



## *Tese (Thèse)*

*apresentada ao Departamento de Astronomia  
do Instituto de Astronomia, Geofísica e Ciências  
Atmosféricas da Universidade de São Paulo, Brasil,  
como requisito parcial para a obtenção do título de  
Doutor em Ciências. Área: Astronomia.*

(présentée pour obtenir le grade de  
Docteur de l'Université Louis Pasteur  
Strasbourg I, France.)

*Por (par) Raimundo LOPES DE OLIVEIRA Filho*

*“Uma nova classe de emissores de raios X:  
os sistemas do tipo  $\gamma$  Cassiopeiae”*

(“Une nouvelle classe de sources émettrices de rayons X:  
les systèmes de type  $\gamma$  Cassiopeiae”)

*Orientadores (Directeurs de Thèse): Christian MOTCH & Eduardo JANOT-PACHECO*

*Novembro de 2007 (Novembre 2007)*



## Tese (Thèse)



apresentada ao Departamento de Astronomia  
do Instituto de Astronomia, Geofísica e Ciências  
Atmosféricas da Universidade de São Paulo, Brasil,  
como requisito parcial para a obtenção do título de  
Doutor em Ciências. Área: Astronomia.

(présentée pour obtenir le grade de  
Docteur de l'Université Louis Pasteur  
Strasbourg I, France.)

Por (par) **Raimundo LOPES DE OLIVEIRA Filho**

*“Uma nova classe de emissores de raios X:  
os sistemas do tipo  $\gamma$  Cassiopeiae”*

(“Une nouvelle classe de sources émettrices de rayons X:  
les systèmes de type  $\gamma$  Cassiopeiae”)

Membros do júri Francês<sup>1</sup>/Brasileiro<sup>2</sup> (Membres du jury Français<sup>1</sup>/Brésilien<sup>2</sup>)

Directeur de Thèse: M. Christian MOTCH, ULP, Obs. Astronomique de Strasbourg, France<sup>1,2</sup>  
Co-Directeur de Thèse: M. Eduardo JANOT-PACHECO, Universidade de São Paulo, Brésil<sup>1,2</sup>  
Rapporteur Interne: M. Jean HEYVAERTS, Professeur Classe Exceptionnelle, ULP, France<sup>1,2</sup>  
Rapporteur Externe: M. João BRAGA, Directeur de Recherches, INPE, Brésil<sup>1,2</sup>  
Rapporteur Externe: M. Juan FABREGAT, Professeur, Universitat de València, Espagne<sup>1</sup>  
Examineur: M. Francisco DE ARAUJO, Maître de Conférences, Obs. Nacional, Brésil<sup>1,2</sup>  
Examineur: M. Ignacio NEGUERUELA, Professeur, Universidad de Alicante, Espagne<sup>1</sup>  
Examineur: Mme. Coralie NEINER, Chargée de Recherches, Obs. Paris-Meudon, France<sup>1</sup>

---

Novembro de 2007 (Novembre 2007)



À minha família.



# Agradecimentos

Para minha felicidade, foram muitos os colaboradores, companheiros e amigos que participaram direta ou indiretamente deste trabalho. Certamente a seqüência de agradecimentos que registro a seguir está incompleta...

Primeiramente, um agradecimento especial à minha família e amigos, pelo apoio incondicional em absolutamente todos os sentidos e momentos. Em especial, à minha rainha Ana Cláudia, pelo amor e compreensão, à minha princesa Ana Clara, que trouxe ainda mais alegria à minha vida e que participou dos momentos finais da escrita desta tese, aos meus pais, por tudo, e ao meu filho Pitoco, que além de tantas alegrias e carinho me lembra a cada suspiro que a vida é simples. Agradeço também a Jader e Caco, meus primos, a Milton, meu tio, e à minha cunhada Carine Mota pelo incentivo e amizade.

Agradeço a Christian Motch, o verdadeiro pai dos sistemas  $\gamma$  Cas, com quem eu tenho a honra de trabalhar, pela idealização e excepcional orientação desta tese, e pela amizade. A Eduardo Janot pelo apoio. A Nelson Leister, pelo primeiro contato IAGeano na era pré-Mestrado. A Gastão Lima Neto e Mariano Mendez, pelo auxílio nos primeiros passos no mundo dos raios X. A Ignacio Negueruela pela colaboração científica e discussões em várias etapas deste trabalho, e também por abrir as portas de seu acervo de dados particular. A Frank Haberl, pela participação no desenvolvimento inicial deste projeto. Um agradecimento especial a Myron Smith, pelas valiosas discussões, questionamentos e respostas que serviram para melhorar a qualidade desta tese e de minha formação profissional, e pelos exemplos de profissionalismo. Agradeço também a Gastão Lima Neto e a Cláudia Mendes, pela amizade, e pela oportunidade de trabalhar em equipe em tópicos de Extragaláctica que fugiram do escopo desta tese, e a Laerte Sodré, pelas aulas informais de Estatística.

Este trabalho foi desenvolvido simultaneamente na Universidade de São Paulo (Brasil) e na Université Louis Pasteur Strasbourg I - Observatório de Strasbourg (França), que disponibilizaram toda a infra-estrutura necessária para o seu bom desenvolvimento, incluindo moradia em algumas épocas. Agradeço aos funcionários e docentes destas instituições, e aos vários amigos que lá estão ou estiveram. Dentre eles, Abílio Mateus e Juan Luna, co-fundadores da “Associação dos Astrônomos Desamparados”, Octavio Miloni, Dinah Allen, Gustavo Rojas, Fabíola Ribeiro, Adriana Pires, Sérgio Scarano, Felipe Santos, Oscar Cavichia, Tatiana Laganá, José Groh, Laerte Paes, Laurence Boirin, Patrick Guillout, Fabian Grise, Nicolas Girard, Olivier Herent, Laurent Michel, Bruno, Estelle Brunette, Sandrine Langenbacher, Rubens Freire, Manfred Pakull e Jean-Marie Hameury. Aos membros adotados de minha família, Fabiana Valdoski, Vania Pretti e Helbert “Pretti”, e aos amigos Alan Barros e Angelo Correa.

Finalmente, eu agradeço à Fapesp (processo: 03/06861-6), Capes (PDEE, processo: BeX 0784/04-4) e CNRS, pelo apoio financeiro.





*“Só levo a certeza de que muito pouco eu sei  
Ou nada sei”*

Almir Sater e Renato Teixeira



# Índice

<b>Resumo</b>	<b>xv</b>
<b>Résumé</b>	<b>xvii</b>
<b>Abstract</b>	<b>xxi</b>
<b>1 Introdução</b>	<b>1</b>
1.1 $\gamma$ Cassiopeiae ( $\gamma$ Cas) e as estrelas Be . . . . .	1
1.2 Propriedades gerais das estrelas Be . . . . .	2
1.2.1 Do infravermelho ao ultravioleta . . . . .	2
1.2.2 Atividades magnéticas . . . . .	5
1.2.3 Emissão em raios X . . . . .	6
1.2.4 O fenômeno Be . . . . .	7
1.3 Os sistemas Be/X clássicos: Be + estrela de nêutrons . . . . .	8
1.3.1 Binárias de raios X de alta massa . . . . .	8
1.3.2 Os sistemas Be/X clássicos . . . . .	10
1.3.3 Acreção: captura de matéria . . . . .	11
1.4 $\gamma$ Cas: um emissor de raios X particular . . . . .	12
1.4.1 Qual é a origem da emissão X de $\gamma$ Cas? . . . . .	14
1.5 Contexto e alvos deste trabalho . . . . .	17
<b>2 Ferramentas e metodologia</b>	<b>19</b>
2.1 Considerações iniciais . . . . .	19
2.2 O satélite XMM-Newton . . . . .	19
2.2.1 Telescópios e instrumentação . . . . .	19
2.2.2 Tratamento dos dados . . . . .	24
2.3 Análises espectrais . . . . .	26
2.3.1 Raios X . . . . .	26
2.3.2 Óptico . . . . .	31
2.4 Análises temporais (de raios X) . . . . .	31
2.5 Outras ferramentas . . . . .	34
2.6 Procedimentos gerais . . . . .	35
<b>3 <math>\gamma</math> Cas</b>	<b>39</b>
3.1 Introdução . . . . .	39
3.2 Observações . . . . .	39

---

3.3	Análise espectral: média e alta resolução . . . . .	40
3.3.1	O espectro X de $\gamma$ Cas e os modelos da literatura . . . . .	41
3.3.2	Ajustando o espectro X de $\gamma$ Cas: o contínuo e as linhas espectrais . . . . .	45
3.3.3	Metalicidade dos plasmas . . . . .	50
3.3.4	Tripleto de linhas <i>heliônicas</i> : diagnóstico de densidade eletrônica . . . . .	51
3.3.5	O complexo Fe $K\alpha$ . . . . .	53
3.4	Análise temporal . . . . .	54
3.4.1	Fluxo e dureza espectral . . . . .	54
3.4.2	Procura por periodicidades . . . . .	57
3.5	Conclusões . . . . .	58
<b>4</b>	<b>HD 110432</b> . . . . .	<b>61</b>
4.1	Introdução e revisão bibliográfica . . . . .	61
4.1.1	Do infravermelho próximo (NIR) ao UV . . . . .	61
4.1.2	Um emissor de raios X duros . . . . .	62
4.2	Observações . . . . .	63
4.3	Propriedades no óptico . . . . .	64
4.4	Propriedades em raios X . . . . .	65
4.4.1	O espectro X em diferentes épocas . . . . .	65
4.4.2	Os parâmetros das linhas do Fe em emissão . . . . .	74
4.4.3	As linhas do Fe em emissão e o contínuo em raios X duros . . . . .	75
4.4.4	Análise temporal . . . . .	76
4.4.5	Investigando os estados de emissão em raios X duros e moles . . . . .	76
4.4.6	Espectro de potência . . . . .	82
4.4.7	Variabilidade espectral . . . . .	83
4.5	Conclusões . . . . .	86
<b>5</b>	<b>Novos emissores de raios X do tipo <math>\gamma</math> Cas: o surgimento de uma nova classe estelar</b> . . . . .	<b>87</b>
5.1	Introdução . . . . .	87
5.1.1	SAO 49725, HD 161103, SS 397, USNO 0750-13549725 e HD 119682 . . . . .	87
5.2	Observações . . . . .	88
5.2.1	Óptico e infravermelho . . . . .	88
5.2.2	Raios X . . . . .	90
5.3	Propriedades no óptico e no infravermelho . . . . .	91
5.4	Propriedades em raios X . . . . .	95
5.4.1	Espectroscopia em raios X . . . . .	95
5.4.2	O complexo Fe $K\alpha$ . . . . .	101
5.4.3	Análise temporal: fluxo e distribuição espectral de energia . . . . .	103
5.5	Conclusões . . . . .	114
<b>6</b>	<b>Discussão: a natureza dos sistemas <math>\gamma</math> Cas</b> . . . . .	<b>117</b>
6.1	Introdução . . . . .	117
6.2	O mistério dos sistemas $\gamma$ Cas: estrelas Be com atividades magnéticas ou objetos acretantes? . . . . .	117
6.3	Estrelas Be com atividades magnéticas? . . . . .	120

---

---

6.3.1	O cenário magnético . . . . .	121
6.4	Acresção por uma companheira degenerada? . . . . .	124
6.4.1	Objeto acretante: estrela de nêutrons, buraco negro ou anã branca? . . . . .	124
6.4.2	Truncação do disco circunstelar . . . . .	127
6.4.3	Luminosidade em diferentes regimes de acreção . . . . .	128
6.5	Be + anã branca . . . . .	130
6.5.1	Variáveis Cataclísmicas: analogia com os sistemas $\gamma$ Cas . . . . .	131
6.5.2	Evolução de sistemas binários massivos . . . . .	131
6.6	Indícios sobre o estágio evolutivo dos sistemas $\gamma$ Cas: <i>blue stragglers</i> . . . . .	132
6.7	Anomalia na metalicidade dos plasmas . . . . .	133
6.8	Qual é a natureza das oscilações vistas nos sistemas $\gamma$ Cas? . . . . .	134
6.9	O <i>estado-da-arte</i> dos sistemas $\gamma$ Cas . . . . .	135
<b>7</b>	<b>Revelando fontes estelares de raios X duros</b>	<b>139</b>
7.1	Introdução . . . . .	139
7.2	Explorando o catálogo 2XMMp . . . . .	139
7.2.1	Metodologia: seleção inicial dos candidatos . . . . .	140
7.3	Fontes brilhantes em raios X: espectros e curvas de luz . . . . .	142
7.4	População estelar esperada . . . . .	146
7.5	Conclusões . . . . .	147
<b>8</b>	<b>Aglomerados abertos ricos em estrelas Be</b>	<b>157</b>
8.1	Introdução . . . . .	157
8.2	Alvos e observações XMM . . . . .	159
8.3	Informações da literatura . . . . .	160
8.3.1	Webda . . . . .	160
8.3.2	2MASS . . . . .	161
8.4	Metodologia . . . . .	161
8.5	A natureza das fontes de raios X dos aglomerados . . . . .	164
8.5.1	$L_x/L_{bol}$ das estrelas massivas . . . . .	166
8.5.2	Análise espectral . . . . .	169
8.5.3	MWC 39 . . . . .	170
8.6	Discussão . . . . .	174
8.6.1	Implicações da distribuição de sistemas $\gamma$ Cas em aglomerados abertos . . . . .	175
8.6.2	Emissão X de estrelas Be e implicações para o fenômeno Be . . . . .	176
8.7	Conclusões . . . . .	176
<b>9</b>	<b>Sumário das conclusões e perspectivas</b>	<b>179</b>
9.1	Conclusões . . . . .	179
9.2	Perspectivas . . . . .	181
<b>A</b>	<b>Aglomerados abertos</b>	<b>183</b>
<b>B</b>	<b>Lista de publicações</b>	<b>215</b>
	<b>Referências</b>	<b>217</b>

---



# Lista de figuras

- 1.1 Perfis H $\alpha$  das contrapartidas ópticas dos sistemas Be/X clássicos A0535+26 (HDE 245770) e X Per em diferentes épocas (Grundstrom et al. 2007). (Dados gentilmente cedidos por E. Grundstrom). . . . . 3
- 1.2 Propriedades em raios X moles (0,1–2,4 keV) de estrelas O-B (pontos) e Be (quadrados). Em (a) são mostrados os valores da razão luminosidade em raios X - luminosidade bolométrica em função da temperatura, e as suas distribuições. Em (b), a luminosidade bolométrica em função da temperatura do plasmas. Em (c), o diagrama luminosidade bolométrica - luminosidade em raios X, com as tendências (linhas tracejadas) seguidas por estrelas mais quentes e mais frias do que  $\sim$  B1.5, e a tendência canônica (linha sólida) (ver texto). (Dados compilados do catálogo ROSAT de Berghöfer et al. 1997). . . . . 6
- 1.3 Curva de luz dos raios X de RX J0146.9+6121, um sistema Be/X clássico de baixa luminosidade X. A oscilação corresponde ao “efeito farol” da estrela de nêutrons acretante girando com um período de  $1395,6 \pm 0,6$  s. (XMM/ObsID 0201160101). . . . . 9
- 1.4 Simulações realizadas por Okazaki et al. (2002) para um sistema Be + estrela de nêutrons com um período orbital de 24,3 dias, numa órbita circular e coplanar ao disco circunstelar. As figuras mostram, da esquerda para a direita em ordem crescente do tempo, a evolução do disco ao longo de 40 vezes o período orbital (ver texto). . . . . 12
- 1.5 Modelos de plasmas com temperatura  $kT = 0,5$  keV (a), comum em estrelas massivas, e  $kT = 12$  keV (b), tal como observado em  $\gamma$  Cas. (Valores adotados: abundâncias solares, e absorção fotoelétrica equivalente a  $N_H = 10^{21}$  cm $^{-2}$ ). As linhas espectrais mais intensas estão identificadas. As normalizações dos modelos são tais que o fluxo 0,1–12 keV não-absorvido é de  $10^{10}$  erg cm $^{-2}$  s $^{-1}$  em ambos os casos. . . . . 13
- 1.6 Imagem rádio do plano Galáctico (21 cm; Dickey & Lockman 1990) e as posições dos principais alvos deste trabalho: em verde os sistemas do tipo  $\gamma$  Cas e aglomerados abertos, em magenta os candidatos a sistemas do tipo  $\gamma$  Cas. Eixos em coordenadas Galácticas. A intensidade de cor da imagem representa a densidade de coluna de Hidrogênio, sendo os tons mais escuros equivalentes a maiores densidades. (Imagem construída a partir do *SkyView*: <http://skyview.gsfc.nasa.gov/>). 18

---

2.1	Descrição (fora de escala) do sistema associado ao telescópio do XMM que distribui os raios X para as câmeras MOS1 e RGS1 (similar para MOS2 e RGS2). Parte da radiação incidente é difratada sobre o foco secundário onde se encontra a câmera RGS1 (ou RGS2). (Figura reproduzida do manual <i>XMM-Newton Users' Handbook</i> ). . . . .	20
2.2	Disposição dos CCDs das câmeras <i>pn</i> (imagens do topo) e MOS1, e seus principais modos de operação. A câmera MOS2 é girada em 90° em relação a MOS1, de modo que compensem entre si as áreas mortas entre CCDs. . . . .	23
2.3	Os eventos <i>pn</i> e MOS, e os padrões de detecção. Os círculos representam os pixels e suas cargas: círculos abertos quando nenhum evento é detectado acima do limite de <i>threshold</i> e círculos fechados para detecções positivas, cujos tamanhos representam a carga. . . . .	25
2.4	Relações entre energia e temperatura, $E(\text{keV})/T(\text{K}) \sim 1,1605 \times 10^7$ , e energia e comprimento de onda, $E(\text{keV}) \times \lambda(\text{\AA}) \sim 12,398$ . . . . .	36
3.1	Curva de luz <i>pn</i> da contribuição de fundo ( <i>background</i> ) em $E > 10$ keV, da observação de $\gamma$ Cas. Os picos em destaque são devido à contaminação por partículas solares. . . . .	40
3.2	O espectro X de alta resolução de $\gamma$ Cas (RGS1 + RGS2). . . . .	41
3.3	Espectros <i>pn</i> (a) e RGS (b) de $\gamma$ Cas e sua descrição segundo um modelo 1-T. . . . .	42
3.4	Espectros XMM de $\gamma$ Cas e os modelos teóricos obtidos a partir de dados Chandra por Smith et al. (2004). Seguindo a Tab. 3.3: (a) para M1, (b) para M2 e (c) para M3. As linhas sólidas representam os ajustes das câmeras RGS1 e RGS2, como indicado. O ajuste e o espectro <i>pn</i> em mais altas energias são também mostrados. . . . .	44
3.5	Linhas espectrais X de $\gamma$ Cas e as descrições via um modelo 4-T, com a mesma componente de absorção para todas as componentes espectrais (Tabela 3.4). . . . .	46
3.6	Linhas espectrais X de $\gamma$ Cas e as descrições via um modelo 4-T com absorção distinta para a componente quente (Tabela 3.5). . . . .	47
3.7	Contribuição do fluxo em 0,2–12 keV de cada componente do modelo 3-T para o fluxo total intrínseco de $\gamma$ Cas, considerando o caso de duas sub-componentes quentes (Tabela 3.5). Fluxos derivados em intervalos de energia de 0,2 keV. . . . .	49
3.8	Diagrama simplificado das transições <i>r</i> , <i>i</i> e <i>f</i> de tripleto <i>heliônicos</i> . . . . .	51
3.9	Dependência da intensidade das linhas do tripleto do O VII de $\gamma$ Cas com a densidade eletrônica. . . . .	52
3.10	O complexo Fe K $\alpha$ de $\gamma$ Cas (dados <i>pn</i> ). A linha vermelha representa a descrição do contínuo por um modelo do tipo BREMSS, e a linha azul a composição deste com as linhas Gaussianas descrevendo o complexo de linhas do Fe. . . . .	54
3.11	Curvas de luz de $\gamma$ Cas nas bandas 0,8–2 keV (a) e 2–10 keV (b), e a respectiva variabilidade na dureza espectral (c). Dados <i>pn</i> acumulados em intervalos de tempo ( <i>bins</i> ) de 100 s. As linhas tracejadas representam o cinturão de confiança de 1 $\sigma$ obtido da estatística de fótons de 10 intervalos consecutivos. . . . .	55

---



3.12	a) Diagrama dureza-intensidade de $\gamma$ Cas, agrupando os dados em intervalos de tempo de 100 s. Os histogramas mostram as distribuições da dureza e da intensidade, onde também estão apontados os valores médios destes parâmetros. b) A curva sólida representa um caso geral da tendência esperada na variação da intensidade e dureza (observadas) de uma fonte térmica hipotética de temperatura $kT = 12$ keV em função da absorção intrínseca. A linha tracejada representa a tendência para uma variação de temperatura de 6 a 20 keV de um plasma afetado por uma absorção fotoelétrica equivalente a $N_H = 10^{21}$ cm <sup>-2</sup> . Fluxo intrínseco em 0,2–12 keV de $10^{-11}$ erg s <sup>-1</sup> em todos os casos. (Utilizada a resposta instrumental da câmera <i>pn</i> no modo FF com filtro <i>Medium</i> na simulação dos parâmetros; ver texto).	56
3.13	a) Espectro de potência de $\gamma$ Cas a partir de uma curva de luz <i>pn</i> em 0,8-10 keV, com dados agrupados em intervalos de 100 s. b) Espectro de potência da sequência temporal randômica mostrada em c), de modo a verificar a influência da janela de observação no espectro obtido em a). (Ver texto para detalhes).	58
3.14	Autocorrelação de $\gamma$ Cas a partir de curvas de luz em 0,8–10 keV com dados agrupados em intervalos de 500 s.	58
3.15	Curvas de luz em 0,8–10 keV de $\gamma$ Cas em fase de acordo com os períodos P1, P2, P3 e P4 apresentados na Figura 3.13.	59
3.16	Espectro de potência de $\gamma$ Cas. As linhas pontilhadas (deslocadas conveniente em potência) representam os perfis $f^{-1,06 \pm 0,05}$ (A) e $f^{-0,96 \pm 0,04}$ (B) derivados dos dados RXTE de $\gamma$ obtidas em março de 1996 e novembro de 1998, respectivamente.	59
4.1	Espectro óptico de HD 110432 na região do azul (a) e do vermelho (b). Em (c) é mostrado o perfil da linha H $\alpha$ .	65
4.2	Correlação entre as posições no óptico de HD 110432 e de sua contrapartida em raios X (marcada pelo símbolo $\oplus$ ).	66
4.3	O espectro em raios X de HD 110432 a partir da OBS. 1 e os ajustes resultantes dos modelos 1-T e 2-T. Resultados similares são obtidos a partir da OBS. 2 e OBS. 3. A curva (i), em verde, representa o espectro teórico 1-T utilizando os parâmetros derivados por Torrejón & Orr (2001). O modelo 2-T é representado pelas curvas (ii), em vermelho, e (iii), em azul. Curva (ii): $N_H*(T_1+T_2+LG)$ ; curva (iii): $N_{H_a}*(T_1)+N_{H_b}*(T_2+LG)$ . O ajuste derivado do modelo 1-T deixando seus parâmetros livres se sobrepõe às curvas (i) para $E > 1$ keV e (ii) para $E < 1$ keV. Em todos os casos uma linha Gaussiana é incluída em 6,4 keV.	67
4.4	Espectro X de HD 110432 e o modelo M1, incluindo a decomposição em suas diversas componentes. Por clareza, os espectros das observações 2 e 3 foram adicionados à constantes. (Ver parâmetros na Tabela 4.2).	69
4.5	O complexo Fe K $\alpha$ e a linha Fe XXVI Ly $\beta$ vistos em diferentes épocas. Os espectros <i>pn</i> de eventos simples são mostrados normalizados e adicionados à constantes para melhor visualização. Ver os valores estimados das EWs na Tabela 4.5.	73

4.6	Curvas de luz e variabilidade da dureza de HD 110432 a partir das câmeras EPIC. Dados agrupados em intervalos de 150 s. As linhas tracejadas indicam os limites dos estados duro (H) e mole (S) adotados na investigação espectral. Os segmentos de linhas na base inferior de cada painel mostram os intervalos de tempos associados aos estados H e S. As linhas pontilhadas representam a região de confiança em $1\sigma$ (ver texto).	77
4.7	Diagramas dureza-intensidade X de HD 110432 em diferentes épocas. Os histogramas mostram as distribuições das intensidades e durezas, nos quais os seus valores médios estão marcados. Os dados são agrupados em intervalos de tempo de 150 s. As linhas horizontais indicam os limites dos estados duro e mole adotados.	78
4.8	Espectros em raios X de HD 110432 durante estados duros (H) e moles (S). Os espectros são normalizados e adicionados à constantes. As linhas sólidas representam os ajustes mostrados na Tabela 4.7.	79
4.9	Espectros de potência de HD 110432 em baixas frequências a partir de curvas de luz em 0,6–12 keV (a) e da dureza (2–12 keV)/(0,6–2 keV) (b). Dados agrupados em intervalos de 150 s. Em preto: OBS. 1, em vermelho: OBS. 2, e em azul: OBS. 3.	81
4.10	Similar à Fig. 4.9, mas para espectros de potência calculados usando os dados das observações 1, 2 e 3 simultaneamente.	81
4.11	Autocorrelações a partir de curvas de luz em 0,6-12 keV (linhas sólidas) e de seus “fluxos inversos”, adicionadas a constantes.	82
4.12	Espectros de potência de HD 110432 a partir de dados $pn$ em 0,6-12 keV agrupados em intervalos de tempo de 5 s. Para melhor visualização, os resultados da segunda e terceira observações estão multiplicados por fatores de $10^3$ . Um perfil do tipo $f^{-1}$ é mostrado para fins de comparação. As linhas pontilhadas (ambas deslocadas por conveniência) representam os perfis $f^{-1,06\pm 0,05}$ (A) e $f^{-0,96\pm 0,04}$ (B) derivados dos dados <i>RXTE</i> de $\gamma$ Cas obtidos em março de 1996 e novembro de 1998, respectivamente (dados apresentados em Robinson & Smith 2000, e gentilmente cedidos por M.A. Smith).	83
5.1	Espectros $\lambda\lambda 3850\text{--}5080\text{\AA}$ de SAO 49725 (topo) e HD 161103 em diferentes épocas.	92
5.2	Espectros de SAO 49725 (17 de julho de 2004) e HD 161103 (3 de agosto de 1998) na região do infravermelho próximo.	93
5.3	Espectro óptico de SS 397.	93
5.4	Perfis da linha $H\alpha$ de SAO 49725 (esquerda) e de HD 161103 em diferentes épocas (a partir das observações com similares resoluções espectrais). Ver Tabela 5.4 para EWs.	94
5.5	Correlação entre as posições óptico-X de SAO 49725 (a), HD 161103 (b), HD 119682 (c), USNO 0750-13549725 (d) e SS 397 (e).	96
5.6	Espectros EPIC e os ajustes 2-T de SAO 49725, HD 161103 e HD 119682. Ver parâmetros nas Tabelas 5.6 e 5.7.	97
5.7	Espectros EPIC e os ajustes 1-T de USNO 0750-13549725 (observações 0122700101 e 0122700401). Ver parâmetros na Tabela 5.7.	97

5.8	Espectros EPIC e ajustes 1-T de SS 397 (observações 0122700101, 0122700201 e 0122700301). Ver parâmetros na Tabela 5.7. . . . .	98
5.9	O complexo Fe K $\alpha$ de SAO 49725, HD 161103, SS 397, USNO 0750-13549725 e HD 119682. As linhas sólidas representam os ajustes resultantes do modelo 2T+LG. Para HD 119682, as linhas vermelha e azul representam os ajustes com abundâncias solares e sub-solares, respectivamente. . . . .	101
5.10	Curva de luz (a), dureza espectral em função do tempo (b) e da intensidade (c), e periodograma (d) de HD 161103. Os dados em torno de $t \sim 3500$ s foram perdidos – possivelmente por causa de problemas de telemetria satélite-Terra. Dados agrupados em passos de 350 s. A linha pontilhada em (a) representa uma modulação senoidal com um período de 3245 s. As linhas tracejadas em (a) e (c) representam os valores médios dos parâmetros, enquanto em (d) representam níveis de significância. Os quadrados em (c) destacam os valores associados a $t > 12$ ks. . . . .	105
5.11	Espectro <i>pn</i> de HD 161103 usando contagens acumuladas nos estados de baixa (L) e alta (H) emissão (ver texto para detalhes). . . . .	106
5.12	Curva de luz (a), dureza espectral em função do tempo (b) e da intensidade (c), e periodograma (d) de HD 119682. Dados agrupados em passos de 150 s. As linhas tracejadas em (a) e (c) representam os valores médios dos parâmetros. As curvas sólida e tracejada em (d) representam os espectros de potência de HD 119682 e da janela observacional, respectivamente, enquanto as linhas horizontais representam níveis de significância. . . . .	108
5.13	Curvas de luz (0,5–12 keV) de HD 119682 em fase, tomando como base os períodos conforme indicação. . . . .	109
5.14	Espectro <i>pn</i> de HD 119682 usando contagens acumuladas nos estados de baixa (L) e alta (H) emissão (ver texto). . . . .	109
5.15	Curva de luz (a), dureza espectral em função do tempo (b) e da intensidade (c), e periodograma (d) de SAO 49725. Dados agrupados em passos de 350 s. As linhas tracejadas em (c) representam os valores médios dos parâmetros e em (d) representam níveis de significância. . . . .	111
5.16	Curvas de luz (a,b), dureza espectral em função da intensidade (c,d), e periodograma (e) de USNO 0750-13549725 em duas épocas. Dados agrupados em passos de 350 s. Os dados associados a tempos de forte contaminação por partículas solares foram removidos da análise de dureza-intensidade da observação 0122700101, e mantidos em 0122700401 – na qual o fluxo da fonte foi $\sim 2$ vezes superior ao da primeira. As linhas tracejadas em (c) e (d) representam os valores médios dos parâmetros, e em (e) representam níveis de significância. . . . .	112
5.17	Curvas de luz de SS 397 em diferentes épocas. Dados agrupados em passos de 350 s. . . . .	113
5.18	Diagrama dureza-intensidade de SS 397. Os dados <i>pn</i> + MOS1 + MOS2 foram agrupados em intervalos de tempo de 350 s. Devido ao baixo fluxo da fonte, os dados cujos tempos estão associados à contaminações por partículas solares foram excluídos. . . . .	114

5.19	Espectros de potência de SS 397 a partir das curvas de luz da Fig. 5.17. As linhas horizontais representam níveis de significância. . . . .	115
6.1	Diagrama $L_{x;0,1-2,4\text{keV}} - L_{\text{bol}}$ : a posição de estrelas O-B “normais” e dos sistemas $\gamma$ Cas na faixa de energia do ROSAT. . . . .	118
6.2	Temperatura de plasma por choque de ventos ( $T_{\text{choque}} = 1,44 \times 10^5 \Delta V / 100 \text{ km s}^{-1} \text{ K}$ ; e.g., Howk et al. 2000). . . . .	119
6.3	Cenário proposto por Smith et al. (2004) para $\gamma$ Cas. (Reproduzido com a permissão do autor principal.) . . . . .	121
6.4	Diagrama luminosidade versus taxa de acreção para o caso de captura de matéria sobre as superfícies de uma anã branca e uma estrela de nêutrons (linhas sólidas, como indicado), e para acreção sobre a magnetosfera de uma estrela de nêutrons (linhas tracejadas) – em cada caso, as linhas superiores e inferiores se referem a $\eta = 1$ e $0,1$ , respectivamente. As linhas horizontais mostram os limites das luminosidades X (0,2–12 keV) observadas em sistemas $\gamma$ Cas. Linhas verticais marcam $\dot{M}_{\text{acc}}^{\text{lim}}$ para uma estrela de nêutrons com período de rotação ( $P_{\text{rot}}$ ) de 10 e 200 s (ver texto). . . . .	129
6.5	A posição de HD 110432, USNO 0750-13549725 e HD 119682 nos diagramas cor-magnitude dos aglomerados abertos que os contêm. [Dados compilados da base de dados WEBDA; fontes originais: Loden (1979) e Feinstein & Marraco (1971) para NGC 4609 (prevalendo os valores da referência mais recente, em casos de duplicidade), Walker & Laney (1987) para NGC 6649, e Sanner et al. (2001) para NGC 5281.] . . . . .	132
7.1	Diagramas cor-cor em raios X: posições das fontes de raios X duros listadas na Tabela 7.1 (cruzes; círculos para fontes cujos espectros em raios X foram investigados) e dos sistemas $\gamma$ Cas (quadrados; ligados por linhas quando relacionados a uma mesma fonte). As linhas sólidas representam as relações de durezas esperadas pela emissão térmica de uma plasma com $kT = 5, 8$ e $20 \text{ keV}$ , e as linhas tracejadas a dependência com a coluna de Hidrogênio. . . . .	142
7.2	Posições das fontes X candidatas a sistemas do tipo $\gamma$ Cas (cruz; os círculos vermelhos representam a região de incerteza no nível de confiança de 90%) sobrepostas a imagens de <i>surveys</i> fotográficos ( <i>pipeline</i> XMM) no óptico. . . . .	143
7.3	Um evento do tipo <i>flare</i> da fonte Id2XMM #44, e o espectro em raios X resultante. . . . .	146
7.4	Espectros ópticos da fonte Id2XMM #40. . . . .	147
7.5	Espectros das fontes listadas na Tabela 7.2. . . . .	148
7.6	Curvas de luz 0,3–12 keV de 24 das 41 fontes de raios X duros identificadas no catálogo 2XMMp (a) e dos respectivos <i>backgrounds</i> (b). As câmeras e os <i>bins</i> utilizados estão indicados nas figuras. . . . .	153
8.1	Diagrama $V \times (B-V)$ de NGC 869, NGC 884, NGC 3766, NGC 663, NGC 7419, IC 4725 e NGC 3114 a partir de dados da literatura (Fonte: WEBDA). As estrelas correlacionadas com fontes de raios X estão destacadas por círculos abertos, e por quadrados quando são estrelas Be. Os círculos maiores destacam as fontes com espectros X investigados. . . . .	167

---

8.2	Diagrama $J \times (J-K)$ de NGC 869, NGC 884, NGC 3766, NGC 663, NGC 7419, IC 4725 e NGC 3114 a partir de dados 2MASS. As estrelas correlacionadas com fontes de raios X estão destacadas por círculos vermelhos, para prováveis membros, e por círculos azuis para prováveis não-membros (ver texto). . . . .	168
8.3	Diagrama $L_{x;0,1-2,4\text{keV}}-L_{\text{bol}}$ das estrelas dos campos dos aglomerados, cujos tipos espectrais são conhecidos. As setas representam os limites máximos para $L_x$ das estrelas não-detectadas em raios X: (i) para NGC 7419; (ii) para NGC 869, NGC 884 e NGC 663 ; (iii) para NGC 3766; (iv) para NGC 3114; e (v) para IC 4725. Os símbolos representam as estrelas massivas detectadas em raios X: quadrados para NGC 869, losângulo para NGC 884 e triângulos para NGC 663. Os pontos e as linhas sólidas representam, a título de comparação, as estrelas O-B-Be investigadas por Berghöfer et al. (1997) e as tendências já apresentadas na Fig. 1.2. (Ver texto, para detalhes). . . . .	169
8.4	Correlação entre a posição óptico-X de MWC 39. . . . .	170
8.5	Espectro em raios X de MWC 39. . . . .	170

