$ e as estrelas 10 e 13 com razão $\geq 0,5$ e $0,08 \text{ \AA} \leq EW\ Na\ I \leq 0,12 \text{ \AA}$. Na figura 9.31b observamos na relação $EW\ 6270/5780 \times Na\ I$ um grupo com $0,0 \leq \text{razão} \leq 0,5$ e $0,1 \text{ \AA} \leq EW\ Na\ I \leq 0,5 \text{ \AA}$ e as estrelas 10 e 13 com razão $\geq 0,5$ e $0,08 \text{ \AA} \leq EW\ Na\ I \leq 0,12 \text{ \AA}$.

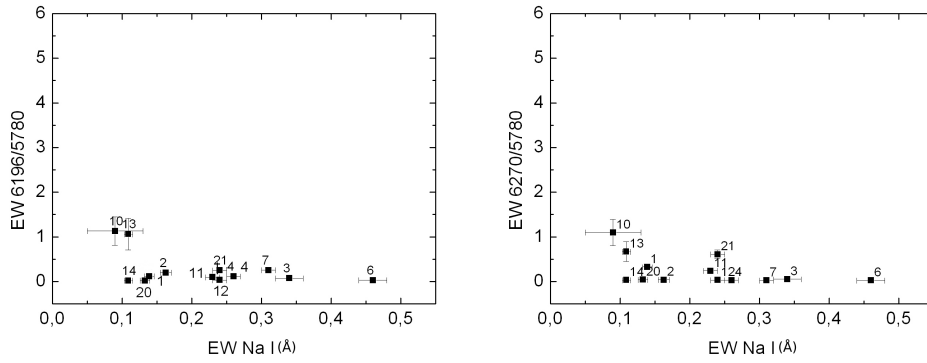


Figura 9.31: Correlação entre as razões das DIBs e Na I : a) $EW\ 6196/5780 \times EW\ Na\ I$ b) $EW\ 6270/5780 \times EW\ Na\ I$

Na figura 9.32a observamos na relação de $EW\ 5780/6284 \times Na\ I$ que os dados se encontram com $0,0 \leq \text{razão} \leq 4,0$ e $0,05 \text{ \AA} \leq EW\ Na\ I \leq 0,5 \text{ \AA}$. Na figura 9.32b observamos na relação de $EW\ 6379/5780 \times EW\ Na\ I$ um grupo com $0,0 \leq \text{razão} \leq 0,5$ e $0,1 \text{ \AA} \leq EW\ Na\ I \leq 0,5 \text{ \AA}$ e as estrelas 10 e 13 com razão $\geq 0,5$ e $0,08 \text{ \AA} \leq EW\ Na\ I \leq 0,12 \text{ \AA}$.

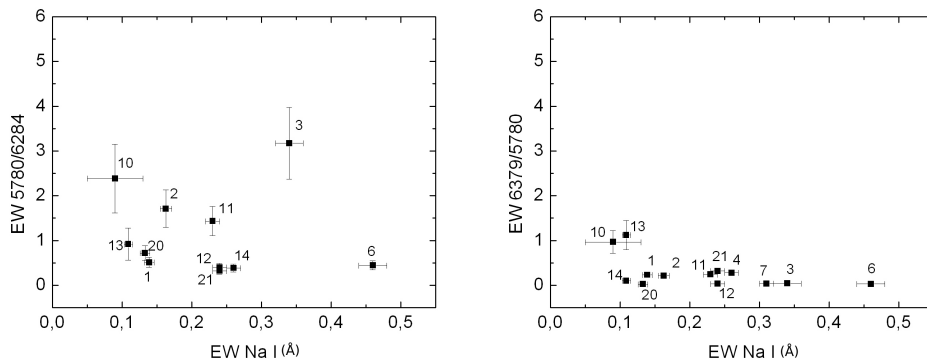


Figura 9.32: Correlação entre as razões das DIBs e Na I : a) $EW\ 5780/6284 \times EW\ Na\ I$ (a estrela 7 não aparece no gráfico pois o mesmo está escalonado de modo que possa ser comparado com os outros gráficos) b) $EW\ 6379/5780 \times EW\ Na\ I$

Na figura 9.33a observamos na relação $EW\ 6613/5780 \times EW\ Na\ I$ que os dados se encontram com $0,08\ \text{\AA} \leq EW\ Na\ I \leq 0,5\ \text{\AA}$ e $0,0 \leq \text{razão} \leq 1,5$. Na figura 9.33b observamos na relação $EW\ 5850/5797 \times Na\ I$ um grupo com $0,0 \leq \text{razão} \leq 0,5$ e $0,1\ \text{\AA} \leq Na\ I \leq 0,5\ \text{\AA}$ e um outro grupo com $\text{razão} > 0,5$ e $0,08\ \text{\AA} \leq EW\ Na\ I \leq 0,12\ \text{\AA}$.

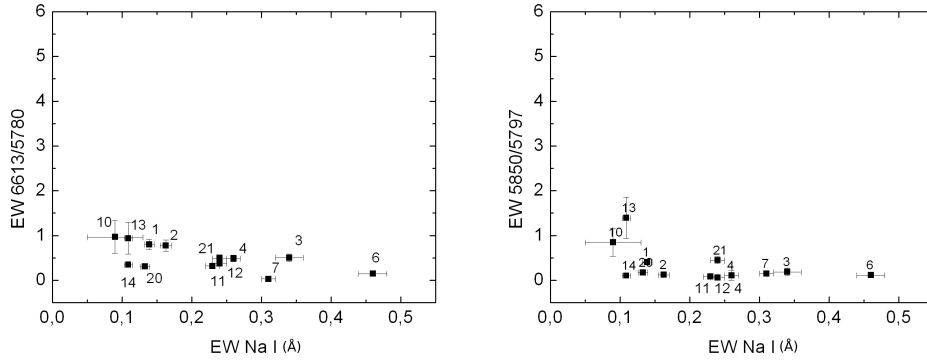


Figura 9.33: Correlação entre as razões das DIBs e Na I : a) $EW\ 6613/5780 \times EW\ Na\ I$ b) $EW\ 5850/5797 \times EW\ Na\ I$

Na figura 9.34a observamos na relação $EW\ 6196/5797 \times EW\ Na\ I$ um grupo com $0,0 \leq \text{razão} \leq 0,5$ e $0,1\ \text{\AA} \leq EW\ Na\ I \leq 0,5\ \text{\AA}$ e um outro grupo com $0,5 \leq \text{razão} \leq 1,5$ e $0,08\ \text{\AA} \leq EW\ Na\ I \leq 0,35\ \text{\AA}$. Na figura 9.34b observamos na relação $EW\ 6270/5797 \times EW\ Na\ I$ dois grupos, um com $0,0 \leq \text{razão} \leq 0,5$ e $0,1\ \text{\AA} \leq EW\ Na\ I \leq 0,5\ \text{\AA}$ e o outro grupo com $\text{razão} > 0,5$ e $0,08\ \text{\AA} \leq EW\ Na\ I \leq 1,5\ \text{\AA}$.

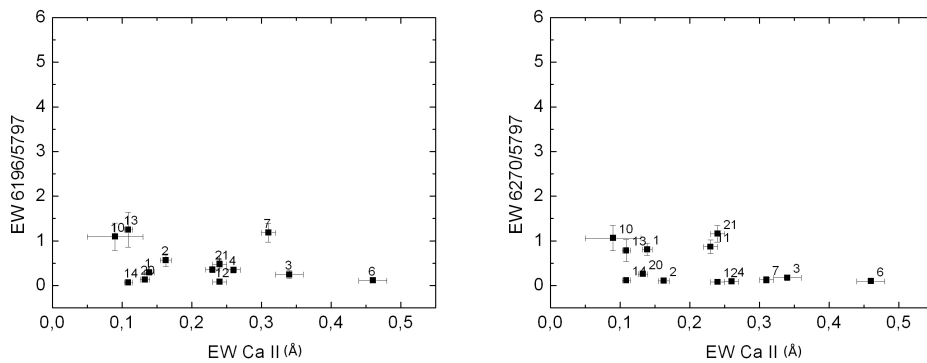


Figura 9.34: Correlação entre as razões das DIBs e Na I : a) $EW\ 6196/5797 \times EW\ Na\ I$ b) $EW\ 6270/5797 \times EW\ Na\ I$

Na figura 9.35a verificamos na relação $EW\ 5797/6284 \times EW\ Na\ I$ um grupos com razão ≤ 1 e $0,1\ \text{\AA} \leq EW\ Na\ I \leq 0,5\ \text{\AA}$ e a estrela 10 com razão $> 2,0$ e $EW\ Na\ I \approx 0,08\ \text{\AA}$. Na figura 9.35b observamos na relação $EW\ 6379/5797 \times Na\ I$ que os dados apresentam $0,0 \leq \text{razão} \leq 1,5$ e $0,08\ \text{\AA} \leq EW\ Na\ I \leq 0,50\ \text{\AA}$.

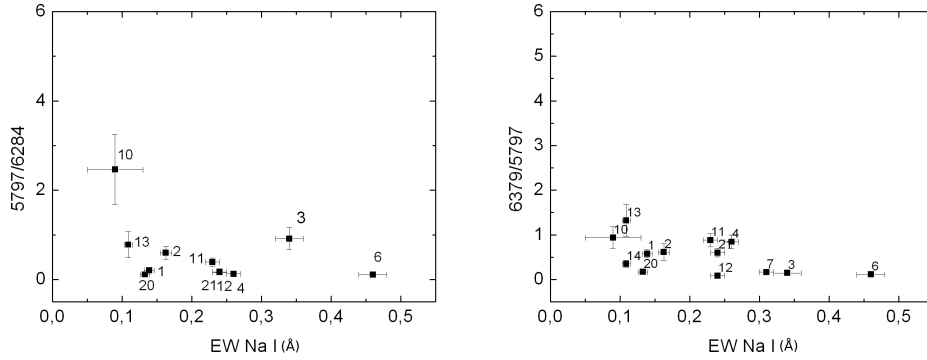


Figura 9.35: Correlação entre as razões das DIBs e Na I : a) $EW\ 5797/6284 \times EW\ Na\ I$ (as estrelas 7 e 14 não aparecem no gráfico pois o mesmo foi escalonado de maneira que pudesse ser comparado com os outros gráficos) b) $EW\ 6379/5797 \times EW\ Na\ I$

Na figura 9.36a observamos na relação $EW\ 6613/5797 \times EW\ Na\ I$ que os dados se encontram com $0,0 \leq \text{razão} \leq 2,5$ e $0,08\ \text{\AA} \leq EW\ Na\ I \leq 0,50\ \text{\AA}$. Na figura 9.36b observamos na relação $EW\ 5850/6196 \times EW\ Na\ I$ que os dados apresentam $0,0 \leq \text{razão} \leq 2,0$ e $0,08\ \text{\AA} \leq EW\ Na\ I \leq 0,5\ \text{\AA}$.

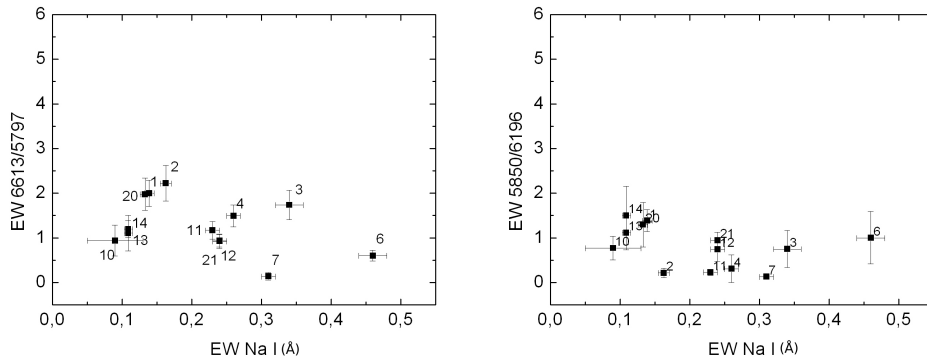


Figura 9.36: Correlação entre as razões das DIBs e Na I : a) $EW\ 6613/5797 \times EW\ Na\ I$ b) $EW\ 5850/6196 \times EW\ Na\ I$

Na figura 9.37a observamos na relação $EW\ 5850/6270 \times EW\ Na\ I$ que os dados apresentam $0,0 \leq \text{razão} \leq 2,5$ e $0,08\ \text{\AA} \leq EW\ Na\ I \leq 0,5\ \text{\AA}$. Na figura 9.37b observamos na relação $EW\ 5850/6284 \times EW\ Na\ I$ dois grupos, um com $0,0 \leq \text{razão} \leq 0,5$ e $0,1\ \text{\AA} \leq EW\ Na\ I \leq 0,5\ \text{\AA}$ e o outro grupo com $\text{razão} > 0,5$ e $0,08\ \text{\AA} \leq EW\ Na\ I \leq 0,12\ \text{\AA}$.

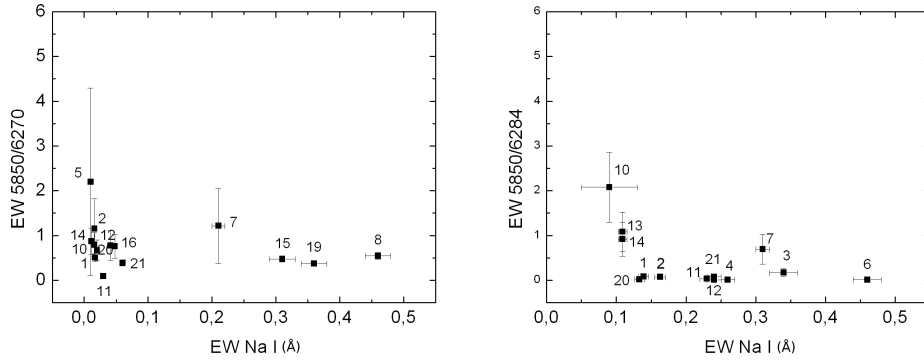


Figura 9.37: Correlação entre as razões das DIBs e Na I : a) $EW\ 5850/6270 \times EW\ Na\ I$ b) $EW\ 5850/6284 \times EW\ Na\ I$

Na figura 9.38a verificamos na razão $EW\ 5850/6379 \times EW\ Na\ I$ que os dados estão com $0,0 \leq \text{razão} \leq 1,5$ e $0,08\ \text{\AA} \leq EW\ Na\ I \leq 0,5\ \text{\AA}$. Na figura 9.38b na relação $EW\ 5850/6613 \times EW\ Na\ I$ observamos a presença de dois grupos, um com $0,0 \leq \text{razão} \leq 0,25$ e $0,1\ \text{\AA} \leq Na\ I \leq 0,5\ \text{\AA}$ e o outro grupo com $0,4 \leq \text{razão} \leq 1,5$ e $0,08\ \text{\AA} \leq Na\ I \leq 3,5\ \text{\AA}$.

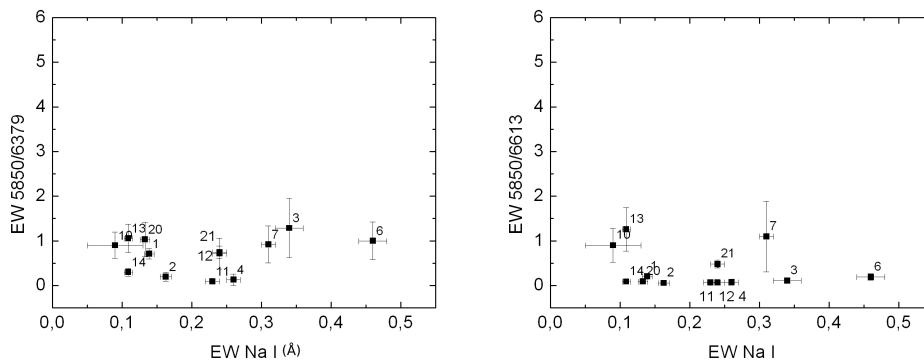


Figura 9.38: Correlação entre as razões das DIBs e Na I : a) $EW\ 5850/6379 \times EW\ Na\ I$ b) $EW\ 5850/6613 \times EW\ Na\ I$

Na figura 9.39a observamos na relação $EW\ 6270/6196 \times EW\ Na\ I$ a presença de dois grupos, um com $0,0 \leq \text{razão} \leq 1,0$ e $0,08\ \text{\AA} \leq Na\ I \leq 0,5\ \text{\AA}$ e o outro grupo com $1,5 \leq \text{razão} \leq 3,0$ e $0,1\ \text{\AA} \leq EW\ Na\ I \leq 0,25\ \text{\AA}$. Na figura 9.39a observamos na relação $EW\ 6196/6284 \times EW\ Na\ I$ um grupo com $0,0 \leq \text{razão} \leq 1,0$ e $0,1\ \text{\AA} \leq EW\ Na\ I \leq 0,5\ \text{\AA}$ e a estrela 10 com razão $\approx 2,6$ e $EW\ Na\ I \approx 0,08\ \text{\AA}$.

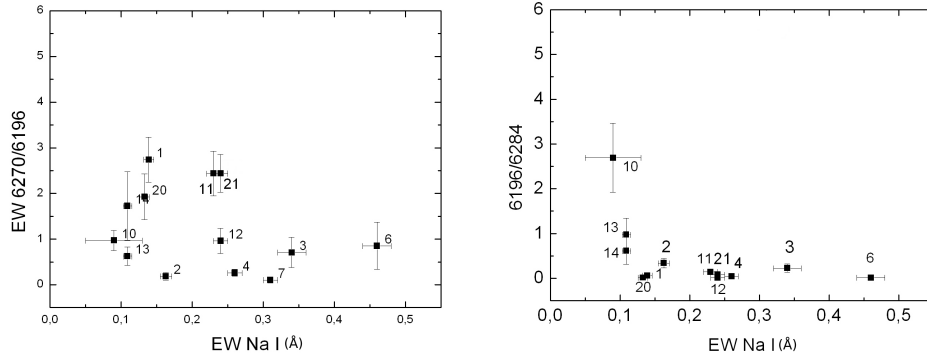


Figura 9.39: Correlação entre as razões das DIBs e Na I : a) $EW\ 6270/6196 \times EW\ Na\ I$ b) $EW\ 6196/6284 \times EW\ Na\ I$ (a estrela 7 não aparece no gráfico pois o mesmo foi escalonado de maneira que pudesse ser comparado com os outros gráficos)

Na figura 9.40a observamos na relação $EW\ 6379/6196 \times EW\ Na\ I$ um grupo com $0,0 \leq \text{razão} \leq 1,5$ e $0,08\ \text{\AA} \leq EW\ Na\ I \leq 0,5\ \text{\AA}$ e um outro grupo com razão $> 1,5$ e $0,13\ \text{\AA} \leq EW\ Na\ I \leq 0,3\ \text{\AA}$.

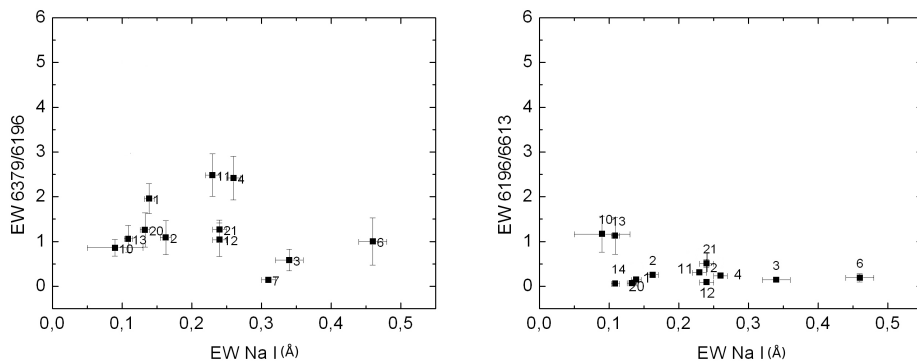


Figura 9.40: Correlação entre as razões das DIBs e Na I : a) $EW\ 6379/6196 \times EW\ Na\ I$ (a estrela 14 não aparece no gráfico pois o mesmo foi escalonado de modo que pudesse ser comparado com os outros gráficos) b) $EW\ 6196/6613 \times EW\ Na\ I$ (a estrela 7 não aparece no gráfico pois o mesmo foi escalonado de modo que pudesse ser comparado com os outros gráficos)

Na figura 9.40b observamos na relação $EW\ 6196/6613 \times EW\ Na\ I$ um grupo com $0,0 \leq \text{razão} \leq 0,5$ e $0,1\ \text{\AA} \leq EW\ Na\ I \leq 0,5\ \text{\AA}$ e as estrelas 10 e 13 com razão de $\approx 1,0$ e $0,08\ \text{\AA} \leq EW\ Na\ I \leq 0,12\ \text{\AA}$.

Na figura 9.41a observamos na relação $EW\ 6270/6284 \times EW\ Na\ I$ a presença de um grupo com razão $\leq 1,5$ e $0,1\ \text{\AA} \leq EW\ Na\ I \leq 0,5\ \text{\AA}$ e a estrela 10 com razão $\approx 2,5$ e $EW\ Na\ I \approx 0,08\ \text{\AA}$. Na figura 9.41b observamos na relação $EW\ 6270/6379 \times EW\ Na\ I$ que os dados possuem $0,0 \leq \text{razão} \leq 2,0$ e $0,08\ \text{\AA} \leq EW\ Na\ I \leq 0,50\ \text{\AA}$.

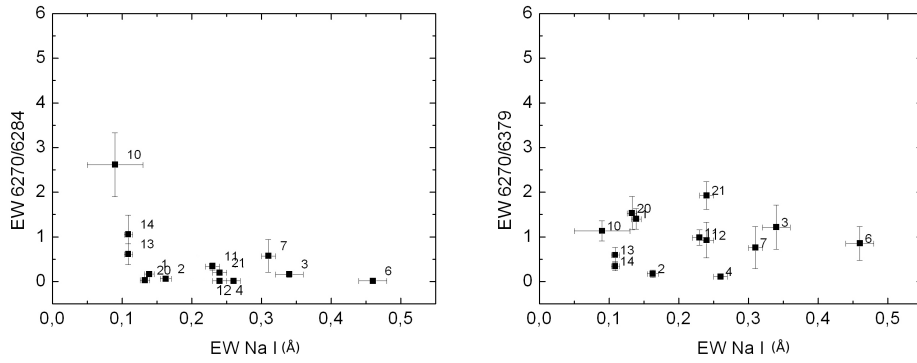


Figura 9.41: Correlação entre as razões das DIBs e Na I : a) $EW\ 6270/6284 \times EW\ Na\ I$ b) $EW\ 6279/6379 \times EW\ Na\ I$

Na figura 9.42a observamos na relação $EW\ 6270/6613 \times EW\ Na\ I$ que os dados apresentam $0,0 \leq \text{razão} \leq 1,5$ e $0,08\ \text{\AA} \leq EW\ Na\ I \leq 0,50\ \text{\AA}$.

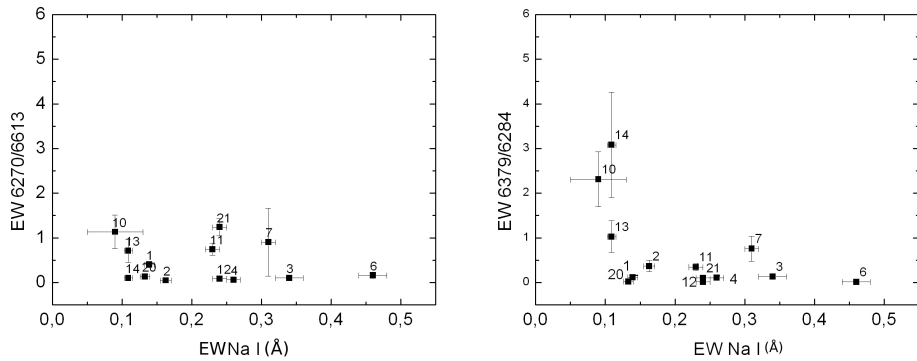


Figura 9.42: Correlação entre as razões das DIBs e Na I : a) $EW\ 6613/6284 \times EW\ Na\ I$ b) $6379/6613 \times Na\ I$

Na figura 9.42b observamos na relação $EW\ 6379/6284 \times EW\ Na\ I$ dois grupos, um com razão $\leq 1,2$ e $0,1\ \text{\AA} \leq EW\ Na\ I \leq 0,5\ \text{\AA}$ e as estrelas 10 e 14 com razão $\geq 2,0$ e $0,08\ \text{\AA} \leq EW\ Na\ I \leq 0,12\ \text{\AA}$.

Na figura 9.43a observamos na relação $EW\ 6613/6284 \times Na\ I$ a presença de um grupo com razão $\leq 2,0$ e $0,1\ \text{\AA} \leq EW\ Na\ I \leq 0,5\ \text{\AA}$ e a estrela 10 com razão $\approx 2,2$ e $EW\ Na\ I \approx 0,08\ \text{\AA}$. Na figura 9.43b observamos na relação $EW\ 6379/6613 \times EW\ Na\ I$ que os dados se encontram entre $0,08\ \text{\AA} \leq EW\ Na\ I \leq 0,50\ \text{\AA}$ e $0,0 \leq \text{razão} \leq 1,5$.