---



# Lista de tabelas

1.1	Compilação dos parâmetros espectrais X de $\gamma$ Cas disponíveis na literatura. . . . .	15
1.2	Densidade de coluna de Hidrogênio na direção de $\gamma$ Cas. . . . .	15
1.3	Sumário das principais propriedades dos raios X de $\gamma$ Cas, de estrelas massivas isoladas e de sistemas Be/X clássicos. . . . .	17
2.1	Instrumentos a bordo do XMM. . . . .	22
2.2	Modos de operação das câmeras EPIC e os filtros ópticos disponíveis. . . . .	23
2.3	Alguns exemplos de valores de $\Delta\chi^2$ utilizados na determinação dos intervalos de confiança dos parâmetros de um ajuste espectral. . . . .	27
3.1	Observações XMM de $\gamma$ Cas. . . . .	40
3.2	Comprimentos de onda teóricos das principais linhas espectrais na região de cobertura do XMM. . . . .	41
3.3	Parâmetros dos modelos espectrais de $\gamma$ Cas segundo Smith et al. (2004). . . . .	43
3.4	Temperaturas de plasma estimadas dos modelos 1-T, 2-T, 3-T e 4-T. . . . .	46
3.5	Parâmetros espectrais dos raios X de $\gamma$ Cas a partir dos modelos 3-T e 4-T. . . . .	48
3.6	Abundâncias do N e do Ne das componentes térmicas frias de $\gamma$ Cas. . . . .	50
3.7	Parâmetros das linhas do complexo Fe K $\alpha$ . . . . .	54
4.1	Observações XMM de HD 110432. . . . .	64
4.2	Parâmetros espectrais dos raios X de HD 110432 em cada observação do XMM, a partir do modelo M1: $N_{\text{Ha}}*(T_1+T_2+T_3)$ . . . . .	68
4.3	Parâmetros espectrais dos raios X de HD 110432 em cada observação do XMM, a partir do modelo M1d: $N_{\text{Ha}}*(T_1)+N_{\text{Hb}}*(T_2)+N_{\text{Hc}}*(T_3)$ . . . . .	71
4.4	Parâmetros espectrais dos raios X de HD 110432 em cada observação do XMM, a partir de modelos térmicos adicionados a uma componente do tipo lei de potência (M2 e M3). . . . .	72
4.5	Parâmetros das linhas em raios X do Fe de HD 110432 detectadas em emissão. . . . .	74
4.6	Temperatura do plasma quente de HD 110432 a partir das linhas do Fe e do contínuo em raios X duro usando um modelo do tipo 1-T, e abundância do Fe. . . . .	75
4.7	Parâmetros dos espectros em raios X de HD 110432 derivados nos estados mole (S) e duro (H), obtidos a partir de um modelo do tipo M1. . . . .	80
4.8	Comparação das propriedades em raios X (0,2–12 keV) e no óptico de HD 110432 e $\gamma$ Cas. . . . .	85

---

5.1	Novos sistemas do tipo $\gamma$ Cas: coordenadas, distâncias, $m_v$ e classificações espectrais. . . . .	88
5.2	Observações no óptico e no infravermelho de SAO 49725, HD 161103 e SS 397. . . . .	89
5.3	Observações XMM de sistemas do tipo $\gamma$ Cas. . . . .	90
5.4	Largura equivalente da linha $H\alpha$ de SAO 49725 e de HD 161103 em diferentes épocas. Os erros são estimados a $\pm 1 \text{ \AA}$ . . . . .	94
5.5	Magnitude, correção bolométrica (BC) e excesso de cor de estrelas B0.5III e B0.5V segundo Humphreys & McElroy (1984) e Wegner (1994). . . . .	95
5.6	Parâmetros dos espectros em raios X de SAO 49725 e HD 161103. . . . .	99
5.7	Parâmetros dos espectros em raios X de USNO 0750-13549725, SS 397 e HD 119682. . . . .	100
5.8	Parâmetros das linhas do complexo Fe $K\alpha$ dos sistemas do tipo $\gamma$ Cas. . . . .	102
5.9	Limite superior para a fração pulsada em 0,2–12 keV. . . . .	104
5.10	Coeficiente de correlação entre dureza e intensidade. . . . .	104
5.11	Parâmetros espectrais de HD 161103 nos estados de baixa e alta emissão. Tempos associados a elevados níveis de background foram excluídos da análise. A última oscilação perdida de HD 161103 foi descartada ( $t > 12 \text{ ks}$ na Fig. 5.10a). Os modelos térmicos assumem abundâncias solares. Os erros são apresentados no nível de confiança de 90%. . . . .	106
5.12	Parâmetros espectrais HD 119682 nos estados de baixa e alta emissão. . . . .	107
6.1	Distribuição da luminosidade em 0,1–2,4 keV entre as componentes térmicas dos sistemas $\gamma$ Cas. . . . .	118
6.2	Aglomerados abertos contendo sistemas $\gamma$ Cas, e suas idades. . . . .	133
7.1	Posição de 41 fontes estelares de raios X duros identificadas no catálogo 2XMMp. . . . .	145
7.2	Parâmetros espectrais de 24 das 41 fontes de raios X duros identificadas no catálogo 2XMMp. . . . .	151
8.1	Propriedades dos aglomerados abertos investigados. . . . .	158
8.2	Observações XMM de aglomerados abertos. . . . .	160
8.3	Temperaturas efetivas estelares ( $T_{\text{eff}}$ ) e valores de correção bolométrica (BC). . . . .	163
8.4	Fontes de raios X dos aglomerados abertos investigados. . . . .	164
8.5	Sumário das estrelas massivas com tipos espectrais conhecidos, e detecções em raios X. . . . .	165
8.6	Raios X: parâmetros espectrais das fontes mais brilhantes nos campos dos aglomerados, associadas a fontes Webda. . . . .	172
A.1	Raios X: parâmetros espectrais das fontes mais brilhantes nos campos dos aglomerados, que não estão associadas a fontes Webda. . . . .	184
A.2	Fontes X detectadas e as prováveis correlações com fontes Webda e 2MASS: coordenadas e dados fotométricos. . . . .	193

---



---

## Resumo

$\gamma$  Cassiopeiae (B0.5 Ve;  $\gamma$  Cas) é uma estrela Be que apresenta uma emissão peculiar em raios X, sem precedentes dentre as estrelas massivas e sistemas binários contendo uma estrela Be e uma estrela compacta acretante (sistemas Be/X): emissão térmica em raios X duros ( $kT \sim 12$  keV) de luminosidade moderada ( $\sim 10^{32-33}$  erg s<sup>-1</sup>, em 0,2–12 keV), e que apresenta variabilidade intensa em curtas e longas escalas de tempo. As estrelas massivas O-B-Be “normais” apresentam emissão em raios X moles ( $kT \sim 0,5$  keV) enquanto os sistemas Be/X, todos eles do tipo Be + estrela de nêutrons, apresentam emissão X dominada por processos não-térmicos. Embora  $\gamma$  Cas tenha sido investigada em todos os comprimentos de onda acessíveis, desde a sua descoberta como protótipo das estrelas Be no final do século 19, a origem de sua emissão em raios X não é entendida. Dois cenários foram propostos na literatura, ambos com implicações importantes na astrofísica estelar: (i) a interação de uma estrela Be isolada com intensa atividade magnética e seu disco circunstelar, contrariamente ao esperado em estrelas massivas e eventualmente progenitores de magnetares; e (ii) um sistema do tipo Be + anã branca, previsto em grande número pelos modelos evolutivos de binárias massivas mas nunca identificados. Um dos principais obstáculos no avanço do entendimento da fenomenologia em raios X de  $\gamma$  Cas é o fato desta ser a única estrela Be conhecida na qual os modelos podem ser testados. Este trabalho, de cunho observacional, tem como proposta principal o preenchimento desta lacuna.

Avançamos no entendimento da *fenomenologia*  $\gamma$  Cas em altas energias a partir de dois pilares: na investigação dos raios X de  $\gamma$  Cas, e na busca por – e investigação de – estrelas Be com emissão X similar a de  $\gamma$  Cas. Nós confirmamos as principais propriedades de  $\gamma$  Cas já conhecidas da literatura, mas certas peculiaridades foram observadas pela primeira vez. Por exemplo, a absorção intrínseca é variável e aparentemente não é correlacionada com a intensidade da linha do Fe por fluorescência em 6,4 keV. Além disso, nós detectamos fortes e recorrentes variações na distribuição de energia, na forma de eventos do tipo *flare* na cor em raios X. Por outro lado, apresentamos 6 estrelas B0.5e-B1e cujas semelhanças em raios X e no óptico com  $\gamma$  Cas revelaram uma nova classe estelar de emissores em raios X: os *sistemas*  $\gamma$  Cas. Além do fato dessas estrelas ocuparem uma região restrita em tipo espectral, todas possuem discos circunstelares extensos ou densos. São elas: HD 161103, SAO 49725, SS 397, HD 119682, HD 110432 e USNO 0750-13549725. As três últimas estrelas são *blue stragglers* em aglomerados abertos de  $\sim 45$ –60 milhões de anos (NGC 5281, NGC 4609 e NGC 6649, respectivamente), e portanto um estágio evolutivo avançado pode ser um pré-requisito para que uma estrela Be seja um sistema  $\gamma$  Cas. Outros 41 candidatos a membros dessa classe foram identificados numa investigação sistemática do catálogo 2XMMp.

Cinco aglomerados abertos jovens ( $\sim 10$  a 25 milhões de anos) e ricos em estrelas Be ( $> 135$  no total) e outros dois aglomerados velhos ( $\sim 95$  e 300 milhões de anos) contendo  $> 11$  estrelas Be foram investigados. Atenção especial foi dada às estrelas massivas, com o objetivo

---

de impor limites aos processos evolutivos que devem conduzir ao fenômeno Be, e procurar por binárias massivas de baixa luminosidade em raios X e por sistemas  $\gamma$  Cas. Não há evidência da presença desses sistemas nos aglomerados investigados, a saber: NGC 7419, NGC 3766, NGC 663, NGC 884, NGC 869, NGC 3114 e IC 4725. As duas únicas exceções são o bem conhecido sistema Be/X RX J0146.9+6121 em NGC 663, e talvez MWC 39 em NGC 884, no qual há provavelmente uma estrela de nêutrons acretando parte do vento dessa estrela de Sequência Principal.

A natureza da emissão em raios X dos objetos da nova classe é discutida segundo os modelos propostos para  $\gamma$  Cas, com base nas propriedades derivadas e na frequência desses objetos em aglomerados abertos. Finalmente, discutimos as implicações dos resultados obtidos no contexto do fenômeno Be.

(Todas as investigações foram baseadas em observações em raios X realizadas a partir do satélite XMM-Newton e em informações disponíveis na literatura, e para alguns dos alvos a partir de espectroscopia no óptico e infravermelho obtidas em diversos telescópios terrestres.)

---

---

# Résumé

## “Une nouvelle classe de sources émettrices de rayons X: les systèmes de type $\gamma$ Cassiopeiae.”

L'étoile  $\gamma$  Cassiopeiae (B0.5IVe;  $\gamma$  Cas), archétype des étoiles Be classiques, présente un comportement très particulier en rayons X: une émission thermique dominée par un plasma chaud (avec une température de  $\sim 1,4 \times 10^8$  K), une luminosité modérée ( $\sim 10^{32-33}$  erg s $^{-1}$ ), et une variabilité intense et chaotique sur des échelles de temps allant de la seconde jusqu'à quelques centaines de secondes. Des telles caractéristiques la distinguent clairement des étoiles massives “normales” et des systèmes Be/X connus. L'origine de son émission X reste une énigme en dépit de nombreuses études exhaustives. D'une part les rayons X émis par les étoiles massives normales montrent une variabilité modérée, et bien qu'elle soit d'origine thermique, cette émission est dominée par une composante dont la température est de seulement  $\sim 6 \times 10^6$  K. D'autre part, les rayons X provenant de systèmes Be/X ne sont pas d'origine thermique, et malgré leur variabilité, ils sont normalement modulés par la rotation d'un objet compact. En outre, les systèmes Be/X présentent des éruptions, qui n'ont jamais été observées dans  $\gamma$  Cas. Finalement, la luminosité X de  $\gamma$  Cas se situe entre celle des étoiles massives ( $\sim 10^{32}$  erg s $^{-1}$ ) et celle des systèmes Be/X variables ( $\sim 10^{36-37}$  erg s $^{-1}$ ) ou dans des états quiescents ( $\sim 10^{33}$  erg s $^{-1}$ ; du type X Per).

Le développement d'un modèle du mécanisme de l'émission X de  $\gamma$  Cas a été considérablement limité par le fait que cette étoile demeurait la seule Be qui présentait des telles propriétés. Dans ce travail, nous présentons les caractéristiques de l'émission en rayons X et dans quelques cas de l'émission optique de 7 autres étoiles Be dont les similitudes avec  $\gamma$  Cas ont permis d'établir l'existence d'une nouvelle classe d'objets bien définie: les systèmes de type  $\gamma$  Cas. A ce jour cette classe comprend les systèmes suivant: HD 161103, SAO 49725, SS 397, HD 119682, HD 110432 et USNO 0750-13549725. Fait remarquable, ces étoiles ont toutes des types spectraux B0.5–B1e et présentent une raie H $\alpha$  en émission intense, ce qui suggère la présence d'un disque circumstellaire dense et/ou large. Les trois dernières étoiles sont des blue stragglers localisées dans des amas Galactiques relativement âgés ( $\sim 45$ – $60$  million d'années): NGC 5281, NGC 4609 et NGC 6649, respectivement; elles sont donc dans des stages évolutifs avancés et le produit probable de l'évolution de binaires massives. Nous présentons aussi 41 autres candidats systèmes de type  $\gamma$  Cas qui ont été proposés à partir d'une recherche systématique du catalogue 2XMMp. Ce travail a aussi fait avancer notre connaissance de  $\gamma$  Cas elle même grâce à de nouvelles observations en rayons X. La première partie de la thèse est basée sur l'analyse des observations X réalisées par le satellite XMM, et sur des observations optiques obtenues par plusieurs télescopes terrestres, et extraites de diverses bases

---

de données.

La nouvelle classe de sources X découverte dans ce travail constitue une contribution importante à la composante en rayons X durs du contenu stellaire du plan Galactique, qui reste jusqu'à présent mal connue. La nature de l'émission X est discutée à la lumière des modèles proposés dans la littérature pour  $\gamma$  Cas: soit une étoile massive isolée présentant une activité magnétique intense, soit un système binaire contenant un objet dégénéré. Les deux interprétations ont un grand intérêt astrophysique pour le domaine des étoiles massives, et la découverte d'autres objets du type  $\gamma$  Cas permettra de faire avancer les recherches sur cette problématique connue il y a vingt ans et jusqu'à présent exclusive de  $\gamma$  Cas elle-même.

Dans la première hypothèse, le rayonnement X des systèmes  $\gamma$  Cas aurait une origine magnétique. Il s'agirait néanmoins d'un cas assez inattendu, vu que la présence d'un champ magnétique intense n'est pas prévue dans les modèles de structure stellaire, de par l'absence de couche convective sous-photosphérique dans les étoiles de type spectral B. Cependant, le champ magnétique pourrait être d'origine fossile. En effet un champ magnétique de configuration géométrique stable a été détecté dans certaines étoiles massives de type O-B (ex.,  $\theta$  OriC). Dans le scénario magnétique, le champ de l'étoile serait responsable de l'emprisonnement des plasmas avec des températures élevées dans de différents et nombreux sites sur la surface de l'étoile. Dans le cas le plus probable, l'interaction des lignes de champ avec les parties les plus internes du disque circumstellaire doit donner lieu à des re-connexions magnétiques que causent l'éjection de particules du disque, qui ensuite se choquent avec l'étoile Be en produisant des rayons X. Le rayonnement X ainsi qu'une partie de l'interaction disque-étoile peuvent être au moins partiellement modulés par un processus du type dynamo à l'intérieur du disque circumstellaire. La présence d'un disque circumstellaire semble donc être un ingrédient nécessaire du modèle magnétique, puisque les étoiles massives pour lesquelles il y a des détections positives de champ magnétique n'ont pas de disque, et que la température du plasma X dans ces objets ( $T < 5 \times 10^7$  K) n'est pas aussi élevée que dans les systèmes  $\gamma$  Cas ( $T > 10^8$  K). De plus, tous les systèmes  $\gamma$  Cas identifiés dans ce travail ont des disques circumstellaires systématiquement denses. Ce scénario, purement qualitatif face à la difficulté théorique qui existe pour le décrire, est conforté par quelques preuves indirectes d'activité magnétique présentées dans la littérature pour  $\gamma$  Cas et HD110432. Les variations observées dans les courbes de lumière optique de ces objets ont des périodes qui sont remarquablement cohérentes avec la rotation des étoiles et donc probablement associés à des événements à leurs surfaces. D'autre part, la présence d'irrégularités dans les profils de quelques raies optiques migrant du bleu au rouge le long du spectre de  $\gamma$  Cas et HD 110432, sont interprétées comme étant dûes à la présence de "nuages" qui tournent avec l'étoile, peut-être emprisonnés par le champ magnétique. Dans ce sens, les systèmes de type  $\gamma$  Cas pourraient être les précurseurs des magnetars – c'est à dire, des étoiles à neutrons avec des champs magnétiques très élevés ( $B \sim 10^{14-15}$  G) probablement en conséquence de la "congélation" du champ de l'étoile massive pendant l'explosion de supernova –, des champs donc très élevés dont l'origine est encore inconnue.

Dans l'hypothèse du modèle d'émission X par accrétion de matière dans un système binaire, l'hypothèse la plus probable est que le compagnon compact de l'étoile Be soit une naine blanche (NB). Cette configuration est cohérente du point de vue des observations de par les ressemblances de l'émission X de  $\gamma$  Cas avec celles de certaines variables cataclysmiques (CV), c'est à dire un spectre thermique dur, de luminosité, variabilité et raies d'émission semblables. L'évolution des composantes des systèmes binaires proches est gouvernée par l'échange de

---

---

matière entre les deux étoiles, et dépend fortement des conditions initiales. Étant données certaines de ces conditions, les systèmes binaires évolués contenant une étoile Be peuvent avoir comme deuxième composante un compagnon du type naine blanche, étoile à neutrons (EN) ou trou noir. Les modèles évolutifs des systèmes binaires massifs prévoient l'existence d'un grand nombre de systèmes Be + NB. Selon certains de ces modèles, environ 70% des étoiles Be formées dans les systèmes binaires proches doivent avoir comme compagnon une étoile du type NB. Cette proportion implique que le nombre de systèmes Be + NB doivent dépasser d'un facteur 10 le nombre des systèmes Be + EN. Selon ces modèles la distribution de la population des systèmes Be + NB doit avoir un maximum vers le type spectral B2e, pas trop loin des types spectraux des systèmes  $\gamma$  Cas (B0.5–B1). Contrastant avec cette prévision théorique, tous les systèmes Be/X connus (de l'ordre de 150) sont constitués d'une Be plus une étoile à neutrons. Le fait que l'on n'ait pas encore observé de systèmes Be + NB remet en question les modèles évolutifs pour les systèmes massives présents dans la littérature.

Si, comme prédisent les modèles, on suppose que les systèmes du type Be + NB existent en grand nombre, le fait qu'on ne les observe pas peut être expliqué de différentes manières. D'abord, la luminosité optique et ultraviolette d'un système de ce type est complètement dominée par l'émission de l'étoile massive et la détection directe de la NB est impossible à ces longueurs d'onde. La présence d'un compagnon compact pourrait cependant être détectée indirectement par la variation de vitesse radiale de l'étoile Be. Il faut signaler qu'une recherche de ce type exige des mesures réparties sur des échelles de temps assez longues, puisque les périodes orbitales attendues pour les systèmes Be + NB peuvent être de dizaines à des centaines de jours. Dans le cas de  $\gamma$  Cas, qui contient une étoile d'environ 1 masse solaire dans une orbite de  $\sim 205$  jours autour de la Be, une telle détection n'a permis qu'une estimation grossière de la masse du compagnon et pour valider le scénario d'accrétion doit être conjuguée avec d'autres informations. En principe, une NB en orbite autour d'une Be doit capturer de la matière du disque circumstellaire et être détectée à partir de l'émission X résultant de l'accrétion. Néanmoins, la quantité de matière disponible pour la NB pourrait être insuffisante pour la rendre suffisamment lumineuse, en raison de la grande distance entre les étoiles, de la faible densité ou de la petite taille du disque. En effet, on s'attend à ce que le disque circumstellaire soit tronqué par l'effet de résonance prévu pour les systèmes binaires quasi circulaires. L'absence d'une explosion supernova lors de la création de la NB favorise les orbites circulaires contrairement à ce qui est observé dans le cas des systèmes Be + EN ou les excentricités orbitales sont normalement grandes.

Les principaux résultats de cette thèse sont la découverte et la caractérisation détaillée des propriétés photométriques et spectroscopiques X des nouveaux systèmes  $\gamma$  Cas et aussi de quelques propriétés optiques. La problématique de l'origine de l'émission en rayons X de cette classe d'objets est explorée sur la base de l'ensemble de leurs propriétés. Malgré les nouvelles connaissances apportées par notre travail sur les propriétés de ces systèmes, l'origine de l'émission X reste incertaine. Bien que les propriétés de l'émission X des  $\gamma$  Cas soient très similaires à celles de certaines CV, l'absence de preuve claire de la binarité de ces étoiles, à part  $\gamma$  Cas, et la connaissance limitée de la structure du disque circumstellaire, empêchent de conclure sur la validité du modèle d'accrétion. L'absence d'un modèle théorique pour le scénario magnétique, avec lequel les propriétés dérivées pourraient être confrontés avec les observations, ne permet pas d'exclure cette hypothèse. De l'autre côté, la détection directe d'un champ magnétique intense dans ces objets apporterait de l'eau au moulin du scénario magnétique mais

---

reste difficile de par la présence d'un disque circumstellaire très lumineux en lumière visible.

La deuxième partie du travail est consacrée à l'étude de la population X des étoiles massives de 7 amas ouverts: NGC 7419, NGC 3766, NGC 663, NGC 884, NGC 869, NGC 3114 et IC 4725. Cette recherche est basée sur des observations XMM et des catalogues en infra-rouge et en optique, notamment à partir des données photométriques du catalogue 2MASS et de la base de données WEBDA. Les amas ont été choisis en raison de la présence d'un grand nombre d'étoiles du type Be ( $> 146$  en total) et couvrant une gamme d'âge suffisante (de  $\sim 10$  à 300 million d'années), de façon à permettre l'investigation des propriétés X en fonction de l'âge des amas. Les données photométriques en infrarouge du champ de chaque amas contenus dans le catalogue 2MASS ont permis la construction de diagrammes couleur-magnitude (DCM) et l'identification des contreparties IR d'environ 50% des sources X détectées. Cette proportion correspond à la population stellaire galactique attendue, le reste des sources non-identifiées correspondant aux sources extragalactiques vues en arrière plan. Les diagrammes DCM ont fourni notamment une estimation des types spectraux des étoiles massives des amas qui occupent des positions bien distinctes de celles des étoiles du champ, pour lesquelles cette information n'apparaît pas dans la littérature. L'appartenance aux amas des étoiles moins massives n'est pas toutefois très claire pour les étoiles moins brillantes que  $J > 12$  à cause de la contamination du DCM par les étoiles du champ.

Malgré le grand nombre d'étoiles de type Be présentes dans les amas et l'espoir de détecter  $\sim 5-25$  systèmes Be/X, sur la base des modèles évolutifs, une seule étoile Be a été identifiée comme probable contrepartie d'une source X – à part RX J0146.9+6121, une Be/X classique (Be + étoile à neutrons) bien connue et située dans NGC 663. Seule l'étoile MWC 39, qui appartient à l'amas NGC 884 ( $\sim 13 \times 10^6$  ans) est corrélée avec une source X relativement dure de température de plasma de  $\sim 6,5 \times 10^7$  K et luminosité  $\sim 10^{31}$  erg s $^{-1}$ . La faible luminosité de MWC 39 indique que l'étoile est probablement un système du type  $\gamma$  Cas, mais compte tenu de la faiblesse du signal, la possibilité qu'il s'agisse d'un système Be + étoile à neutrons classique ne peut pas être exclue.

Environ 15 étoiles massives ont été identifiées avec des sources X avec des valeurs de flux proches des limites de sensibilité de détection des observations. Il s'agit en général des étoiles plus chaudes que B2.5, qui suivent la relation  $L_x/L_{bol} \sim 10^{-7}$ , typique des étoiles massives. Un excès en  $L_x/L_{bol}$  est observé dans certains cas, et notamment pour les types le plus tardifs, ce qui suggère la présence d'un compagnon plus jeune de type solaire. Des limites supérieures sur les luminosités X sont dérivées pour les étoiles non détectées.

Nous terminons cette thèse en montrant comment l'absence de systèmes Be + NB dans ces amas contraint la fréquence du comportement de type  $\gamma$  Cas dans les étoiles Be, les modèles de l'évolution des binaires massives et en particulier, le chemin binaire conduisant à la formation d'une étoile Be.

---

---

# Abstract

$\gamma$  Cassiopeiae (B0.5 Ve;  $\gamma$  Cas) has long stood out as having unique X-ray properties among massive stars and Be/X-ray systems. Their properties include hard-thermal X-ray emission ( $kT \sim 12$  keV) of moderate luminosity ( $\sim 10^{32-33}$  erg s $^{-1}$ , at 0,2–12 keV) and a light curve that displays marked variability on long and short time scales. In contrast, “normal” O-B-Be stars are usually soft ( $kT \sim 0,5$  keV) and modest X-ray emitters, while all well-known Be/X-ray systems (all of them are Be + neutron star binaries) are non-thermal and more intense X-ray emitters. In spite of several multi-wavelength observing campaigns, since its discovery as prototype of Be stars in the end of 19 century, the true nature of the X-ray emission of  $\gamma$  Cas remains elusive. Two exciting interpretations have been proposed in the recent literature and raise a number of interesting astrophysical issues, and these are that the X-rays are emitted from: (i) the interaction between a single-Be star with unusually strong magnetic activity and its decretion disk; and (ii) a binary system with an accreting white dwarf. In the first case,  $\gamma$  Cas would be a progenitor to the magnetars, while the Be + WD binary case would be predicted by evolutionary models of massive binary systems, though they are still not identified as such. One of the obstacles in advancing the understanding of the X-rays of  $\gamma$  Cas is the fact that the proposed models are restricted to one only object:  $\gamma$  Cas itself. This work intends to fill such gap.

Our efforts were concentrated on two pillars of inquiry: the investigation of the X-rays of  $\gamma$  Cas itself, and the search for and study of new  $\gamma$  Cas analogs. We confirm the main properties already known in the literature of  $\gamma$  Cas, but a number of peculiarities were also observed for the first time. For example, the local photoelectric absorption of  $\gamma$  Cas is variable and apparently non-correlated with the intensity of the Fe fluorescence line at 6,4 keV. Also, we detect strong and recurrent variations in its energy distribution in the form of flare-like events in the X-ray colours. On the other hand, we present 6 B0.5e-B1e stars with common X-ray and optical properties quite similar to those of the so far unique star  $\gamma$  Cas and we point out the emergence of a new class of X-ray emitters: the  $\gamma$  Cas-like sources. Apart the fact that all stars occupy a narrow band of spectral type, all of them have large or dense circumstellar disks. Other members of the class are: HD 161103, SAO 49725, SS 397, HD 119682, HD 110432 and USNO 0750-13549725. The last three stars are blue stragglers in open clusters of  $\sim 45$ –60 millions of years (NGC 5281, NGC 4609 and NGC 6649, respectively). Therefore, an evolved status may be a prerequisite to the source being a peculiar X-ray emitter like  $\gamma$  Cas. Other 41 candidates to members of this class were identified from an extensive investigation of the 2XMMp catalogue.

The massive stars in five young open clusters ( $\sim 10$ –25 millions of years) especially rich in Be stars ( $> 135$ ) and in two other old open clusters ( $\sim 95$  and 300 millions of years) containing  $> 11$  Be stars were investigated. We paid particular attention to the massive stars, with the aim of constraining evolutionary processes that might lead to the Be phenomenon and to search

---

for low X-ray luminosity massive accreting binaries and  $\gamma$  Cas-like systems. There is no clear evidence of the presence of these systems in following clusters we have examined so far: NGC 7419, NGC 3766, NGC 663, NGC 884, NGC 869, NGC 3114 and IC 4725. The only exceptions are the well-known Be/X RX J0146.9+6121 in NGC 663, and perhaps for MWC 39 in NGC 884, which is most likely a neutron star accreting wind matter originating from its main sequence B star companion.

The nature of the X-ray emission of the new class of  $\gamma$  Cas-like objects is discussed in light of the models proposed for  $\gamma$  Cas, on the basis of the derived properties and frequency of these objects in open clusters. Finally, we discuss the implications of the results in the context of the Be phenomenon.

(This work was based on X-ray observations carried out by XMM-Newton satellite and available informations in the literature, and for some targets also on optical and infrared spectroscopy from several Earth-based telescopes.)

---



# Capítulo 1

## Introdução

### 1.1 $\gamma$ Cassiopeiae ( $\gamma$ Cas) e as estrelas Be

$\gamma$  Cas (HR 264, HD 5394; uma B0.5e) foi a primeira estrela de tipo B a ter relatada a detecção de uma linha espectral em emissão. Tratava-se da linha  $H_{\beta}$  ( $\lambda 4861 \text{ \AA}$ ), observada no final do século 19 pelo Padre Angelo Secchi (1818–1878), um dos pioneiros da espectroscopia de objetos astronômicos e na ocasião diretor do observatório do *Collegio Romano* (Secchi 1867):

*“... une particularité curieuse de l'étoile  $\gamma$  Cassiopée, unique jusqu'à présent. ... pendant que la grande majorité des étoiles blanches montre la raie f très nette et large, et comme  $\alpha$  Lyre, Sirius etc.,  $\gamma$  Cassiopée a à sa place une ligne lumineuse très brillante que tout le reste du spectre. ... Du reste la bande luisante que montre  $\gamma$  Cassiopée, n'est pas unique, il y en a plusieurs autres, mais assez plus petites... Cette étoile présente donc un spectre inverse de celui du type ordinaire des étoiles blanches.*

*Rome, 1866, Août 23.”*

Desde então, esta e outras linhas em emissão vêm sendo identificadas no espectro óptico de centenas de estrelas de tipo B, que constituem uma classe de objetos: *as estrelas Be* (“B” pelo tipo espectral, “e” por conter linhas em emissão; vide abaixo). Estima-se que ao menos 17% das estrelas B da Galáxia sejam estrelas Be (Zorec & Briot 1997).

A classificação de uma estrela como sendo uma Be, entretanto, não é unívoca. Como *Be clássicas*, alvos deste trabalho, são designadas as estrelas B na sequência principal que apresentam ou apresentaram em alguma época linhas da série de Balmer do Hidrogênio em emissão (Jaschek & Egret 1982). Tais linhas são formadas na região circunstelar composta por parte do material perdido pela estrela B. Esta classificação exclui portanto as estrelas supergigantes de tipo espectral B que apresentam linhas em emissão, assim como os sistemas Herbig Ae/Be e binárias Algol, cujos discos circunstelares são remanescentes de seus discos proto-estelares. Ao longo do texto, salvo menção em contrário, o termo Be se refere a estrelas *Be clássicas*.

Sendo a estrela Be mais brilhante do hemisfério norte ( $m_V \sim 2,47$ ;  $B-V \sim -0,152$ ; e.g., Nicolet 1978),  $\gamma$  Cas se tornou naturalmente a mais observada de sua classe. Nos mais de cem anos de observações acumuladas em todos os comprimentos de onda acessíveis, seguindo a evolução da Astronomia Observacional,  $\gamma$  Cas revelou várias das propriedades que são típicas de

---

estrelas Be. Dentre elas, a existência simultânea de um avermelhamento intrínscico – indicando a presença de material circunstelar denso (Chalonge & Safir 1936) – e de linhas no UV – indicando a presença de material se expandindo rapidamente (Bohlin 1970). Mas também revelou um certo número de propriedades peculiares que serão discutidas mais adiante, como a emissão em raios X por um plasma extremamente quente ( $T \sim 1,4 \times 10^8$  K; White et al. 1982).

De modo a apresentar os principais conceitos e a revisão bibliográfica necessários para a compreensão deste trabalho, reunimos nas próximas seções as características marcantes das estrelas Be – com ênfase no histórico da própria  $\gamma$  Cas e sem a pretensão de esgotar o tema. Em seguida, os sistemas Be/X clássicos e a (até então) particular emissão X de  $\gamma$  Cas são apresentados, introduzindo o contexto no qual este trabalho está inserido e os principais alvos aqui investigados.

## 1.2 Propriedades gerais das estrelas Be

### 1.2.1 Do infravermelho ao ultravioleta

A principal assinatura de uma estrela Be é a presença ainda que temporária de linhas da série de Balmer do Hidrogênio<sup>1</sup> em emissão em seu espectro óptico. Quando tais linhas estão presentes, aquela associada à transição  $H\alpha$  ( $\lambda 6563$  Å) é sempre a mais intensa – por ser o estado quântico inicial desta transição eletrônica o mais populado. Porém, estas não são as únicas linhas observadas em emissão em estrelas Be. Linhas de outras transições do Hidrogênio na região do infravermelho – como as de Paschen<sup>2</sup>, por exemplo –, e de outros elementos como o He I, Fe II, Si II e Mg II também são frequentemente observadas em estrelas com discos circunstelares densos (e.g., Hony et al. 2000).

Enquanto as linhas em absorção são formadas na fotosfera da estrela, as linhas em emissão provêm do meio circunstelar num processo de recombinação do tipo ligado-ligado a partir da radiação emitida pela estrela na forma de contínuo. Portanto, tais linhas são traçadores do meio circunstelar e fornecem informações, por exemplo, sobre sua estrutura e variabilidade. Via de regra, as linhas circunstelares são mais intensas quanto mais extensa ou densa for a região circunstelar, e as variações nos perfis das linhas são reflexos das variações intrínsecas (em geral de densidade e velocidade) do material que a compõe.

Uma característica também marcante das estrelas Be é o contínuo em excesso observado no infravermelho (IR), que corrobora a existência de matéria distribuída ao redor da estrela como inferido da presença de linhas em emissão (e.g., Damineli & Freitas-Pacheco 1982). Este excesso é entendido como sendo devido ao reprocessamento de parte da radiação estelar emitida na forma de contínuo pelo material “frio” e “denso” constituinte do meio circunstelar, num processo do tipo livre-livre (e.g., Woolf et al. 1970; Gehrz et al. 1974). Por outro lado, como em estrelas massivas de um modo geral, são observadas linhas de ressonância na região do ultravioleta (UV) – tais como N V, Si IV e C IV – que são típicas de um meio “quente” e “rarefeito” como o de ventos com velocidades terminais da ordem de  $1000\text{--}2000$  km s<sup>-1</sup> (e.g., Bohlin 1970).

<sup>1</sup>Série na qual as transições eletrônicas ocorrem dos estados quânticos de números principais  $n = n_i > 2$  ao estado de  $n = 2$ , tal que  $H\alpha$ :  $n_i = 3$ ,  $H\beta$ :  $n_i = 4$ , etc.

<sup>2</sup>Transições de  $n = n_i > 3$  ao estado de  $n = 3$ .