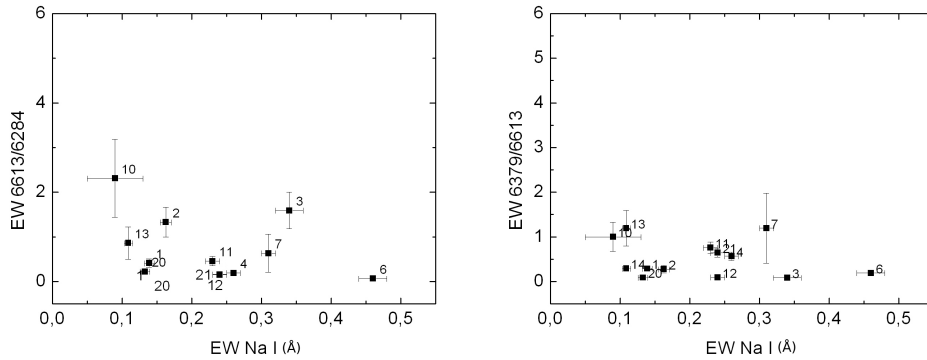


Figura 9.43: Correlação entre as razões das DIBs e Na I : a) $EW\ 6613/6284 \times EW\ Na\ I$ b) $EW\ 6379/6613 \times Na\ I$

Analisando as relações das razão de DIBs *versus* $EW\ Na\ I$ observamos que não existem razões altas para valores maiores de $EW\ Na\ I$. Os valores menores de $EW\ Na\ I$ tem ocorrência nas mais variadas razões. Assim, acreditamos que os grupos não tem um significado real, podendo apenas ser o resultado do conjunto de dados. Através das correlações com o $Na\ I$ não é possível reconhecer as famílias propostas por Krelowski & Sneden (1995).

9.2.4 Razões de DIBs *versus* $EW\ K\ I$

Analisaremos nesta seção o comportamento das razões de DIBs *versus* $EW\ K\ I$. Na figura 9.44a observamos na relação $EW\ 5780/5797 \times EW\ K\ I$ que a razão tende a diminuir de acordo que $EW\ K\ I$ aumenta. Na figura 9.44b observamos na relação $EW\ 5850/5780 \times EW\ K\ I$ que a razão tende a aumentar conforme $EW\ K\ I$ aumenta.

Na figura 9.45a observamos na relação $EW\ 6196/5780 \times EW\ K\ I$ que os dados possuem $0,0 \leq \text{razão} \leq 0,3$ e $0,0\ \text{\AA} \leq EW\ K\ I \leq 0,6\ \text{\AA}$. No gráfico de $EW\ 6270/5780 \times EW\ K\ I$ observamos um grupo com $0,0 \leq \text{razão} \leq 0,1$ e $0,0\ \text{\AA} \leq EW\ K\ I \leq 0,1\ \text{\AA}$, e um outro grupo com razão $\geq 0,2$ e $0,0\ \text{\AA} \leq EW\ K\ I \leq 0,55\ \text{\AA}$.

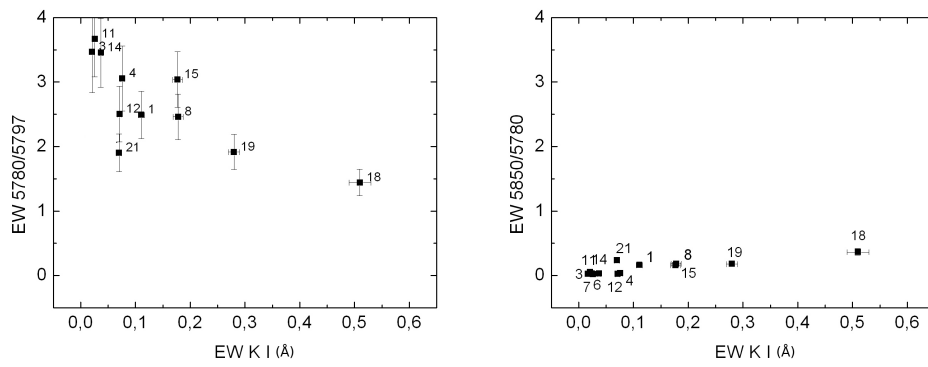


Figura 9.44: Correlação entre as razões das DIBs e $K\ I$: a) $EW\ 5780/5797 \times EW\ K\ I$ b) $5850/5780 \times EW\ K\ I$

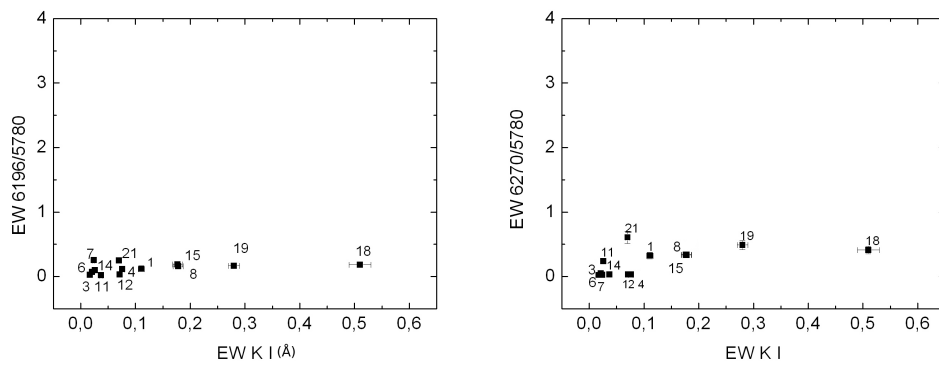


Figura 9.45: Correlação entre as razões das DIBs e $K\ I$: a) $EW\ 6196/5780 \times EW\ K\ I$ b) $6270/5780 \times EW\ K\ I$ (a estrela 7 não aparece no gráfico pois o mesmo foi escalonado de modo que pudesse ser comparado com os outros gráficos)

Na figura 9.46a observamos na relação $EW\ 5780/6284 \times EW\ K\ I$ dois grupos, um com $0,0 \leq \text{razão} \leq 1,0$ e $0,0 \text{ \AA} \leq EW\ K\ I \leq 0,55 \text{ \AA}$ e as estrelas 3 e 11 com razão $> 1,0$ e $0,0 \text{ \AA} \leq EW\ K\ I \leq 0,05 \text{ \AA}$. Na figura 9.46b observamos na relação $EW\ 6379/5780 \times EW\ K\ I$ que a razão tende a aumentar conforme $EW\ K\ I$ aumenta.

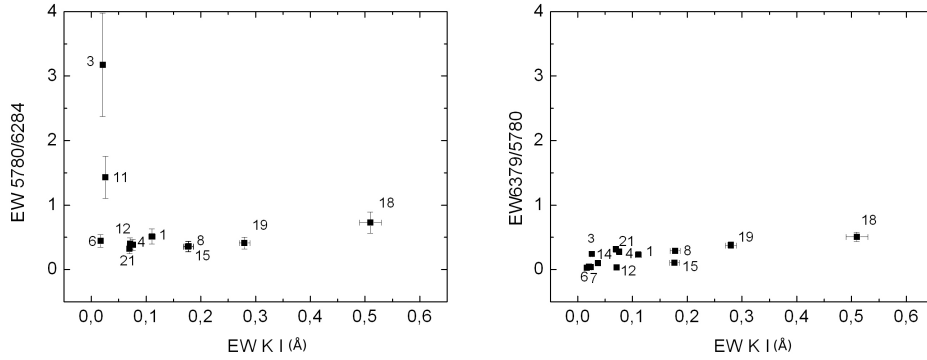


Figura 9.46: Correlação entre as razões das DIBs e K I : a) $EW\ 5780/6284 \times EW\ K\ I$ (as estrelas 7 e 14 não aparecem no gráfico pois o mesmo foi escalonado de maneira que pudesse ser comparado com os outros gráficos) b) $6379/5780 \times EW\ K\ I$

Na figura 9.47a observamos na relação $EW\ 6613/5780 \times EW\ K\ I$ que os dados apresentam $0,0 \leq \text{razão} \leq 1,5$ e $0,0 \text{ \AA} \leq EW\ K\ I \leq 0,6 \text{ \AA}$. Na figura 9.47b observamos na relação $EW\ 5850/5797 \times EW\ K\ I$ um grupo com $0 \leq \text{razão} \leq 0,1$ e $0,0 \text{ \AA} \leq EW\ K\ I \leq 0,1 \text{ \AA}$, e um outro grupo com razão $\geq 0,3$ e $0,05 \text{ \AA} \leq EW\ K\ I \leq 0,55 \text{ \AA}$.

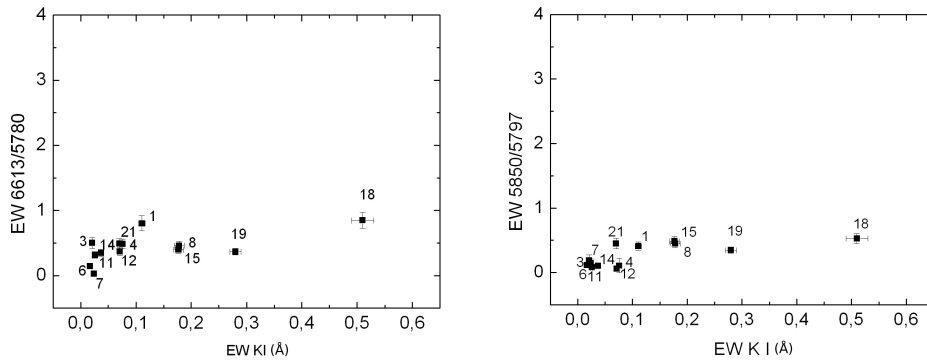


Figura 9.47: Correlação entre as razões das DIBs e K I : a) $EW\ 6613/5780 \times EW\ K\ I$ b) $5850/5797 \times EW\ K\ I$

Na figura 9.48a observamos na relação $EW\ 6196/5797 \times EW\ K\ I$ um grupo com $0,0 \leq \text{razão} \leq 0,6$ e $0,0 \text{ \AA} \leq EW\ K\ I \leq 0,55 \text{ \AA}$ e a estrela 7 com razão $\approx 1,2$ e $EW\ K\ I \approx 0,02 \text{ \AA}$. Na figura 9.48b observamos na relação $EW\ 6270/5797 \times EW\ K\ I$ um grupo com $0,0 \leq \text{razão} \leq 0,25$ e $0,0 \text{ \AA} \leq EW\ K\ I \leq 0,1 \text{ \AA}$ e um outro grupo com $0,5 \leq \text{razão} \leq 1,5$ e $0,02 \text{ \AA} \leq EW\ K\ I \leq 0,55 \text{ \AA}$.

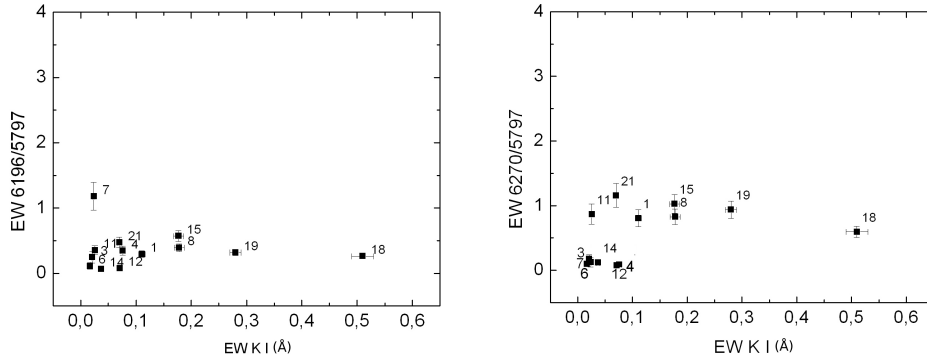


Figura 9.48: Correlação entre as razões das DIBs e K I : a) $EW\ 6196/5797 \times EW\ K\ I$ b) $EW\ 6270/5797 \times EW\ K\ I$

Na figura 9.49a observamos na relação $EW\ 5797/6284 \times EW\ K\ I$ que os dados se apresentam com $0,0 \leq \text{razão} \leq 1,0$ e $0,0 \text{ \AA} \leq EW\ K\ I \leq 0,55 \text{ \AA}$. Na figura 9.49b observamos na relação $EW\ 6379/5797 \times EW\ K\ I$ que os dados apresentam $0,0 \leq \text{razão} \leq 1,0$ e $0,0 \text{ \AA} \leq EW\ K\ I \leq 0,6 \text{ \AA}$.