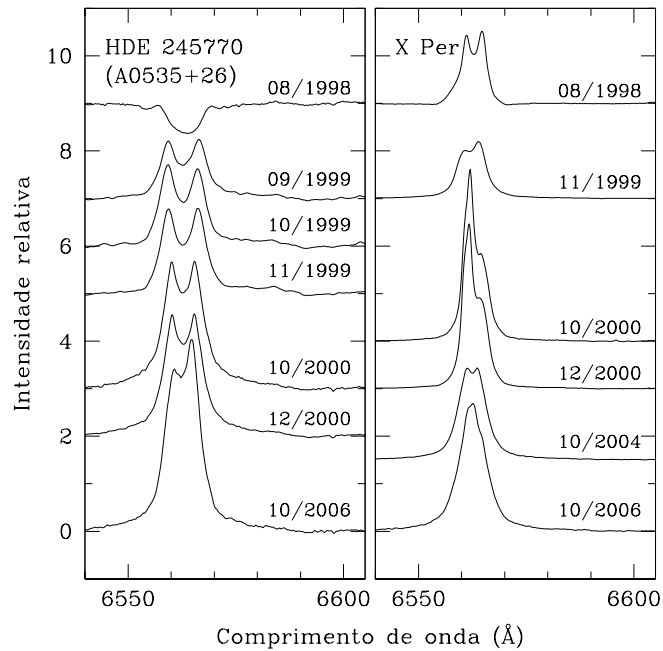


Figura 1.1: Perfis  $H\alpha$  das contrapartidas ópticas dos sistemas Be/X clássicos A0535+26 (HDE 245770) e X Per em diferentes épocas (Grundstrom et al. 2007). (Dados gentilmente cedidos por E. Grundstrom).

De modo a combinar esses dois ambientes distintos e necessários para explicar em um único contexto as observações em infravermelho e ultravioleta de estrelas Be, adota-se um modelo a duas componentes de distribuição de matéria: parte da matéria circunestelar constitui (i) um disco equatorial denso e em expansão lenta (poucos  $\text{km s}^{-1}$ ), onde seriam formadas as linhas em emissão e o excesso em IV, e (ii) uma segunda componente caracterizada por um meio em expansão rápida em altas latitudes da estrela, *locus* das linhas do UV (e.g., Marlborough et al. 1978). Esta descrição tem como base o modelo de anel nebuloso proposto por Struve (1931) para explicar as linhas ópticas em emissão, adotado como canônico pelos estudiosos de estrelas Be.

A distribuição não-esférica da matéria em torno de estrelas Be é também suportada por estudos de polarização do meio circunestelar (c.f. artigo de revisão de Coyne & McLean 1982, e referências) e também a partir de interferometria [e.g. Dougherty et al. (1991), interferometria rádio de  $\psi$  Persei, e Quirrenbach et al. (1997), interferometria  $H\alpha$  e espectropolarimetria de 7 estrelas Be]. Estudos interferométricos, em particular, permitiram o imageamento do material circunestelar de estrelas Be, e mostraram que a distribuição de matéria se dá preferencialmente ao longo do plano definido pelo equador estelar (e.g., Meilland et al. 2007). Também, inferiu-se que a massa total do disco é uma pequena fração da massa estelar ( $\sim 10^{-10} M_{\odot}$ ).

Os discos circunstelares de estrelas Be são variáveis no tempo, podendo inclusive dissipar-se por completo em escalas de tempo de anos em fases Be–B–Be. Esta transição foi observada em inúmeras estrelas Be, como por exemplo em  $\sigma$  And, X Per, HDE245770 e LS 992 – as duas últimas estrelas são as contrapartidas óptica dos sistemas Be/X clássicos A0535+26 e RX J0812.4-3114, respectivamente (Clark et al. 2003; Grundstrom et al. 2007; Reig et al. 2001) (ver Fig. 1.1). Todavia, nem todas as estrelas B se transformam em estrelas Be. A variabilidade de estrelas Be é notada tanto via espectroscopia, com variação de perfis e intensidades de linhas, quanto fotometria. Variabilidades espectroscópicas são detectadas em escalas de tempo que vão de hora a dezenas de dias (e.g., Smith & Balona 2006). Perfis com dois picos são comumente observados em linhas em emissão. As variações na intensidade dos picos são usualmente

quantificadas pela razão da intensidade do pico mais próximo ao violeta (V) e daquele mais próximo ao vermelho (R), e nomeadas *variações V/R*.<sup>3</sup> Estudos da variação V/R em algumas estrelas mostraram que o efeito pode ser devido a propagação de ondas de matéria (tipo braços espirais) num disco circunestelar (ao menos quase) Kepleriano (Okazaki 1997; Berio et al. 1999, e referências) – embora ainda sejam necessárias a inclusão de efeitos não-lineares aos modelos e melhores restrições impostas por observações, como advertido por Firt & Harmanec (2006).

Análises fotométricas também revelam que o brilho de estrelas Be varia em escalas de tempo tão curtas quanto o período de rotação estelar ( $\sim$  dia), assim como em longas escalas de tempo (dezenas de dias), como observado por exemplo em  $\gamma$  Cas por Smith et al. (2006). Em geral, as variações são interpretadas como o reflexo de pulsações não-radiais se propagando na superfície estelar (poucas horas  $\lesssim \tau \lesssim$  2 dias; e.g., Baade 1982), a fenômenos sobre a sua superfície vinculando a modulação à rotação estelar, ou a instabilidades no disco circunestelar.

Os mecanismos responsáveis pela produção e dinâmica do disco circunestelar não são ainda conhecidos, e tampouco existe um modelo universal acerca do perfil de distribuição de matéria (densidade e velocidade), de temperatura e do grau de ionização. É comum na literatura a descrição dos discos das Be por um modelo *ad hoc* do tipo lei de potência da densidade em função do raio ( $\rho \propto r^{-n}$ ). Seguindo tal modelo, Waters et al. (1987) derivaram  $2 \lesssim n \lesssim 4$  a partir do excesso em IR, enquanto Dougherty et al. (1991) derivaram  $n \sim 4$  a partir de observações rádio. A divergência entre os valores vem do fato de que as observações em IR e rádio traçam regiões distintas do disco circunestelar e, segundo os próprios resultados, com diferentes perfis de velocidade. Outros modelos supõem distribuições de matéria que são funções da temperatura em discos isotérmicos (e.g., Waters et al. 1987) ou adotam perfis radiais de variação da temperatura (e.g., Stee et al. 1998). Os modelos e seus parâmetros são fortemente dependentes da técnica empregada, que por sua vez é dependente da(s) região(ões)/linha(s) espectral(is) investigada(s) – já que diferentes linhas podem ser formadas em diferentes regiões do disco circunestelar. Por outro lado, os resultados estão sujeitos a natural variabilidade dos discos circunestelares. Evidências observacionais indicam que os discos das Be são dominados por rotação e que a distribuição de velocidades pode ser bem descrita por perfis Keplerianos ( $v_{\text{rot}} \propto r^{-1/2}$ ), com uma componente radial de velocidade tão baixa quanto a velocidade do som no meio<sup>4</sup> (e.g., Meilland et al. 2007, e referências). A densidade na base do envelope pode ser tão alta quanto  $10^{-13}$ – $10^{-12}$  g cm<sup>-3</sup> (e.g., Stee 2003).

O alargamento de linhas fotosféricas de estrelas Be indica que estes são objetos em rápida rotação (períodos da ordem de 1 dia), cujas velocidades podem alcançar até  $\sim 95\%$  da velocidade de ruptura<sup>5</sup> (e.g., Townsend et al. 2004). Um efeito esperado como consequência de uma rotação tão rápida é o achatamento da estrela na direção polar, que por sua vez resulta, dentre outras coisas, no escurecimento gravitacional da fotosfera estelar. Este último se traduz numa dependência da gravidade superficial com a latitude estelar, tal que a estrela se torna mais fria e seus ventos menos intensos dos pólos para o equador (e.g., de Araújo & Freitas Pacheco 1989). Domiciano de Souza et al. (2003) mediram o achatamento de  $\alpha$  Eridani (B3Vpe; a estrela Be

---

<sup>3</sup>Normalmente definida como  $V/R = [I(V) - I(c)]/[I(R) - I(c)]$ , onde  $I(V)$ ,  $I(R)$  e  $I(c)$  são a intensidade do pico violeta, do pico vermelho e do contínuo ao longo dos comprimentos de onda da linha, respectivamente.

<sup>4</sup> $v_{\text{som}} \sim (\gamma RT)^{1/2}$ ; onde  $\gamma = 5/3$  para um gás monoatômico,  $R$  a constante universal dos gases e  $T$  a temperatura do gás.

<sup>5</sup>Limite em que a força centrífuga se equipara à força gravitacional, estimado por  $v_{\text{ruptura}} = (GM_{\star}/R_{\star, \text{equador}})^{1/2} = (2GM_{\star}/3R_{\star, \text{polar}})^{1/2}$  (e.g., Townsend et al. 2004).

---

mais brilhante) na direção dos pólos, a partir de observações interferométricas. Estes autores determinaram que a razão entre os raios equatorial e polar de  $\alpha$  Eridani é de  $\sim 1,56$  ( $12 R_{\odot}/7,7 R_{\odot}$ ). Entretanto, Vinicius et al. (2006) apontaram a presença de um disco circunestelar residual na ocasião das medições realizadas por Domiciano de Souza et al. (2003) que provavelmente influenciou na determinação do raio equatorial, superestimando aquela razão.

## 1.2.2 Atividades magnéticas

A rotação diferencial de camadas convectivas sub-fotosféricas – promovendo um efeito de dínamo – e os movimentos turbulentos da matéria no interior de tais camadas são os principais ingredientes na formação de campos magnéticos em estrelas do tipo solar. Com base no fato de que os modelos de estrutura estelar não prevêem a existência de tais camadas (ao menos) nas regiões mais externas de estrelas massivas, acreditou-se que estes objetos não apresentassem campos magnéticos notáveis em sua superfície. Entretanto, campos magnéticos têm sido detectados direta e indiretamente em estrelas O-B-Be.

O efeito Zeeman<sup>6</sup> alarga os perfis não-polarizados de linhas sensíveis ao campo magnético e induz polarização circular (Stokes V) e linear (Stokes Q e U), detectáveis via espectropolarimetria. Medições diretas de campos magnéticos foram obtidas em algumas estrelas massivas a partir deste efeito:  $\theta^1$  Ori C (O4-O6V;  $B \sim 1,1$  kG; Donati et al. 2002), HD 191612 (Of?p;  $\sim 1,5$  kG; Donati et al. 2006a) e  $\tau$  Sco (B0.2V;  $B \sim 0,5$  kG; Donati et al. 2006b).

A determinação direta de campos magnéticos em estrelas Be é particularmente difícil devido ao mascaramento do efeito Zeeman: (i) pelo alargamento das linhas – que já não são numerosas e têm baixas intensidades – resultante da rotação rápida destes objetos e (ii) pela presença do material circunestelar. Entretanto, um resultado positivo foi obtido por Neiner et al. (2003), que relataram a primeira detecção direta do campo magnético de uma estrela Be:  $\omega$  Orionis (B2IIIe), com  $B \sim 530$  G.

Evidências de campos magnéticos foram observadas em  $\gamma$  Cas e HD 110432, duas das estrelas Be investigadas neste trabalho. Os perfis de linhas ópticas destas estrelas apresentam variações em escalas de tempo de horas, na forma de subestruturas que se movem ao longo dos perfis do lado azul para o vermelho do espectro (Yang et al. 1988; Smith 1995), e fluxo em UV anticorrelacionado com o fluxo em raios X em escalas de tempo de poucas horas (Smith et al. 1998b). Estes fenômenos podem ser devido a nuvens de plasma confinadas e ancoradas magneticamente à superfície estelar.

A origem do campo magnético em estrelas massivas ainda não é conhecida (como discutido em Donati et al. 2006b). O campo poderia ser remanescente do estágio de formação estelar, como uma relíquia do campo do material interestelar do qual a estrela se formou ou de efeitos dínamo ocorridos na fase convectiva de Hayashi (e.g., Ferrario & Wickramasinghe 2005). Uma segunda alternativa evoca o mecanismo dínamo, atuando num núcleo convectivo e emergindo para a superfície, em camadas sub-fotosféricas ou ainda em todo o envelope radiativo (e.g., Charbonneau & MacGregor 2001; Tout & Pringle 1995; Braithwaite 2006).

Num estudo sistemático de 80 estrelas Ap magnéticas em aglomerados abertos, Landstreet et al. (2007) concluíram que campos magnéticos estão presentes em estrelas de diferentes idades, do início (idade zero; ZAMS) ao final (TAMS) da sequência principal. Para as es-

---

<sup>6</sup>Pieter Zeeman (1865–1943), prêmio Nobel de Física pelo efeito que levou seu nome.

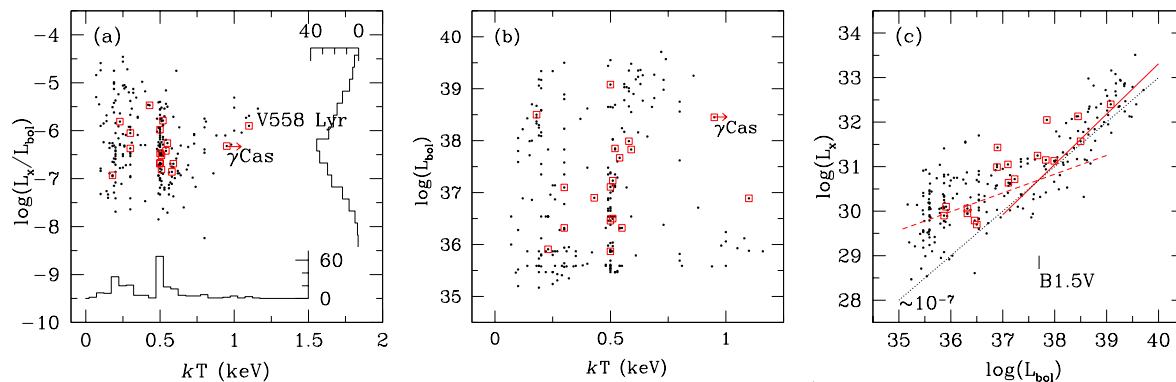


Figura 1.2: Propriedades em raios X moles (0,1–2,4 keV) de estrelas O-B (pontos) e Be (quadrados). Em (a) são mostrados os valores da razão luminosidade em raios X - luminosidade bolométrica em função da temperatura, e as suas distribuições. Em (b), a luminosidade bolométrica em função da temperatura do plasmas. Em (c), o diagrama luminosidade bolométrica - luminosidade em raios X, com as tendências (linhas tracejadas) seguidas por estrelas mais quentes e mais frias do que  $\sim$  B1.5, e a tendência canônica (linha sólida) (ver texto). (Dados compilados do catálogo ROSAT de Berghöfer et al. 1997).

trelas com  $M \gtrsim 3 M_{\odot}$ , a intensidade do campo diminui com a idade tal como – ou até mesmo mais rápido do que – o esperado pela conservação do fluxo e aumento do raio estelar. Este comportamento pode ser interpretado como uma evidência a favor da natureza fóssil de seus campos magnéticos. Como sugerido por Donati et al. (2006b), tal natureza também é provável para o campo magnético de  $\tau$  Sco, que embora tenha uma topologia complexa foi estável ao longo dos  $\sim 1,5$  anos de observação – visto que a estabilidade do campo contrasta com o esperado para um campo oriundo de um mecanismo do tipo dínamo, como observado no próprio Sol.

### 1.2.3 Emissão em raios X

Estrelas O-B são conhecidas como fontes de raios X moles, uma vez que 90% do fluxo X é emitido na faixa de energia 0,1–2,4 keV. Com temperaturas de plasma de  $\sim 5,8 \times 10^6$  K ( $kT \sim 0,5$  keV) e independentemente do tipo espectral, as estrelas massivas apresentam luminosidade X relativamente baixa ( $\lesssim 10^{33}$  erg s $^{-1}$ , em 0,1–2,4 keV) e pouca variabilidade em fluxo (Berghöfer et al. 1997, a partir do ROSAT; e referências). As estrelas com luminosidade bolométrica  $\gtrsim 10^{38}$  erg s $^{-1}$  ( $\sim$  B1.5  $\rightarrow$  O5, ...) seguem a razão  $L_x/L_{bol} \sim 10^{-7}$ , enquanto a tendência é perdida para as menos luminosas, para as quais a razão se aproxima mais de  $\sim 10^{-6}$ . Esta quebra na tendência é interpretada como sendo o resultado de mudanças nas propriedades do vento estelar, seja em sua velocidade seja na taxa de perda de matéria estelar (e.g., Kudritzki & Puls 2000). A Figura 1.2 resume estas propriedades.

A interpretação mais amplamente aceita supõe que a emissão X de estrelas O-B seja produzida pelo aquecimento do gás que constitui o vento estelar em expansão rápida, via mecanismos de choque associados à instabilidades hidrodinâmicas (e.g., Lucy & White 1980; Lucy 1982, e referências). Em estrelas Be, como apresentado anteriormente, o vento rápido comparável ao de estrelas O-B “normais” é concentrado nas regiões polares.

Espectroscopia X de alta resolução de estrelas O indica inhomogeneidade do vento (os ditos *clumps*), inferida também da variabilidade de linhas como He II em 4686 Å e H $\alpha$  e na descrição dos perfis de linhas do UV (e.g., Eversberg et al. 1998; Markova et al. 2005; Bouret et al. 2005). A inclusão de inhomogeneidades nos modelos de ventos mostra-se necessária para a descrição de perfis – basicamente largura e simetria – das linhas espectrais X em emissão, e sugerem que o material quente ( $T \sim 10^6$  K) que domina a emissão X estaria permeado por bolsões de material relativamente mais frio ( $T \sim 10^4$  K) distribuídos estocasticamente e provocando a atenuação dos raios X (e.g., Waldron & Cassinelli 2001; Oskinova et al. 2006). As observações em raios X em alta resolução espectral sugerem também que a emissão se dá preferencialmente próximo à estrela ( $\lesssim 2$  raios estelares), e a temperatura dos diversos sítios de emissão X decresce com a distância à estrela. Sendo assim, a absorção fotoelétrica sofrida pelos raios X deveria ser mais intensa do que a observada, tomando como base a descrição típica de ventos (tipo perfil  $\beta$ , com simetria esférica e contínuo). Esta maior transparência do vento pode indicar que ele seja menos denso do que o acreditado até agora, como resultado de uma perda de massa estelar inferior, ou que o vento seja preenchido por vazios, e portanto “poroso” (discutido em Waldron & Cassinelli 2007). Também, as linhas observadas em emissão são mais simétricas e menos deslocadas para o azul do que o previsto por modelos (e.g., Macfarlane et al. 1991), sendo este um dos problemas atuais envolvendo a teoria de ventos de estrelas massivas.

Nos sistemas múltiplos constituídos por estrelas massivas, o choque entre seus ventos é uma fonte adicional de emissão X e em geral mais energética do que as de estrelas isoladas. Como resultado, as temperaturas de plasma são ligeiramente mais altas do que as de estrelas isoladas, como inferido por de Becker et al. (2006) ( $kT \sim 2$  keV), por exemplo.

Estrelas massivas com atividades magnéticas apresentam temperaturas de plasma ainda mais elevadas, tipicamente de 1 a 4 keV.  $\theta^1$  Ori C é um desses casos, dentre os poucos estudados até agora (Donati et al. 2002) (c.f. Seção 1.2.2). Acredita-se que os raios X desse tipo de objeto resultem de plasmas confinados magneticamente nas proximidades da superfície estelar, ou por reconexão magnética do plasma em regiões fotosféricas.

### 1.2.4 O fenômeno Be

A presença de um disco circunstelar e seus efeitos, e as altas velocidades de rotação das estrelas Be são as grandes diferenças entre estas e estrelas B “normais”. Ainda que as estrelas Be tenham sido extensivamente estudadas, não existe um consenso de qual é o mecanismo de formação do disco, e tampouco do porquê das estrelas Be girarem tão rápido. Acredita-se no entanto que a presença do disco, cuja matéria é originária da própria estrela, está intimamente relacionada à alta velocidade de rotação estelar.

Alguns modelos se propõem a explicar a formação do disco. Num dos cenários de base a distribuição de matéria na forma de disco seria o resultado da compressão do vento estelar por efeito da rotação (Bjorkman & Cassinelli 1993), ou por efeito de um campo magnético (Cassinelli et al. 2002). Entretanto, ambas as hipóteses falham na descrição das propriedades observadas, tais como no excesso em infravermelho e variabilidades. A viabilidade da primeira delas é criticada por Cranmer & Owocki (1995), após a inclusão de efeitos de rotação, achatamento estelar e escurecimento gravitacional. Num segundo cenário, o material do disco é oriundo da região equatorial estelar. Nessa linha, o modelo mais promissor parece ser o do disco viscoso (e.g., Lee et al. 1991; Okazaki 1991). Segundo este modelo, o disco seria alimen-

tado a partir de sua borda interior com material em velocidade próxima à Kepleriana, que se difundiria lentamente para as regiões mais externas do disco por transferência do momento angular via efeitos de viscosidade. O modelo de disco viscoso tem se mostrado hábil na descrição das propriedades do disco, tanto em estrelas isoladas como em sistemas binários (apresentados a seguir), mas o mecanismo de injeção de matéria ainda permanece uma questão aberta.

Mecanismos físicos como pulsações não-radiais, atividades magnéticas ou conseqüências da interação entre binárias são evocados para explicar o fenômeno Be, e associados à rápida rotação poderiam favorecer a ejeção de material estelar sujeito ao forte campo gravitacional da estrela propriamente dita (Meilland et al. 2007, para uma recente discussão).

A classificação espectral e classe de luminosidade das estrelas Be, e conseqüentemente a posição destas estrelas em diagramas HR, sofrem a influência de sua alta rotação e de seu disco circunstelar (Townsend et al. 2004; Fabregat & Gutierrez-Soto 2005). Como efeito do achatamento estelar, a gravidade é maior nos pólos do que no equador. Uma certa estrela observada ao longo de sua direção polar seria vista mais brilhante e poderia ser caracterizada como de classe V, enquanto mais avermelhada e de classe III se a linha de visada passa ao longo de seu plano equatorial. Portanto, a classe de luminosidade determinada é função do ângulo de inclinação em relação ao disco circunstelar que a estrela é observada. Esta pode ser uma das razões das divergências entre resultados e conclusões de vários trabalhos. Por um lado, alguns trabalhos recentes sugeriram que o fenômeno Be seja um efeito evolutivo que ocorre preferencialmente na segunda metade do tempo de vida da estrela na sequência principal (e.g., Fabregat & Torrejón 2000; Levenhagen & Leister 2006). Outros sugeriram que este efeito pode acontecer em qualquer época ao longo da sequência principal (e.g., Zorec et al. 2005). O fato é que o fenômeno Be é observado em todos os tipos espectrais, de B0 a B9 (e.g., Slettebak 1982).

Uma série de trabalhos apontaram que estrelas Be são mais frequentes em ambientes de baixa metalicidade, que aparentemente favorecem rotações mais elevada, comparando populações em aglomerados abertos Galácticos, da Pequena e da Grande nuvens de Magalhães (e.g., Martayan et al. 2007, e referências). Entretanto, devido ao fato que estrelas Be alternam entre fases Be-B-Be, o conhecimento ou representatividade da população de estrelas Be de um certo aglomerado é tão mais completo quanto mais longo for o acompanhamento observacional deste objeto. Em outras palavras, uma visão instantânea de um certo aglomerado nos fornece apenas um limite inferior para o número de estrelas Be que o compõe. Portanto, as conclusões acerca das populações em diferentes ambientes se mostram preliminares devido a curta história observacional de estrelas deste tipo nas nuvens de Magalhães, ou mesmo do estudo sistemático em ambientes Galácticos.

## **1.3 Os sistemas Be/X clássicos: Be + estrela de nêutrons**

### **1.3.1 Binárias de raios X de alta massa**

As binárias de raios X de alta massa (BRXAM) são associações de estrelas massivas ( $\gtrsim 8 M_{\odot}$ ) e objetos compactos. A emissão destes sistemas do infravermelho ao ultravioleta é dominada pela companheira massiva, enquanto a emissão em raios X é conseqüência da captura gravitacional, pelo objeto compacto, de parte da matéria perdida pela estrela massiva. Quando o objeto compacto possui um campo magnético intenso (tipicamente dipolar), o fluxo do mate-

---



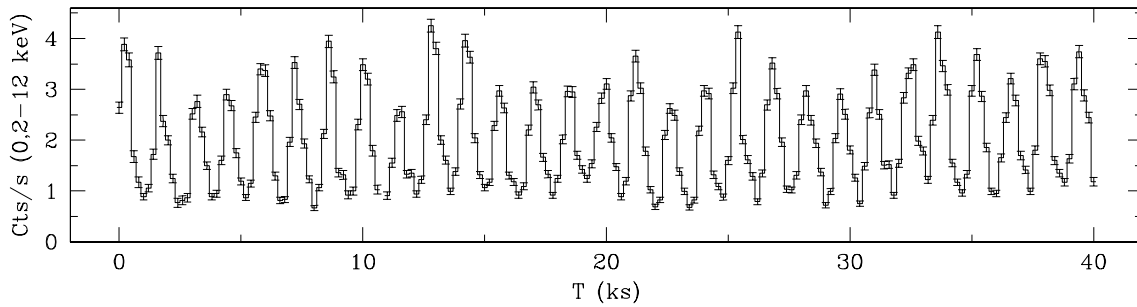


Figura 1.3: Curva de luz dos raios X de RX J0146.9+6121, um sistema Be/X clássico de baixa luminosidade X. A oscilação corresponde ao “efeito farol” da estrela de nêutrons acretante girando com um período de  $1395,6 \pm 0,6$  s. (XMM/ObsID 0201160101).

rial que cai sobre ele é governado pelas linhas de campo e se dá preferencialmente sobre o(s) pólo(s). Como resultado, observa-se uma emissão modulada pela rotação do objeto compacto, num “efeito farol”. A Figura 1.3 apresenta a curva de luz de RX J0146.9+6121 como exemplo.<sup>7</sup>

O espectro X resultante das BRXAM é bem descrito por uma distribuição de energia do tipo lei de potência – comumente multiplicado por uma lei exponencial que amortece o perfil para energias superiores a um *cut-off* em  $\sim 15\text{--}30$  keV. Em alguns casos são detectadas emissões de baixas energias que podem ser bem descritas por modelos de corpo negro (La Palombara & Mereghetti 2006, 2007), e que são interpretadas como oriundas do reprocessamento de raios X duros por um disco de acreção ou da emissão do(s) pólo(s) quente(s) da estrela de nêutrons. O mecanismo de emissão X dominante é não-térmico. Mas a sua natureza é complexa. Estudos recentes apontam que ocorre espalhamento Compton dos fótons gerados por processos térmicos ao longo coluna de acreção e em sua base, via radiação de corpo negro, pelo gás que é rapidamente comprimido ao longo da coluna de acreção. Além disso, a presença do *cut-off* em altas energias e o perfil plano do espectro em baixas energias sugerem espalhamento eletrônico, através do qual ocorre “transferência” de fótons de altas para baixas energias. Assim, espalhamento Compton seguido pelo espalhamento Compton-inverso (e.g., Becker & Wolff 2007), e radiação *synchrotron* pela interação das partículas com o campo magnético da estrela de nêutrons devem ser os mecanismos dominantes no processo de acreção.

A energia  $\Delta E_x$  associada ao processo de acreção de um elemento de massa  $\Delta m$  estão relacionados por:

$$\Delta E_x \propto \Delta m \left( \frac{GM}{R} \right) \Rightarrow L_x \propto \frac{dm}{dt} \left( \frac{GM}{R} \right) . \quad (1.1)$$

Alguns sistemas BRXAM apresentam a linha de fluorescência do Fe em 6,4 keV<sup>8</sup>, como reflexo da presença de material frio ( $T$  tipicamente inferior a  $10^4$  K) nas proximidades da fonte

<sup>7</sup>A investigação dos raios X deste sistema Be/X, que pertence ao aglomerado aberto NGC 663, era inicialmente parte deste projeto. Sua análise, embora completamente finalizada, foi excluída da tese por ter sido este objeto explorado por La Palombara & Mereghetti (e.g., 2006) a partir dos mesmos dados XMM, que obtiveram resultados idênticos aos nossos.

<sup>8</sup>A linha 6,4 keV é uma transição  $K_\alpha$  do Fe, e como tal se deve à transição de elétrons da camada eletrônica L para a camada mais interior K, de modo a “repor” os elétrons que foram removidos da camada K pelos fótons energéticos da fonte X primária (e.g., Basko 1978). Conseqüentemente, a absorção de radiação em energias mais elevadas resulta em radiação de mais baixa energia, e tal fenômeno é batizado de fluorescência.

X. Em alguns casos, observa-se uma fraca linha em 6,7 keV, do Fe XXV, mas não se observa a linha Fe XXVI, em 6,97 keV.

Historicamente, as BRXAM são divididas em três grandes grupos de acordo com o modo de transferência de matéria entre as estrelas: (i) sistemas a vento, (ii) sistemas a transbordamento do lóbulo de Roche e (iii) sistemas a disco circunstelar, ou Be/X. Daqui em diante nos limitaremos aos sistemas Be/X.

### 1.3.2 Os sistemas Be/X clássicos

Cerca de 2/3 das binárias de raios X de alta massa conhecidas são sistemas do tipo Be/X (Liu et al. 2006). Em todos eles, o espectro em raios X, a luminosidade, a existência de pulsação coerente e sua evolução, e o campo magnético apontam, juntos ou separados, para a presença de uma estrela de nêutrons (EN) (e.g., Bildsten et al. 1997). (Portanto, ao longo deste trabalho, denominamos Be/X clássicos os sistemas do tipo Be + estrela de nêutrons). Os sistemas Be/X transientes, que compõem a maioria deles, têm luminosidade X média de  $\sim 10^{36}$  erg s<sup>-1</sup>. Os que se mostram em estado de quiescência (e.g., 3A 0535+262) ou em estado persistente (e.g., X Per) apresentam  $L_x \sim 10^{33}$  erg s<sup>-1</sup>. Uma característica marcante das curvas de luz de sistemas Be/X é a presença de modulações associadas à rotação da estrela de nêutrons acretante, e de fortes *outbursts* quando a taxa de acreção de matéria se torna mais elevada – especialmente no periastro orbital. Em alguns casos nota-se a variação do período derivado dos raios X em eventos de aceleração e desaceleração da estrela de nêutrons, comumente associados à variações na luminosidade X. A presença de linhas cyclotron no espectro X de alguns sistemas Be/X indicam campos magnéticos da ordem de  $10^{12}$  Gauss, compatíveis com os valores esperados para estrelas de nêutrons (e.g., Coburn et al. 2002).

Embora todos os sistemas Be/X bem estudados apontem para a presença de uma estrela de nêutrons como objeto acretante, companheiras do tipo anã branca são previstas em grande número por modelos que descrevem a evolução de binárias massivas (ver van den Heuvel & Rappaport 1987; Waters et al. 1989; Pols et al. 1991; van Bever & Vanbeveren 1997; Raguzova 2001). De acordo com estes modelos, de 20% a 70% das estrelas Be formadas como resultado da evolução de sistemas binários devem ter uma companheira daquele tipo. Os sistemas Be + anã branca existem, mas não se mostram como tais? Ou não existem? Até se ter uma resposta a estas perguntas, todos os modelos evolutivos de binárias massivas são no mínimo questionáveis.  $\gamma$  Cas foi até recentemente o único candidato a sistema do tipo Be + anã branca, como discutiremos mais adiante.

Os sistemas Be/X são subdivididos de acordo com a variabilidade da emissão X em *sistemas transientes* e em *sistemas persistentes de baixa luminosidade*. Os primeiros são a maioria, e apresentam predominantemente dois tipos de comportamento transiente (Stella et al. 1986):

- Tipo I: *outbursts* de curta duração ( $\sim$  dias–semanas) e luminosidade X  $\sim 10^{36-37}$  erg s<sup>-1</sup>, que ocorrem em intervalos regulares e que são associados à passagem da estrela de nêutrons pelo periastro orbital.
- Tipo II: *outbursts* com luminosidade X  $\gtrsim 10^{37}$  erg s<sup>-1</sup>, de mais longa duração ( $\sim$  semanas–meses), e sem correlação com a fase orbital. Este tipo de *outburst* é provavelmente associado à inhomogeneidades no disco circunstelar, que seriam resultantes de episódios de

aumento de perda de matéria da estrela Be. Ou alimentado por braços espirais de matéria que se desenvolvem no disco circunestelar (como será brevemente discutido mais adiante).

Os sistemas cuja emissão X é persistente, tais como X Per e 0146.9+6121 apresentam luminosidade X de  $\sim 3$  a 4 ordens de grandeza inferior ( $\sim 10^{33}$  erg s $^{-1}$ ). Vale notar que alguns sistemas transientes foram detectados estados de baixa luminosidade (quiescência), como foi o caso de 3A 0535+262, por exemplo.

### 1.3.3 Acresção: captura de matéria

O fenômeno de captura de matéria (acresção) por um objeto compacto é complexo, e não é compreendido em sua totalidade. Em linhas gerais, ele depende de propriedades do próprio objeto acretante, como sua massa (o motor da acresção), campo magnético (que tende a conduzir o material em captura preferencialmente ao longo das linhas de campo) e rotação (que em estrelas magnetizadas pode inibir a acresção pelo efeito de varredura da matéria pelas linhas de campo; discutido no Capítulo 6). A acresção depende também da densidade local do disco circunestelar nas vizinhanças do objeto compacto e de sua velocidade relativa a este objeto, ambos ligados à distribuição de matéria ao redor da estrela Be e das características orbitais do sistema. De modo geral, devido ao baixo momento angular das partículas do disco circunestelar, a matéria capturada cai diretamente sobre o objeto compacto – guiada pelas linhas de campo magnético. Entretanto, a detecção de oscilações quase-periódicas nas curvas de luz de alguns sistemas, ou episódios de aceleração da rotação do objeto compacto (*spin-up*), sugerem a presença de um disco de acresção durante fases de *outbursts* em raios X – como por exemplo, em A 0535+26 e EXO 2030+375 (Finger et al. 1996; Wilson et al. 2002). Simulações realizadas por Hayasaki & Okazaki (2004) usando os parâmetros orbitais de 4U 0115+63 ( $P_{\text{orb}} = 24,3$  dias;  $e = 0,34$ ) sugeriram que um disco de acresção pode ser criado quando da passagem do objeto compacto pelo periastro orbital. A estabilidade de tal disco dependeria da fase orbital, de acordo com a quantidade e com o modo de transferência da matéria, e de efeitos de maré, que tendem a torná-lo instável.