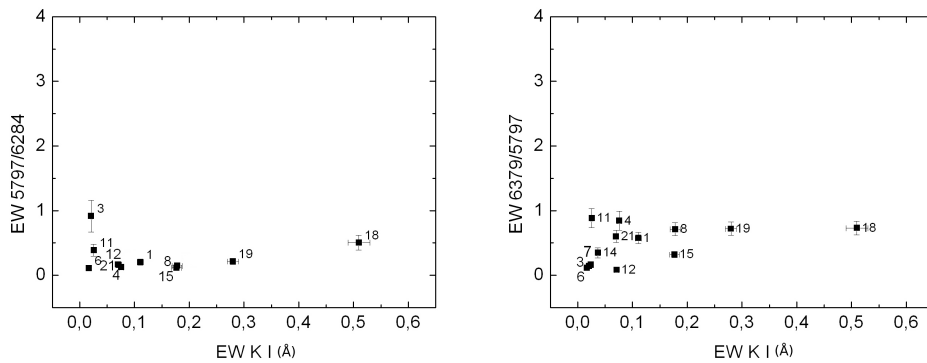


Figura 9.49: Correlação entre as razões das DIBs e K I : a) $EW\ 5797/6284 \times EW\ K\ I$ b) $EW\ 6379/5797 \times EW\ K\ I$

Na figura 9.50a observamos na razão de $EW\ 6613/5797 \times EW\ K\ I$ que os dados apresentam $0,0 \leq \text{razão} \leq 2,0$ e $0,0 \text{ \AA} \leq EW\ K\ I \leq 0,6 \text{ \AA}$. Na figura 9.50b observamos na razão $EW\ 5850/6196 \times EW\ K\ I$ um grupo com $0,0 \leq \text{razão} \leq 0,5$ e $0,0 \text{ \AA} \leq EW\ K\ I \leq 0,1 \text{ \AA}$ e um outro grupo com $0,5 \leq \text{razão} \leq 2,0$ e $0,0 \text{ \AA} \leq EW\ K\ I \leq 0,6 \text{ \AA}$.

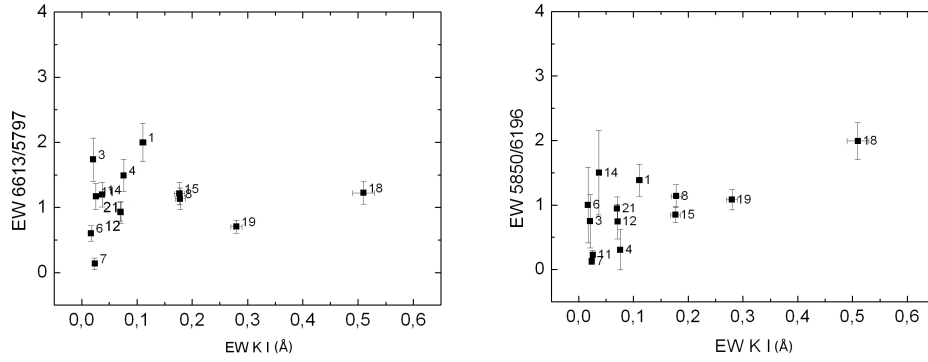


Figura 9.50: Correlação entre as razões das DIBs e $K\ I$: a) $EW\ 6613/5797 \times EW\ K\ I$ b) $5850/6196 \times EW\ K\ I$

Na figura 9.51a observamos na relação $EW\ 5850/6270 \times EW\ K\ I$ que os dados apresentam $0,0 \leq \text{razão} \leq 1,5$ e $0,0 \text{ \AA} \leq EW\ K\ I \leq 0,6 \text{ \AA}$. Na figura 9.51a observamos na relação $EW\ 5850/6284 \times EW\ K\ I$ a presença de um grupo com $0,0 \leq \text{razão} \leq 0,5$ e $0,0 \text{ \AA} \leq EW\ K\ I \leq 0,6 \text{ \AA}$ e o outro grupo com razões $> 0,5$ e $0,0 \text{ \AA} \leq EW\ K\ I \leq 0,05 \text{ \AA}$.

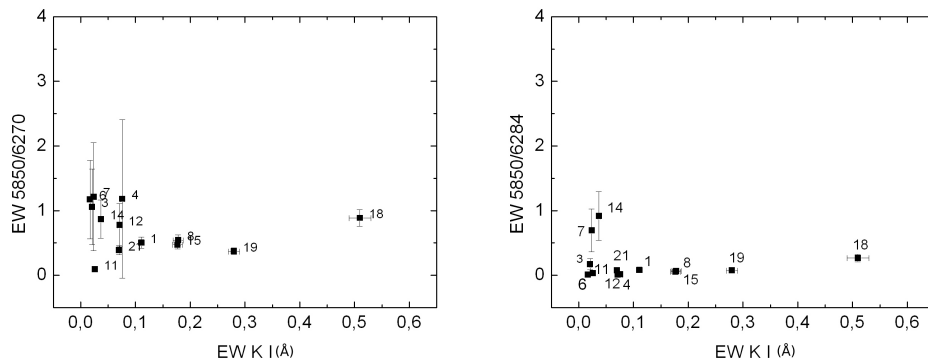


Figura 9.51: Correlação entre as razões das DIBs e $K\ I$: a) $EW\ 5850/6270 \times EW\ K\ I$ b) $5850/6284 \times EW\ K\ I$

Na figura 9.52a observamos na relação de $EW\ 5850/6379 \times EW\ K\ I$ dois grupos, um com $0,0 \leq \text{razão} \leq 0,5$ e $0,0 \text{ \AA} \leq EW\ K\ I \leq 0,1 \text{ \AA}$ e o outro com $\text{razão} > 0,5$ e $0,0 \text{ \AA} \leq EW\ K\ I \leq 0,6 \text{ \AA}$. Na figura 9.52b observamos na relação $EW\ 5850/6613 \times EW\ K\ I$ dois grupos, um com $0,0 \leq \text{razão} \leq 0,25$ e $0,0 \text{ \AA} \leq EW\ K\ I \leq 0,1 \text{ \AA}$ e o outro com $\text{razão} > 0,25$ e $0,0 \text{ \AA} \leq EW\ K\ I \leq 0,6 \text{ \AA}$.

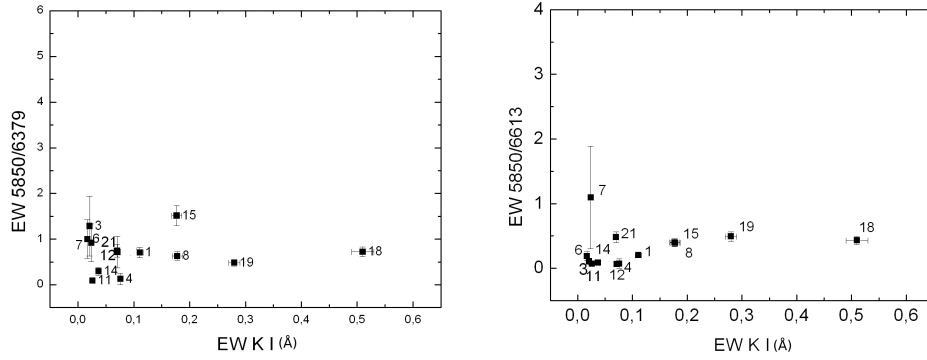


Figura 9.52: Correlação entre as razões das DIBs e $K\ I$: a) $EW\ 5850/6379 \times EW\ K\ I$ b) $EW\ 5850/6613 \times EW\ K\ I$

Na figura 9.53a na relação $EW\ 6270/6196 \times EW\ K\ I$ observamos que os dados apresentam $0,0 \leq \text{razão} \leq 3,0$ e $0,0 \text{ \AA} \leq EW\ K\ I \leq 0,6 \text{ \AA}$. Na figura 9.53b na relação de $EW\ 6379/6196 \times EW\ K\ I$ os dados apresentam $0,0 \leq \text{razão} \leq 3,0$ e $0,0 \text{ \AA} \leq EW\ K\ I \leq 0,6 \text{ \AA}$.

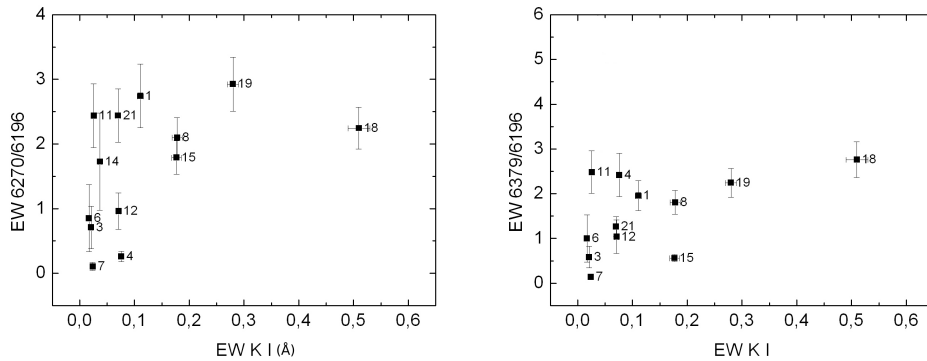


Figura 9.53: Correlação entre as razões das DIBs e $K\ I$: a) $EW\ 6270/6196 \times EW\ K\ I$ b) $EW\ 6379/6196 \times EW\ K\ I$ (a estrela 14 não aparece no gráfico, pois o mesmo foi escalonado de modo a poder ser comparado com os outros gráficos)

Na figura 9.54a observamos na relação $EW\ 6196/6284 \times EW\ KI$ que os dados apresentam $0,0 \leq \text{razão} \leq 1,0$ e $0,0 \text{ \AA} \leq EW\ KI \leq 0,6 \text{ \AA}$. Na figura 9.54b observamos na relação $EW\ 6196/6613 \times EW\ KI$ que os dados apresentam $0,0 \leq \text{razão} \leq 1,0$ e $0,0 \text{ \AA} \leq EW\ KI \leq 0,6 \text{ \AA}$.

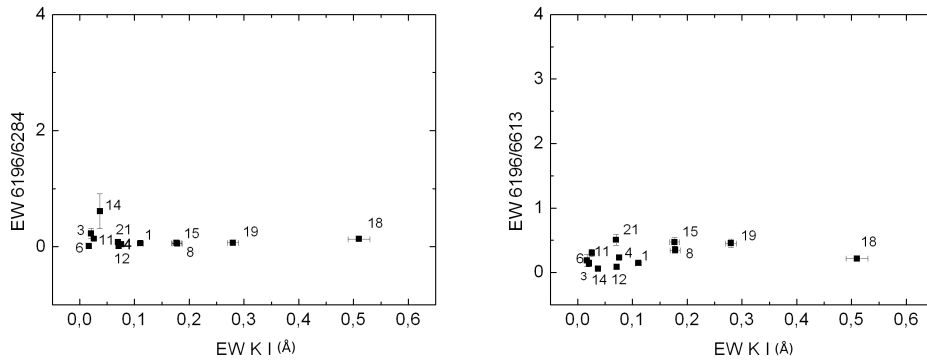


Figura 9.54: Correlação entre as razões das DIBs e KI : a) $EW\ 6196/6284 \times EW\ KI$ (a estrela 7 não aparece no gráfico pois o mesmo foi escalonado de maneira que pudesse ser comparado com os outros gráficos) b) $6196/6613 \times EW\ KI$ (a estrela 7 não aparece no gráfico pois o mesmo foi escalonado de maneira que pudesse ser comparado com os outros gráficos)

Na figura 9.55a observamos na relação $EW\ 6270/6284 \times EW\ KI$ que os dados apresentam $0,0 \leq \text{razão} \leq 1,5$ e $0,0 \text{ \AA} \leq EW\ KI \leq 0,6 \text{ \AA}$. Na figura 9.55b observamos na relação $EW\ 6270/6379 \times EW\ KI$ um grupo com $0,0 \leq \text{razão} \leq 2,0$ e $0,0 \text{ \AA} \leq EW\ KI \leq 0,6 \text{ \AA}$ e a estrela 15 com razão $\approx 3,0$ e $EW\ KI \approx 0,2 \text{ \AA}$.

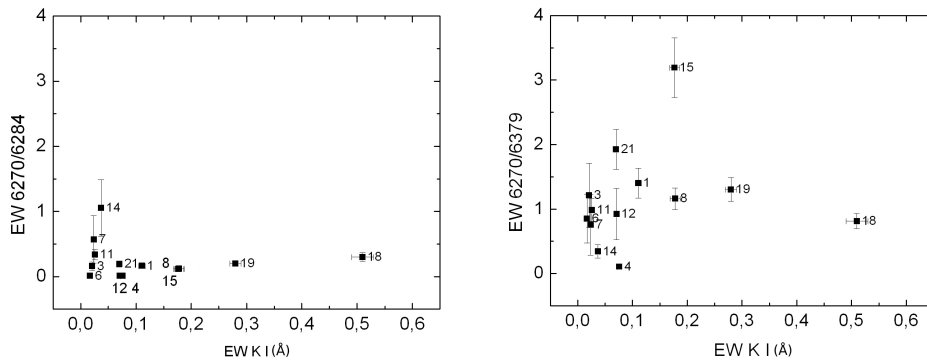


Figura 9.55: Correlação entre as razões das DIBs e KI : a) $EW\ 6270/6284 \times EW\ KI$ b) $6270/6379 \times EW\ KI$

Na figura 9.56a observamos na relação $EW\ 6270/6613 \times EW\ K\ I$ um grupo com $0,0 \leq \text{razão} \leq 0,25$ e $0,0 \text{ \AA} \leq EW\ K\ I \leq 0,1 \text{ \AA}$ e um outro grupo com $\text{razão} \geq 0,3$ e $0,0 \text{ \AA} \leq EW\ K\ I \leq 0,6 \text{ \AA}$. No gráfico de $EW\ 6379/6284 \times EW\ K\ I$ observamos um grupo com $0,0 \leq \text{razão} \leq 1,0$ e $0,0 \text{ \AA} \leq EW\ K\ I \leq 0,6 \text{ \AA}$ e a estrela 14 com $\text{razão} \approx 3$ e $EW\ K\ I \approx 0,6 \text{ \AA}$.

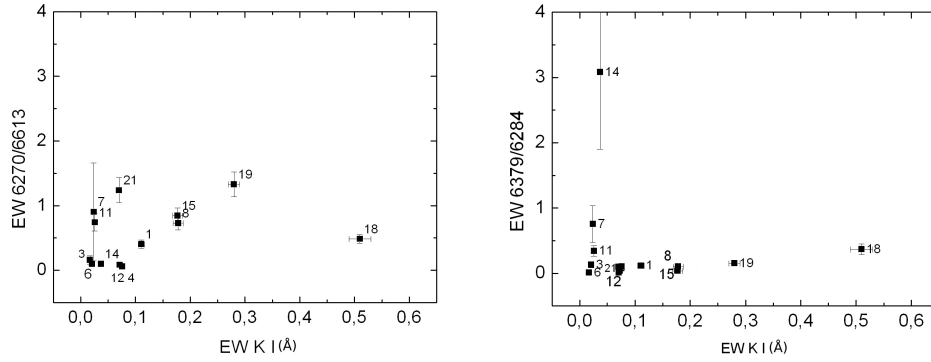


Figura 9.56: Correlação entre as razões das DIBs e K I : a) $EW\ 6270/6613 \times EW\ K\ I$ b) $6379/6284 \times EW\ K\ I$

Na figura 9.57a observamos na relação $EW\ 6613/6284 \times EW\ K\ I$ um grupo com $0,0 \leq \text{razão} \leq 1,0$ e $0,0 \text{ \AA} \leq EW\ K\ I \leq 0,6 \text{ \AA}$ e a estrela 3 com $\text{razão} \approx 1,6$ e $EW\ K\ I \approx 0,03$.

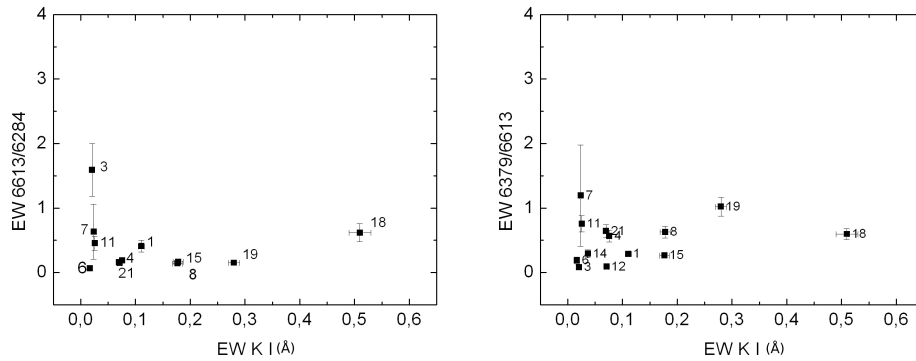


Figura 9.57: Correlação entre as razões das DIBs e K I : a) $EW\ 6613/6284 \times EW\ K\ I$ (a estrela 14 não aparece no gráfico pois o mesmo foi escalonado de modo que pudesse ser comparado com os outros gráficos) b) $6379/6613 \times EW\ K\ I$

Na figura 9.57b observamos na relação $EW\ 6379/6613 \times EW\ K\ I$ um grupo com

$0,0 \leq \text{razão} \leq 0,5$ e $0,0 \text{ \AA} \leq \text{EW KI} \leq 0,2 \text{ \AA}$ e um outro grupo com $\text{razão} > 0,5$ e $0,0 \text{ \AA} \leq \text{EW KI} \leq 0,6 \text{ \AA}$.

Analisando os gráficos de razões de DIBs *versus* EW KI vemos que a razão 5780/5797 apresenta tendência de anticorrelação com a EW KI. E as razões que se correlacionam com EW KI são 5850/5780 e 6379/5780. Não é possível, também neste caso, diferenciar as famílias propostas por Krelowski & Sneden (1995).

9.2.5 Razões de DIBs *versus* distância

Nesta seção analisaremos o comportamento das razões de DIBs *versus* distância. Na figura 9.58a observamos na relação de EW 5780/5797 $\times$ distância um grupo com $0,0 \leq \text{razão} \leq 2,0$ e $100 \text{ pc} \leq \text{distância} \leq 300 \text{ pc}$ e um outro grupo com $\text{razão} > 2,0$ e $90 \text{ pc} \leq \text{distância} \leq 500 \text{ pc}$.

Aqui as famílias σ e ζ podem ser claramente reconhecidas, mas não há correlação com a distância, pois ambas se expandem por toda a faixa de distância estudada. Na figura 9.58b observamos na relação de EW 5850/5780 $\times$ distância dois grupos, um com $0,0 \leq \text{razão} \leq 0,3$ e $95 \text{ pc} \leq \text{distância} \leq 500 \text{ pc}$ e um outro grupo com $0,5 \leq \text{razão} \leq 1,5$ e $100 \text{ pc} \leq \text{distância} \leq 300 \text{ pc}$. Nesse caso, as famílias não são distinguíveis.

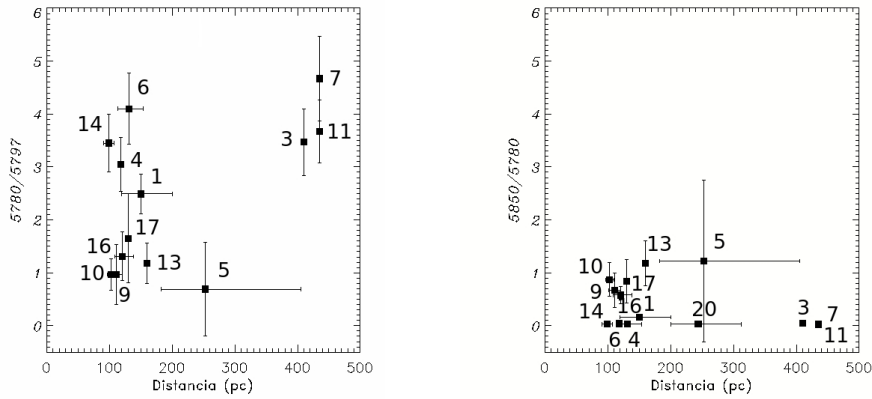


Figura 9.58: Correlação entre as razões das DIBs e Distância: a) EW 5780/5797 $\times$ distância (a estrela 20 não aparece no gráfico pois o mesmo foi escalonado de maneira que pudesse se comparado com os outros gráficos) b) EW 5850/5780 $\times$ distância

Na figura 9.59 observamos no gráfico de EW 6196/5780 $\times$ distância dois grupos, um grupo com $0,0 \leq \text{razão} \leq 0,4$ e $98 \text{ pc} \leq \text{distância} \leq 500 \text{ pc}$ e um outro grupo com $0,4 \leq \text{razão} \leq 1,2$ e $100 \text{ pc} \leq \text{distância} \leq 300 \text{ pc}$.

Aqui as famílias σ e ζ podem ser claramente reconhecidas, mas não há correlação

com a distância, pois ambas se expandem por toda a faixa de distância estudada. No gráfico de EW 6270/5780 $\times$ distância observamos um grupo $0,0 \leq \text{razão} \leq 0,5$ e $98 \text{ pc} \leq \text{distância} \leq 500 \text{ pc}$ e o outro grupo com $0,5 \leq \text{razão} \leq 1,5$ e $100 \text{ pc} \leq \text{distância} \leq 300 \text{ pc}$. Nesse caso, as famílias não são distinguíveis.

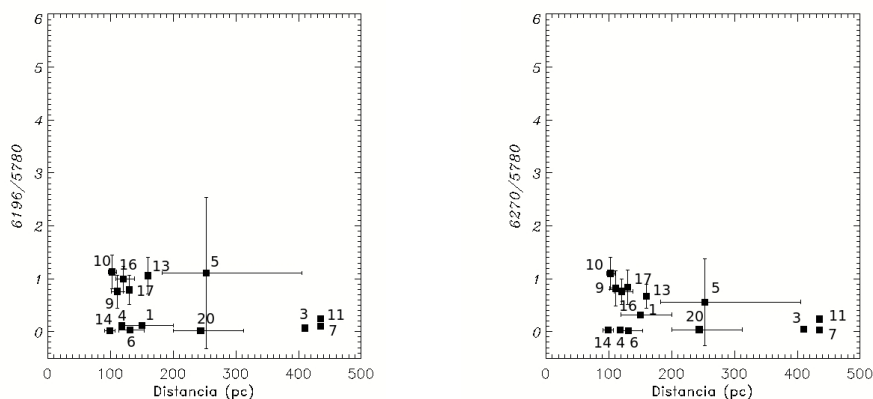


Figura 9.59: Correlação entre as razões das DIBs e Distância: a) EW 6196/5780 $\times$ distância b) EW 6270/5780 $\times$ distância

Na figura 9.60a observamos na relação de EW 5780/6284 $\times$ distância que os dados apresentam $0,0 \leq \text{razão} \leq 4,0$ e $98 \text{ pc} \leq \text{distância} \leq 500 \text{ pc}$. Na figura 9.60b observamos na relação de EW 6379/5780 $\times$ distância um grupo com $0,0 \leq \text{razão} \leq 0,6$ e $98 \text{ pc} \leq \text{distância} \leq 500 \text{ pc}$ e um outro grupo com $0,9 \leq \text{razão} \leq 2,0$ e $100 \text{ pc} \leq \text{distância} \leq 300 \text{ pc}$. Nesses dois casos, as famílias não são distinguíveis.

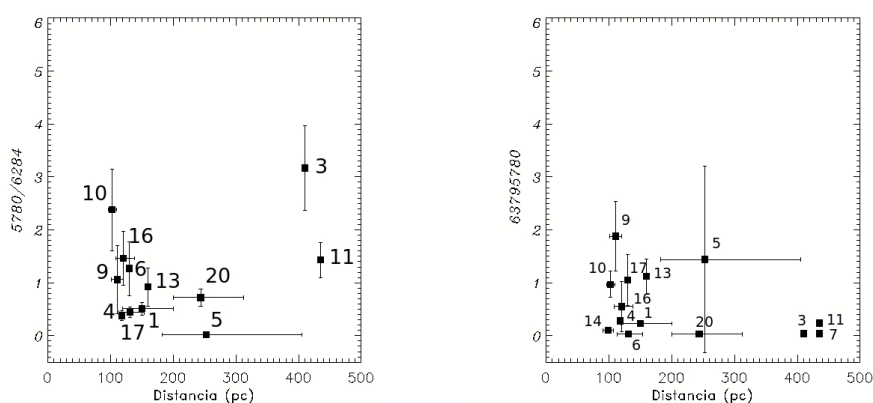


Figura 9.60: Correlação entre as razões das DIBs e Distância: a) EW 5780/6284 $\times$ distância (as estrelas 7 e 14 não aparecem no gráfico pois o mesmo foi escalonado de modo que pudesse ser comparado com os outros gráficos) b) EW 6379/5780 $\times$ distância

Na figura 9.61a observamos na relação de $EW\ 6613/5780 \times \text{distância}$ que os dados apresentam $0,0 \leq \text{razão} \leq 1,5$ e $98\text{ pc} \leq \text{distância} \leq 500\text{ pc}$. Na figura 9.61b observamos na relação de $EW\ 5850/5797 \times \text{distância}$ um grupo com $0,0 \leq \text{razão} \leq 0,3$ e $98\text{ pc} \leq \text{distância} \leq 500\text{ pc}$ e um outro grupo com $\text{razão} > 0,3$ e $100\text{ pc} \leq \text{distância} \leq 300\text{ pc}$. Nesses dois casos, as famílias não são distinguíveis.