Uma descrição realista dos campos de velocidade e densidade do disco circunestelar de uma estrela Be num sistema binário é algo ainda mais complicado do que em estrelas isoladas, devido a presença do objeto companheiro. Acredita-se que a estrutura do disco circunestelar seja indiferente ao movimento da estrela de nêutrons num sistema Be/X clássico, por processos do tipo abrasão ou arraste, mas não deve ser indiferente aos efeitos gravitacionais resultantes de sua presença. Uma das conseqüências esperadas por modelos recentes é que o disco viscoso (e.g., Lee et al. 1991; Okazaki 1991), que tem se mostrado o mais apropriado na descrição do disco circunestelar – como discutido anteriormente –, seja truncado nas imediações de regiões de ressonância gravitacional como proposto por Okazaki & Negueruela (2001). Segundo estes autores, o fenômeno de truncação depende dos parâmetros orbitais do sistema e da viscosidade do disco, e se torna mais intenso para sistemas cujas órbitas sejam menos elípticas. Uma das conseqüências da truncação é a limitação da extensão do disco circunestelar, que até certo ponto é independente do fato de que a estrela Be continue ou não alimentando o seu disco. Okazaki e colaboradores avançaram no estudo do disco circunestelar seguindo tal cenário, e obtiveram uma série de resultados relevantes. A Figura 1.4 apresenta um deles: as condições de densidade de matéria do disco e a sua interação gravitacional com o objeto compacto podem induzir

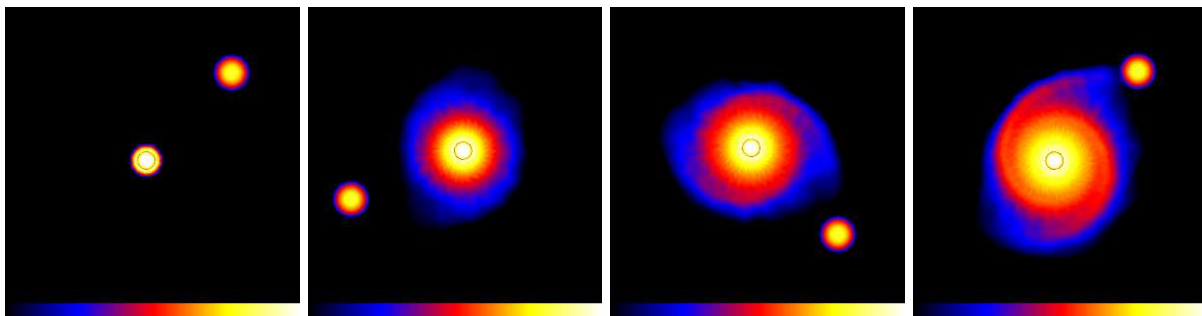


Figura 1.4: Simulações realizadas por Okazaki et al. (2002) para um sistema Be + estrela de nêutrons com um período orbital de 24,3 dias, numa órbita circular e coplanar ao disco circunestelar. As figuras mostram, da esquerda para a direita em ordem crescente do tempo, a evolução do disco ao longo de 40 vezes o período orbital (ver texto).

a formação de braços espirais que eventualmente transbordam o limite de truncação e alimentam de matéria o objeto compacto de um modo mais eficiente – que lembra grosseiramente a canalização de matéria em sistemas nos quais ocorre a transferência via transbordamento do lóbulo de roche. Este fenômeno favorece inclusive a formação de um disco de acreção em torno do objeto compacto que por sua vez pode explicar a variação no período de rotação de estrelas de nêutrons em sistemas Be/X, pela eficiência na transferência de momento angular via acreção a disco.

O principal suporte observacional a favor do fenômeno da truncação é a presença de *outbursts* em Be/X associados à variações na estrutura do disco (Okazaki & Negueruela 2001). Atividades em raios X correlacionadas com transições no fluxo em infravermelho de A0535+26 (Be/X clássica) foram interpretadas por Haigh et al. (2004) como sendo a primeira evidência observacional da truncação do disco circunestelar de uma estrela Be. Grundstrom et al. (2007) suspeitaram que os discos de HDE 245770 (A0535+26) e X Per são truncados, pela associação entre o aumento da luminosidade X com o aumento do raio de seu disco circunestelar.

## 1.4 $\gamma$ Cas: um emissor de raios X particular

A história das propriedades em raios X de  $\gamma$  Cas começou com Jernigan (1976) e Mason et al. (1976), quando da sua associação com uma fonte X, MX0053+60, identificada pelos satélites SAS-3 (0,1–60 keV) e Copernicus (OAO 3; 0,5–10 keV). O fato de  $\gamma$  Cas não ter sido detectada no *survey* realizado pelo satélite UHURU, em anos anteriores, caracterizou a estrela como variável em raios X. Desde então,  $\gamma$  Cas foi observada por uma variedade de telescópios X que revelaram, assim como nas primeiras observações ópticas, uma série de propriedades inéditas em estrelas massivas. Dentre elas, uma emissão em raios X duros de um plasma quente ( $kT \sim 12$  keV, equivalente a  $T \sim 1,4 \times 10^8$  K), fortemente variável em fluxo e com moderada luminosidade ( $L_x \sim 10^{33}$  erg s $^{-1}$ ). Estas propriedades são claramente incompatíveis com as de estrelas massivas “normais”, que apresentam sistematicamente temperaturas de plasma de apenas  $kT \sim 0,5$  keV ( $T \sim 5,8 \times 10^6$  K) e pouca ou nenhuma variabilidade em raios X (Seção 1.2.3). A Figura 1.5 ilustra o espectro de plasmas com estas temperaturas, e evidencia a dureza da emissão X de  $\gamma$  Cas face a emissão mole de estrelas massivas. Cerca de 90% do fluxo bolométrico X de

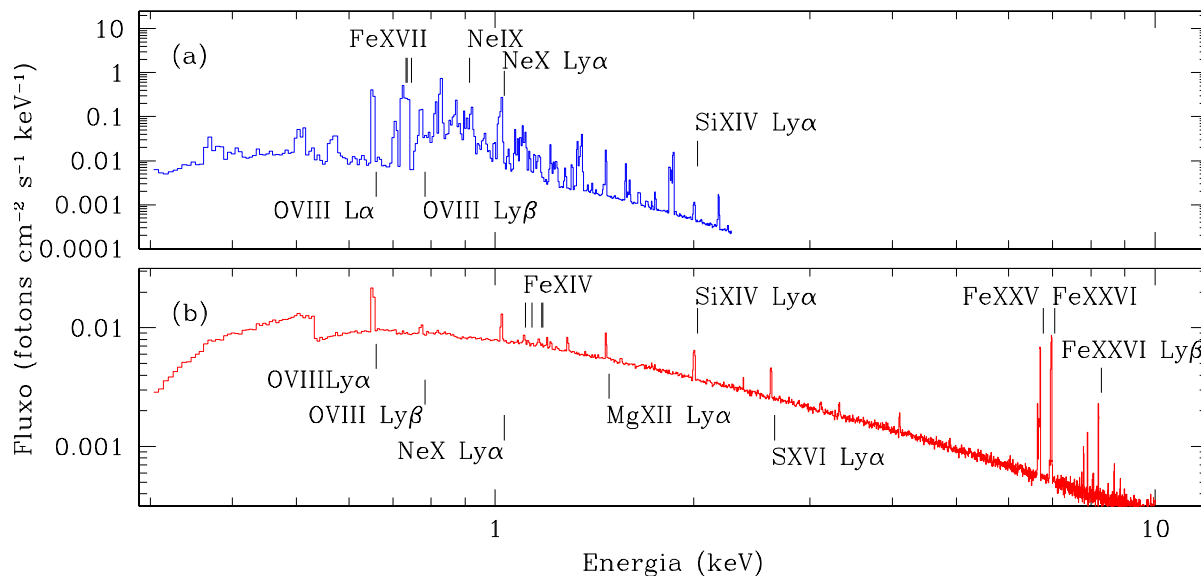


Figura 1.5: Modelos de plasmas com temperatura  $kT = 0,5$  keV (a), comum em estrelas massivas, e  $kT = 12$  keV (b), tal como observado em  $\gamma$  Cas. (Valores adotados: abundâncias solares, e absorção fotoelétrica equivalente a  $N_{\text{H}} = 10^{21}$   $\text{cm}^{-2}$ ). As linhas espectrais mais intensas estão identificadas. As normalizações dos modelos são tais que o fluxo 0,1–12 keV não-absorvido é de  $10^{10}$   $\text{erg cm}^{-2} \text{s}^{-1}$  em ambos os casos.

um plasma com  $kT = 0,5$  keV concentra-se na distribuição de energia de 0,1–2,4 keV (banda de energia utilizada, convenientemente, pelo satélite ROSAT). Para um plasma com  $kT = 12$  keV, o fluxo nessa faixa de energia representa apenas cerca de 30% do fluxo bolométrico, e daí a predominância dos raios X duros no espectro de  $\gamma$  Cas.

White et al. (1982) compararam os raios X de  $\gamma$  Cas, observados a partir dos satélites HEAO 1 e Einstein (HEAO 2), com aqueles de X Per, utilizando os satélites OSO 8, HEAO 1, Einstein, e Copernicus. X Per é o protótipo dos sistemas Be/X clássicos com emissão X persistente e de baixa luminosidade, contrariamente ao caráter transiente da grande maioria dos sistemas Be/X. Com base na baixa luminosidade X ( $\sim 10^{32-33}$   $\text{erg s}^{-1}$ ), ausência do complexo Fe K $\alpha$  e descrição do espectro de ambos os sistemas com um modelo térmico com  $kT \sim 10$  keV – segundo aquelas observações –, eles concluíram que  $\gamma$  Cas e X Per seriam sistemas análogos. Atualmente, entretanto, esta idéia está completamente abolida (e.g., Horaguchi et al. 1994). A única similaridade entre ambos é a luminosidade X. O espectro X de X Per, assim como o de todas as Be/X clássicas já estudadas em estados de quiescência ou transientes, não é térmico – contrariamente ao inferido por White et al. (1982) a partir das observações disponíveis na ocasião. A emissão de  $\gamma$  Cas, por outro lado, é de fato térmica, como corroborado pela detecção do complexo Fe K $\alpha$  (observações com o satélite TENMA, em 1 a 35 keV; Murakami et al. 1986, e referências). Hoje entende-se a ausência do complexo Fe K $\alpha$  nas observações de  $\gamma$  Cas investigadas por White et al. (1982) como o resultado da baixa resolução espectral do instrumento utilizado. A ausência do complexo do Fe em X Per, entretanto, foi confirmada em novas observações X a partir de diversos instrumentos. Finalmente, um período de 13,9 minutos (White et al. 1976) foi detectado na emissão X de X Per e associado à rotação de uma estrela

de nêutrons. Em  $\gamma$  Cas, embora a emissão X apresente fortes flutuações e atividades do tipo *flare* (Murakami et al. 1986), todos os esforços no sentido de confirmar variações periódicas no conjunto de períodos instáveis detectados falharam (e.g., o período de  $\sim 6$  ks detectado por Frontera et al. 1987, em dados do *EXOSAT*). Os contrastes entre a emissão X de  $\gamma$  Cas e de sistemas Be/X transientes são ainda maiores do que entre  $\gamma$  Cas e X Per. Além da maior luminosidade X ( $\sim 10^{36-37}$  erg s $^{-1}$ ), os sistemas transientes apresentam *outbursts* que nunca foram detectados em  $\gamma$  Cas.

Nenhuma pulsação coerente foi detectada em  $\gamma$  Cas, mas existem fortes variações nos fluxos X em escalas de tempo que vão desde os limites dos instrumentos impostos pela estatística de fótons (a partir de poucos segundos) – na forma de eventos do tipo *flare* – a horas (Murakami et al. 1986; Parmar et al. 1993; Haberl 1995; Smith et al. 1998a; Owens et al. 1999; Robinson & Smith 2000). Tal variabilidade contrasta com as observações de estrelas massivas isoladas, nas quais pouca ou nenhuma variação foi detectada. Frontera et al. (1987) reportaram a existência de um período de 6 ks em uma curva de luz contínua de 22 ks obtida a partir do satélite *EXOSAT*. Este período não foi encontrado por Parmar et al. (1993) em uma (quase contínua) curva de luz de 30 horas obtida posteriormente pelo mesmo instrumento, nem em várias curvas de luz obtidas desde então por outros pesquisadores a partir de outros instrumentos. O mesmo acontece com o período de 8,1 ks relatado por Haberl (1995) em 200 eV, com base em observações *ROSAT* de raios X moles (0,1–2,4 keV). Entretanto, desde o final da operação deste satélite, tem sido impossível estabelecer a presença dessa componente mole ou ainda sua associação com oscilações da componente dominante (de  $kT \sim 12$  keV) desta estrela. Com base numa longa campanha observacional de  $\gamma$  Cas com o *RXTE*, Robinson & Smith (2000) descobriram uma variação com uma escala de tempo de 7–7,5 horas no “inverso” da curva de luz. (A técnica de busca por variações no “inverso” da curva de luz, 1/taxa, visa enfatizar eventuais periodicidades associadas aos momentos de baixa emissão). Esta oscilação foi detectada novamente em recorrentes *flickering* da componente do vento em alta velocidade, vistos nas linhas C IV e Si IV de ressonância em uma série de observações com o satélite *IUE* em 1982 (Cranmer et al. 2000). Em seis novas campanhas com o *RXTE*, Robinson et al. (2002) encontraram a oscilação de 7–7,5 horas no fluxo inverso de uma delas, e oscilações com escalas de tempo de 3,5 horas e 5,8 horas em outras duas; entretanto, nenhuma evidência de tais períodos foi encontrada nas outras três observações. Conclui-se que as oscilações observadas em  $\gamma$  Cas em diversas observações são reais, mas instáveis: aparecem e desaparecem, ocorrendo em diferentes escalas de tempo.

Smith et al. (2006) realizaram uma busca por correlações entre o fluxo X e as curvas de luz nas bandas *B* e *V* de  $\gamma$  Cas. Nenhuma resposta óptica foi relacionada aos *flares* em raios X, mas observou-se a modulação em fase do fluxo X e das curvas de luz no óptico numa escala de tempo de 60–90 dias relatada por Robinson et al. (2002). A amplitude da curva de luz *V* foi  $\sim 30$ –40% maior do que a amplitude da curva de luz *B*, e os autores sugerem que as variações sejam geradas no disco circunstelar. Estando óptico e X relacionados, a emissão X também poderia ser formada no disco como resultado de fenômenos de dínamo, e portanto atividades magnéticas, no interior do disco circunstelar. Smith et al. (2006) detectaram também um período de  $\sim 1,12$  dias nas curvas de luz ópticas, que foi associado à rotação estelar e interpretado como evidência de atividades magnéticas na superfície da estrela.

Uma observação recente com o satélite *Chandra* (Smith et al. 2004) mostrou que existe uma contribuição de ao menos três plasmas de baixas temperaturas ( $kT \sim 0,1$ –3 keV) no espectro de  $\gamma$  Cas. A presença de tais plasmas é inferida pelas linhas do Fe L-shell e O VII–VIII. A

Tabela 1.1: Compilação dos parâmetros espectrais X de  $\gamma$  Cas disponíveis na literatura.

Satélite	$N_{\text{H}}$ ( $\text{cm}^{-2}$ )	$kT$ (keV)	Fe/Fe $_{\odot}$	Ref.
HEAO 1 (07/08/1978)	$< 5 \times 10^{21}$	$15,3 \pm 0,6$	...	[1]
TENMA (31/10 a 02/11/1985)	$1,3 \times 10^{22}$	$11,7 \pm 0,8$	$0,3 \pm 0,1$	[2]
EXOSAT (07/12/84)	$(5 \pm 1) \times 10^{20}$	$19,8 \pm 1,7$	...	[3]
EXOSAT (25-26/12/1985)	$(1,5 \pm 0,5) \times 10^{21}$	$12,0 \pm 0,9$	$0,26 \pm 0,09$	[4]
EXOSAT (07/12/84)	$< 1,4 \times 10^{21}$	$17,4 \pm 1,9$	$0,41 \pm 0,22$	[4]
GINGA (18-20/01/1989)	...	16–17	...	[5]
ASCA (18/01, 03/03 e 04/09/1996)	$(1,5 \pm 0,1) \times 10^{21}$	$10,7 \pm 0,6$	$0,35 \pm 0,10$	[6]
RXTE (23-24/09/1996)	...	$10,5 \pm 0,4$ e $11,4 \pm 0,8$	$0,35 \pm 0,10$	[7]
RXTE (24-26/11/1998)	$2 \times 10^{22}$	$(10,8-11,4) \pm 0,2$	$0,34 \pm 0,10$	[8]
BeppoSAX (20/07/1998)	$(1,7 \pm 0,2) \times 10^{21}$	$12,3 \pm 0,6$	$0,42 \pm 0,05$	[9]
Chandra (10/08/2001)	$5 \times 10^{21}$	...	$0,22-0,26$	[10]

Referências: [1] White et al. (1982), [2] Murakami et al. (1986), [3] Frontera et al. (1987), [4] Parmar et al. (1993), [5] Horaguchi et al. (1994), [6] Kubo et al. (1998), [7] Smith et al. (1998a), [8] Robinson & Smith (2000), [9] Owens et al. (1999) e [10] Smith et al. (2004).

observação *Chandra* distingue claramente as linhas do complexo Fe K $\alpha$ , e está de acordo com uma temperatura de 12 keV e abundância sub-solar do Fe ( $\sim 0,22 \times$  solar) para o plasma quente, que responde por  $\sim 80\%$  do fluxo X total.

### 1.4.1 Qual é a origem da emissão X de $\gamma$ Cas?

A emissão X de  $\gamma$  Cas é, de fato, distinta das de todos os sistemas Be/X e de todas as estrelas massivas estudadas até aqui. A única exceção é HD 110432, apontada por Torrejón & Orr (2001) como um emissor térmico de raios X duros (Capítulo 4). A Tabela 1.1 reúne os parâmetros espectrais dos raios X de  $\gamma$  Cas a partir de diferentes satélites, enquanto a Tabela 1.2 apresenta medidas de absorção na linha de visada derivadas em diferentes épocas. A Tabela 1.3 sumariza as principais características dos raios X de estrelas massivas “normais”, dos sistemas Be/X clássicos e de  $\gamma$  Cas apresentadas anteriormente.

Embora longos debates acerca da origem dos raios X de  $\gamma$  Cas venham sendo travados na literatura, nenhum trabalho foi até agora conclusivo ou inquestionável. Uma dificuldade adicional é a falta de uma amostra de sistemas similares, de modo a se testar a fenomenologia frente aos modelos propostos e permitir o avanço de estudos teóricos. As distintas interpretações para a emissão em raios X de  $\gamma$  Cas propostas na literatura são (e.g., Lopes de Oliveira et al. 2006a):

- i) Acresção sobre a magnetosfera de uma estrela de nêutrons companheira – portanto num regime de acresção atípico.

Tabela 1.2: Densidade de coluna de Hidrogênio na direção de  $\gamma$  Cas.

$N_{\text{H}}$ ( $\text{cm}^{-2}$ )	Método	Referência
$9,8 \times 10^{19}$	NaI	Welsh et al. (1990)
$2 \times 10^{20}$	$\text{Ly}\alpha$ (satélite IUE)	Shull & van Steenberg (1985)
$1,4 \times 10^{20}$	$\text{Ly}\alpha$ (satélite Copernicus)	Bohlin et al. (1978)
$2 \times 10^{20}$	transições ressonantes do UV (IUE)	van Steenberg & Shull (1988)
$1,5 \times 10^{20}$	$\text{Ly}\alpha$ (IUE)	Diplas & Savage (1994)
$4,8 \times 10^{21}$ <sup>a</sup>	HI	Dickey & Lockman (1990)

<sup>a</sup> Valor Galáctico total na direção da linha de visada à  $\gamma$  Cas, enquanto os demais valores representam estimativas da coluna de Hidrogênio até  $\gamma$  Cas.

- ii) Acresção sobre uma anã branca – sistemas do tipo Be + AB são previstos por modelos de evolução de sistemas binários massivos, mas ainda não foram detectados.
- iii) Uma estrela massiva isolada e com intensa atividade magnética – diferentemente da situação esperada para estrelas massivas.

Todas as interpretações reservam, como se pode notar, profundas implicações na astrofísica estelar.

A primeira tentativa para explicar os raios X de  $\gamma$  Cas foi via acresção sobre um objeto compacto de parte do material do disco circunstelar (Marlborough et al. 1978; Murakami et al. 1986; Haberl 1995; Kubo et al. 1998). A motivação principal desta hipótese é o fato de que a luminosidade X de  $\gamma$  Cas ( $\sim 5 \times 10^{32}$  erg s<sup>-1</sup>, em 2–10 keV; e.g. Kubo et al. 1998) está entre as de estrelas massivas e de sistemas Be/X de baixa luminosidade – cujo protótipo é X Per. Baseando-se nas semelhanças com pulsares transientes em estados de quiescência, a luminosidade de  $\gamma$  Cas poderia ser facilmente explicada por acresção. A ausência de pulsações põe em dúvida a validade deste modelo, embora um longo período de rotação, campo magnético de baixa intensidade, ou efeitos geométricos podem explicar a falta de detecção. De fato, variações de velocidade radial em  $\gamma$  Cas revelaram a presença de uma companheira “invisível” com uma massa próxima de  $1 M_{\odot}$  numa órbita de  $\sim 205$  dias (Harmanec et al. 2000; Miroshnichenko et al. 2002). Mas ainda não é claro se a luminosidade X observada em  $\gamma$  Cas é consistente com um modelo de acresção em uma órbita tão grande (e.g., Robinson & Smith 2000). O principal obstáculo enfrentado pela hipótese da acresção sobre uma estrela de nêutrons é, todavia, a natureza térmica dos raios X de  $\gamma$  Cas. Acresção direta sobre a superfície de uma estrela de nêutrons pode ser excluída, uma vez que a emissão observada em todos os sistemas Be/X conhecidos é não-térmica. Todavia, pode-se especular que a emissão X ocorra nas regiões mais externas da magnetosfera. Este é um regime previsto pelos modelos de acresção por objetos magnetizados em rotação elevada, e para o qual não se conhece muito bem o mecanismo de emissão X. Vale notar que algumas estrelas de nêutrons em estado de quiescência, para as quais este cenário é evocado, tem emissão não-térmica (ver Campana 2004, para uma breve discussão). Por outro lado, a natureza térmica e a temperatura de plasma derivada para  $\gamma$  Cas são compatíveis com acresção sobre uma anã branca, como ocorre nos sistemas do tipo Variáveis



Tabela 1.3: Sumário das principais propriedades dos raios X de  $\gamma$  Cas, de estrelas massivas isoladas e de sistemas Be/X clássicos.

Propriedades	$\gamma$ Cas	Estrelas isoladas	Sistemas Be/X	
			persistentes	transientes
Mecanismo	térmico	térmico	não-térmico	não-térmico
Temperatura (keV)	$\sim 12$	$\sim 0,5$	...	...
Variabilidade	forte	baixa	forte	forte
<i>Outbursts</i>	não	não	não	sim
Luminosidade ( $\text{erg s}^{-1}$ )	$\sim 10^{32-33}$	$\lesssim 10^{33}$	$\sim 10^{33}$	$\sim 10^{36-37}$
Fe K $\alpha$	sim	não	não	não <sup>a</sup>

<sup>a</sup> A linha de fluorescência do Fe em 6,4 keV é detectada em alguns casos, acompanhada eventualmente por uma fraca emissão em 6,7 keV (Fe XXV). Ao que nos consta, nenhuma emissão significativa em 6,97 keV (Fe XXVI) foi detectada.

Cataclísmicas.

Supondo que acreção sobre uma estrela companheira não é o caso para  $\gamma$  Cas, a emissão X poderia ser produzida pela recombinação magnética no disco circunstelar da estrela Be, ou pela conexão magnética estrela-disco (Smith & Robinson 1999). Efeitos do tipo dínamo sub-fotosféricos ou no interior do disco circunstelar, ou a interação do campo magnético estelar e o disco poderiam resultar em atividades magnéticas (Robinson et al. 2002). Uma discussão mais detalhada é reservada para mais adiante (Capítulo 6) de modo a incluir as contribuições deste trabalho no estudo de  $\gamma$  Cas e dos novos sistemas análogos aqui apresentados.

## 1.5 Contexto e alvos deste trabalho

A fenomenologia X de  $\gamma$  Cas apresentada na Seção 1.4 carece de uma explicação precisa e completa mas, como visto, aponta para dois cenários de grande relevância científica: estrelas isoladas com atividades magnéticas ou sistemas binários atípicos. No caso de sistemas binários, espera-se a presença de uma estrela de nêutrons num regime de acreção particular ou uma anã branca, nunca observados. Uma das dificuldades enfrentadas no entendimento da origem dos raios X de  $\gamma$  Cas é o fato desta ser a única estrela massiva conhecida com as propriedades relatadas em seções anteriores, limitando a exploração do fenômeno a um único objeto. Este trabalho, de cunho observacional, se propõe a preencher essa lacuna: contribuir para a solução desse problema, aumentando o número de objetos conhecidos. Nosso principal objetivo é identificar sistemas cujas emissões em raios X sejam similares àquela de  $\gamma$  Cas, e proceder a investigação detalhada de seus raios X. Deste modo, estabelecer uma amostra de objetos e o espaço de parâmetros envolvidos, e dar suporte a trabalhos teóricos e observacionais futuros. Além disso, avançamos na investigação dos raios X de  $\gamma$  Cas.

A Figura 1.6 apresenta a posição na esfera celeste dos principais alvos deste trabalho, todos localizados no plano Galáctico:

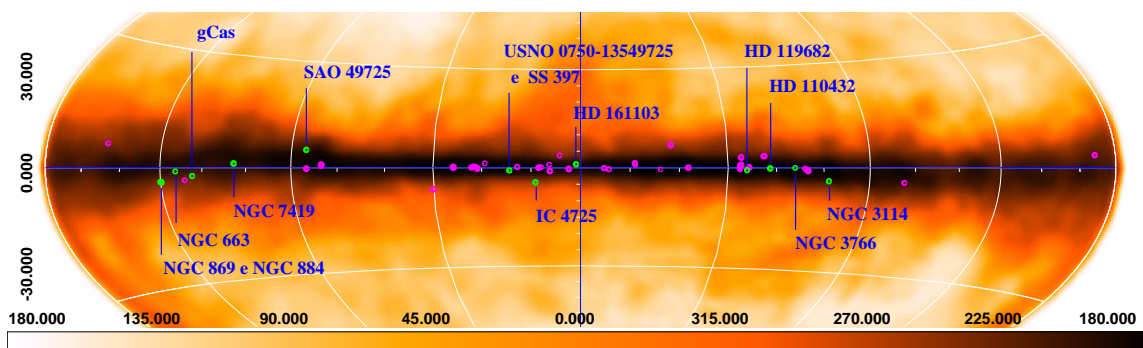


Figura 1.6: Imagem rádio do plano Galáctico (21 cm; Dickey & Lockman 1990) e as posições dos principais alvos deste trabalho: em verde os sistemas do tipo  $\gamma$  Cas e aglomerados abertos, em magenta os candidatos a sistemas do tipo  $\gamma$  Cas. Eixos em coordenadas Galácticas. A intensidade de cor da imagem representa a densidade de coluna de Hidrogênio, sendo os tons mais escuros equivalentes a maiores densidades. (Imagem construída a partir do SkyView: <http://skyview.gsfc.nasa.gov/>).

- 6 estrelas Be: HD 110432, HD 161103, SAO 49725, SS 397, USNO 0750-13549725 e HD 119682. Estas estrelas se mostraram similares a  $\gamma$  Cas, e juntas constituem uma nova classe de emissores em raios X.
- 41 fontes estelares de raios X duros identificadas no catálogo 2XMMp, e candidatos a sistemas do tipo  $\gamma$  Cas.
- 7 aglomerados abertos, com ênfase em suas estrelas O-B-Be: NGC 3766, NGC 7419, NGC 663, NGC 884, NGC 869, NGC 3114 e IC 4725.

Este trabalho foi baseado em observações em raios X obtidas a partir do satélite XMM-Newton, em espectroscopia no óptico e no infravermelho de alguns dos alvos obtidas a partir de vários telescópios terrestres, e em informações extraídas de diversos catálogos e bancos de dados.

# Capítulo 2

## Ferramentas e metodologia

### 2.1 Considerações iniciais

Como em todos os trabalhos de cunho observacional, um grande número de ferramentas foram utilizadas nesta tese. Todas elas contam com manuais elaborados pelas equipes que as desenvolveram e estão em constante atualização, e a tentativa de detalhá-las aqui pecaria em dois aspectos: não seria uma abordagem completa, e estaria desatualizada no momento da leitura deste trabalho. Assim, apresentamos nas próximas seções o que consideramos fundamental para o bom entendimento do trabalho aqui descrito, com ênfase na compreensão de algumas das principais etapas da investigação. Sugerimos que os interessados em realizar análises similares às deste trabalho adotem como base os manuais ou referências apresentados ao longo do texto.

### 2.2 O satélite XMM-Newton

O satélite XMM-Newton<sup>1</sup> faz parte da atual geração de telescópios espaciais destinados à realização de observações astronômicas em raios X.<sup>2</sup> Seus instrumentos permitem realizar imageamento, análise espectroscópica e temporal tanto em raios X quanto no óptico/UV. Lançado pelo foguete Ariane-5 em 10 de dezembro de 1999, o satélite, que tem 4 toneladas e 10 metros de comprimento foi colocado numa órbita de grande excentricidade e período orbital ( $\sim 48$  horas) que proporciona uma visibilidade do(s) alvo(s) por aproximadamente 40 horas ininterruptas. A vida útil prevista para o satélite é de cerca de 10 anos. As observações em raios X, que constituem a base deste trabalho, foram todas realizadas com o satélite XMM.

#### 2.2.1 Telescópios e instrumentação

São três os telescópios X do XMM. Cada um deles é constituído por 58 espelhos e responde por uma área efetiva<sup>3</sup> de cerca de  $1550 \text{ cm}^2$  em 1,5 keV. Estes telescópios distribuem a radiação

---

<sup>1</sup>Simplesmente XMM daqui para a frente.

<sup>2</sup>Os outros satélites que compõem a atual geração são: Chandra, RXTE, Swift e Suzaku, e Integral no limite raios X - raios Gamma.

<sup>3</sup>Depende da sensibilidade dos detectores em diferentes energias.

---

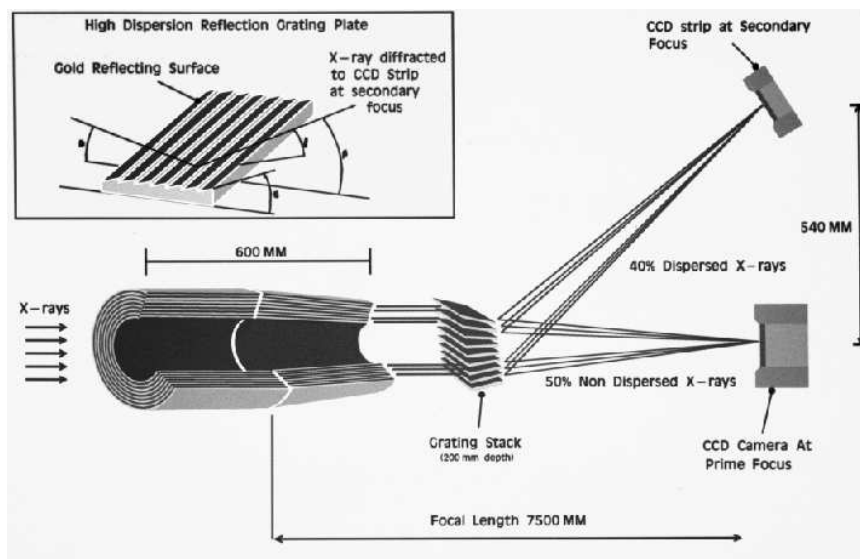


Figura 2.1: Descrição (fora de escala) do sistema associado ao telescópio do XMM que distribui os raios X para as câmeras MOS1 e RGS1 (similar para MOS2 e RGS2). Parte da radiação incidente é difratada sobre o foco secundário onde se encontra a câmera RGS1 (ou RGS2). (Figura reproduzida do manual *XMM-Newton Users' Handbook*).

incidente para cinco câmeras. Nos focos principais de cada um estão as câmeras EPIC: *pn*, MOS1 e MOS2. Um deles é dedicado exclusivamente à câmera *pn*. Nos focos secundários dos outros dois que alimentam as câmeras MOS1 e MOS2 estão as câmeras RGS1 e RGS2, respectivamente. A Figura 2.1 mostra o caminho dos fótons nestes últimos dois telescópios, nos quais cerca de 44% da luz incidente é dirigida para as câmeras MOS e outros 40% da radiação é dispersa por redes de difração (RGAs) e alimentam as câmeras RGS. (O restante da luz é perdido, em geral por absorção das estruturas dos RGAs).

**Câmeras EPIC (European Photon Imaging Cameras): MOS1, MOS2 e *pn*** - Câmeras CCD espectro-fotométricas – ou seja, identificam a posição espacial, o tempo de chegada e a energia dos fótons detectados (ver Tabela 2.1 para detalhes técnicos). As câmeras EPIC proporcionam moderada resolução em energia ( $E/\Delta E \sim 20\text{--}50$ ) e angular ( $\text{FWHM} = 6''$  e  $\text{HEW} = 15''$ ) de 0,15 a 15 keV. Todas possuem o mesmo apontamento e, de acordo com o modo de operação, podem cobrir campos de até 30' de diâmetro (Tabela 2.2).

**MOS (Metal Oxide Semi-conductor) 1 e 2** - Formadas por arranjos de 7 CCDs *front-illuminated*, cada um com  $600 \times 600$  pixels e campo de visão de  $10,9' \times 10,9'$ . Os CCDs são deslocados espacialmente entre si na direção do eixo óptico, de modo a seguir a (pequena) curvatura da superfície focal e melhorar o foco nas beiras do campo.

*pn* - Uma única pastilha de silício com um arranjo de 12 CCDs *back-illuminated* de  $1024 \times 768$  pixels, cada um deles cobrindo  $13,6' \times 4,4'$  do céu. Estes são CCDs de leitura mais rápida e de maior eficiência quântica do que os CCDs MOS e, associado ao fato de receberem mais fótons do que estes últimos, são também mais sensíveis e com melhor resposta espectral.

**Câmeras RGS (*Reflection Grating Spectrometer*) 1 e 2** - Nas câmeras RGS a espectroscopia é obtida por espalhamento dos raios X em redes de difração, tal como na tradicional espectroscopia óptica: as posições dos feixes difratados ao longo da rede de CCDs definem as suas energias. Como resultado prático, obtêm-se uma melhor resolução espectral ( $E/\Delta E \sim 200\text{--}800$ ; de 100 a 500, FWHM) do que as das câmeras EPIC, e por estar dentre as melhores já obtidas no domínio dos raios X é dita de “alta resolução”. Os espectrômetros operam na faixa de energia de 0,33 a 2,5 keV, e são constituídos por arranjos de 9 CCDs similares aos das câmeras EPIC-MOS e dispostos ao longo da direção de dispersão.

A bordo do XMM existe ainda um monitor óptico constituído por um telescópio de 30 cm de diâmetro, com  $f/12,7$ . Seus instrumentos permitem imageamento óptico/UV (180–600 nm) com resolução espacial de cerca de 1” num campo de  $17' \times 17'$ , fotometria de alta resolução temporal ( $\sim 0,5$  s) e espectroscopia de baixa resolução ( $\lambda/\Delta\lambda \sim 350$ ). É o único instrumento do XMM que não foi usado neste trabalho, seja pela ausência total seja pela baixa qualidade dos dados das observações investigadas.

### Modos de operação das câmeras EPIC e filtros ópticos

As câmeras EPIC podem ser operadas em diversos modos, controlando-se a quantidade de CCDs ativos durante a exposição e/ou os pixels a serem lidos em certos CCDs. Como resultado, têm-se diferentes resoluções temporais e limites máximos toleráveis do fluxo da fonte a ser observada – de modo a não ocorrer saturação no processo de transferência de dados satélite-Terra (telemetria) e também minimizar o *pile-up*<sup>4</sup>. Do ponto de vista observacional, obedecidas as condições de fluxo, opta-se por uma melhor resolução temporal em detrimento da cobertura espacial, ou vice-versa.

Para as câmeras MOS, o modo de operação escolhido define apenas a forma de leitura do CCD central, enquanto todos os outros continuam coletando dados no modo de imageamento. Por outro lado, a câmera *pn* pode operar com a leitura total ou limitada à metade da área dos CCDs, ou operar apenas com o CCD central em diferentes modos de leitura. A Figura 2.2 apresenta os modos de operação das câmeras EPIC mais utilizados, enquanto a Tabela 2.2 resume algumas das características de todos os modos.

Os CCDs EPIC são sensíveis não somente aos raios X mas também à luz IR, visível e UV. As conseqüências diretas destes últimos fótons indesejados são o aumento do ruído, a diminuição da eficiência na detecção dos fótons X e de suas energias, e a perda de resolução espectral. De modo a minimizar essa contaminação e seus efeitos, utiliza-se filtros aluminizados e recursos eletrônicos que compensam os níveis de contaminação de fundo. As câmeras EPIC dispõem de três filtros para este fim: *thin*, *medium* e *thick*. Eles diferem entre si pela transparência, e a seleção de um deles é função da magnitude no óptico (e do tipo espectral) da fonte mais brilhante do campo, conforme Tabela 2.2. O preço pago pelo uso dos filtros é a diminuição da área efetiva das câmeras EPIC – especialmente em baixas energias ( $E \lesssim 2$  keV) –, e que é mais acentuada quando usado o filtro *thick*.

---

<sup>4</sup>A chegada de mais de um fóton em um pixel (ou em pixels adjacentes) antes deste ser lido; interfere negativamente na PSF e na resposta espectral.

---

Tabela 2.1: Instrumentos a bordo do XMM.

	MOS1 e 2	<i>pn</i>	RGS1 e 2	OM
Banda	0,15–12 keV	0,15–15 keV	0,35–2,5 keV <sup>(1)</sup>	180–600 nm
Visibilidade <sup>(2)</sup>	5–135 ks	5–135 ks	5–135 ks	5–145 ks
Sensibilidade <sup>(3)</sup>	$10^{-4}$ ergs <sup>-1</sup> cm <sup>-2</sup> <sup>(4)</sup>	$10^{-4}$ erg s <sup>-1</sup> cm <sup>-2</sup> <sup>(4)</sup>	$8 \times 10^{-5}$ fótons <sup>-1</sup> cm <sup>-2</sup> <sup>(5)</sup>	20,7 mag <sup>(6)</sup>
Campo	30' <sup>(7)</sup>	30' <sup>(7)</sup>	~5'	17'
FWHM	5''	6''	N/A	1,4''
HEW	14''	15''	N/A	1,9''
pixel	40 $\mu$ m (1,1'')	150 $\mu$ m (4,1'')	81 $\mu$ m ( $9 \times 10^{-3}$ Å)	0,476513''
$\delta t$	1,5 ms – 2,6 s	7 $\mu$ s – 200 ms	16 ms	0,5 s
$\delta E$ <sup>(8)</sup>	70 eV	80 eV	0,04/0,025 Å <sup>(9)</sup>	$\lambda/\Delta\lambda=350$ <sup>(10)</sup>

1) Rede na ordem 1 (faixa: 5–35 Å;  $\lambda[\text{Å}] \times E[\text{keV}] = 12,3984$ ).

2) Tempo total disponível para ciência, por órbita; mínimo de 5 ks.

3) Após 10 ks de observação.

4) Na faixa de 0,15–15,0 keV, em unidades de erg s<sup>-1</sup> cm<sup>-2</sup>.

5) Fluxo na linha OVII (0,57 keV) em fótons cm<sup>-2</sup> s<sup>-1</sup>, para um tempo de integração de 10 ks e uma contribuição de fundo de  $10^{-4}$  fótons cm<sup>-2</sup> s<sup>-1</sup> keV<sup>-1</sup>.

6) Detecção em 5  $\sigma$  de uma estrela A0 em 1000 s de exposição.

7) Ver Figura 2.2.

8) Em 1 keV. Na energia do Fe K $\alpha$  (6,4 keV), a resolução em energia de ambas as câmeras EPIC é de aproximadamente 150 eV.

9) Nas ordens 1 e 2, respectivamente; em 1 keV, isto corresponde a HEW  $\sim 3,2/2,0$  eV.

10) Resolução  $\lambda/\Delta\lambda$  com as redes UV e óptica.

Tabela 2.2: Modos de operação das câmeras EPIC e os filtros ópticos disponíveis.

Câmera	Modo de operação	Pixeis ativos do CCD central	Resolução temporal
MOS1 e 2	<i>Full frame</i> (FF)	600×600	2,6 s
”	<i>Large window</i> (LW)	300×300	0,9 s
”	<i>Small window</i> (SW)	100×100	0,3 s
”	<i>Timing uncompressed</i> (TU)	100×600	1,5 ms
<i>pn</i>	<i>Full frame</i> (FF)	376×384	73,4 ms
”	<i>Extended full frame</i> (EFF)	376×384	200 ms
”	<i>Large window</i> (LW)	198×384	48 ms
”	<i>Small window</i> (SW)	63×64	6 ms
”	<i>Timing</i> (TI)	64×200	0,03 ms
”	<i>Burst</i> (B)	64×180	7 $\mu$ s

Filtro	Condição <sup>a</sup>
<i>Thin</i>	$m_V \gtrsim 12$
<i>Medium</i>	$6 \lesssim m_V \lesssim 9$
<i>Thick</i>	$1 \lesssim m_V \lesssim 4$

<sup>a</sup> Função do tipo espectral da estrela mais brilhante (no óptico) do campo.

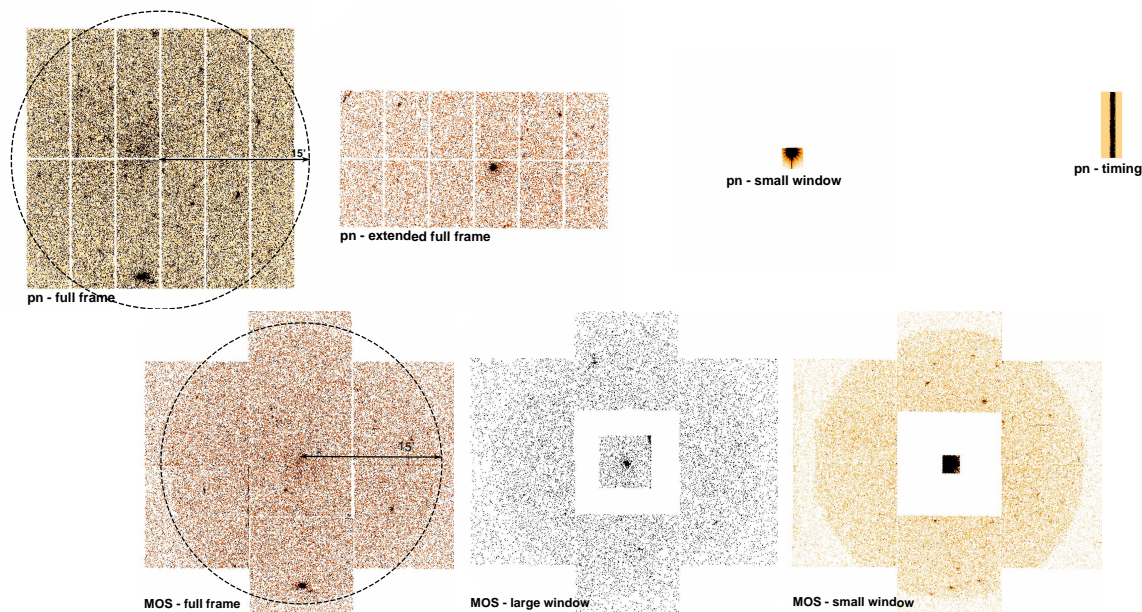


Figura 2.2: Disposição dos CCDs das câmeras *pn* (imagens do topo) e MOS1, e seus principais modos de operação. A câmera MOS2 é girada em 90° em relação a MOS1, de modo que compensem entre si as áreas mortas entre CCDs.

## 2.2.2 Tratamento dos dados

Em poucas palavras, o tratamento inicial dos dados do XMM visa identificar os fótons coletados e caracterizar suas energias, os tempos de chegada e as coordenadas espaciais associadas à fonte emissora, e acumular estas informações nos chamados “arquivos de eventos”. Esta etapa é realizada a partir de diversos programas especialmente elaborados para o processamento dos dados do XMM e que constituem o pacote SAS (*Scientific Analysis Subsystem*)<sup>5</sup>. A investigação científica dos dados, por sua vez, é feita a partir de um série de outros programas apropriados à análise a ser realizada (c.f. próximas seções).

Os dados do XMM são previamente calibrados antes de sua distribuição (processo de *pipeline*). Todavia, a criação de novos arquivos de eventos se faz necessária nos casos em que a versão do SAS a ser utilizada pelo usuário seja mais recente do que a versão que foi utilizada pelo *pipeline*, e recomendada quando os arquivos de calibração disponibilizados pela equipe do satélite tenham sido atualizados. Os arquivos de calibração compõem o *Current Calibration Files* (CCF), e têm como objetivo otimizar os modelos físicos que descrevem as respostas das câmeras (incluindo as respostas dos espelhos e detectores, e transmissão dos filtros<sup>6</sup>) face a variáveis que são dependentes do tempo, como contaminação do detector, mudanças de ganhos ou eficiência de transferência de carga nos CCDs. Estes e outros efeitos se traduzem numa dependência temporal da área efetiva e da PSF<sup>7</sup> com a energia dos fótons e com a posição de detecção na câmera, e da precisão com que as coordenadas das fontes podem ser derivadas (astrometria). O reprocessamento dos dados é feito de modo não-interativo através das ferramentas EMPROC, EPPROC e RGSPROC, as mesmas utilizadas pelo *pipeline*, para as câmeras MOS, *pn* e RGS, respectivamente. Todas as observações aqui tratadas foram reprocessadas, de modo a garantir a máxima qualidade dos dados disponível no momento da investigação.

Os fótons detectados pelo satélite são entendidos como eventos. Eventos únicos são aqueles associados à detecção em um só pixel de um dos CCD, eventos de padrão duplo, triplo e quádruplo associados a dois, três e quatro pixeis. A partir daí os eventos perdem a significância, e são considerados como espúrios. Nessa caracterização, as posições relativas dos pixeis envolvidos na detecção são levadas em conta de modo a aumentar a probabilidade de que se trata de uma detecção real. A Figura 2.3 ilustra os padrões mais relevantes. Uma das etapas no tratamento dos dados é a seleção dos eventos que serão utilizados. Utiliza-se eventos únicos e duplos para a câmera *pn* ( $pattern \leq 4$ ) e até triplos para as câmeras MOS ( $pattern \leq 12$ ) seguindo a recomendação da equipe do satélite (XMM-SOC-CAL-TN-0018). Em alguns casos, haja vista que os eventos simples são os de melhor resolução espectral, opta-se por utilizar somente este tipo de eventos para análises espectrais com a câmera *pn* – em particular, utilizamos deste recurso na investigação das linhas do complexo Fe K $\alpha$  quando o ganho em resolução compensava a diminuição da razão sinal-ruído pela eliminação de dados de padrão duplo.

O XMM – como todos os satélites – é constantemente bombardeado por partículas de origem solar (em geral prótons de baixas energias) ao longo de sua órbita. Como consequência deste fenômeno têm-se o aumento da contaminação de fundo e a degradação da observação, em

---

<sup>5</sup><http://xmm.vilspa.esa.es/>

<sup>6</sup>Fração dos fótons incidentes que passam através do filtro.

<sup>7</sup>*Point Spread Function*: distribuição espacial da luz no plano focal em resposta a uma fonte pontual monocromática observada. Embora a forma da PSF seja complexa, o perfil radial médio pode ser (e é atualmente) descrito por uma função de King:  $PSF = A[1+(r/r_0)^2]^{-\alpha}$ , sendo  $r_0$  – o raio do núcleo – e  $\alpha$  dependentes da energia e da posição em relação ao eixo focal.

---



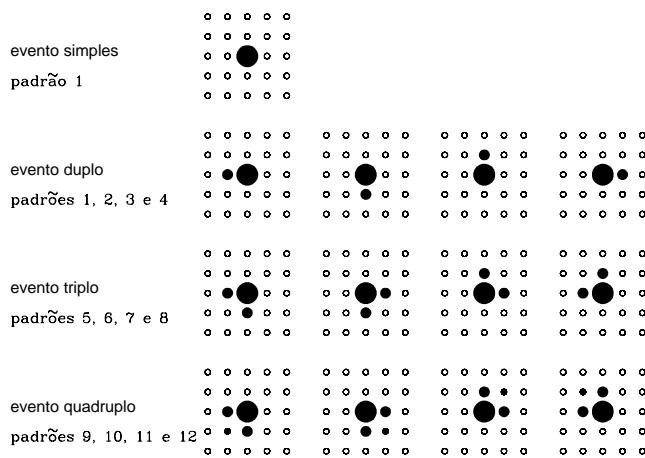


Figura 2.3: Os eventos *pn* e MOS, e os padrões de detecção. Os círculos representam os pixels e suas cargas: círculos abertos quando nenhum evento é detectado acima do limite de *threshold* e círculos fechados para detecções positivas, cujos tamanhos representam a carga.

adição às contaminações clássicas por fontes astrofísicas de fundo, reflexão de fontes fora do campo de visão, ruídos induzidos por raios cósmicos, fluorescência do material estrutural do satélite e ruído eletrônico, dentre outras. De modo a identificar e excluir da análise períodos de forte contaminação por partículas solares numa dada câmera, constrói-se uma curva de luz a partir dos eventos detectados por todos os CCDs ao longo de toda a observação. Somente eventos simples com  $E > 10$  keV são incluídos nessa análise, uma vez que é esperado que as fontes de raios X não contribuam de modo significativo nesta faixa de energia e portanto esta escolha permite detectar mais facilmente a contaminação por partículas solares. O limite em contagens acima do qual a contaminação é assumida como intensa depende basicamente da intensidade da fonte a ser investigada, num compromisso com a razão sinal-ruído resultante, e da análise proposta – as investigações espectrais são mais sensíveis do que as temporais, que em geral acumulam fótons em largas faixas espectrais. É recomendado que este limite seja de 0,35 cts/s para as câmeras MOS e 1 cts/s para a *pn* (XMM-SOC-CAL-TN-0018). Após identificados os momentos de forte contaminação (tarefa TABGTIGEN/SAS), constrói-se arquivos de eventos filtrados considerando somente os eventos detectados em períodos de baixa contaminação (denominados *good time intervals*, ou GTI) (tarefa EVSELECT/SAS).

A identificação das fontes X de uma certa observação e de suas posições na esfera celeste baseia-se na construção de imagens em diferentes faixas de energia, e na aplicação de algoritmos de detecção incluídos no pacote SAS (EDetect\_CHAIN). As ferramentas de detecção e os valores padrão para os diversos parâmetros na identificação de um evento e sua significância são constantemente atualizados pela equipe do satélite. A qualidade do processo, testado via simulações, é dificilmente superada pelo usuário através da manipulação dos parâmetros e, via de regra, adota-se (como foi neste trabalho) os valores padrão (ver manual XMM para detalhes).

A contagem de fótons por unidade de tempo associada a uma certa fonte observada pelas câmeras EPIC, numa certa faixa de energia, depende da posição desta fonte no campo de visão. Este é um efeito que se deve basicamente ao *vignetting*, que é a redução da área efetiva com a distância ao eixo focal do telescópio, com uma contribuição minoritária de outros fatores – como por exemplo, a transmissão do filtro óptico. A grosso modo, a dependência espacial é radial tal que a contagem observada é maior se a fonte é detectada no centro da câmera e menor nas bordas. Como a degradação da contagem é distinta para energias distintas, é preciso corrigi-la de modo que a distribuição dos fótons detectados em energia espectral represente a

que deve ser observada. Esta correção é especialmente aplicada aos espectros, com a construção de matrizes de resposta (RMF e ARF) a partir das rotinas RMFGEN e ARFGEN.

Os produtos finais para análises científicas são as imagens, espectros e curvas de luz (ou os tempos de chegada dos fótons), extraídos dos arquivos de eventos pré-processados como brevemente descrito acima. A construção de imagens antecede a obtenção dos demais produtos, uma vez que é a partir das imagens que são definidas as regiões espaciais das quais serão extraídos os eventos que constituirão os espectros e curvas de luz, da fonte+*background* e do *background*. A região “fonte+*background*” é sempre centrada na fonte em análise, englobando os fótons da fonte. Cuidados devem ser tomados afim de excluir a contribuição de fontes próximas identificadas e eventuais trechos mortos entre os CCDs. A região de *background* deve, por definição, excluir fontes identificadas, e ser o mais próximo possível da fonte – de modo a representar a contribuição de fundo “local” –, de preferência sobre o mesmo CCD da fonte – para minimizar erros de leitura e ganhos diferenciais entre CCDs, por exemplo –, e excluir colunas que passem por fontes brilhantes – para evitar eventos *out-of-time*<sup>8</sup>. Finalmente, os dados acumulados nas regiões de interesse são utilizados na construção de espectros e curvas de luz.

## 2.3 Análises espectrais

### 2.3.1 Raios X

Os ajustes dos espectros em raios X aqui tratados foram feitos com o programa Xspec<sup>9</sup> v11.3. A seguir serão brevemente descritos o processo de modelagem, a metodologia aplicada e os modelos utilizados.

#### Modelagem

A detecção dos fótons X é realizada em canais (discretos) de energia. A contagem dos fótons X por um canal  $I$  de energia é dada por:

$$C(I) = \int_0^{\infty} f(E)R(I,E)dE ,$$

onde  $E$  é a energia,  $f(E)$  é o espectro da fonte e  $R(E,I)$  é a resposta instrumental. Para o processamento com o Xspec, os canais de energia são agrupados de modo que o valor integrado de contagem por unidade de tempo seja equivalente (ou ligeiramente superior, por ser a soma de valores discretos) a um certo valor. Os dados seguem a distribuição de Poisson. Agrupando-os, aproxima-se de uma distribuição Gaussiana que permite o uso da “estatística  $\chi^2$ ”. Em geral utiliza-se uma taxa de 25 contagens/segundo como limite inferior para o agrupamento em energia. Para uma dada taxa adotada, quanto mais brilhante for a fonte menor será a dimensão do *bin* em energia.

O pacote Xspec utiliza a seguinte lógica na modelagem de um espectro observado: os parâmetros livres de um dado modelo teórico são manipulados de forma que o espectro predito  $C_p(I)$  seja compatível com os dados observados  $C(I)$ . Em geral é utilizada a “estatística

<sup>8</sup>Quando um fóton atinge o CCD durante o processo de leitura dos dados, contaminando a informação coletada por pixels localizados ao longo da coluna que participa da transferência dos dados associados à fonte brilhante.

<sup>9</sup><http://heasarc.gsfc.nasa.gov/docs/xanadu/xspec/>

Tabela 2.3: Alguns exemplos de valores de  $\Delta\chi^2$  utilizados na determinação dos intervalos de confiança dos parâmetros de um ajuste espectral.

Nível de confiança	Número de parâmetros livres		
	1	2	3
0,68	1,00	2,30	3,50
0,90	2,71	4,61	6,25
0,99	6,63	9,21	11,30

$\chi^2$ ” para avaliar a concordância entre o espectro sintético, previsto pelo modelo adotado, e o espectro observado:

$$\chi^2 = \sum [C(I) - C_p(I)]^2 / [\sigma(I)]^2 ,$$

onde  $\sigma(I)$  é o erro associado ao canal  $I$ , estimado por  $[C(I)]^{1/2}$  se  $C(I)$  são contagens.  $\chi^2$  está relacionado com o número de graus de liberdade do modelo e com o nível de confiança do ajuste. Sendo  $n_c$  o número de canais utilizados, e  $p$  o número de parâmetros do modelo utilizado, o número de graus de liberdade do ajuste é dado por  $\nu = n_c - p$ . Diz-se que um ajuste descreve satisfatoriamente a observação quando se tem  $\chi^2 \sim \nu$ , e portanto “ $\chi^2$  reduzido” ( $\chi^2_\nu \equiv \chi^2/\nu$ )  $\sim 1$ . Via de regra, se:

- $\chi^2_\nu \gg 1$ , o ajuste é ruim.
- $\chi^2_\nu \ll 1$ , em geral os erros associados aos dados foram superestimados.

O intervalo de confiança de um dado parâmetro é calculado variando este parâmetro até que o valor de  $\chi^2$  aumente por uma quantidade  $\Delta\chi^2$  acima do valor referente ao melhor ajuste (ver Manual Xspec). O valor  $\Delta\chi^2$  depende do nível de confiança desejado e do número de parâmetros do modelo cujo intervalo de confiança está sendo calculado (ver Tabela 2.3 para alguns casos típicos).

### Modelos utilizados

Os modelos utilizados para descrever os espectros em raios X das diversas fontes investigadas neste trabalho, combinados adequadamente de acordo com o caso, são descritos a seguir. Eles são classificados como aditivos, A(E), quando representam a emissão intrínseca da fonte – p.ex.: emissão térmica de um plasma – ou modelos multiplicativos, M(E), quando modificam os modelos aditivos – p.ex.: absorção fotoelétrica, que deve ser sempre levada em conta. Apresentamos também os principais mecanismos físicos envolvidos e exemplos de aplicações em fontes astrofísicas.

- WABS e PHABS

Ambos quantificam as absorções fotoelétricas que afetam os fótons emitidos pela fonte X, seja por absorção interestelar seja por absorção local, intrínseca à própria fonte ou ao meio em sua vizinhança. Estes são modelos do tipo multiplicativo, sempre utilizados (um ou outro) em todas as análises espectrais descritas neste trabalho.

O código WABS utiliza as seções de choque de Morrison & McCammon (1983), a partir da tabela de abundâncias de Anders & Ebihara (1982). Por outro lado, o *phabs* é flexível quanto as tabelas de seções de choque e abundâncias (sendo as tabelas padrão as de Balucinska-Church & McCammon (1992) e Morrison & McCammon (1983), respectivamente). Neste segundo código as seções de choque de 17 elementos (He, C, N, O, Ne, Na, Mg, Al, Si, S, Cl, Ar, Ca, Cr, Fe, Co e Ni) são calculadas separadamente, levando em conta as abundâncias relativas de acordo com a tabela de abundâncias utilizada, e finalmente convertidas numa seção de choque efetiva. O parâmetro de saída de ambos os modelos, WABS ou PHABS, é o equivalente em absorção fotoelétrica expresso em densidade de coluna de Hidrogênio ( $N_H$ ; em unidades de  $\text{cm}^{-2}$ ):

$$M(E)_{wabs,phabs} = \exp[-N_H\sigma(E)], \quad (2.1)$$

onde  $\sigma(E)$  é a seção de choque efetiva. Adotamos as tabelas padrão em ambos os modelos, tanto para as abundâncias quanto para as seções de choque.

- BREMSS

O BREMSS é um modelo de emissão térmica pelo processo *bremsstrahlung*<sup>10</sup>. A radiação *bremsstrahlung* ocorre devido ao espalhamento de elétrons livres pelos íons que compõem um plasma, no qual a distribuição de velocidade dos elétrons segue a distribuição de Maxwell-Boltzmann:

$$f(v) = 4\pi \left( \frac{m}{2\pi kT} \right)^{3/2} v^2 \exp\left(-\frac{mv^2}{2kT}\right). \quad (2.2)$$

A emissividade *bremsstrahlung* ( $\epsilon$ ) está relacionada com a temperatura e densidades eletrônica e iônica do gás emissor:

$$\epsilon \propto T^{1/2} n_e n_I. \quad (2.3)$$

Do ponto de vista astrofísico, esse tipo de radiação é observado em plasmas como o gás que permeia aglomerados de galáxias, por exemplo.

Os parâmetros do modelo BREMSS são a temperatura e uma constante de normalização (Karzas & Latter 1961; Kellogg et al. 1975):

$$K = \frac{3,02 \times 10^{-15}}{4\pi D^2} \int n_e n_i dV, \quad (2.4)$$

onde  $D$  é a distância da fonte, em cm, e  $n_e$  e  $n_i$  são as densidades de elétrons e iônica, respectivamente, em unidades de  $\text{cm}^{-3}$ . A integral de volume é definida como “medida de emissão” (ME) do plasma, em unidades de  $\text{cm}^{-3}$ :

$$ME_{bremss}(\text{cm}^{-3}) \sim 3,9619 \times 10^{52} \left( \frac{d}{pc} \right)^2 K. \quad (2.5)$$

---

<sup>10</sup>Do alemão *bremsen*, freiar, e *strahlung*, radiação: ou radiação de “desaceleração”.

- MEKAL/VMEKAL

O modelo MEKAL descreve o espectro em raios X de um gás quente, opticamente fino<sup>11</sup>, e inclui linhas em emissão de vários elementos (He, C, N, O, Ne, Na, Mg, Al, Si, S, Ar, Ca, Fe, e Ni) sobrepostas a um contínuo do tipo *bremsstrahlung* (Arnaud & Rothenflug 1985; Mewe et al. 1985, 1986; Kaastra 1992). O VMEKAL é uma variante do MEKAL que permite ao usuário ajustar individualmente as abundâncias de cada elemento. Este tipo de modelo vem sendo largamente aplicado em diversos cenários astrofísicos. Dentre eles, na descrição do espectro em raios X de coroas estelares, do choque de ventos de estrelas quentes próximas, da emissão oriunda da região entre a superfície de um objeto compacto e a borda interna do disco de acreção que o envolve (*boundary layer*), da emissão por choques em colunas de acreção, dentre outros.

São seis os parâmetros de tais modelos: (1) a temperatura do plasma; (2) a densidade volumétrica de Hidrogênio; (3) as abundâncias dos elementos citados acima (no MEKAL as abundâncias dos elementos variam juntas, como um fator multiplicativo único em relação àquelas solares; no VMEKAL a abundância de cada elemento é permitida variar individualmente); (4) o *redshift* da fonte em análise; (5) um parâmetro (*switch*) que define se o modelo será calculado ou interpolado a partir de uma tabela pré-determinada; e (6) uma constante de normalização ( $K$ ) dada por:

$$K = \frac{10^{-14}}{4\pi[D_A(1+z)]^2} \int n_e n_H dV, \quad (2.6)$$

onde  $D_A$  é a distância de tamanho angular da fonte (em cm), e  $n_e$  e  $n_H$  são a densidade de elétrons e de Hidrogênio em  $\text{cm}^{-3}$ , respectivamente. Para fontes Galácticas,  $z = 0$ , e da equação acima temos que:

$$ME_{mekal}(\text{cm}^{-3}) \sim 1,1965 \times 10^{52} \left(\frac{d}{pc}\right)^2 K. \quad (2.7)$$

Quando utilizado o modelo MEKAL (e modelos equivalentes), adotamos a tabela de abundâncias padrão do modelo de Anders & Grevesse (1989).

- CEMEKL/CEVMKL

O CEMEKL é um modelo de emissão a múltiplas temperaturas construído a partir do código MEKAL, em que as medidas de emissão dos diversos plasmas seguem uma lei de potência da temperatura:  $EM \propto (T/T_{max})^\alpha$ . O CEVMKL é uma variante do CEMEKL tal como o VMEKAL é para o MEKAL. Um processo adiabático implica em  $\alpha = 1$ . Com exceção do parâmetro  $\alpha$  e da temperatura, que aqui representa a temperatura máxima do perfil citado acima, os parâmetros do CEMEKL (e CEVMKL) são os mesmos do modelo MEKAL (e VMEKAL).

Estes modelos vêm sendo aplicados, por exemplo, na descrição do espectro de algumas Variáveis Cataclísmicas, nas quais devem representar o resfriamento do plasma ao longo da *boundary layer* (mais quente na borda interna do disco de acreção) em sistemas com

---

<sup>11</sup>Situação em que o plasma é transparente à radiação que produz.

anãs brancas com campo magnético de baixa intensidade, e o resfriamento ao longo da coluna de acreção em *Polares Intermediárias*, nos quais a anã branca acretora possui um campo magnético intenso.

- POWER LAW

O POWER LAW é uma descrição do espectro por uma lei de potência, tipicamente observado em processos não-térmicos – como espalhamento Compton inverso e radiação *synchrotron*, por exemplo. Espectros dessa natureza são vistos em remanescentes de supernovas, microquasares, estrelas de nêutrons acretantes, núcleos ativos de galáxias, dentre outros.

O modelo de lei de potência é dado por:

$$A(E)_{pl} = KE^{-\Gamma}, \quad (2.8)$$

onde os parâmetros são  $K$ , uma constante de normalização em unidades de fótons  $\text{keV}^{-1} \text{cm}^{-2} \text{s}^{-1}$ , e  $\Gamma$  (adimensional) o índice de potência.

O perfil de tipo lei de potência pode ser modificado pelo modelo multiplicativo *highcut*, tal que:

$$M(E)_{cut} = \begin{cases} 1, E \leq E_C \\ \exp[(E_C - E)/E_f], E \geq E_C \end{cases}. \quad (2.9)$$

$E_C$  é portanto uma energia de “transição”, conhecida na literatura como energia de *cut-off*, e define um limite a partir do qual ocorre um decaimento exponencial do perfil do espectro.  $E_f$ , também em unidades de energia (keV) e conhecida como *e-folding energy*, define a forma do perfil no caso em que  $E \geq E_C$ . Espectros deste tipo são comumente observados em sistemas Be/X clássicos, com  $E_C$  da ordem de 15 keV.

- BBODY

Espectro de corpo negro, parametrizado pela temperatura (T) da fonte e por uma constante de normalização  $K$ :

$$A(E)_{bb} = \frac{K \times 8,0525E^2 dE}{(kT)^4 [\exp(\frac{E}{kT}) - 1]}. \quad (2.10)$$

A constante de normalização é definida tal que  $K = L_{39}/d_{10}^2$ , onde  $L_{39}$  e  $d_{10}$  são a luminosidade e a distância da fonte dados em unidades de  $10^{39} \text{erg s}^{-1}$  e 10 kpc, respectivamente.

Uma emissão do tipo corpo negro pode vir dos pólos quentes de estrelas de nêutrons acretantes, de discos de acreção e da queima nuclear estável nas superfícies de anãs brancas em sistemas *supersofts*, por exemplo.

- GAUSSIAN

Linha com perfil gaussiano (LG):

$$A(E)_g = K \frac{1}{\sigma\sqrt{2\pi}} \exp \left[ -\frac{(E - E_l)^2}{2\sigma^2} \right], \quad (2.11)$$

onde  $E_l$  e  $\sigma$  são a energia do centróide da linha e sua dispersão, respectivamente.  $K$  é uma constante de normalização dada em unidades de fótons  $\text{cm}^{-2} \text{s}^{-1}$ , e portanto uma medida do fluxo associado à linha.

### 2.3.2 Óptico

Neste trabalho analisamos diversos espectros no óptico e infravermelho de algumas das estrelas Be estudadas. Em todos os casos, a pré-redução dos dados (correção por *bias*, *flat* e calibração em comprimento de ondas) foram realizadas por C. Motch, I. Negueruela ou J. Torrejón usando procedimentos padrão dos programas ESO-Midas<sup>12</sup> e Iraf<sup>13</sup>. A investigação científica foi feita neste trabalho, e visou a classificação espectral das estrelas, a busca por variações de velocidades radiais e, por fim, a verificação da presença, estabilidade e uma análise qualitativa da extensão de seus discos circunstelares. Para isso, utilizamos o programa Midas na (i) identificação de linhas espectrais, (ii) na caracterização de velocidades radiais em linhas fotosféricas e (iii) na medida de larguras equivalentes (EW).

## 2.4 Análises temporais (de raios X)

### Xronos/Ftools

O Ftools<sup>14</sup> é um conjunto de programas de manipulação de arquivos de dados no formato *fits* (*Flexible Image Transport*;) (Blackburn 1995). O Xronos é um de seus pacotes, e reúne programas destinados à análise temporal. Destes, foram usados neste trabalho:

- LCMATH - na subtração da contribuição de fundo (*background*) de curvas de luz brutas, ou adição de curvas de luz. (Por exemplo, combinando resultados das diferentes câmeras EPIC).
- LCURVE - na construção de curvas de luz, dureza da fonte em função do tempo e diagramas cor-cor.
- LCSTATS - na análise estatística preliminar de séries temporais; em especial nos estudos de variabilidade da fonte.

<sup>12</sup>European Southern Observatory Munich Image Data Analysis System. (<http://www.eso.org/projects/esomidas/>).

<sup>13</sup>Image Reduction and Analysis Facility, escrito e suportado pelo grupo de programadores IRAF do *National Optical Astronomy Observatories (NOAO)* em Tucson, Arizona, e operado pela *Association of Universities for Research in Astronomy (AURA)*, em acordo com a *National Science Foundation*. (<http://iraf.noao.edu/>).

<sup>14</sup>(<http://heasarc.gsfc.nasa.gov/ftools/>).

- POWSPEC - no cálculo do espectro de potência de séries temporais. O espectro de potência descreve como a potência de um sinal, ou série temporal, varia em função da frequência via transformada de Fourier (similar ao Lomb-Scargle apresentado a seguir).
- AUTOCOR - no cálculo de funções de autocorrelação de séries temporais. A *função de autocorrelação* é uma ferramenta matemática útil na busca por padrões repetitivos – eventualmente periódicos – de uma série temporal. Na prática, a autocorrelação é uma medida do quão bem uma série temporal se associa com uma versão dela própria, deslocada no tempo, em função de tal deslocamento. Para uma função  $f(t)$  real, a “autocorrelação” devido a um deslocamento  $\tau$  na variável da função é definida como:

$$R(\tau) \propto \int_{-\infty}^{+\infty} f(t)f(t-\tau)dt .$$

No caso de sinais discretos, tais como curvas de luz  $c(t)$ , temos que:

$$R(\tau) \propto \sum_t c(t)c(t-\tau) .$$

### Lomb-Scargle (Scargle 1982)

Ao longo deste trabalho utilizamos o periodograma Lomb-Scargle (Scargle 1982) via ambiente Midas ou Fortran (utilizando códigos do *Numerical Recipes*) – de acordo com a conveniência prática mas sem perda de qualidade, uma vez que ambos são equivalentes entre si. Este é um periodograma desenvolvido para análise temporal de dados espaçados eventualmente de modo irregular, e portanto de especial interesse quando a busca por sinais periódicos se dá a partir da associação de curvas de luz obtidas em épocas distintas. Além disso, é notável a sua utilidade no estudo de sinais com variações em grandes escalas de tempo (> centenas de segundos).