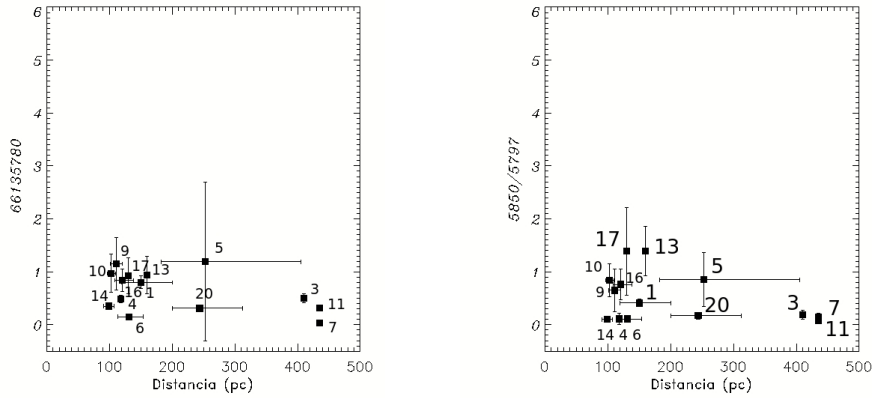


Figura 9.61: Correlação entre as razões das DIBs e Distância a) $EW\ 6613/5780 \times \text{distância}$ b) $EW\ 5850/5797 \times \text{distância}$

Na figura 9.62a observamos na relação de $EW\ 6196/5797 \times \text{distância}$ um grupo com $0,0 \leq \text{razão} \leq 0,5$ e $98\text{ pc} \leq \text{distância} \leq 500\text{ pc}$ e o outro grupo com $\text{razão} > 0,5$ e $100\text{ pc} \leq \text{distância} \leq 500\text{ pc}$. Na figura 9.62b observamos na relação de $EW\ 6270/5797 \times \text{distância}$ observamos um grupo com $0,0 \leq \text{razão} \leq 0,5$ e $98\text{ pc} \leq \text{distância} \leq 500\text{ pc}$ e o outro grupo com $\text{razão} > 0,7$ e $100\text{ pc} \leq \text{distância} \leq 500\text{ pc}$. Nesses dois casos, as famílias não são distinguíveis.

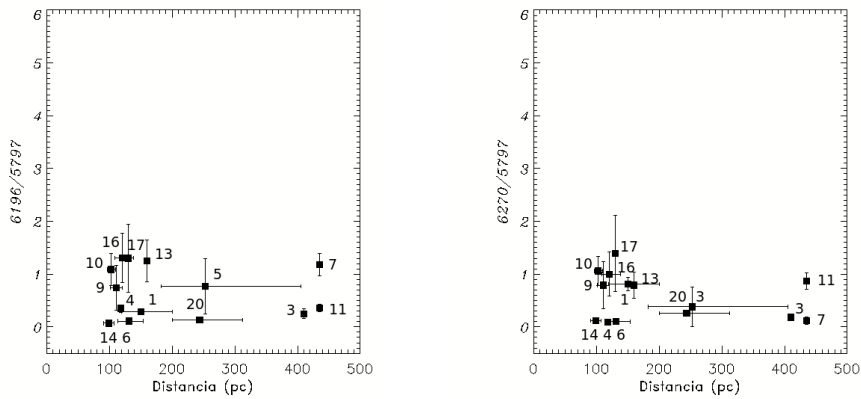


Figura 9.62: Correlação entre as razões das DIBs e Distância: a) $EW\ 6196/5797 \times \text{distância}$ b) $EW\ 6270/5797 \times \text{distância}$

Na figura 9.63a observamos na relação de $EW\ 5797/6284 \times$ distância um grupo com $0,0 \leq \text{razão} \leq 2,0$ e $98\text{ pc} \leq \text{distância} \leq 500\text{ pc}$ e a estrela 10 com razão de $\approx 2,5$ e distância $\approx 110\text{ pc}$. Na figura 9.63b observamos na relação de $EW\ 6379/5797 \times$ distância que os dados possuem $0,0 \leq \text{razão} \leq 2,0$ e $98\text{ pc} \leq \text{distância} \leq 500\text{ pc}$. Nesses dois casos, as famílias não são distinguíveis.

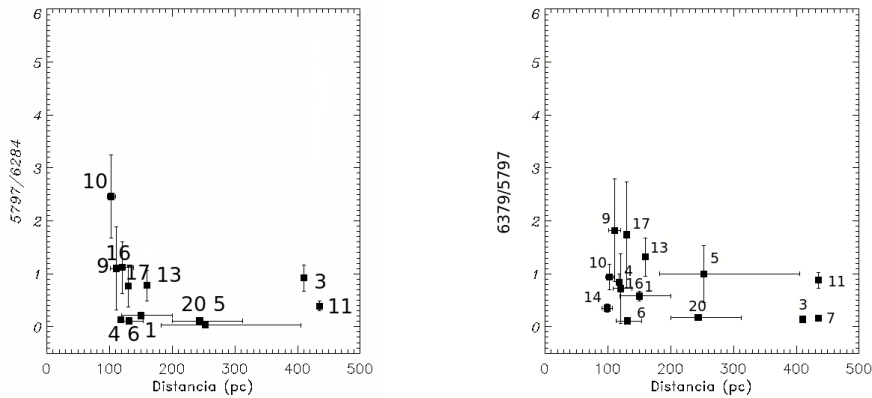


Figura 9.63: Correlação entre as razões das DIBs e Distância: a) $EW\ 5797/6284 \times$ distância (as estrelas 7 e 14 não aparecem no gráfico, pois o mesmo foi escalonado de modo que pudesse ser comparado com os outros gráficos) b) $EW\ 6379/5797 \times$ distância

Na figura 9.64a verificamos na relação de $EW\ 6613/5797 \times$ distância um grupo possuem $0,5 \leq \text{razão} \leq 2,0$ e $98\text{ pc} \leq \text{distância} \leq 500\text{ pc}$ e a estrela 7 com razão $\approx 0,15$ e distância $\approx 430\text{ pc}$. Na figura 9.64b verificamos na relação de $EW\ 5850/6196 \times$ distância que os dados possuem $0,0 \leq \text{razão} \leq 1,7$ e $98\text{ pc} \leq \text{distância} \leq 500\text{ pc}$. Nesses dois casos, as famílias não são distinguíveis.

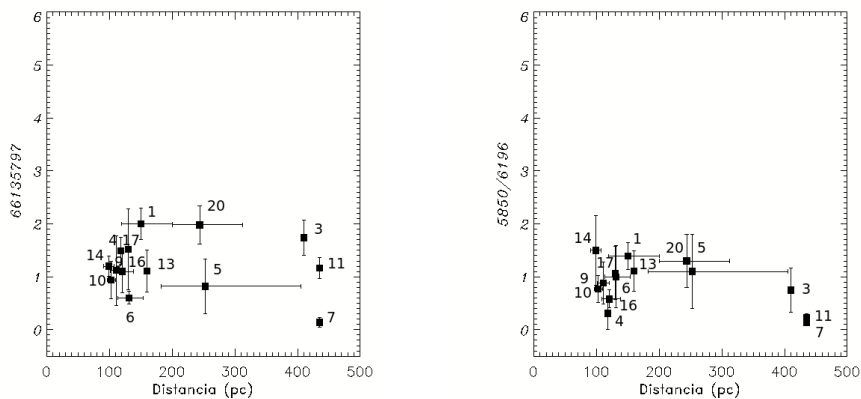


Figura 9.64: Correlação entre as razões das DIBs e Distância : a) $EW\ 6613/5797 \times$ distância b) $EW\ 5850/6196 \times$ distância

Na figura 9.65a verificamos na relação de $EW\ 5850/6270 \times$ distância que os dados apresentam $0,0 \leq \text{razão} \leq 2,5$ e $98\text{ pc} \leq \text{distância} \leq 500\text{ pc}$. Na figura 9.65b verificamos na relação de $EW\ 5850/6284 \times$ distância a existência de um grupo com $0,0 \leq \text{razão} \leq 0,2$ e $100\text{ pc} \leq \text{distância} \leq 500\text{ pc}$ e o outro grupo com $0,2 < \text{razão} \leq 2,5$ e $98\text{ pc} \leq \text{distância} \leq 500\text{ pc}$. Nesses dois casos, as famílias não são distinguíveis.

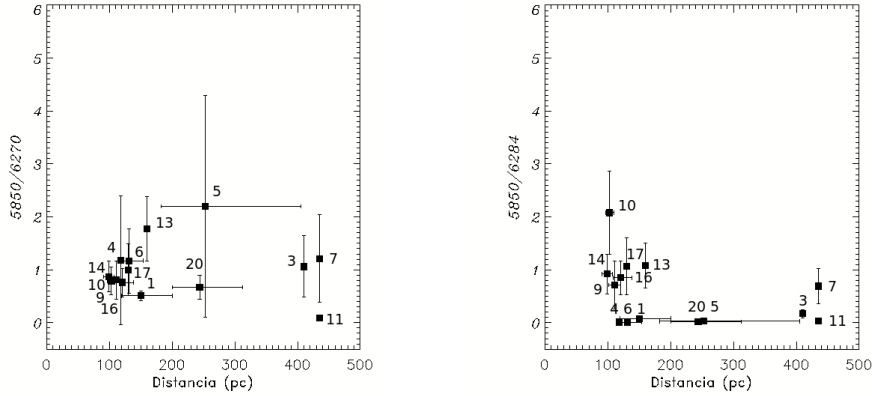


Figura 9.65: Correlação entre as razões das DIBs e Distância: a) $EW\ 5850/6270 \times$ distância b) $EW\ 5850/6284 \times$ distância

Na figura 9.66a observamos na relação de $EW\ 5850/6379 \times$ distância que os dados apresentam $0,0 \leq \text{razão} \leq 1,5$ e $98\text{ pc} \leq \text{distância} \leq 500\text{ pc}$. Na figura 9.66b observamos na relação de $EW\ 6196/6284 \times$ distância um grupo com $0,0 \leq \text{razão} \leq 0,4$ e $100\text{ pc} \leq \text{distância} \leq 500\text{ pc}$ e o outro grupo com entre $0,5 \leq \text{razão} \leq 1,5$ e $98\text{ pc} \leq \text{distância} \leq 500\text{ pc}$. Nesses dois casos, as famílias não são distinguíveis.

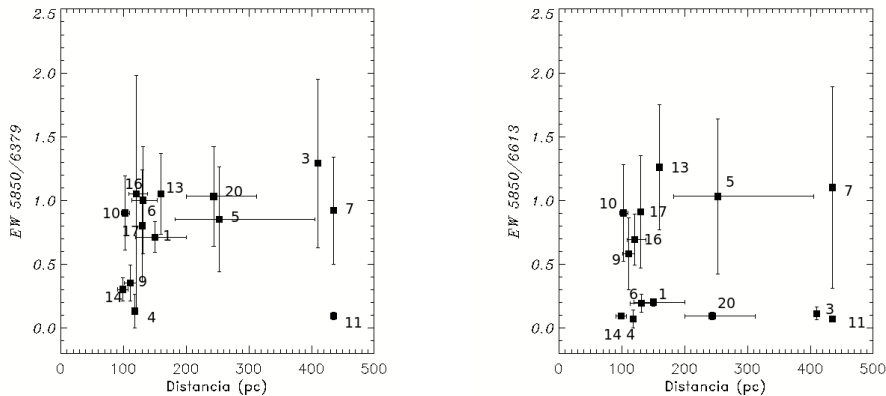


Figura 9.66: Correlação entre as razões das DIBs e Distância: a) $EW\ 5850/6379 \times$ distância b) $EW\ 5850/6613 \times$ distância

Na figura 9.67a observamos na relação de $EW\ 6270/6196 \times$ distância que os dados se encontram com $0,0 \leq \text{razão} \leq 3,0$ e $98\text{ pc} \leq \text{distância} \leq 500\text{ pc}$. Na figura 9.67b observamos na relação de $EW\ 6196/6284 \times$ distância um grupo com $0,0 \leq \text{razão} \leq 0,5$ e $100\text{ pc} \leq \text{distância} \leq 500\text{ pc}$ e o outro grupo com $0,5 \leq \text{razão} \leq 3,0$ e $98\text{ pc} \leq \text{distância} \leq 170\text{ pc}$. Nesses dois casos, as famílias não são distinguíveis.

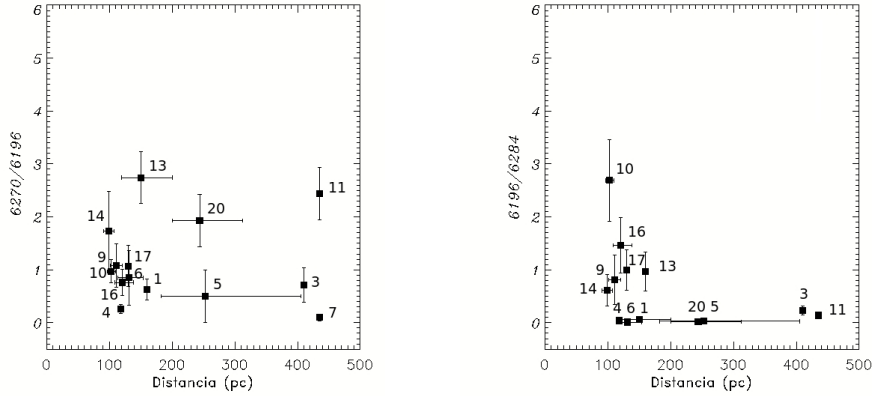


Figura 9.67: Correlação entre as razões das DIBs e Distância: a) $EW\ 6270/6196 \times$ distância b) $EW\ 6196/6284 \times$ distância (a estrela 7 não aparece no gráfico, pois o mesmo foi escalonado de modo que pudesse ser comparado com os outros gráficos)

Na figura 9.68a observamos na relação de $EW\ 6379/6196 \times$ distância um grupo com $0,0 \leq \text{razão} \leq 3,0$ e $98\text{ pc} \leq \text{distância} \leq 500\text{ pc}$. Na figura 9.68b observamos na relação $EW\ 6196/6613 \times$ distância um grupo com $0,0 \leq \text{razão} \leq 2,0$ e $98\text{ pc} \leq \text{distância} \leq 500\text{ pc}$. Nesses dois casos, as famílias não são distinguíveis.

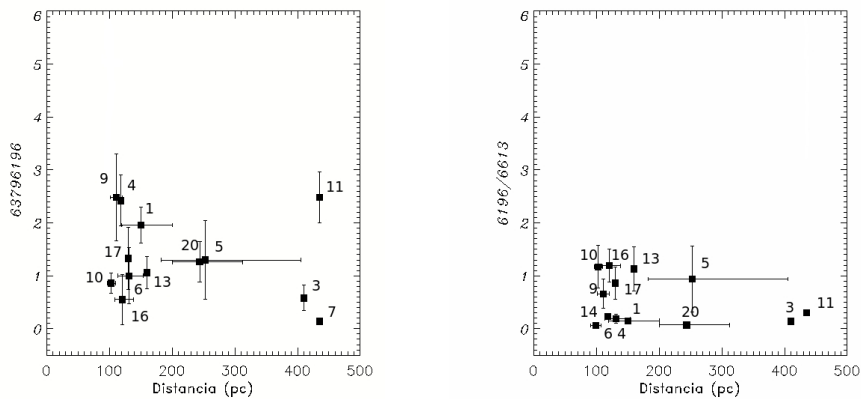


Figura 9.68: Correlação entre as razões das DIBs e Distância: a) $EW\ 6379/6196 \times$ distância (a estrela 14 não aparece no gráfico, pois o mesmo foi escalonado de modo que pudesse ser comparado com os outros gráficos) b) $EW\ 6196/6613 \times$ distância (a estrela 7 não aparece no gráfico, pois o mesmo foi escalonado de modo que pudesse ser comparado com os outros gráficos)

Na figura 9.69a observamos na relação $EW\ 6270/6284 \times$ distância um grupo com $0,0 \leq \text{razão} \leq 1,5$ e $98\text{ pc} \leq \text{distância} \leq 500\text{ pc}$ e a estrela 10 com razão de $\approx 2,7$ e distância $\approx 100\text{ pc}$. Na figura 9.69b observamos na relação de $EW\ 6270/6379 \times$ distância que os dados possuem $0,0 \leq \text{razão} \leq 1,7$ e $98\text{ pc} \leq \text{distância} \leq 100\text{ pc}$. Nesses dois casos, as famílias não são distinguíveis.

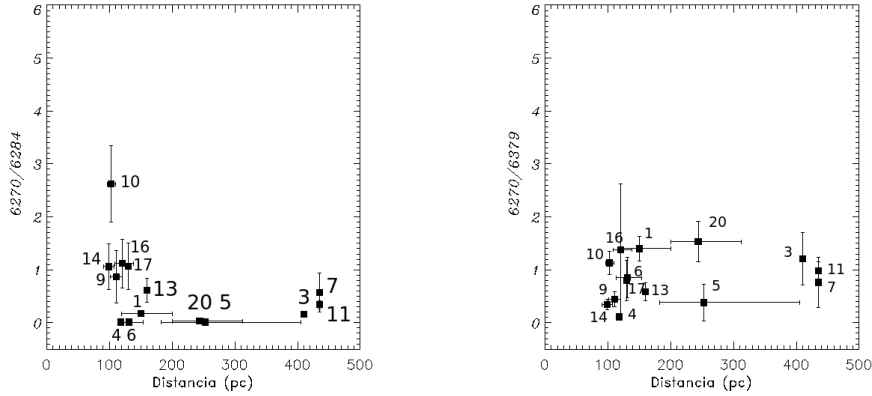


Figura 9.69: Correlação entre as razões das DIBs e Distância: a) $EW\ 6270/6284 \times$ distância b) $EW\ 6379/6379 \times$ distância

Na figura 9.70a observamos na relação de $EW\ 6270/6613 \times$ distância que os dados apresentam $0,0 \leq \text{razão} \leq 1,5$ e $98\text{ pc} \leq \text{distância} \leq 500\text{ pc}$. Na figura 9.70b observamos na relação de $EW\ 6379/6284 \times$ distância que os dados possuem $0,0 \leq \text{razão} \leq 3,2$ e $98\text{ pc} \leq \text{distância} \leq 500\text{ pc}$. Nesses dois casos, as famílias não são distinguíveis.

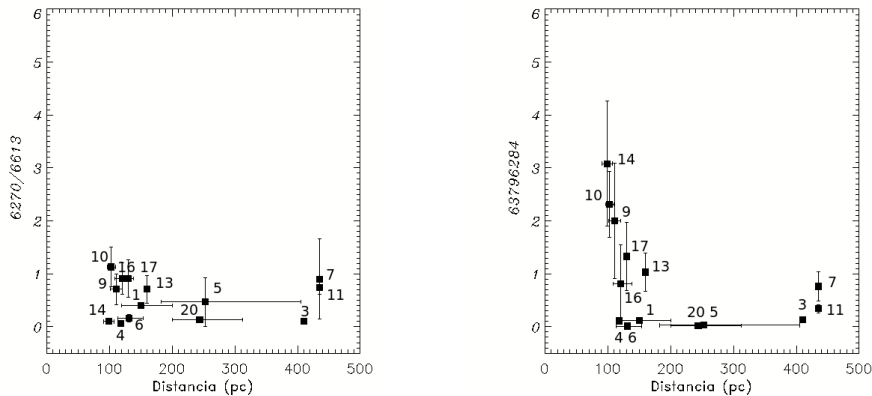


Figura 9.70: Correlação entre as razões das DIBs e Distância : a) $EW\ 6613/6284 \times$ distância b) $EW\ 6379/6613 \times$ distância

Na figura 9.71a verificamos na relação $EW\ 6613/6284 \times \text{distância}$ a existência de um grupo com $0,0 \leq \text{razão} \leq 3,0$ e $98\text{ pc} \leq \text{distância} \leq 500\text{ pc}$. Na figura 9.71a verificamos na relação de $EW\ 6379/6613$ que os dados possuem $0,0 \leq \text{razão} \leq 2,0$ e $98\text{ pc} \leq \text{distância} \leq 500\text{ pc}$. Nesses dois casos, as famílias não são distinguíveis.

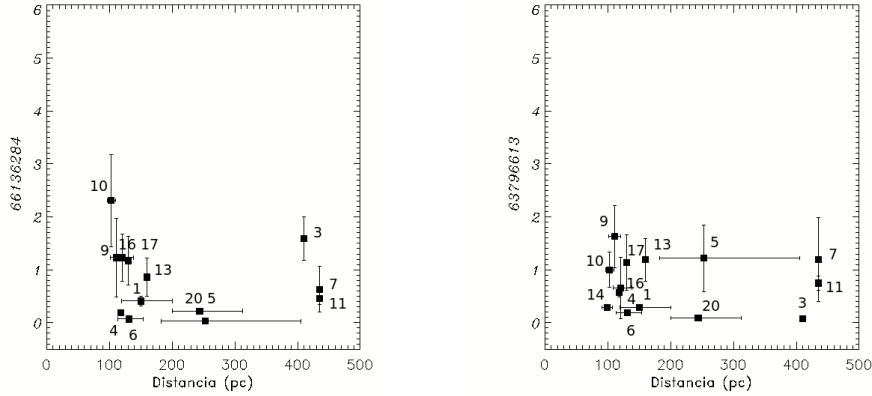


Figura 9.71: Correlação entre as razões das DIBs e Distância: a) $EW\ 6613/6284 \times \text{distância}$ (a estrela 7 não aparece no gráfico, pois o mesmo foi escalonado de modo que pudesse ser comparado com os outros gráficos) b) $EW\ 6379/6613 \times \text{distância}$

Analisando os gráficos das razões de DIBs *versus* distância observamos que as razões não possuem correlação com a distância. Em quase todos os casos não é possível qualquer distinção entre as famílias propostas anteriormente.

9.3 Análise da correlação entre as razões de DIBs e os parâmetros do meio interestelar

Analisando as relações entre as razões de DIBs e excesso de cor conseguimos identificar as famílias σ composta pelas estrelas 7, 4, 20, 3, 5, 14 e 11 e a família ζ composta pelas estrelas 5, 16, 13, 17, 9 e 10. Esse tipo de família foi proposto por Krelowski & Sneden (1995).

Essas famílias estão relacionadas com o tipo de nuvem. Nas nuvens tipo σ o campo de radiação é mais intenso do que nas nuvens tipo ζ , a nuvem tipo σ apresenta R_V mais alto do que em nuvens tipo ζ . Assim as DIBs apresentam comportamento distintos nesses tipos de nuvens e através da análise das razões em função do excesso de cor pode se concluir que a quantidade de poeira na linha de visada da estrela influencia na produção das DIBs.

Nas relações entre as razões de DIBs e $EW\ Ca\ II$ verificamos que para valores de $EW\ Ca\ II$ menores que $0,1\ \text{\AA}$ as razões variaram entre $0,0$ e $3,0$, para $EW\ Ca\ II$ maior

que 0,2 Å as razões tiveram variação mais baixa entre 0,0 e 1,5. Isto nos sugere que não há correlação entre as razões DIBs e o gás cálcio ionizado.

Nas relações entre as razões de DIBs e EW Na I observamos que valores alto de razões ocorrem para valores baixos de EW Na I e os valores baixos de razão ocorrem para as mais variadas faixas de valores de EW Na I . Nas relações das razões de DIBs com a distância não observamos qualquer tendência nos dados.

Encontramos uma tendência de correlação entre as razões 5850/5780 e 6379/5780 e K I , e uma tendência de anticorrelação entre a razão das DIBs 5780/5797 e K I .

Capítulo 10

Considerações finais

Apresentamos neste trabalho o comportamento das DIBs 5780, 5797, 5850, 6196, 6270, 6284, 6379 e 6613 Å na linha de visada de estrelas Ae/Be de Herbig do Pico dos Dias Survey (PDS).

Verificamos o comportamento das larguras equivalentes das DIBs com relação à distribuição do excesso cor $E(b - y)$, distância e largura equivalente das linhas interestelares de Ca II ($\lambda\lambda$ 3933,66, 3968,47 Å), Na I ($\lambda\lambda$ 5889,95, 5895,92 Å) e K I (λ 7698,97 Å). A análise dos dados revela que:

1. A largura equivalente das DIBs correlaciona-se fortemente com a EW KI, e apresenta uma tendência de correlação com a EW Ca II ;
2. A largura equivalente das DIBs não apresenta correlação com a distância, EW Na I e excesso de cor. Mas a largura equivalente das DIBs sofre uma transição para valores maiores quando a linha de visada tem $E(b - y) > 0,040$, típico de uma nuvem interestelar difusa, e/ou $EW\ Na\ I > 0,12\text{Å}$;
3. A eficiência de formação das DIBs diminui com o aumento do excesso de cor, semelhante ao que ocorre em nuvens moleculares densas; Esse resultado está de acordo Adamson et al. (1991) que descrevem esse comportamento nas nuvens de Touro e ρ Ophiuchi;
4. Através da correlação mutua entre as DIBs conseguimos identificar dois grupos de DIBs cujos membros correlacionam-se bem entre si: um deles composto pelas DIBs 5797, 5850, 6196, 6379 e 6613 Å e o outro composto pelas DIBs 5780 e 6270 Å;
5. Através da relação entre as razões de DIBs e o excesso de cor conseguimos identificar as famílias ζ e σ , descritas em Krelowski e Sneden (1995), Krelowski e Westerlund (1988), Cami et al. (1997) e Cox et al. (2006). Estas famílias estão relacionadas com as diferentes propriedades das DIBs nas nuvens escuras semelhantes à ζ Oph e σ Sco.