Suponhamos que o conjunto de dados no qual é feita a busca por periodicidade(s) seja composto por  $N$  pontos:  $h_i \equiv h(t_i)$ ,  $i = 1, \dots, N$ . Para uma curva de luz contínua,  $N$  representa o número de intervalos de tempo discretos (*bins*) e  $h(t_i)$  a taxa de contagem associada ao  $i$ -ésimo *bin*. A média e a variância dos dados são:

$$\bar{h} \equiv \frac{1}{N} \sum_1^N h_i \quad \text{e} \quad \sigma^2 \equiv \frac{1}{N-1} \sum_1^N (h_i - \bar{h})^2 . \quad (2.12)$$

A “potência espectral” de um sinal é uma função da frequência angular  $\omega \equiv 2\pi f$ , e no Lomb-Scargle é definida por:

$$P(\omega) = \frac{1}{2\sigma^2} \left\{ \frac{[\sum_j (h_j - \bar{h}) \cos \omega(t_j - \tau)]^2}{\sum_j \cos^2 \omega(t_j - \tau)} + \frac{[\sum_j (h_j - \bar{h}) \sin \omega(t_j - \tau)]^2}{\sum_j \sin^2 \omega(t_j - \tau)} \right\} , \quad (2.13)$$

onde  $\tau$  é dado por:

$$\tan(2\omega\tau) = \frac{\sum_j \sin(2\omega t_j)}{\sum_j \cos(2\omega t_j)} . \quad (2.14)$$



Quanto maior a potência associada a uma certa frequência, maior a chance de haver uma modulação em tal frequência nos dados analisados. Do ponto de vista estatístico, um resultado é significativo se for improvável que tenha ocorrido por acaso. A probabilidade de obter por acaso uma potência de valor  $P$ , tendo a busca se estendido até o limite (em frequência) de Nyquist, pode ser estimada por:

$$Prob(> P) = 1 - (1 - e^{-P})^N, \quad (2.15)$$

e é uma medida da significância do sinal. Diz-se que o nível de significância de um sinal é de 0,01, por exemplo, quando  $Prob$  é de 1%. Invertendo a equação acima, a potência  $P_{lim}$  para a qual o limite de confiança é de  $Prob$  é:

$$P_{lim} = -\ln[1 - (1 - e^{-Prob})^{1/N}]. \quad (2.16)$$

### $Z_n^2$ (Buccheri et al. 1983)

O  $Z_n^2$  é um periodograma baseado no método Rayleigh, e aplica o tempo de chegada dos fótons detectados a uma análise de Fourier. Este método tem se mostrado útil na detecção de sinais periódicos em altas frequências associados à rotação de objetos compactos (Buccheri et al. 1983), e será largamente empregado neste trabalho.

O tempo de chegada de cada fóton é reduzido ao valor da fase ( $\phi$ ) no intervalo de 0 a 1, tal que para o  $j$ -ésimo fóton temos:

$$\phi_j[0; 1] = \text{parte fracional de } [f(t_j - T_0) + \dot{f}(t_j - T_0)^2/2 + \dot{f}(t_j - T_0)^3/6], \quad (2.17)$$

onde  $t_j$  é o tempo de chegada do fóton em questão e  $T_0$  o tempo do primeiro fóton detectado. Entretanto, nos casos investigados neste trabalho podemos supor que  $\dot{f} = 0$  uma vez que o objetivo é determinar primeiramente a existência de um sinal periódico em nossos alvos, reduzindo portanto o valor de  $\phi_j$  ao primeiro termo da Equação 2.17.

O espectro de potência  $Z_n^2$  é calculado a partir da equação:

$$Z_n^2 = \frac{2}{N_f} \sum_{k=1}^n \left\{ \left[ \sum_{j=1}^{N_f} \cos(k\phi_j) \right]^2 + \left[ \sum_{j=1}^{N_f} \sin(k\phi_j) \right]^2 \right\}, \quad (2.18)$$

onde  $n$  é o número de harmônicos incluídos no cálculo da potência, e  $N_f$  é o número de fótons. Com base no mesmo argumento que usamos para considerar  $\dot{f} = 0$  (vide acima), consideramos o caso em que  $n = 1$ .

O número de experimentações independentes ( $\aleph$ ) na faixa de frequências  $\Delta f = [f_{\min}; f_{\max}]$  analisada pode ser estimado por:

$$\aleph = \Delta f \times T_{\text{obs}}. \quad (2.19)$$

A variável  $Z_n^2$  segue a função de probabilidade do  $\chi^2$  com  $2 \times n$  graus de liberdade. Assim, para o primeiro harmônico ( $n = 1$ ), a probabilidade  $\rho$  de obter um falso pico de potência  $Z_{n=1}^2$  em  $\aleph$  “experimentações” independentes é:

$$\rho = \aleph \exp(-Z_{n=1}^2/2), \quad (2.20)$$

que corresponde a detecção de pulsações em um nível de confiança de:

$$C(\%) = (1 - \rho) \times 100 . \quad (2.21)$$

Assumindo que um sinal detectado com  $Z_{n=1}^2 = Z_{n=1,\max}^2$  é senoidal, a “fração pulsada” equivalente é dada por:

$$f_p(\%) = (2 \times Z_{n=1,\max}^2 / N_f)^{1/2} , \quad (2.22)$$

e é uma medida da amplitude máxima de um sinal periódico.

Um programa em linguagem Fortran foi desenvolvido de modo a calcular o  $Z_n^2$ , e associado à ferramentas do CFITSIO de modo a ler diretamente os arquivos de eventos do XMM. O código consiste em determinar: o número de fótons ( $N_f$ ) e o tempo ( $t_j$ ) associado a cada um, os valores de  $\phi$  e, finalmente, os valores de  $Z_n^2$  em função da frequência  $f$  (Eq. 2.18). Como parâmetros de entrada temos: os limites do intervalo  $[f_{\min}; f_{\max}]$  de frequências a ser feita a busca por periodicidades, o número de harmônicos a serem analisados e o passo em frequência ( $\delta f$ ) a ser empregado. Neste trabalho, o valor de  $f_{\max}$  adotado é sempre aquele dado pela frequência de Nyquist, de  $2 \times$  a resolução temporal do instrumento em questão, de modo a identificar periodicidade em toda faixa de frequência passível de investigação. Salvo menção em contrário, o valor de  $\delta f$  é sobre-amostrado por um fator 100 em relação a largura esperada de  $\sim 1/T_{\text{obs}}$  dos picos em  $Z_{n=1}^2$ , de modo a resolver os picos detectados e portanto otimizar a detecção de picos correspondentes a sinais periódicos (Zavlin et al. 2000). Assim, adotamos  $\delta f = 0,01/T_{\text{obs}}$ .

## 2.5 Outras ferramentas

Diversas ferramentas foram utilizadas ao longo deste trabalho. Listamos aqui as principais, suas utilidades mais relevantes e os devidos agradecimentos:

- Fortran+CFITSIO: O Fortran é uma linguagem clássica de programação. O CFITSIO reúne utilitários especialmente desenvolvidos para a manipulação de arquivos no formato *fits*. Uma série de programas Fortran foram desenvolvidos por nós de modo a manipular diretamente os arquivos de dados *fits* via CFITSIO.
- PIMMS (*Portable, Interactive, Multi-Mission Simulator*): simula a equivalência entre taxas de contagens de diferentes instrumentos, ou para um mesmo instrumento em suas diferentes configurações, de acordo com diferentes modelos espectrais reproduzindo a emissão de uma dada fonte. Útil na elaboração de pedidos de tempo, e na comparação de resultados de diferentes trabalhos.
- ds9: dispositivo de visualização de imagens astronômicas, que permite a manipulação de mapas de cor e intensidade, de escala, de regiões sobrepostas às imagens (por exemplo, na determinação das regiões de extrações de espectros e curvas de luz de dados XMM), comparação visual direta entre duas ou mais imagens, dentre várias outras utilidades. *Desenvolvido pelo Smithsonian Astrophysical Observatory* (Joye & Mandel 2003).
- Aladin: programa interativo que permite ao usuário a visualização de imagens astronômicas digitalizadas e o acesso às informações das fontes conhecidas pertencentes

---

ao campo investigado e disponibilizadas em banco de dados ou catálogos (Bonnarel et al. 2000).

- *Supermongo* (SM): utilitário destinado à elaboração de figuras e manipulação algébrica de dados dispostos na forma de tabelas.
- *Midas*: conjunto de programas destinados ao tratamento de dados astronômicos, fotométricos e espectroscópicos (tal como o IRAF). Além da utilização na análise de espectros (Seção 2.3.2), o Midas foi útil na manipulação de tabelas através de seu ambiente de programação, na correlação cruzada entre tabelas, dentre outros fins.
- *SkyView*: um Observatório Virtual de imagens (do rádio aos raios gamma), de acesso público via WEB. Desenvolvido com o suporte dos programas NASA AISR e ADP (P.I. Thomas A. McGlynn) – High Energy Astrophysics Science Archive Research Center (HEASARC), NASA/ GSFC Astrophysics Science Division.
- *Ftools*: coleção de programas destinados a criar, examinar ou modificar o conteúdo de arquivo do tipo *fits* (Blackburn 1995).
- *Montage*: permite a construção de imagens mosaico a partir de observações de diversos campos, como o imageamento por *survey* realizado pelo 2MASS. Desenvolvido pela National Aeronautics and Space Administration's Earth Science Technology Office, Computation Technologies Project (Cooperative Agreement Number NCC5-626 between NASA and the California Institute of Technology), Montage é mantido pelo NASA/IPAC Infrared Science Archive (<http://montage.ipac.caltech.edu/>).

## 2.6 Procedimentos gerais

Destacamos a seguir alguns procedimentos adotados como padrão nas análises dos raios X. Salvo menção explícita contrária:

- Os tempos dos eventos tem como referência o sistema baricêntrico solar (correção via BARYCEN/SAS).
  - As curvas de luz das fontes são subtraídas da contribuição de fundo (*background*; usando a ferramenta LCMATH).
  - Quando utilizando os tempos de chegada dos fótons diretamente em análises temporais, os fótons associados à contaminação de fundo não podem ser excluídos – uma vez que o processo de exclusão é baseado no agrupamento de eventos em intervalos discretos de tempo. Entretanto, a contaminação de fundo tem seu efeito minimizado pela extração de fótons em regiões de dimensões tais que a contagem da fonte represente pelo menos 95% do total dos fótons, às custas de perda de eventos associados à fonte.
  - Análises espectrais com as câmeras MOS utilizam dados com padrão  $\leq 12$ , enquanto com a câmera *pn* somente dados com padrão  $\leq 4$  (ver definição dos padrões na Seção 2.2.2).
-

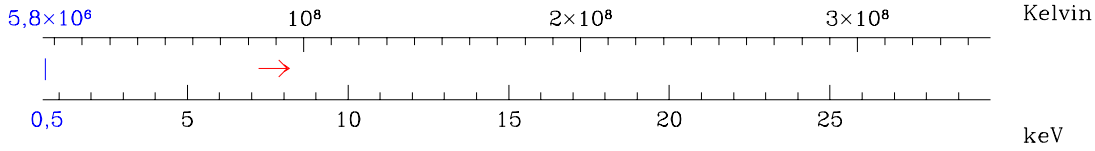


Figura 2.4: Relações entre energia e temperatura,  $E(\text{keV})/T(\text{K}) \sim 1,1605 \times 10^7$ , e energia e comprimento de onda,  $E(\text{keV}) \times \lambda(\text{\AA}) \sim 12,398$ .

- As observações são consideradas na íntegra para análises temporais, enquanto os dados em cujos tempos houve contaminação por partículas solares foram excluídos das análises espectrais. Para as câmeras EPIC, a exclusão é feita utilizando curvas de luz construídas a partir dos dados coletados por toda a câmera em questão, usando o limite de 0,4 cts/s para as câmeras MOS e 1 cts/s para a câmera *pn* (exceção para o modo *timing*, onde utilizamos 0,025 cts/s numa região de *background* restrita) para a identificação de tal contaminação. Tratando-se da câmera RGS, a análise utiliza como referência a região de amostragem de *background* padrão, com o limite de 0,2 cts/s. (Estes últimos dois limites são apropriados para o caso de  $\gamma$  Cas, o único alvo observado a partir de tais configurações instrumentais).
- Em estudos das linhas do complexo Fe  $K_{\alpha}$ , somente os dados simples (*pattern* = 1) detectados pela câmera *pn*, mas coletados durante toda a observação, são utilizados. De tal modo obtêm-se a melhor resolução EPIC possível ( $\sim 150$  eV em 6,4 keV)<sup>15</sup>, e maximiza-se a razão sinal-ruído.
- As regiões utilizadas para determinação da contribuição de fundo pertencem ao mesmo CCD das respectivas fontes em estudo, são próximas às mesmas, não contêm fontes X detectadas ou contribuições da fonte em investigação, não incluem colunas de fontes brilhantes, e tem suas áreas maximizadas em relação à da região de extração dos fótons da fonte.
- Os fluxos ( $f_x$ ) são sempre aqueles intrínsecos à fonte. Ou seja, são os fluxos observados derivados a partir do(s) modelo(s) espectral(is) adotado(s), e corrigidos por absorção.<sup>16</sup> A luminosidade (intrínseca) resultante é então estimada por:

$$L_x \sim 1,1967 \times 10^{38} (d/pc)^2 \times f_x. \quad (2.23)$$

- Os erros representam os limites do parâmetro em questão no nível de 90% de confiança.
- A Figura 2.4 apresenta a relação entre energia (eV) e temperatura (K), e entre energia e comprimento de onda (Å). Utilizamos a energia (E) e a temperatura ( $kT$ ) expressas em unidades de eV. A única exceção se dá na investigação de  $\gamma$  Cas, para a qual optamos

<sup>15</sup>XMM-Newton User's Handbook, edição 2.4.

<sup>16</sup>Na prática, obtêm-se o fluxo não-absorvido fazendo  $N_H = 0$  no modelo em questão, e calculando o fluxo a partir do comando *flux* do Xspec.

por utilizar o comprimento de onda em Å nas análises espectrais, de modo a facilitar a comparação com o trabalho de Smith et al. (2004).



---

# Capítulo 3

## $\gamma$ Cas

### 3.1 Introdução

Como apresentado no Capítulo 1,  $\gamma$  Cas foi o centro de duas grandes descobertas relacionadas à astrofísica de estrelas massivas. A primeira delas foi a detecção de linhas do espectro óptico em emissão, que resultou na revelação de uma classe hoje numerosa de estrelas massivas peculiares: as estrelas Be. Não menos importante foi o papel deste objeto no avanço do entendimento do “fenômeno Be”, do IR ao UV. A segunda descoberta foi a sua associação a uma fonte de raios X de temperatura elevada e de luminosidade moderada, cujas propriedades contrastavam com os raios X observados em outras estrelas massivas isoladas e em sistemas Be/X. Começamos o trabalho de tese com a investigação espectral e temporal dos raios X de  $\gamma$  Cas utilizando observações inéditas realizadas a partir do satélite XMM.

### 3.2 Observações

O satélite XMM observou  $\gamma$  Cas em 5 de fevereiro de 2004 por 68 ks, realizando espectroscopia X de alta resolução a partir das câmeras RGS1/2, e espectro-fotometria a partir de dados *pn* na configuração de maior resolução temporal e de moderada resolução espectral (modo *timing*). O filtro *thick* foi utilizado na câmera *pn*. A Tabela 3.1 reúne alguns dos detalhes das observações. A campanha do XMM foi a segunda ocasião em que os raios X de  $\gamma$  Cas foram observados em alta resolução espectral. A primeira delas ocorreu em 10 de agosto de 2001 por meio do satélite Chandra e foi investigada por Smith et al. (2004) – seus resultados serão extensivamente comparados aos nossos.

As observações XMM foram parcialmente contaminadas por partículas solares como mostrado na Fig. 3.1. Excluindo os dados coletados durante períodos de contaminação intensa por partículas solares, as taxas de contagem médias associadas à  $\gamma$  Cas detectadas pelas câmeras RG1, RGS2 (em 0,35–2 keV) e *pn* (em 4–10 keV) foram de  $1,024 \pm 0,004$  cts/s,  $1,245 \pm 0,005$  cts/s e  $5,27 \pm 0,01$  cts/s, respectivamente. Em todos os casos essas taxas equivalem a 97% das contagens totais (fonte + contribuição de fundo). A contribuição de fundo é no entanto negligenciável face a intensidade da fonte. Ainda que incluindo períodos de elevada contaminação, as taxas resultantes são compatíveis com as taxas apresentadas acima. Entretanto, de modo a garantir a máxima qualidade da análise espectral, optou-se por excluir os dados associados às

---

Tabela 3.1: Observações XMM de  $\gamma$  Cas.

Obs. ID	Câmera	Data	Início	T <sub>obs</sub> (ks)	GTI (% T <sub>obs</sub> )	Modo/ Filtro	cts s <sup>-1</sup> / % dos eventos
0201220101	<i>pn</i>	05/02/2004	T18:48:47	65,2	78%	TI/T	5,3 / 97% <sup>a</sup>
	<i>RGS1</i>		T17:53:26	68,6	70%	...	1,0 / 97% <sup>b</sup>
	<i>RGS2</i>		T17:58:49	68,3	70%	...	1,2 / 97% <sup>b</sup>

<sup>a</sup> Em 4–10 keV; <sup>b</sup> Em 0,35–2 keV.

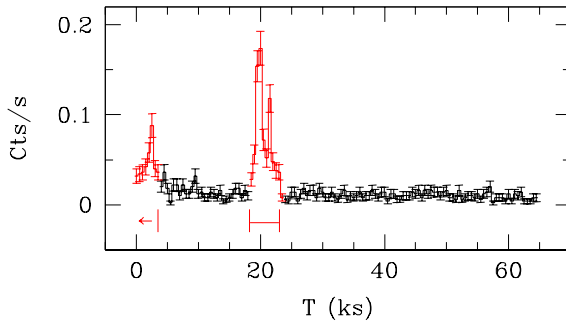


Figura 3.1: Curva de luz *pn* da contribuição de fundo (*background*) em  $E > 10$  keV, da observação de  $\gamma$  Cas. Os picos em destaque são devido à contaminação por partículas solares.

contaminações de fundo por partículas solares. Sem perda de qualidade, toda a observação (*pn*) foi utilizada nas análises temporais.

Os dados RGS1/2 são destinados especialmente à construção de espectros de alta resolução, mas permitem também a construção de curvas de luz. Entretanto, visto que a sensibilidade, resolução temporal e cobertura espectral destas câmeras são superados pela câmera *pn*, nenhum benefício resulta de sua análise temporal e os dados RGS foram utilizados somente para o seu fim maior: análises espectrais. Por outro lado, os dados *pn* foram utilizados tanto nas análises temporais quanto nas análises espectrais.

Os eventos com  $E \lesssim 0,4$  keV coletados pela câmera *pn* no modo *timing* são intensamente afetados por partículas solares e a qualidade da calibração é duvidosa (XMM-SOC-CAL-TN-0064). Por este motivo, somente o uso de eventos com  $E > 0,5$  keV é aconselhado (XMM-SOC-CAL-TN-0018). As análises temporais de  $\gamma$  Cas foram baseadas nos dados *pn* com energia  $0,8 < E$  (keV)  $< 10$ . Nas análises espectrais, visto que as câmeras RGS1/2 cobrem a faixa de energia 0,35–2,5 keV com alta resolução espectral e sensibilidade satisfatória, os dados *pn* foram utilizados como uma prolongação daquela cobertura espectral e somente eventos com  $4 < E$  (keV)  $< 10$  keV foram investigados. Assim, os dados *pn* foram especialmente úteis na análise do contínuo em “altas” energias e das linhas do complexo Fe K $\alpha$  (em  $\sim 6,7$  keV).

### 3.3 Análise espectral: média e alta resolução

A investigação do espectro de  $\gamma$  Cas se deu em três etapas. Numa primeira etapa, utilizamos os dados RGS1, RGS2 e *pn* de modo a descrever basicamente o contínuo em raios X de 0,3 a 10 keV. Em seguida, a investigação foi aprofundada na tentativa de melhor descrever as linhas



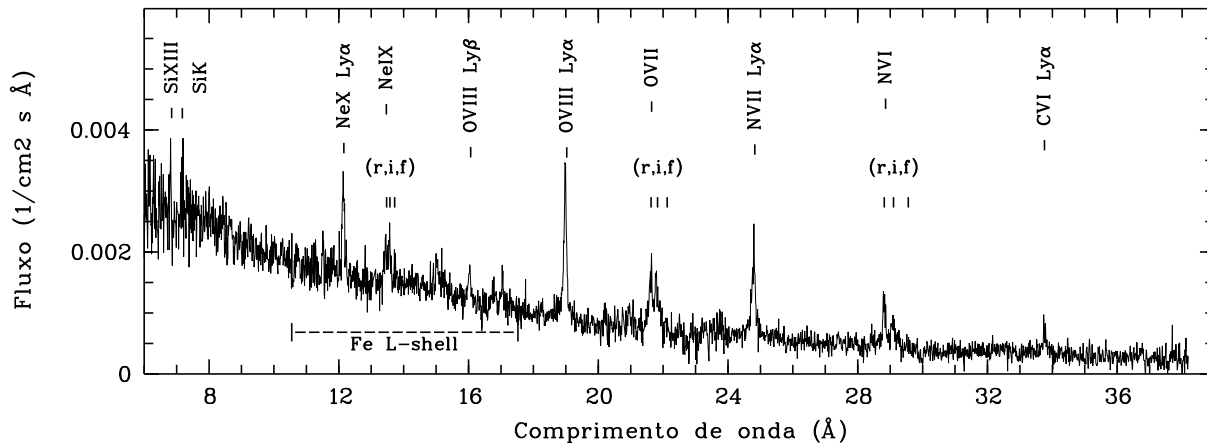


Figura 3.2: O espectro X de alta resolução de  $\gamma$  Cas (RGS1 + RGS2).

Tabela 3.2: Comprimentos de onda teóricos das principais linhas espectrais na região de cobertura do XMM.

Íon	$\lambda$ (Å)	Íon	$\lambda$ (Å)	Íon	$\lambda$ (Å)
Fe XXVI	1,780	Ne IX $f$	13,698	O VII $r$	21,602
Fe XXV	1,850	Fe XXIV	10,622	O VII $i_{(1)}$	21,796
Fe K	1,936	Fe XXIV	10,663	O VII $i_{(2)}$	21,799
Si XIII $r$	6,647	Fe XXIV/XXIII	11,029	O VII $f$	22,097
Si XIII $i_{(1)}$	6,684	Fe XXIV	11,266	N VII Ly $\alpha$	24,781
Si XIII $i_{(2)}$	6,687	Fe XVII	15,014	N VI $r$	28,792
Si XIII $f$	6,739	Fe XVII	15,266	N VI $i_{(1)}$	29,074
Si K	7,126	O VIII Ly $\beta$	16,006	N VI $i_{(2)}$	29,076
Ne X Ly $\alpha$	12,134	Fe XVII	16,780	N VI $f$	29,531
Ne IX $r$	13,447	Fe XVII	16,051	C VI Ly $\alpha$	33,736
Ne IX $i_{(1)}$	13,548	Fe XVII	17,096		
Ne IX $i_{(2)}$	13,551	O VIII Ly $\alpha$	18,969		

Notas: Dados extraídos da compilação *The Atomic Line List* v2.04 (<http://www.pa.uky.edu/~7Epete/atomic/>) e de Porquet et al. (2001) (para os tripletos  $r, i, f$  das linhas *heliônicas*). Conversão Å  $\rightarrow$  keV: keV  $\simeq$  12,398/Å.

espectrais em emissão, verificando as dependências com as temperaturas e abundâncias dos plasmas que as originam. Finalmente, investigamos os detalhes das linhas do complexo Fe K $\alpha$  utilizando-se dos dados *pn*.

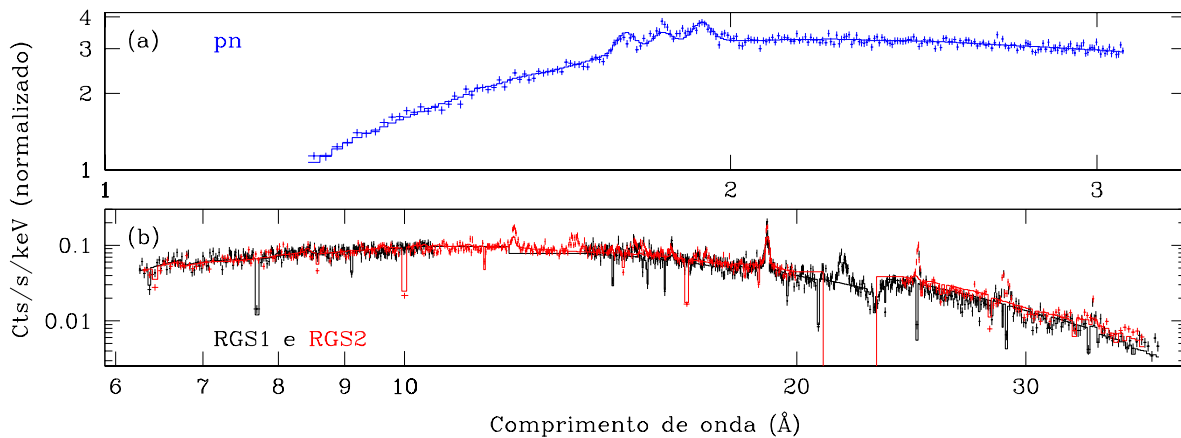


Figura 3.3: Espectros *pn* (a) e RGS (b) de  $\gamma$  Cas e sua descrição segundo um modelo 1-T.

### 3.3.1 O espectro X de $\gamma$ Cas e os modelos da literatura

A emissão em raios X de  $\gamma$  Cas se estende por toda a cobertura espectral do XMM (0,2–12 keV), e é marcada pela presença de inúmeras linhas espectrais em emissão. A Figura 3.2 apresenta o espectro RGS1+RGS2 ( $\sim 0,3$ –2,4 keV) de  $\gamma$  Cas, no qual uma série de linhas do C, N, O, Ne, Si e Fe são claramente detectadas. As linhas mais intensas são devido à transições do C VI, N II, N VI, O VII, O VIII, Ne IX e Ne X, além de algumas linhas Fe L-shell (ver Tabela 3.2 para comprimentos de onda). A presença das linhas Si XIII e Si K não é clara, mas entendemos que seja devido ao baixo sinal ruído dos espectros RGS nessa região do espectro ( $\gtrsim 1,55$  keV, ou  $\lesssim 8$  Å). O tripleto do N VI, O VII e Ne IX são detectados e, como veremos mais adiante, são importantes no diagnóstico de densidade de suas regiões de formação. Em mais altas energias, como visto no espectro *pn*, está presente o complexo Fe K $\alpha$  ( $\sim 6,7$  keV; Fig. 3.3a) resolvido em suas três componentes: a linha por fluorescência em 6,4 keV, e as linhas Fe XXV em 6,7 keV e Fe XXVI em 6,97 keV, do Fe fortemente ionizado (*heliônico* e *hidrogênico*, respectivamente).

As transições associadas às linhas observadas refletem a presença de plasmas de diferentes temperaturas contribuindo para a emissão X de  $\gamma$  Cas, como já notado por Smith et al. (2004). Antes de avançar em nossa análise, os espectros XMM serão confrontados com o modelo a uma componente térmica (1-T)<sup>1</sup>, e comparado aos ajustes de Smith et al. (2004) derivados a partir do Chandra. Desta forma, algumas das principais características espectrais de  $\gamma$  Cas serão postas em evidência imediatamente. Logo em seguida, exploraremos em detalhes o ajuste espectral dos dados XMM.

#### O modelo 1-T “clássico”

Um modelo de uma componente térmica (1-T) descreve razoavelmente bem o contínuo em raios X ao longo de todo o espectro, especialmente em  $E \gtrsim 1$  keV, e resulta numa temperatura de plasma com  $kT \sim 12,5$  keV (ver Fig. 3.3)<sup>2</sup>. Mas falha na descrição das linhas observadas em

<sup>1</sup>Daqui em diante utilizamos *i*-T para designar um modelo térmico constituído por *i* componentes do modelo MEKAL, ou eventualmente do modelo VMEKAL (Seção 2.3.1).

<sup>2</sup>Um resultado similar é obtido a partir de um modelo do tipo lei de potência, mas a presença de linhas espectrais em emissão exclui essa interpretação e confirma a natureza térmica da emissão em raios X de  $\gamma$  Cas.

Tabela 3.3: Parâmetros dos modelos espectrais de  $\gamma$  Cas segundo Smith et al. (2004).

	M1	M2	M3
$kT_1$ (keV)	0,135	0,146	0,148
$kT_2$ (keV)	0,370	0,375	0,393
$kT_3$ (keV)	1,86	3,08	2,50
$kT_4$ (keV)	12,3	12,3	12,3
$Z_{\text{Fe}} (Z_{\text{Fe},\odot})^a$	0,34	0,22	0,26
$Z (Z_{\odot})$	1,1	0,81	0,77
$N_{\text{H}} (10^{22} \text{ cm}^{-2})^b$	0,37	0,27	0,27

<sup>a</sup> Para M1 e M2,  $Z_{\text{Fe}}$  é a abundância do Fe da componente quente, enquanto para M3 esta é também a abundância do da componente “morna”. <sup>b</sup> Para M1 esta é a densidade de coluna para todas as componentes, enquanto para M2 e M3, a densidade de coluna das componentes  $kT_1$ ,  $kT_2$  e  $kT_3$  e de 75% da componente quente. Os outros 25% da componente quente são afetados pelo equivalente a uma coluna de Hidrogênio de  $10^{23} \text{ cm}^{-2}$ . Note que adotamos uma nomenclatura das componentes térmicas inversa a de Smith et al. (2004), para os quais  $kT_1$  se referia ao plasma mais quente.

baixas energias ( $E \lesssim 2,4 \text{ keV}$ ), que requerem temperaturas de plasma mais baixas. A temperatura derivada pelo modelo 1-T está de acordo com os resultados de todas as missões realizadas anteriormente e reportados na literatura (ver Tabela 1.1), cujas resoluções em energia eram insuficientes para detectar a riqueza de linhas vista nos espectros XMM (Fig. 3.2) e Chandra (Smith et al. 2004). Nossa análise confirma que a emissão de  $\gamma$  Cas é dominada por uma componente de alta temperatura que, como veremos mais adiante, representa cerca de 80–85% do fluxo total intrínseco à fonte – ou seja, corrigido por absorção fotoelétrica. Os  $\sim 15$ –20% do fluxo restante emergem de componentes térmicas de temperaturas baixas ( $kT \lesssim 3 \text{ keV}$ ) que se mostram necessárias para a descrição das linhas espectrais em emissão, e para um melhor ajuste do contínuo em baixas energias ( $E \lesssim 1 \text{ keV}$ ).

### Os modelos espectrais de Smith et al. (2004)

Smith et al. (2004) verificaram a partir de espectroscopia Chandra de alta resolução<sup>3</sup> que a emissão X de  $\gamma$  Cas pode ser descrita por um modelo a quatro plasmas: um plasma quente, que domina a emissão, e três plasmas frios. (Note entretanto que estes autores não derivaram a temperatura do plasma quente que domina a emissão X de  $\gamma$  Cas, e assumiram o valor de  $kT = 12,3 \text{ keV}$  com base em missões anteriores e que era consistente com os dados Chandra). Smith et al. (2004) apontaram também que a componente de plasma quente é bem descrita por uma composição de duas sub-componentes, uma das quais seria mais fortemente absorvida ( $N_{\text{H}} \sim 10^{23} \text{ cm}^{-2}$ ) do que a outra ( $N_{\text{H}} \sim 10^{21} \text{ cm}^{-2}$ ). Nesta etapa, verificaremos o acordo dos modelos e parâmetros derivados por Smith et al. (2004) com a nossa observação XMM.

<sup>3</sup>A resolução espectral do Chandra é da ordem de  $0,01 \text{ \AA}$  em  $1 \text{ keV}$ , e portanto  $\sim 1/3$  da melhor resolução RGS/XMM.

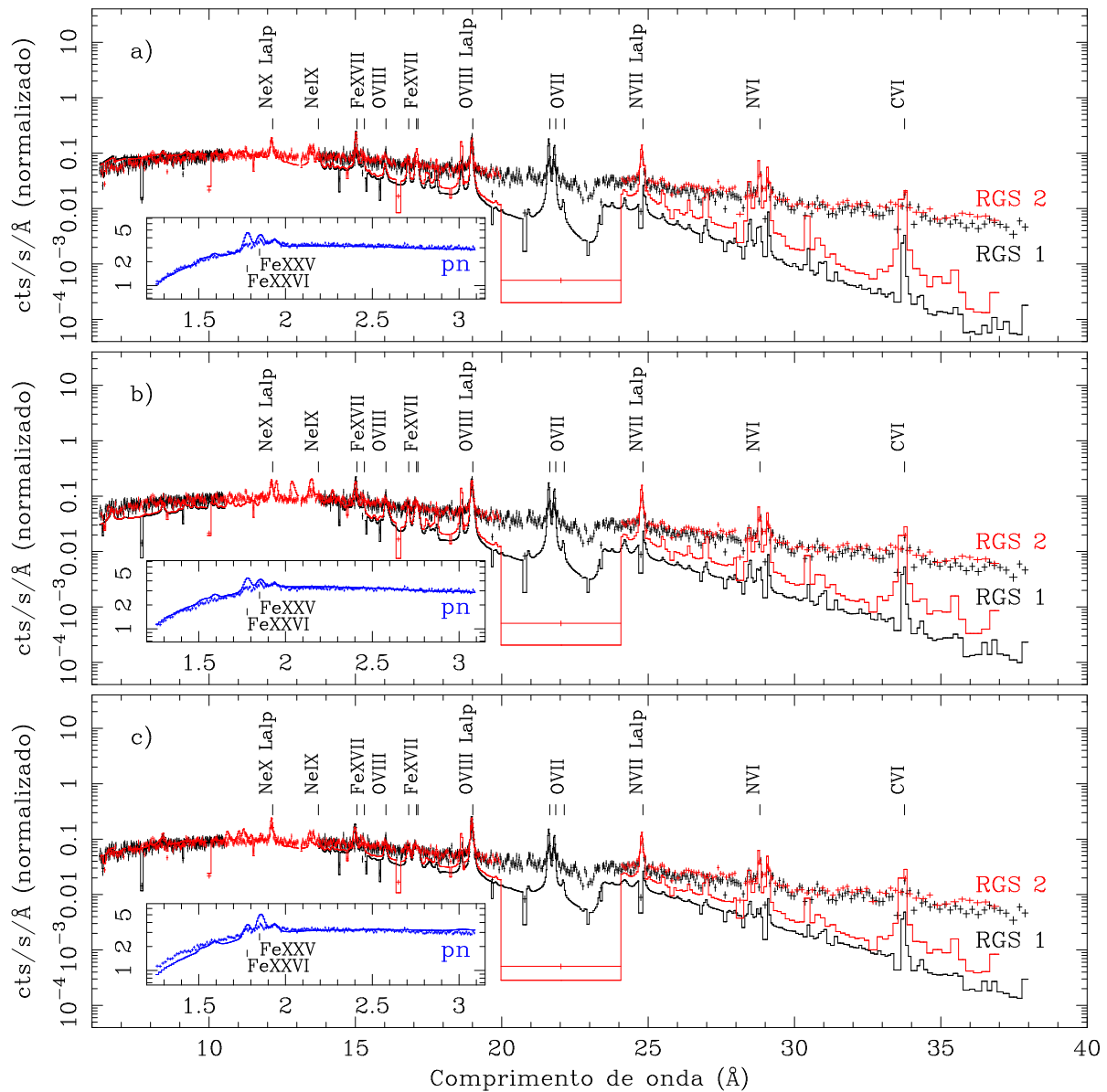


Figura 3.4: Espectros XMM de  $\gamma$  Cas e os modelos teóricos obtidos a partir de dados Chandra por Smith et al. (2004). Seguindo a Tab. 3.3: (a) para M1, (b) para M2 e (c) para M3. As linhas sólidas representam os ajustes das câmeras RGS1 e RGS2, como indicado. O ajuste e o espectro *pn* em mais altas energias são também mostrados.