6. A largura equivalente do K I correlaciona com as razões de DIBs 5850/5780 e 6379/5780, mas é anticorrelacionada com a razão das DIBs 5780/5797.

Os espectros das estrelas PDS339, PDS340, PDS395, PDS473 e PDS514 não apresentam DIBs detectáveis, embora, apresentem material circunstelar. As linhas de Ca II e Na I não foram detectadas ou estavam em emissão nessas estrelas; a linha de K I não foi detectada em nenhuma das estrelas. Como o excesso de cor é baixo, esse resultado indica que o envelope circunstelar não é um ambiente propício para a produção ou sobrevivência dos “carriers” dessas DIBs.

Para o futuro um conjunto maior de estrelas poderá ser estudado para que possamos:

- Verificar se o comportamento das DIBs estudadas com relação a pertinência em famílias se confirma;
- verificar se o comportamento apresentado pelas DIBs em relação aos parâmetros do meio interestelar mais denso também se confirma, visto que nossos dados são restritos às linhas de visada mais tênues;
- Estudar outras estrelas Ae/Be de Herbig para estender o estudo das DIBs no ambiente circunstelar;
- Fazer um estudo da estrutura de componentes das DIBs ao longo da linha de visada.

Bibliografia

- Adamson, A. J., Whittet, D. C. B., 1992, ApJ **398**, L69-72
- Adamson A., Whittet, D.C.B., Duley, W.W., 1991, MNRAS **252**, 234A
- Adersen, j, Gahm, G. F., Krelowski, J. 1982, A&A **113**, 176
- Benvenuti, P. and Porceddu, I 1989, A&A **223**, 329-335
- Cami, J, Sonnentrucker, P., Ehrenfreund, P., Foing, B. H. 1997, A&A **326**, 822 Chlewicki, G. P., Van Der Zwet, L. J, Van Ijendoorn, Greenberg, J. M., Alvarez, P. P. 1986, ApJ **305**, 455-466
- Catala C., Alecian E., Donati J.F., Wade G.A., Landstreet J.D., Boehm T., Bouret J.-C., Bagnulo S., Folsom C. and Silvester J. 2007 A&A **462**,293. Cossart-magos C., Leach S., 1990, A&A **233**, 559
- Cohen, M., Jones, B. F., 1987, ApJ **321**, L151
- Cox, N.L.J, Spaans, M., 2006, A&A **451**, 973
- Cox, N.L.J., Cordiner, M.A., Cami,J., Foing,B.H., Sarre, P.L., Kaper, L., Ehfreund, P. 2006, A&A **447**, 991
- Cox, N.L.J, Kaper, L., Foing, B.H, Ehrenfreund, P., 2005, A&A **438**, 187
- Crawford, D.L. 1966, IAU Symposium No.24, Spectral Classification and Multicolor Photometry, K. Lodén, L.O.Lodén, and U. Sinnerstad, Eds (Academic, New York),p.170 Edwards S. A., Leach S., 1993, A&A **272**, 533
- Ehrenfreund, P, Jenniskens, P 1995, The Environment Dependence of Diffuse Interstellar Bands (ASSL Vol. 202: The Diffuse interstellar Bands), 105
- Fremat Y., Neiner C., Hubert A. M., Floquet M., Zorec J., Janot-Pacheco E. and Medeiros J. R. 2006, A&A **451**, 1053.
- Fossey, S. J. 1991, Nature **353**, 393
- Galazutdinov, G. A., Lo Curto, G and Krelowski, J, 2008, MNRAS **514**, 1076
- Galazutdinov, G. A., Manicò, G., Pirronello, V. and Krelowski, J., 2004, MNRAS **355**, 169-177
- Galazutdinov, G. A.,Musaev, F. A., Bondar, A.V. Krelowski, J., 2003, MNRAS **345**, 365-368
- Galazutdinov, G.A, Musaev, F. A., Krelowski, J, Walker, G. A. H., 2000, PASP **112**, 648
- Gray, R. O. and Corbally, C. J., 1994 AJ **107**, 742-746
- Gray, D. F. 2005 *The Observation and analysis of Stellar photospheres third edition* cambrifgde university press
- Guimarães, M. M., Alencar, S. H. P., Corradi, W. J. B. and Vieira, S. L. A., 2006, A&A **457**, 581-589
- Guimarães, M. M., 2004, UFMG, Dissertação de Mestrado
- Hauck, B. Mermilliod, M., 1998, A&AS **129**, 431
- Heger, M. L., 1922, Lick obs. Bull. **10**, 146
- Herbig, G. H., 1960, ApJS **4**, 337
- Herbig, G. H., 1975, AJ **196**,129-160
- Herbig, G. H., 1995, ARA **33**,19
- Herbig, G. H., 1993, ApJ **407**,142
- Hobbs, L.M, York, D.G, Snow, T. P., Oka, T, Thorburn, J.A., Bishof, M, Friedman, S. D., McCall, B. J., Rachford, B, Sonnentrucker, P., Welty, D. E, 2008, ApJ **680**, 1256

- Hudgins, D. M., Bauschilcher, Charles W., Jr, Allamandola, L. J., 2005, ApJ **632**, 316
- Iglesias-Groth, S 2004, ApJ **608**: L37-L40
- Isella, A., Testi, L., Natta, A., Neri, R., Wilner, D, Qi, C, 2007, A&A **469**, 213-222
- Jablonsky, F, Baptista, R., Barroso, F., Jr, Gneiding, C., Rodrigues, F. Campos, R.P. 1994, PASP **106**, 1172.
- Jenniskens, P., Ehrenfreund, P., Foing, B.H. 1994, A&A **281**, 517
- Jenniskens, P., Désert, F. X., 1994, A&A **106**,39
- Josafatsson, K., Snow, T. P., 1987, ApJ **319**, 436
- Kendall, T. R., Mauron, N., McCombie, J, Sarre, P. J., 2002, A&A **387**, 624-634
- Krelowski, J, Westerlund, B. E., 1988, A&A **190**, 339
- Krelowski, J , Sneden, C 1995, The Diffuse Interstellar Bands in Individual Sightlines (ASSL Vol. 202: The Diffuse interstellar Bands), 13
- Krelowski, J, Walker, G. A. H., 1987, ApJ **312**, 860
- Kroto, H. W., Heath, J. R., O'Brien S. C., Curl, R. F., Smalley, R. E. 1985, Nature **318**, 162-163
- Kurucz, R. L. 1990 **Stellar Atmospheres: Behond Classical Model**, NATO Asi Ser., Ed. L. Crivellari et al. 441
- Kurucz, R. L., 1970 SAO Special Report # 308
- Le Bértre, T, Lequeux, J., 1993, A&A **274**, 909
- Le Bétre, T 1990 A&A **236**, 472
- Leger, A, D'Hendecourt, L 1985, A&A **146**, 81
- Liu, W. M., Hinz, P.M., Meyer, M. R., Mamajek, E. E., Hoffmann, W. F. and Hora, J. L., 2003, ApJ **598**, 111
- Luna, R, Cox, N. L. J., Satorre, M. A., García Hernández, D. A, Suárez, O, García Lario, P, 2008, A&A **480**, 133-148
- Lundström, I., Ardeberg, A., Maurice, E., Lindgren, H., 1991, A&AS **91**, 199-208
- Maier, J. P., Walker, G. A. H., Bohlender, D. A., 2004, ApJ **602**, 286-290
- Mallocci, G, Mulas, G and Benvenuti, P, 2003, A&A **410**, 623-637
- Manduca,A., Bell,R. A.and Gustafsson, B., 1977, A&A **61**, 809-813
- Mauron, N., Kendall, T. R., 2004 A&A **428**, 535-543
- Meeus, G., Bouwman, J., Dominik, C., Water, L.B.F.M., de Koter, A., 2002, A&A **392**, 1039
- Meeus, G., Waelkens, C., Malfait, K., 1998, A&A **329**, 131-136.
- Merril, P.H., Wilson, O.C., 1938, Ap.J. **87**, 9-23
- Merril, P. W., 1936, ApJ **46**, 126
- Merril, P.W., 1934, Pubn A.S.P. **46**, 206
- Moore, C. E., Minnaert, M. J. G., Houtgast, J, 1966, The Solar Spectrum 2935 Å to 8770 Å (Washington: GPO)
- Moutou, C, Krelowski, J, D'Hendecourt, L., Jamroszczark, J 1999, A&A **351**, 680
- Pfau, W, Henning, Th. 1995, Diffuse Interstellar Bands in the Young Galactic Clusters (ASSL Vol. 202: The Diffuse interstellar Bands), 113
- Porceddu,I,Benvenuti, P., Krelowski, J., 1991, A&A **248**, 188-190
- Pritchett, C. J., Grillmair, C. J., 1984, PASP **96**, 349
- Purcell, E.M., Shapiro, P.R., 1977, Ap. J. **214**, 92-105
- Raman, A.L., Santi, M., Wilner, D. J., Qi, C, Hoger Heijde, M., 2006, Aj 131,2290
- Reis, W, Corradi, W. J. B., 2008, A&A **486**,471
- Reis, W, 2008, Comunicação privada
- Reis, W, 2007,UFGM, Dissertação de Mestrado
- Ruiterkamp, R, Cox, N. L. J., Spaans, M., Kaper, L., Foing, B. H., Salama, F, Ehfrenfreund, P. 2005, A&A **432**, 515-529

- Sarre, P. J. 1991, *Nature* **351**, 356
- Sarre, P.J., Miles, J. R., Kerr, T. H., Hibbins, R. E., Fossey, S. J. and Somerville, W. B., 1995, *MNRAS* **277**, L41-L43
- Schmidt, G. D., Cohen, M., Morgan, B., 1980, *ApJ*, **239**, L133
- Seab, C. G. 1995 *Diffuse Circumstellar Bands (ASSL Vol. 202: The Diffuse interstellar Bands)*, 129
- Shapiro, P.R., Holcomb, K. A., 1986a, *Ap. J* **305**, 433-454
- Shapiro, P.R., Holcomb, K. A., 1986b, *Ap. J* **310**, 872-888
- Shore, S.N. Starrfield, S, Gonzalez-Riestra, R., Hauschild, P. H., Sonnerborn, G. 1994, *Nature* **369**, 539
- Smith, W. H., Snow, Th. P., York, D. G., 1977, *ApJ*, **218**, 124-132
- Snow, T.P.,JR, Cohen J.G., 1974, *ApJ* **194**, 313.
- Snow, T.P., 2001, *AcSpe* **57**, 615
- Strömgren, B. 1956a, *AJ* **61**, 354
- Strömgren, B. 1956b, *VA* **2** 1336
- Strömgren, B. 1958a, *Obs* **78** 137
- Strömgren, B. 1958b, *AJ* **63**, 199
- Strömgren, B. 1963a *Basic Astronomical Data*, edited by K. Aa. Stand (Univ. Chicago P., Chicago) p. 123
- Strömgren, B., 1963b, *QJRAS* **4**, 8
- Strömgren, B., 1966, *ARA&A* **4**, 433
- Thé, P.S., de Wilter,D., Pérez, M.R., 1994, *A&A* **104**, 315.
- Thorburn, J.A., Hobbs, L. M., McCall, B. J., oka, T., Welty, D. E., Friedman, S. D., Snow, T. P., Sonnentrucker, P., York, D.G., 2003, *ApJ* **584**, 339-356.
- Torres, C. A. O. 1999 **Special Publ. 10** (Rio de Janeiro: Obs Nac)
- Trumpler, R. J., 1930, *PASP* **42**, 214
- Tuairisg, S. Ó, Cami, J, Foing, B. H, Sonnentrucker, P, Ehrenfreund, P, 2000, *A&AS* **142**, 225
- Unsöld, A., 1963, *Z. Aph.* **56**, 221-238
- Van de Hulst HC. 1948. *Rech. Astron. Obs. Utrecht* 11:pt2
- Vieira, S.L.A., Corradi, W. J. B., Alencar, S. H. P., Mendes, L. T. S., Torres, C. A. O., Quast, G. R., Guimarães, M. M., Da Silva,L., 2003, *AJ* **126**, 2971-2987
- Warren-Smith, R. F., Scarrott, S. M. and Murdin, P. 1981, *Nature* **292**, 317
- Wester, A 1993, *MNRAS* **265**, 421-430
- Westerlund, B. E., Krelowski, J 1989, *A&A* **218**, 216
- Wszolek, B., Godlowski, W. 2003, *MNRAS* **338**, 990