Os modelos apresentados por Smith et al. (2004) são baseados em quatro componentes térmicas (Tabela 3.3). A diferença entre eles é a abundância do Fe e as colunas de absorção afetando as diferentes componentes. Em M1 e M2, a abundância dos elementos de todos os plasmas variam juntas, com exceção da abundância do Fe da componente quente, que foi um parâmetro livre durante o ajuste. Em M3, a abundância do Fe que estava livre durante o ajuste se refere aos valores dos dois plasmas mais quentes. No que diz respeito à absorção, em M1 todas as componentes são afetadas pela mesma coluna de absorção. Em M2 e M3, 75% do plasma quente são absorvidos pela mesma componente de absorção que afeta os outros plasmas, e

os outros 25% são fortemente absorvidos por uma componente individual fixa em  $N_H = 10^{23} \text{ cm}^{-2}$ . Utilizando os mesmos modelos e fixando os valores de seus parâmetros aos derivados por Smith et al. (2004), deixando somente as constantes de normalização livres, ajustamos os espectros XMM. A Figura 3.4 mostra os espectros RGS-*pn*/XMM e os três modelos de Smith et al. (2004).

Duas conclusões são evidentes desta verificação: a emissão X de  $\gamma$  Cas é menos absorvida e a abundância em Fe da componente quente é menor na observação XMM do que na observação Chandra.

### 3.3.2 Ajustando o espectro X de $\gamma$ Cas: o contínuo e as linhas espectrais

Como seguido ao longo de todo este trabalho, a análise espectral foi iniciada a partir de modelos simples – como um modelo térmico de um único plasma emissor, ou 1-T –, sendo expandida para modelos mais complexos – como múltiplas temperaturas e múltiplas colunas de absorção – somente quando os mais simples se mostraram insuficientes na modelagem. Este procedimento clássico evita uma sobre-interpretação dos dados pela inclusão de parâmetros livres decorrentes de novas componentes espectrais.

Como discutido anteriormente, o modelo 1-T mostra que a emissão X de  $\gamma$  Cas é dominada por um plasma quente que responde por praticamente todo o contínuo, especialmente para  $E \gtrsim 1 \text{ keV}$ . Entretanto, a não-descrição ou descrição parcial (com a intensidade incorreta) das linhas espectrais em baixas energias ( $E \lesssim 2,4 \text{ keV}$ ) e um pequeno excesso no contínuo em  $E \lesssim 1 \text{ keV}$  indicam a existência de plasmas mais frios. Testamos então os modelos 2-T, 3-T e 4-T, inicialmente com uma componente de absorção comum a todos os plasmas. Nessa sequência, estes modelos resultaram em melhores ajustes do contínuo e das linhas em emissão. A inclusão de mais componentes térmicas foi suportada pela melhora sucessiva dos valores do  $\chi^2_\nu$ , que evoluiu de 2,1 a 1,6 do modelo 1-T para o modelo 4-T. Mas ainda resultam em ajustes inaceitáveis. A intenção por hora é mostrar que há evidência de plasmas de diferentes temperaturas no espectro de  $\gamma$  Cas. A Tabela 3.4 apresenta o valor médio das temperaturas derivadas em cada um dos modelos. (Os erros foram omitidos aqui, pela relativamente baixa qualidade dos ajustes. Apresentaremos mais adiante os resultados de modelos que se mostram mais realistas). Dentre os modelos “*i*-T”, o modelo 4-T resultou numa melhor descrição do espectro de  $\gamma$  Cas. Um modelo 5-T ou com mais componentes térmicas não melhorou a qualidade dos ajustes. Note que, embora melhor do que os modelos 1-T, 2-T e 3-T, o modelo 4-T submetido a uma única coluna de absorção prediz ainda linhas Ne X, O VII, N VII e N VI menos intensas do que as observadas (Fig. 3.5), e uma descrição ainda deficiente do contínuo em baixas energias, e daí a razão de valores de  $\chi^2_\nu$  demasiadamente elevados. Por outro lado, destacamos que as linhas Fe XXV e Fe XXVI são descritas de modo satisfatório pelo modelo 4-T.

#### Modelos térmicos a múltiplas componentes

A presença de plasmas com temperaturas tão diferentes, como derivado dos modelos 3-T e 4-T (Tabela 3.4), sugere um cenário complexo para a emissão X de  $\gamma$  Cas. Dois cenários podem ser vislumbrados: (i) os distintos plasmas podem representar diferentes sítios de emissão em raios X, ou (ii) resultam de um único sítio onde a emissão quente domina e a presença de plasmas com temperaturas mais baixas é uma consequência de um processo de resfriamento. Consideraremos

Tabela 3.4: Temperaturas de plasma estimadas dos modelos 1-T, 2-T, 3-T e 4-T.

	1-T	2-T	3-T	4-T
$kT_1$ (keV)	...	0,2	0,2	0,2
$kT_2$ (keV)	...	...	1,9	0,7
$kT_3$ (keV)	...	...	...	1,9
$kT_Q$ (keV)	12,5	12,2	13,8	14
$\chi^2_v$	2,1	1,8	1,8	1,6

Notas: Em todos os casos o(s) plasma(s) estava(m) submetido(s) a uma única coluna de absorção, cujos ajustes resultaram em valores consistentes com  $N_H \sim 7 \times 10^{20} \text{ cm}^{-2}$ . Abundância solar para todos os elementos de todos os plasmas, exceto para o Fe da componente quente ( $\lesssim 0,2 Z_{\text{Fe},\odot}$  em todos os casos).

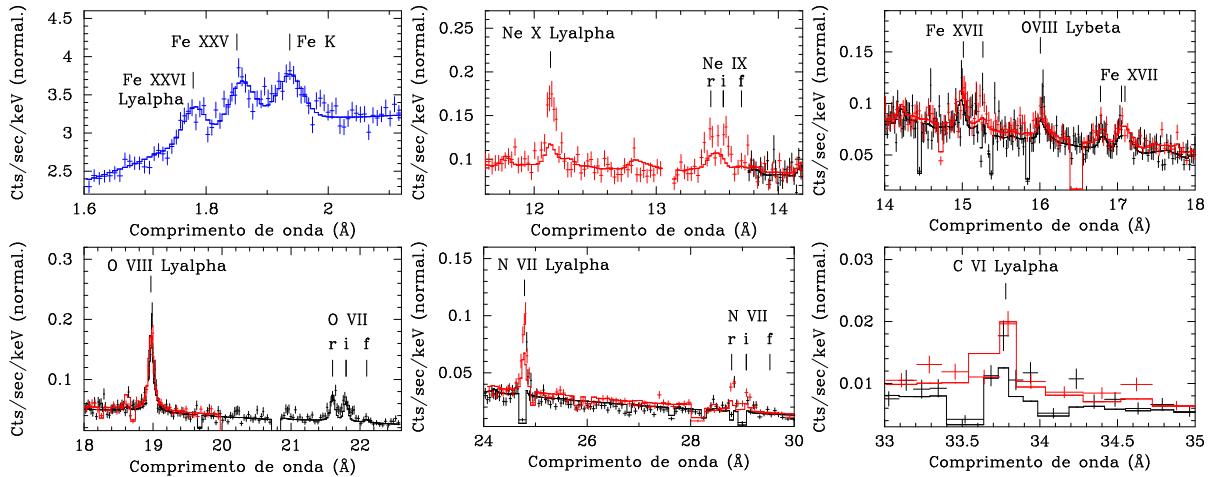


Figura 3.5: Linhas espectrais X de  $\gamma$  Cas e as descrições via um modelo 4-T, com a mesma componente de absorção para todas as componentes espectrais (Tabela 3.4).

neste estágio a hipótese (i). A hipótese (ii) será discutida mais adiante, utilizando modelos convenientes para a descrição de processos de resfriamento.

Na hipótese (i), a emissão X observada é o somatório das contribuições de diferentes sítios nos quais as condições dos plasmas não são necessariamente as mesmas. Uma expectativa natural deste cenário é que a emissão X dos plasmas sofram de modo desigual os efeitos da absorção fotoelétrica em resposta aos meios materiais que os circundam. Assim, consideramos modelos nos quais o plasma mais quente, com temperatura e medida de emissão especialmente diferentes dos valores dos demais, é absorvido por uma componente distinta. Por fim, consideramos o caso em que o plasma quente é composto por duas sub-componentes absorvidas de modos diferentes, similar ao adotado por Smith et al. (2004). Neste caso, contrariamente à investigação daqueles autores, deixamos livre durante o ajuste a componente de absorção que é exclusiva de uma das sub-componentes quentes. O espectro XMM não é compatível com a presença de uma componente térmica quente fortemente absorvida como derivado por Smith et al. (2004) – como evidente na Fig. 3.4. O modelo 2-T pode ser descartado, por falhar na descrição do contínuo e

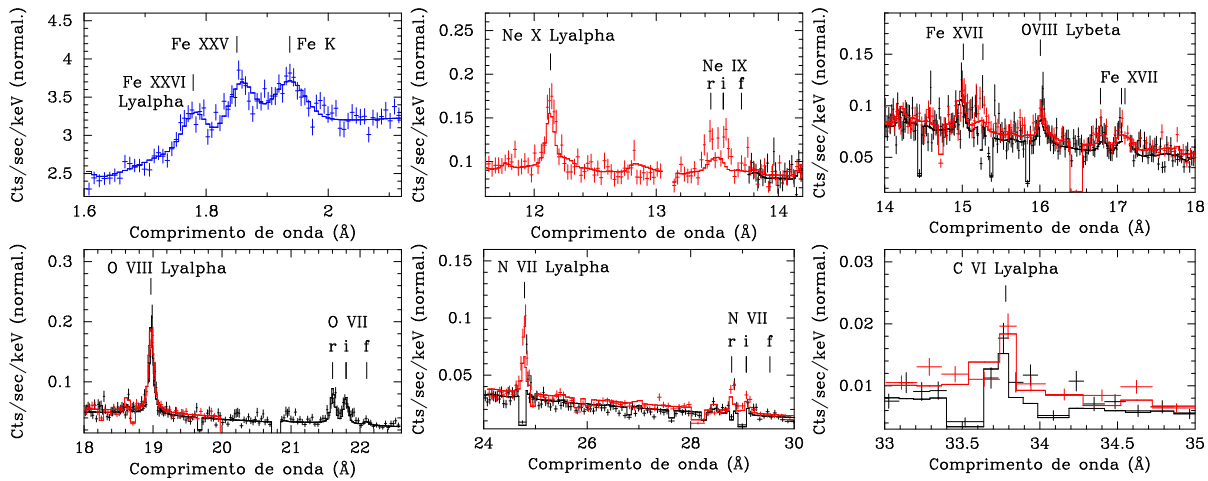


Figura 3.6: Linhas espectrais X de  $\gamma$  Cas e as descrições via um modelo 4-T com absorção distinta para a componente quente (Tabela 3.5).

linhas em todas as configurações possíveis de influência da absorção fotoelétrica. Detalharemos a seguir a investigação dos casos 3-T e 4-T. [Como notado anteriormente, a inclusão de mais componentes (5-T, 6-T, ...) não melhora a descrição do espectro]. Avançaremos na discussão do ajuste das linhas Ne X Ly $\alpha$  e N VII Ly $\alpha$  na Seção 3.3.3.

### - Modelos 3-T e 4-T com uma componente de absorção individual para o plasma quente

A descrição do espectro de  $\gamma$  Cas é melhorada de modo significativo com a inclusão da segunda componente de absorção, como pode-se notar no ajuste do contínuo em baixas energias e em especial no ajuste da linha Ne X Ly $\alpha$  (Fig. 3.6, para o modelo 4-T). Os parâmetros derivados estão apresentados na Tabela 3.5. O modelo 4-T é ligeiramente melhor do que o modelo 3-T, e do ponto de vista estatístico tem uma probabilidade de apenas  $5,1 \times 10^{-7}$  de que essa melhora seja devido ao acaso (como derivado do *FTEST/Xspec*). Mas ainda assim, as linhas Ne X Ly $\alpha$  e N VII Ly $\alpha$  são mais intensas do que predito por ambos os modelos. As demais linhas são descritas de modo satisfatório.

Seguindo o modelo 3-T, o plasma quente ( $kT_Q$ ) responde por  $\sim 95\%$  do fluxo não-absorvido em 0,2–12 keV de  $\gamma$  Cas, que é de  $2,3 \times 10^{-10}$  erg s $^{-1}$ . Cerca de  $\sim 3,6\%$  deste fluxo vêm de  $kT_1$ , o plasma mais frio, e  $\sim 2,3\%$  de  $kT_2$  (ver Tabela 3.5). A inclusão de uma quarta componente térmica resulta no mesmo fluxo total, do qual o plasma quente contribui com  $\sim 82\%$ . Neste modelo não há alteração da contribuição do plasma mais frio e apenas um ligeiro aumento da contribuição de  $kT_2$  comparado ao modelo 3-T, e  $\sim 5,6\%$  do fluxo total vêm de  $kT_3$ . A medida de emissão de cada plasma, referente à medida de emissão total, segue a tendência observada na contribuição em fluxo para o modelo 3-T. A partir do modelo 4-T, nota-se que a contribuição da componente mais fria é ainda maior do que as contribuições das componentes  $kT_2$  e  $kT_3$ .

### - Modelo 3-T com duas sub-componentes quentes

Consideramos o caso em que os raios X da componente quente vêm de duas sub-componentes submetidas a diferentes absorções, a partir de um modelo 3-T. (O modelo 4-T não melhora

Tabela 3.5: Parâmetros espectrais dos raios X de  $\gamma$  Cas a partir dos modelos 3-T e 4-T.

	1 componente quente		2 sub-comp. quentes
	3-T	4-T	3-T
$N_{\text{H}_a}$ ( $10^{22}$ cm $^{-2}$ )	$0,20^{+0,06}_{-0,03}$	$0,26^{+0,04}_{-0,03}$	$0,21^{+0,06}_{-0,02}$
$kT_1$ (keV)	$0,12^{+0,01}_{-0,01}$	$0,11^{+0,01}_{-0,01}$	$0,12^{+0,01}_{-0,01}$
$f_{T_1}$ (erg cm $^{-2}$ s $^{-1}$ )	$\sim 8,2 \times 10^{-12}$ (3,6%)	$\sim 8,3 \times 10^{-12}$ (3,6%)	$\sim 1,6 \times 10^{-11}$ (6,6%)
$EM_{T_1}$ ( $10^{55}$ cm $^{-3}$ )	$\sim 0,2$ (4,6%)	$\sim 0,5$ (10%)	$\sim 0,2$ (4,3%)
$kT_2$ (keV)	$0,64^{+0,02}_{-0,03}$	$0,63^{+0,02}_{-0,02}$	$0,62^{+0,02}_{-0,02}$
$f_{T_2}$ (erg cm $^{-2}$ s $^{-1}$ )	$\sim 4,2 \times 10^{-12}$ (1,8%)	$\sim 5,4 \times 10^{-12}$ (2,3%)	$\sim 4,3 \times 10^{-12}$ (1,8%)
$EM_{T_2}$ ( $10^{55}$ cm $^{-3}$ )	$\sim 0,06$ (1,4%)	$\sim 0,08$ (1,7%)	$\sim 0,06$ (1,8%)
$kT_3$ (keV)	...	$2,15^{+0,37}_{-0,22}$	...
$f_{T_3}$ (erg cm $^{-2}$ s $^{-1}$ )	...	$\sim 1,3 \times 10^{-11}$ (5,6%)	...
$EM_{T_3}$ ( $10^{55}$ cm $^{-3}$ )	...	$\sim 0,3$ (6,3%)	...
$kT_{Q'}$ (keV)	...	...	$11,98^{+0,34}_{-0,32}$ (*)
$f_{T_{Q'}}$ (erg cm $^{-2}$ s $^{-1}$ )	...	...	$\sim 7,0 \times 10^{-11}$ (29%)
$EM_{T_{Q'}}$ ( $10^{55}$ cm $^{-3}$ )	...	...	$\sim 1,6$ (34%)
$N_{\text{H}_b}$ ( $10^{22}$ cm $^{-2}$ )	$0,071^{+0,002}_{-0,002}$	$0,064^{+0,002}_{-0,002}$	$0,044^{+0,006}_{-0,008}$
$kT_Q$ (keV)	$12,18^{+0,37}_{-0,32}$	$13,64^{+0,60}_{-0,51}$	$11,98$ (*)
$f_{T_Q}$ (erg cm $^{-2}$ s $^{-1}$ )	$\sim 2,2 \times 10^{-10}$ (96%)	$\sim 2,0 \times 10^{-10}$ (87%)	$\sim 1,5 \times 10^{-10}$ (62%)
$EM_{T_Q}$ ( $10^{55}$ cm $^{-3}$ )	$\sim 4,1$ (94%)	$\sim 3,9$ (82%)	$\sim 2,8$ (60%)
$Z_{T_{Q'}}$ ( $Z_{\odot}$ )	$0,10^{+0,01}_{-0,01}$	$0,08^{+0,01}_{-0,01}$	$0,10^{+0,01}_{-0,01}$
Line (keV)	$6,4^b$	$6,4^b$	$6,4^b$
$\sigma_{\text{Line}}$ (keV)	$0,09^{+0,04}_{-0,03}$	$0,05^{+0,02}_{-0,02}$	$0,09^{+0,04}_{-0,03}$
$f_{\text{tot}}$ (erg cm $^{-2}$ s $^{-1}$ )	$\sim 2,3 \times 10^{-10}$	$\sim 2,3 \times 10^{-10}$	$\sim 2,4 \times 10^{-10}$
$EM_{\text{tot}}$ ( $10^{55}$ cm $^{-3}$ )	$\sim 4,4$	$\sim 4,8$	$\sim 4,7$
$\chi^2_{\nu}/\text{d.o.f.}^a$	1,56/1537	1,53/1534	1,51/1535

<sup>a</sup> Graus de liberdade; <sup>b</sup> Parâmetro congelado.

Notas: Fluxos em 0,2–12 keV e corrigidos por absorção. Entre parêntesis estão os valores dos fluxos e EM em porcentagem do valor total. Plasmas com abundâncias solares, exceto para o Fe da componente quente. Erros são cotados no nível de confiança de 90%. Modelo de base:  $N_{\text{H}_a} * (T_1 + T_2 + T_3 + T_{Q'}) + N_{\text{H}_b} * (T_Q)$ .

a qualidade do ajuste). Como sugerido por Smith et al. (2004), este pode ser um efeito da geometria da estrela Be no qual parte dos raios X, na hipótese de serem formados próximo à estrela, atravessa o disco circunstelar e portanto são absorvidos mais intensamente do que



aqueles cuja linha de visada não cruza o disco. Por outro lado, a absorção intrínseca pode ser devido a coluna de acreção na hipótese de um objeto compacto magnetizado, como ocorre em algumas Polares Intermediárias.

A Tabela 3.5 apresenta o resultado de tal modelo aplicado ao espectro XMM. A melhora em relação ao modelo 3-T com somente uma componente quente é significativa e sustentada pelo *FTEST/Xspec* com uma probabilidade de  $5 \times 10^{-12}$  de que seja devido ao acaso. Como resultado, obtivemos que  $\sim 32\%$  do plasma quente são afetados pela mesma componente de absorção que afeta os plasmas mais frios, com valor equivalente a  $N_H \sim 2,1 \times 10^{21} \text{ cm}^{-2}$ . Os outros  $\sim 68\%$ , contrariamente ao observado por Smith et al. (2004), são ainda menos absorvidos. Derivamos para esta componente um valor equivalente a uma coluna de absorção  $N_H$  de  $4 \times 10^{20} \text{ cm}^{-2}$ , claramente diferente do valor de  $10^{23} \text{ cm}^{-2}$  derivado por Smith et al. (2004). As distribuições em fluxo e medida de emissão das demais componentes térmicas são compatíveis com o modelo 3-T apresentado anteriormente, como mostrado na Tabela 3.5. A Figura 3.7 mostra a contribuição do fluxo de cada componente para a emissão total, em função da energia.

### Resfriamento de um plasma quente?

De modo a testar a hipótese de que os plasmas frios que compõem a emissão X de  $\gamma$  Cas sejam frutos do resfriamento de um plasma quente e dominante, utilizamos o modelo CEMEKL (Seção 2.3.1). Este modelo pressupõe que o espectro observado é uma composição de plasmas de diferentes temperaturas e com uma distribuição da medida de emissão obedecendo uma lei do tipo  $EM \propto (T/T_{max})^\alpha$ .

O modelo CEMEKL não descreve o contínuo em baixas e altas energias do espectro de  $\gamma$  Cas, tampouco as linhas em emissão (incluindo as linhas do complexo Fe  $K\alpha$ ), e resulta num ajuste inaceitável ( $\chi^2_\nu = 2,2$ ). A baixa qualidade deste ajuste era esperada, uma vez que os modelos 3-T e 4-T mostraram que a distribuição da medida de emissão dos plasmas decai com a temperatura e volta a aumentar para o plasma mais frio, contrariamente ao esperado pelo modelo CEMEKL. Este aumento da medida de emissão do plasma frio pode estar relacionado a uma contribuição adicional da emissão em raios X de uma componente térmica semelhante a de estrelas O-B “normais”. Esta possibilidade foi verificada adicionando-se ao modelo CEMEKL uma componente térmica independente (MEKAL). Este modelo resultou num ajuste também inaceitável, com os mesmos problemas do modelo CEMEKL puro ( $\chi^2_\nu = 2,1$ ). A inclusão de uma componente de absorção independente não melhora o ajuste. (Em todos os modelos descritos acima consideramos o caso  $\alpha = 1$  e também o caso em que este parâmetro era livre durante o ajuste. Nenhuma melhora foi observada). Assim, concluímos que a emissão X de  $\gamma$  Cas é provavelmente a composição das emissões de diferentes plasmas localizados em diferentes sítios, e não o resultado do resfriamento de um plasma dominante.

### 3.3.3 Metalicidade dos plasmas

#### Sub-abundância do Fe, via complexo Fe $K\alpha$

Sabe-se há tempos que  $\gamma$  Cas apresenta uma deficiência na abundância do Fe da componente quente, referente ao valor solar (ver Tabela 1.1), como derivado das linhas do complexo Fe  $K\alpha$ . Segundo o trabalho recente em alta resolução espectral com o satélite Chandra de Smith et al. (2004), a abundância do Fe derivada a partir do complexo Fe L é compatível com o valor solar,

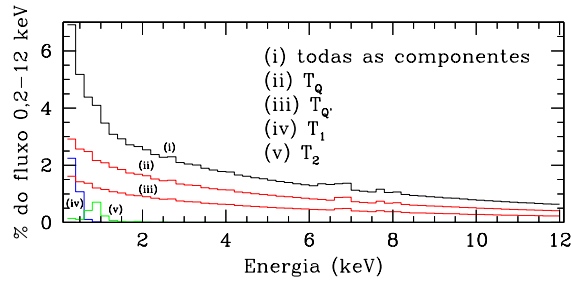


Figura 3.7: Contribuição do fluxo em 0,2–12 keV de cada componente do modelo 3-T para o fluxo total intrínseco de  $\gamma$  Cas, considerando o caso de duas sub-componentes quentes (Tabela 3.5). Fluxos derivados em intervalos de energia de 0,2 keV.

Tabela 3.6: Abundâncias do N e do Ne das componentes térmicas frias de  $\gamma$  Cas.

Modelo 3-T (2 sub-comp. quentes)	
$Z_N (Z_\odot)$	$3,96^{+0,87}_{-0,69}$
$Z_{Ne} (Z_\odot)$	$3,11^{+1,02}_{-0,80}$

assim como a abundância dos demais elementos do plasma quente e de todos os elementos dos outros plasmas que compõem a emissão de  $\gamma$  Cas. Nós confirmamos a partir de espectros XMM que a metalicidade do Fe da componente quente é sub-solar, mas o valor derivado de  $\sim 0,1 Z_{Fe,\odot}$  (Tabela 3.5) é ainda menor do que o apresentado nos estudos precedentes – cujos valores variaram de  $\sim 0,2$  a  $0,6 Z_{Fe,\odot}$  (Tabela 1.1). Confirmamos também que a abundância derivada para o Fe via componentes Fe L é compatível com o valor solar. As hipóteses para a origem desta anomalia serão discutidas no Capítulo 6, uma vez que esta é uma assinatura comum a vários dos objetos investigados neste trabalho.

### Abundância do N e do Ne das componentes frias: indício de anomalia

Como apresentado na Seção 3.3.2, os modelos testados com abundâncias solares resultaram numa descrição satisfatória das principais características das linhas em emissão, com exceção da intensidade correta das linhas Ne X Ly $\alpha$  e N VII Ly $\alpha$ . A descrição precária destas linhas poderia ser devido à falta de componentes à baixas temperaturas no modelo MEKAL, cujo limite inferior atual é de  $kT = 80$  eV. No entanto, a ausência de componentes com temperaturas extremamente baixas pode ser um problema na descrição da linha Ne X mas tem uma contribuição minoritária para a linha N VII. Suspeitamos ainda que a intensidade observada da linha do Ne X Ly $\alpha$  pode ser reflexo de uma configuração complexa da absorção fotoelétrica intrínseca à fonte, enquanto descartamos esta hipótese para explicar a intensidade da linha N VII Ly $\alpha$ .

Por outro lado, a falha na descrição da intensidade correta dessas linhas pode indicar uma sobre-abundância em Ne e N, particularmente comum em sistemas acretantes e que portanto merece uma atenção especial. Por exemplo, os espectros X de 4U 1626-67 e de outras binárias de períodos curtos ( $P_{orb} \lesssim 80$  minutos) sugerem uma sobre-abundância em Ne (Angelini et al. 1995; Juett et al. 2001). Neste caso, de sistemas de baixa massa, esta “anomalia” registra a presença de elementos  $\alpha$  no gás que está sendo capturado pela estrela de nêutrons e consequentemente é um indicativo do estágio evoluído de sua companheira – uma vez que o Ne é

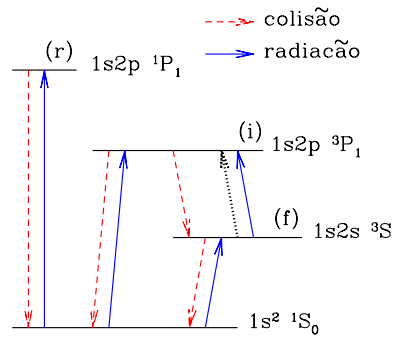


Figura 3.8: Diagrama simplificado das transições  $r$ ,  $i$  e  $f$  de tripletos *heliônicos*.

um subproduto da queima de He que estaria sendo ou que foi queimado em tal estrela. Algumas binárias de raios X de alta massa são enriquecidas em Nitrogênio, como constatado em espectros ópticos (e.g., McSwain et al. 2004). Se real em  $\gamma$  Cas, a sobre-abundância de Ne e N são evidências de que a sua emissão X vem de um companheiro evoluído e sustenta a hipótese de uma companheira acretante do tipo anã branca. Embora instigante, reforçamos que esta hipótese deve ser vista com cautela com base no exposto acima.

A partir dos modelos 4-T com uma sub-componente quente e 3-T com duas sub-componentes, tal como utilizado na Tabela 3.5, ajustamos o espectro de  $\gamma$  Cas deixando livre as abundâncias do N e do Ne dos plasmas mais frios. Os valores de  $\chi^2_{\nu}$  derivados foram de 1,42 e 1,43 para os dois modelos, respectivamente. Ambos resultaram numa boa descrição das linhas Ne X Ly $\alpha$  e N VII Ly $\alpha$ .<sup>4</sup> As abundâncias derivadas via modelo 3-T, consistentes com aquelas do modelo 4-T, estão apresentadas na Tabela 3.6. Os demais parâmetros dos ajustes são compatíveis com aqueles já apresentados na Tabela 3.5.

### 3.3.4 Tripletto de linhas *heliônicas*: diagnóstico de densidade eletrônica

As razões das intensidades das linhas que compõem os tripletos de íons *heliônicos* N VI, O VII e Ne IX vistos no espectro de  $\gamma$  Cas são bons indicadores da temperatura e da densidade eletrônica (e.g., Gabriel & Jordan 1969, e referências). Uma vez que a temperatura é também determinada por outras transições destes e de outros elementos e pelo contínuo em raios X, estes íons são particularmente interessantes como indicadores de densidade. O tripletto de cada elemento é composto por uma transição de dipolo elétrico chamada de transição de ressonância ( $r$ ), de linhas de intercombinação ( $i$ ) e de uma linha de transição de dipolo magnético com uma taxa de decaimento radiativo muito baixo (linha proibida) ( $f$ ) (ver Fig. 3.8):

$$r : 1s2p \ ^1P_1 \rightarrow 1s^2 \ ^1S_0$$

$$i_{(1)} : 1s2p \ ^3P_2 \rightarrow 1s^2 \ ^1S_0$$

$$i_{(2)} : 1s2p \ ^3P_1 \rightarrow 1s^2 \ ^1S_0$$

<sup>4</sup>A riqueza dos detalhes observáveis das linhas em raios X em geral supera a nossa capacidade de descrevê-los via modelos correntes, em especial no que diz respeito ao perfil. Uma das maiores limitações dos modelos espectrais disponíveis na literatura é a falta de um conhecimento preciso dos parâmetros associados às transições eletrônicas. Como resultado, os ajustes de espectros em alta resolução apresentados na literatura têm valores de  $\chi^2_{\nu}$  sistematicamente da ordem de 1,3–1,6, que quando alcançados são tidos como satisfatórios. Nossos resultados não fugiram dessa “regra”.

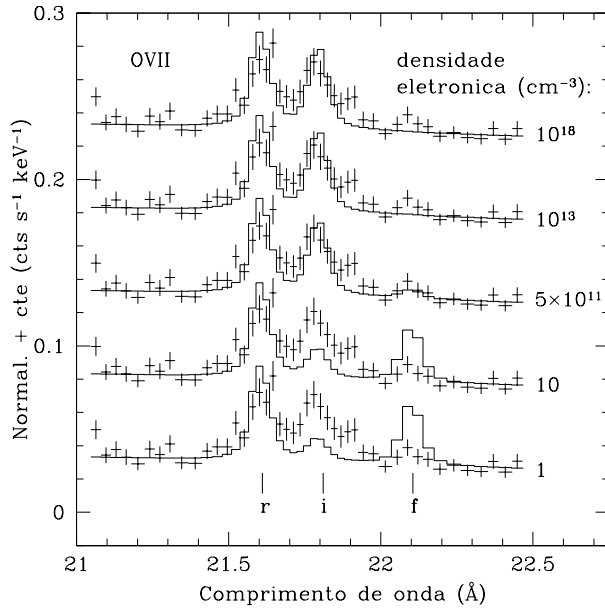


Figura 3.9: Dependência da intensidade das linhas do triplo do O VII de  $\gamma$  Cas com a densidade eletrônica.

$$f : 1s2s \ ^3S_1 \rightarrow 1s^2 \ ^1S_0$$

Em geral, utiliza-se como diagnóstico de temperatura e densidade os parâmetros  $G$  e  $R$ , respectivamente, definidos como:

$$G = (i_{(1)} + i_{(2)} + f)/r \quad \text{e} \quad R = f/(i_{(1)} + i_{(2)}) .$$

Sendo  $r$  uma transição de dipolo elétrico, a intensidade da colisão por excitação colisional inclui contribuições de termos de ordens elevadas da expansão da onda e assim aumenta com a energia. Por outro lado, as linhas  $i_{(1)}$  e  $f$  são proibidas por dipolo elétrico e o termo dominante na excitação colisional envolve troca de elétrons e a intensidade desta excitação diminui com a energia. A transição  $i_{(2)}$  envolve um nível superior  $J = 1$ , “mistura-se” com o nível superior  $^1P_1$  de  $r$  e permanece constante com o aumento da energia. Como consequência, a razão  $G$  é uma função que diminui com a temperatura eletrônica (e.g., Bely-Dubau et al. 1982; Paerels & Kahn 2003). Processos cuja excitação é dominada por colisões apresentam  $G \sim 1$ , como consequência de uma intensa linha de ressonância comparada às linhas de intercombinação e proibida. Quando o processo é dominado por fotoionização, a linha de ressonância é menos intensa e resulta numa razão  $G \gtrsim 4$  (Porquet & Dubau 2000; Porquet et al. 2001). Ajustando linhas Gaussianas às linhas  $r$ ,  $i$  e  $f$  do O VII, nós derivamos  $G \sim 0,93$  (e  $R \sim 0,09$ ), sugerindo que o processo dominante em  $\gamma$  Cas é do tipo colisional.

A sensibilidade do triplo de linhas *heliônicas* com a densidade vem basicamente do fato de que elétrons do nível  $^3S_1$  (nível superior da linha proibida) podem ser excitados por colisão aos níveis  $^3P_{1,2}$  (níveis superiores das linhas de intercombinação). A intensidade da linha proibida diminui com a densidade enquanto a intensidade das linhas de intercombinação aumenta. Finalmente, a razão  $R$  cai acima de uma densidade crítica – que depende do número atômico ( $Z$ ) (e.g., Paerels & Kahn 2003).

A Figura 3.9 ilustra o efeito da densidade eletrônica na descrição das linhas do triplo do O VII de  $\gamma$  Cas, para uma dada temperatura. (Note que a intensidade da linha associada à transição

$r$  é insensível à densidade. Note também que o perfil teórico das linhas se mantém o mesmo em densidades eletrônicas  $\gtrsim 10^{13} \text{ cm}^{-3}$ ). Como inferido também do modelo 4-T a uma absorção, as razões de linhas dos tripletos do N VI, O VII e Ne IX, especialmente do O VII por ser o melhor resolvido, mostram que a densidade eletrônica local é  $\sim 5 \times 10^{11}$  partículas por  $\text{cm}^3$ . Este valor está de acordo com as densidades de  $\sim 3 \times 10^{11} \text{ cm}^{-3}$  a partir da linha Ne IX e  $\gtrsim 3 \times 10^{10} \text{ cm}^{-3}$  a partir da linha O VII do espectro Chandra derivadas por Smith et al. (2004). Também está de acordo com o valor de  $\sim 10^{11} \text{ cm}^{-3}$  derivado por Smith et al. (1998a) confrontando relações de resfriamento para o plasma quente com o tempo de duração e com a energia dos *flares* observados em  $\gamma$  Cas, segundo os quais os plasmas podem alcançar densidades de  $10^{13-14} \text{ cm}^{-3}$ .

É bem conhecido que as intensidades das linhas dos tripletos *heliônicos* sofrem a ação da radiação ultravioleta quando formados na proximidade de estrelas massivas (e.g., Leutenegger et al. 2006; Waldron & Cassinelli 2007). Em especial, a radiação UV excita a transição  $f$  (ver Fig. 3.8), de modo que a densidade derivada excluindo os efeitos da radiação, como feito acima, é demasiadamente alta e não é realista. Nestes casos, o tripleto *heliônico* é utilizado para estimar a distância entre a fotosfera estelar e a região de formação da linha. O método é relativamente fácil de ser aplicado, como apresentado por Leutenegger et al. (2006) e Waldron & Cassinelli (2007), por exemplo. Entretanto, exige um bom conhecimento do raio e da temperatura efetiva estelares, e da estrutura do vento. No nosso caso, a presença do disco circunestelar e o desconhecimento de sua estrutura, associados à contribuição do vento radiativo pelo menos nas regiões polares é um empecilho na determinação de resultados confiáveis. Como não implicariam em avanços significativos, optamos por não especular a esse respeito. Para o caso de estrelas massivas, como derivado por Leutenegger et al. (2006), a região de formação das linhas *heliônicas* foi estimada em  $1,25 < R/R_* < 1,67$ . Para o nosso propósito, é suficiente saber que as linhas são formadas em regiões de alta densidade eletrônica, ou em regiões relativamente próximas da fotosfera estelar.

### 3.3.5 O complexo Fe K $\alpha$

As linhas do complexo Fe K $\alpha$  são as mais intensas do espectro 0,2–12 keV de  $\gamma$  Cas (Fig. 3.10). As linhas do Fe fortemente ionizado nos fornecem informações acerca da temperatura do plasma e da abundância do Fe, como derivado dos ajustes espectrais. A natureza da linha do Fe por fluorescência em 6,4 keV de  $\gamma$  Cas não é clara, e pode ser causada por material frio nas proximidades da fonte X, ou por fluorescência na superfície de uma anã branca.

Os parâmetros das linhas que compõem o complexo Fe K $\alpha$  foram estimados a partir do ajuste de três linhas Gaussianas sobrepostas a uma componente *bremstrahlung* utilizada na descrição do contínuo [PHABS\*(BREMSS+3 GAUSSIAN LINES)] do espectro 4–10 keV *pn*.<sup>5</sup> A Figura 3.10 ilustra o ajuste e a Tabela 4.5 apresenta a energia do centróide ( $E_C$ ), a largura equivalente (EW) e o fluxo estimados de cada linha.

Considerando-se os limites instrumentais impostos, constatamos que os centróides das linhas são consistentes com os valores teóricos (Tabela 3.2) e que os perfis são consistentes com

<sup>5</sup>Em geral, utilizamos ao longo deste trabalho apenas eventos *pn* simples no estudo das linhas do complexo Fe K $\alpha$ , de modo a aproveitar a melhor resolução espectral possível. Para os dados *pn* de  $\gamma$  Cas, obtidos no modo *timing*, seguimos a recomendação da equipe do XMM de uso dos dados simples e duplos de modo a minimizar efeitos oriundos de má calibração.

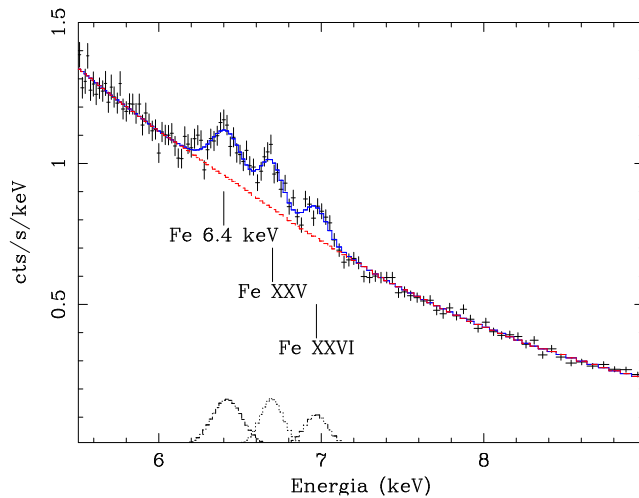


Figura 3.10: O complexo Fe K $\alpha$  de  $\gamma$  Cas (dados *pn*). A linha vermelha representa a descrição do contínuo por um modelo do tipo BREMSS, e a linha azul a composição deste com as linhas Gaussianas descrevendo o complexo de linhas do Fe.

Tabela 3.7: Parâmetros das linhas do complexo Fe K $\alpha$ .

	$E_C$ (keV)	EW (eV)	Fluxo <sup>a</sup> ( $\times 10^{-5}$ )
Fe K	$6,42^{+0,02}_{-0,02}$	$38,7^{+6,0}_{-6,9}$	$4,5^{+0,7}_{-0,8}$
Fe XXV	$6,69^{+0,01}_{-0,02}$	$32,8^{+9,1}_{-4,6}$	$3,6^{+1,0}_{-0,5}$
Fe XXVI Ly $\alpha$	$6,97^{+0,01}_{-0,02}$	$25,8^{+6,0}_{-5,0}$	$2,6^{+0,6}_{-0,5}$

<sup>a</sup> Fluxo total na linha, em unidades de fótons  $\text{cm}^{-2} \text{s}^{-1}$ .

Notas: os erros representam o nível de confiança a  $1 \sigma$ .

uma descrição Gaussiana. Como tal, não há evidência de deslocamento das linhas para o azul ou para o vermelho do espectro, ou “ombros” na região azul das linhas, e portanto não há evidência de deslocamento dos meios materiais que as produzem. No que diz respeito às larguras equivalentes e fluxos em linhas, os valores são em geral equivalentes entre si em  $1 \sigma$ . Mas os resultados sugerem que a linha por fluorescência deve ser a mais intensa, e pode responder por até  $\sim 42\%$  do fluxo total em linhas do complexo Fe K $\alpha$ . A razão entre as intensidades das linhas Fe XXV e Fe XXVI é de  $\sim 1,38$ . Embora esta razão seja compatível com o valor de  $\sim 1,40$  derivado por Smith et al. (2004) a partir do espectro Chandra, naquela ocasião a linha por fluorescência respondia por apenas  $25\%$  do fluxo total em linhas do complexo Fe K $\alpha$ . Este resultado é particularmente interessante, uma vez que a absorção fotoelétrica determinada para o plasma quente de  $\gamma$  Cas a partir dos dados XMM é significativamente inferior ao valor derivado dos dados Chandra. Na interpretação da fluorescência pelo “reprocessamento” dos raios X num material frio, o efeito esperado seria justamente o inverso. Entretanto, uma vez que o valor de  $N_H$  derivado é uma medida da quantidade de matéria ao longo da linha de visada e a componente por fluorescência é uma medida da quantidade de matéria nas proximidades da fonte X, o desacordo pode ser devido a efeitos geométricos de distribuição de matéria. Por exemplo, o material frio pode estar próximo à fonte mas fora da linha de visada. Esse ponto será retomado no Capítulo 6.

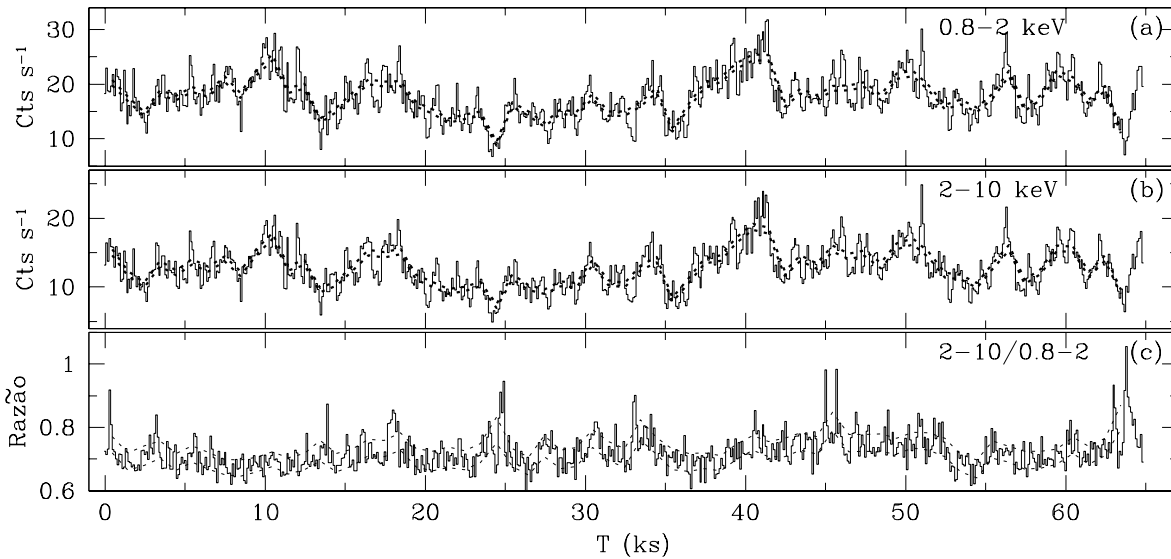


Figura 3.11: Curvas de luz de  $\gamma$  Cas nas bandas 0,8–2 keV (a) e 2–10 keV (b), e a respectiva variabilidade na dureza espectral (c). Dados *pn* acumulados em intervalos de tempo (*bins*) de 100 s. As linhas tracejadas representam o cinturão de confiança de  $1\sigma$  obtido da estatística de fótons de 10 intervalos consecutivos.

## 3.4 Análise temporal

### 3.4.1 Fluxo e dureza espectral

A curva de luz de  $\gamma$  Cas é marcada por variações em longas e curtas escalas de tempo (Figuras 3.11a e 3.11b). Em escalas de tempo longas, da ordem de poucos milhares de segundos, ocorrem variações de até 80% do fluxo com respeito ao valor médio. Observa-se erupções com duração média de poucos segundos (limite da sensibilidade instrumental) sobrepostas a tal modulação, e que se repetem em tempos tão curtos quanto poucas dezenas de segundos. Não há indício de que a frequência e intensidade destas erupções estejam correlacionadas com a modulação em longa escala de tempo. Investigamos também curvas de luz nos extremos da banda de energia do XMM (0,8–1 keV e 8–10 keV) e a respectiva razão de contagens, e observamos um comportamento similar. Vale notar que a variabilidade nestas distintas bandas de energia ocorre de modo síncrono, ou seja, não há evidência de atraso na variabilidade de uma banda de energia em relação a outra.

Acompanhando a dureza espectral em função do tempo (Fig. 3.11c), caracterizada pela razão das contagens nas bandas de energia 2–10 keV e 0,8–2 keV, notamos que a distribuição espectral em energia observada é variável nas mesmas escalas de tempo citadas acima para o fluxo. De modo a aprofundar na investigação da natureza destas variações, construímos o diagrama dureza-intensidade de  $\gamma$  Cas (Fig. 3.12a). Este tipo de diagrama é especialmente interessante para a identificação de variação na absorção fotoelétrica. Na Fig. 3.12b apresentamos o que seria uma tendência típica no diagrama dureza-intensidade para uma fonte térmica com temperatura de plasma estável, mas sujeita a condições variáveis de absorção fotoelétrica.<sup>6</sup>

<sup>6</sup>Embora as condições adotadas na construção da Fig. 3.12b não representem a configuração instrumental e as

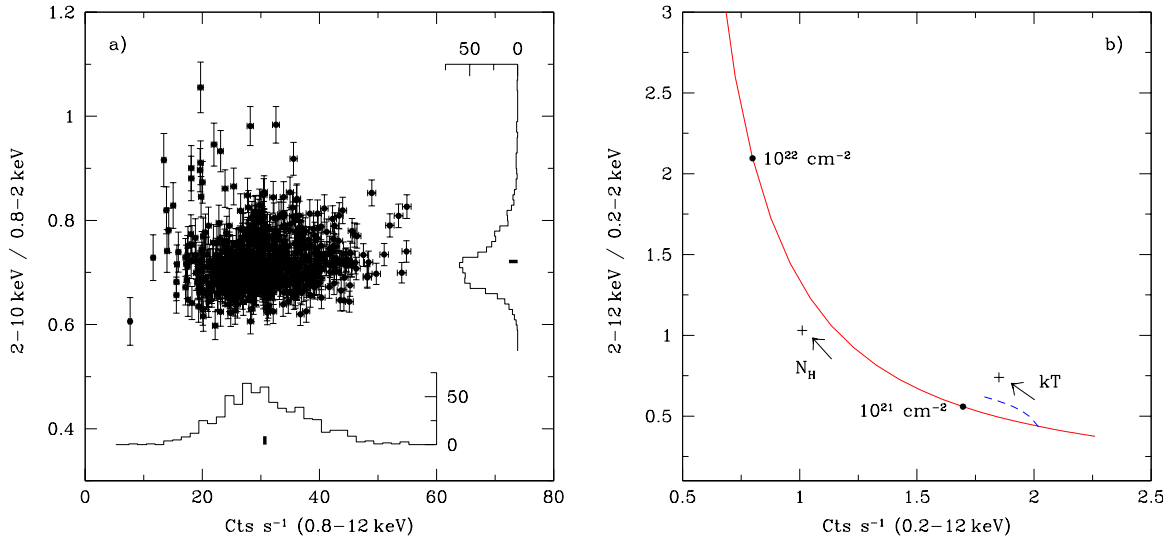


Figura 3.12: a) Diagrama dureza-intensidade de  $\gamma$  Cas, agrupando os dados em intervalos de tempo de 100 s. Os histogramas mostram as distribuições da dureza e da intensidade, onde também estão apontados os valores médios destes parâmetros. b) A curva sólida representa um caso geral da tendência esperada na variação da intensidade e dureza (observadas) de uma fonte térmica hipotética de temperatura  $kT = 12$  keV em função da absorção intrínseca. A linha tracejada representa a tendência para uma variação de temperatura de 6 a 20 keV de um plasma afetado por uma absorção fotoelétrica equivalente a  $N_H = 10^{21}$   $\text{cm}^{-2}$ . Fluxo intrínseco em 0,2–12 keV de  $10^{-11}$   $\text{erg s}^{-1}$  em todos os casos. (Utilizada a resposta instrumental da câmera *pn* no modo FF com filtro *Medium* na simulação dos parâmetros; ver texto).

Também apresentamos a tendência para o caso de variação da temperatura de um fonte X que é afetada por uma absorção fotoelétrica de valor constante ( $N_H = 10^{21}$   $\text{cm}^{-2}$ ). Note entretanto que neste caso a variação esperada da intensidade ( $\sim 15\%$ ) e dureza ( $\sim 30\%$ ) é relativamente pequena, ainda que para uma larga faixa de temperatura ( $6 \lesssim kT(\text{keV}) \lesssim 20$ ).

O diagrama dureza-intensidade de  $\gamma$  Cas revela algumas propriedades de seus raios X. Primeiro, ele reforça que a dureza e a intensidade da fonte são bastante variáveis. Na quase totalidade da observação ( $\sim 95\%$  do tempo), a dureza média tal como definida é de  $\sim 0,72$  e varia em  $\pm 20\%$  em torno deste valor, ao passo que a intensidade em 0,8–10 keV varia em  $\pm 40\%$  do valor médio. A dispersão destes valores é mostrada no histograma da Fig. 3.12a. O ajuste de correlação linear entre a dureza e a intensidade resulta num coeficiente compatível com zero, e portanto nenhuma correlação é evidente entre tais parâmetros. Em outras palavras, a variação da dureza espectral na maior parte da observação independe do estado (fluxo) da fonte. Podemos especular, com base nos resultados apresentados na Fig. 3.12b, que a grande variação na intensidade de  $\gamma$  Cas é associada a uma variação randômica de sua dureza espectral e é provavelmente devido à contribuição de diversos plasmas com temperaturas próximas, mas com fluxos diferentes. Uma segunda alternativa é que a variação seja formada na *boundary layer* de um objeto acretante e seu disco de acreção, como visto em Variáveis Cataclísmicas. Os outros 5% do

---

faixas de energia adotadas na Fig. 3.12a, apresentamos um caso geral que mostra a tendência a ser observada e que será útil em todos os casos investigados neste trabalho, inclusive em a).

---



tempo de observação, cujos dados apresentam em geral razão de dureza  $> 0,82$ , estão associados aos estados de maior dureza espectral que se mostram como picos na Fig. 3.11c. A posição destes pontos na Fig. 3.12a, destacada da posição dos demais, e aparentemente seguindo a tendência de baixa intensidade e elevada dureza apresentada na Fig. 3.12b, sugere que sejam uma consequência de variações da absorção fotoelétrica local. Todavia, não podemos descartar a hipótese de que sejam uma consequência do aumento brusco da temperatura da componente quente, ou uma diminuição temporária da componente mole.

### 3.4.2 Procura por periodicidades

A procura por pulsações coerentes foi feita a partir dos seguintes periodogramas: *PowSpec/Xronos* v5.21, *Scargle/Midas* (Scargle 1982) e  $Z_n^2$  (Buccheri et al. 1983). O *PowSpec* e *Scargle* foram aplicados em curvas de luz cujos dados foram agrupados em intervalos de tempo (*bins*) de 100 s, na procura por sinais de baixa frequência ( $< 0,01$  Hz). O  $Z_n^2$  e *PowSpec* foram aplicados diretamente sobre o tempo de chegada dos fótons na busca por sinais de alta frequência ( $> 0,005$  Hz). Foram adotadas as bandas 0,8–2 keV, 2–10 keV e 0,8–10 keV em todos os casos. A resolução temporal de 0,03 ms é definida pelo modo de operação da câmara *pn* (*timing*).

Embora bastante variável em curtas escalas de tempo (Fig. 3.11), não há evidência de pulsação coerente em  $\gamma$  Cas para frequências  $f > 0,005$  Hz. Este resultado está de acordo com o histórico de  $\gamma$  Cas, de resultados negativos nas buscas por sinais modulados que seriam uma assinatura da rotação de um objeto companheiro acretante. Em baixas frequências ( $f < 0,005$  Hz), alguns picos do periodograma ultrapassam o nível de confiança de 0,001, significando que a probabilidade de serem devido ao acaso é inferior a 0,1%. Em especial, destacamos um pico (P1) em  $10156 \pm 306$  s (Fig. 3.13a). Esta modulação é também evidente na Autocorrelação (Fig. 3.14) e na curva de luz em fase utilizando este período como base (Fig. 3.15). Os resultados são consistentes entre si para todas as faixas de energia investigadas (vide acima). De modo a verificar a associação de picos observados no periodograma apresentado na Fig. 3.13a com períodos falsos induzidos pela duração finita da observação – “janela observacional” –, construímos uma curva de luz de intensidade aleatória com duração equivalente à observação investigada e a aplicamos à análise de potência dos sinais (Fig. 3.13a e b). Nenhum sinal significativo (e nem mesmo coincidente) é associado com os picos apresentados na Fig. 3.13a, e sustentam portanto a associação daqueles picos com variabilidades intrínsecas à fonte.

Com base na ausência de P1 em observações precedentes apresentadas na literatura, e no histórico de  $\gamma$  Cas que acusa o aparecimento e desaparecimento de oscilações [e.g., as oscilações de 6 ks e 8 ks apontadas por Frontera et al. (1987) e por (Haberl 1995), respectivamente], acreditamos que P1 represente uma modulação real mas instável em longas escalas de tempo (meses?).

#### **Espectro de potência: tendência $\sim 1/f$**

A potência do sinal de  $\gamma$  Cas em função da frequência decresce com  $\sim 1/f$  para  $f \lesssim 0,005$  Hz, tal como esperado quando um “ruído vermelho” domina os dados. A tendência é modificada entre  $0,005 \lesssim f(\text{Hz}) \lesssim 0,03$ , faixa na qual a potência é proporcional a  $f^{-1,55}$ , aproximadamente. A partir de  $f \gtrsim 0,05$  Hz, o ruído branco domina de modo que a potência do sinal é aproximadamente constante com a frequência investigada. A Figura 3.16 apresenta o comportamento

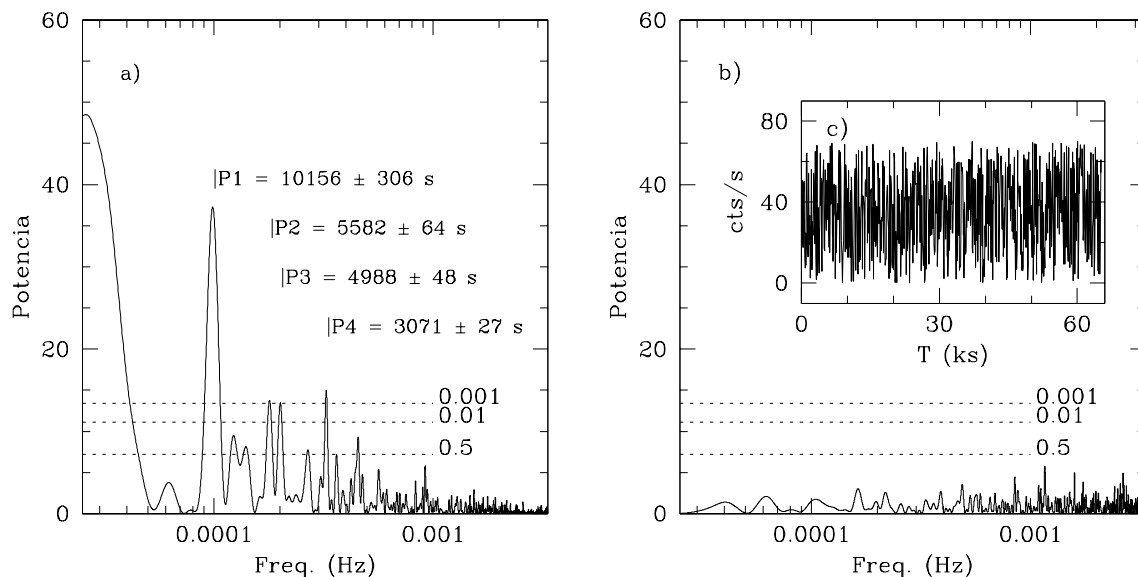


Figura 3.13: a) Espectro de potência de  $\gamma$  Cas a partir de uma curva de luz *pn* em 0,8-10 keV, com dados agrupados em intervalos de 100 s. b) Espectro de potência da sequência temporal randômica mostrada em c), de modo a verificar a influência da janela de observação no espectro obtido em a). (Ver texto para detalhes).

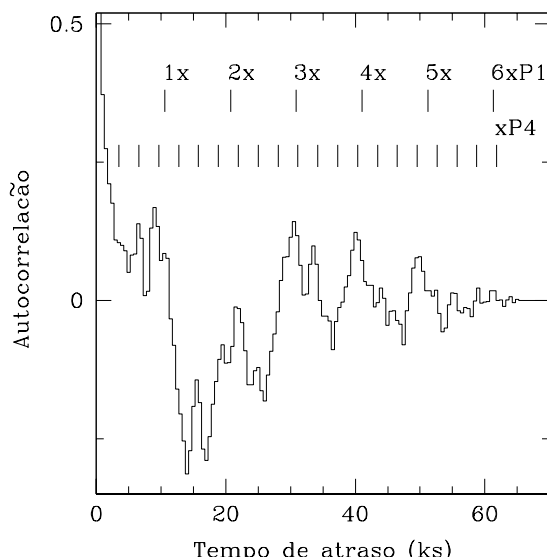


Figura 3.14: Autocorrelação de  $\gamma$  Cas a partir de curvas de luz em 0,8–10 keV com dados agrupados em intervalos de 500 s.

descrito acima. Nela estão incluídas também as tendências para  $f \lesssim 0,005$  Hz derivadas a partir dos dados RXTE<sup>7</sup> de  $\gamma$  Cas obtidos em março de 1996 e novembro de 1998, utilizando a mesma ferramenta e faixa de frequência aplicadas aos dados XMM.

<sup>7</sup>Dados gentilmente cedidos por M.A.Smith.

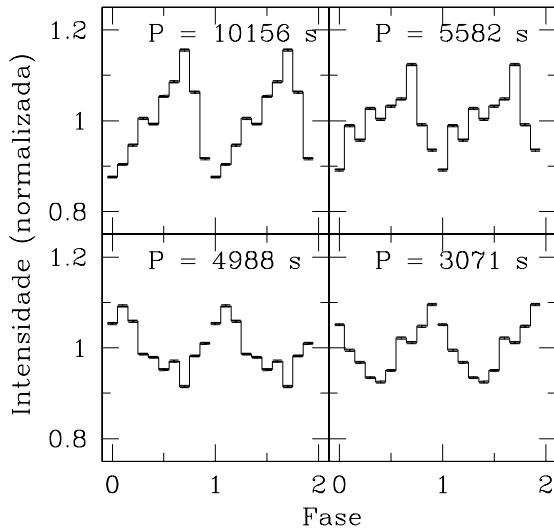


Figura 3.15: Curvas de luz em 0,8–10 keV de  $\gamma$  Cas em fase de acordo com os períodos P1, P2, P3 e P4 apresentados na Figura 3.13.

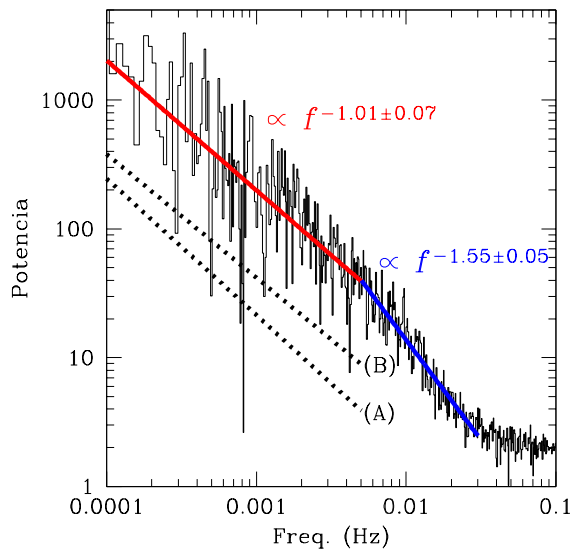


Figura 3.16: Espectro de potência de  $\gamma$  Cas. As linhas pontilhadas (deslocadas convenientemente em potência) representam os perfis  $f^{-1,06 \pm 0,05}$  (A) e  $f^{-0,96 \pm 0,04}$  (B) derivados dos dados RXTE de  $\gamma$  obtidas em março de 1996 e novembro de 1998, respectivamente.

### 3.5 Conclusões

A investigação de  $\gamma$  Cas apresentada neste capítulo confirma a complexidade de sua emissão em raios X, associada à composição de diversos plasmas afetados de modos distintos pelo material os circundam, e com intensas variações em fluxo. A emissão X de  $\gamma$  Cas é dominada por um plasma quente ( $kT \sim 12$  keV), que responde por cerca de 80–95% do fluxo e da medida de emissão totais. Os outros  $\sim 5$ –20% vêm de plasmas de temperaturas baixas como inferido das linhas em emissão em baixas energias ( $E \lesssim 2,4$  keV).  $\gamma$  Cas apresentou uma luminosidade média de  $\sim 9,7 \times 10^{32}$  erg s $^{-1}$  em 0,2–12 keV na ocasião da observação. A emissão é variável em curtas escalas de tempo em eventos do tipo *flare* ( $\sim$  poucos segundos), superpostos a uma variação em longas escalas de tempo ( $\sim$  milhares de segundos). Os sítios de emissão em raios X devem ser densos, favorecendo a hipótese de excitação eletrônica por um processo do tipo colisional num meio com densidade eletrônica de  $\sim 5 \times 10^{-11}$  cm $^{-3}$ , ou estar em regiões ionizadas nas proximidades da estrela (fração do raio estelar).

Por outro lado, revelamos uma série de propriedades inéditas em  $\gamma$  Cas:

- (i) - A absorção fotoelétrica intrínseca é variável. Derivamos que cerca de 68% do fluxo total de  $\gamma$  Cas, na época da observação pelo XMM, foi afetado por uma absorção fotoelétrica local equivalente a  $N_{\text{H}} \sim 4 \times 10^{20} \text{ cm}^{-2}$ . Os valores derivados em observações anteriores foram  $\gtrsim 10^{21} \text{ cm}^{-2}$ .
  - (ii) - A intensidade da linha do Fe por fluorescência em 6,4 keV é provavelmente anti-correlacionada com a densidade de coluna de Hidrogênio. Ainda que este comportamento possa ser explicado pela disposição de matéria em torno da fonte de raios X e não na linha de visada, a sua observação favorece a hipótese de fluorescência na superfície de uma companheira acretante do tipo anã branca.
  - (iii) - Detecção de eventos do tipo *flare* (com duração de poucos segundos) recorrentes na dureza espectral. A origem destes eventos não é clara, e podem ser associados à variações na absorção fotoelétrica local, ou variações bruscas na temperatura dos plasmas.
  - (iv) - Detecção de uma oscilação de  $\sim 10$  ks no fluxo integrado – mas que provavelmente é uma das oscilações que aparecem e desaparecem, como vários períodos apresentados na literatura deste objeto.
-

# Capítulo 4

## HD 110432

(Lopes de Oliveira et al. 2007)

### 4.1 Introdução e revisão bibliográfica

Desde a sua descoberta como um emissor de raios X duro, térmico e de luminosidade moderada (ver Seção 1.4),  $\gamma$  Cas foi a única estrela Be da qual foram observadas essas características até 2001. A segunda foi HD 110432, cuja emissão em raios X foi investigada por Torrejón & Orr (2001) num *survey* de candidatas a sistemas Be/X clássicos usando o satélite BeppoSAX. Entretanto, estes autores não fizeram analogia entre HD 110432 e  $\gamma$  Cas. A suspeita de que em ambas as estrelas poderia estar ocorrendo a mesma fenomenologia em raios X foi levantada primeiramente por Robinson et al. (2002), quando a emissão X de HD 110432 observada por Torrejón & Orr (2001) foi brevemente comparada com a de  $\gamma$  Cas.

Apresentamos neste capítulo uma análise espectral e temporal da emissão em raios X de HD 110432 a partir de dados XMM/EPIC, que sustenta as semelhanças com  $\gamma$  Cas e apresenta uma série de peculiaridades. Espectros ópticos são também investigados e discutidos em termos da classificação espectral de HD 110432 e de propriedades de seu disco circunstelar. Antes de abordar o trabalho propriamente dito, apresentamos nas próximas duas seções uma revisão bibliográfica de HD 110432.

#### 4.1.1 Do infravermelho próximo (NIR) ao UV

HD 110432 (BZ Cru) é uma estrela B1IVe brilhante ( $V = 5,2$ ,  $B = 5,5$ ), localizada além do *Saco de Carvão* (*Southern Coalsack*), a 300 pc, e provável membro do aglomerado aberto NGC 4609 ( $\sim 60 \times 10^6$  anos; Codina et al. 1984; Feinstein & Marraco 1971; Kilkenny et al. 1985; Perryman 1997; Kharchenko et al. 2005; Smith & Balona 2006). De acordo com seu brilho e cor, a pertinência de HD 110432 a um aglomerado de  $\sim 60 \times 10^6$  anos lhe rende o título de *blue straggler* (ver Seção 6.6). HD 110432 não é conhecida como membro de um sistema binário – ressaltamos que não há registro na literatura de esforço observacional no sentido de verificar se a estrela pertence a um sistema binário. Seu espectro UV-NIR e a *descontinuidade de Balmer* implicam numa temperatura efetiva  $T_{\text{eff}}$  de 25000 K e 22510 K, e gravidade efetiva ( $\log g$ ) de 3,5 e 3,9, respectivamente (Codina et al. 1984; Zorec et al. 2005). Zorec et al. (2005) estimaram

---

uma massa de  $9,6 M_{\odot}$  para a estrela. Medidas de velocidade rotacional  $V_{rot\ sine}$  de linhas do espectro óptico e UV variam de 300 a  $400 \text{ km s}^{-1}$  (Slettebak 1982; Codina et al. 1984; Ballereau et al. 1995; Frémat et al. 2005; Smith & Balona 2006). O perfil da linha He II  $\lambda 1640$  é similar ao de  $\gamma$  Cas em largura equivalente e alargamento. Espectros de alta resolução de HD 110432 obtidos por Smith & Balona (2006) em janeiro-fevereiro de 2005 mostram que as linhas He I  $\lambda 4471$ ,  $\lambda 5876$  e  $\lambda 6678$  apresentam asas largas que se estendem até  $\pm 1000 \text{ km s}^{-1}$ . A causa de tais asas, entretanto, é desconhecida. Embora a observação de  $\lambda 4471$  publicada por Ballereau et al. (1995) não cobrisse toda esta faixa de velocidade, ela exibia picos de emissão azul e vermelho em relação ao centro da linha que não tinham sido detectados em outros espectros da estrela. As linhas do He I e outras linhas metálicas intensas na região amarela-vermelha do espectro mostram picos duplos que são simétricos e espaçados por  $\pm 100\text{--}115 \text{ km s}^{-1}$  em relação ao centro da linha. Propriedades similares são observadas nas linhas do He I  $\lambda 10830$  e  $H_{\text{P}\gamma} \lambda 10938$  do espectro NIR, nas quais os picos duplos distam de  $\pm 80 \text{ km s}^{-1}$  entre si (Groh et al. 2007). Linhas metálicas em emissão também foram relatadas em espectros de  $\gamma$  Cas (e.g., Bohlin 1970). A separação cinemática e as intensidades dos picos de linhas de HD 110432 indicam que o disco é visto numa posição próxima à *edge on* e que sua massa e extensão estão no extremo superior do que é típico em estrelas Be clássicas. A presença de uma linha H $\alpha$  intensa foi relatada por Dachs et al. (1986) com EW  $\sim -49\text{\AA}$  no ano de 1982 e  $-52.3\text{\AA}$  em 1983.

Tanto variabilidades espectroscópicas quanto fotométricas estão presentes em HD 110432, como nas Be em geral. Smith & Balona (2006) encontraram que as linhas He I  $\lambda 5876$  e  $\lambda 6678$  exibem subestruturas que se movem através do perfil da linha, no sentido azul-vermelho. Tais anomalias são frequentes, ocorrem em intervalos de tempo irregulares e migram ao longo do perfil da linha com uma aceleração próxima a  $100 \text{ km s}^{-1}$  por hora. Similares subestruturas, que não são típicas de estrelas Be, foram observadas no espectro de  $\gamma$  Cas (Yang et al. 1988; Smith 1995; Smith & Robinson 1999).

Um período fotométrico de 1,77 dias (ou 1,42 dias) em HD 110432 foi apontado por Barrera et al. (1991), com base em 34 observações realizadas em 1988. Todavia, variabilidades nestas duas escalas de tempo não foram detectadas num monitoramento óptico realizado por Smith & Balona (2006) em 2002. Por outro lado, as curvas de luz nas bandas *B* e *V* (Cousins) de Smith & Balona (2006) mostraram uma clara modulação senoidal de  $\sim 3\text{--}4\%$  em magnitude com uma escala de tempo de 130 dias. Esses tipos de escalas de variabilidade são comuns em estrelas Be (ver Porter 1999, para uma revisão).

#### 4.1.2 Um emissor de raios X duros

Observações BeppoSAX (Torrejón & Orr 2001) de algumas fontes de raios X duros descobertas no *survey* realizado pelo satélite HEAO-1 (Tuohy et al. 1988) revelaram a incomum emissão X de HD 110432. A distribuição de energia foi bem descrita tanto por um modelo de plasma (térmico) quente, com  $kT \sim 11 \text{ keV}$ , quanto por um modelo do tipo lei de potência (típico de emissão não-térmica) com índice  $\Gamma \sim 1,63$  e energia de *cut-off*  $E_c \sim 19,9 \text{ keV}$ . Este último modelo não prediz a existência de linhas espectrais, e requereu a adição de linhas Gaussianas em 6,76 keV e 8,4 keV. A primeira linha, com largura equivalente EW  $\sim 600\text{--}700 \text{ eV}$ , foi interpretada como uma mistura, portanto não resolvida, das linhas do Fe XXV (6,7 keV) e Fe XXVI (6,97 keV). Como essas linhas são naturalmente previstas pelo modelo de plasma quente, a interpretação da produção dos raios X via emissão térmica foi logicamente preferida. Os dados

do BeppoSAX não mostraram evidência da presença da emissão do Fe por fluorescência em 6,4 keV. Todavia, a baixa resolução espectral associada à limitada razão sinal-ruído daquela observação não permite uma interpretação conclusiva acerca da ausência desta linha. O fluxo total na faixa de 2 a 10 keV após correção por absorção ( $\sim 3,2 \times 10^{-11} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$ ) implica numa luminosidade de  $\sim 3,4 \times 10^{32} \text{ erg s}^{-1}$  se a distância à HD 110432 é 300 pc (Hipparcos; Perryman 1997). O espectro em raios X de HD 110432 foi afetado pelo equivalente a uma coluna de Hidrogênio ( $N_{\text{H}}$ ) de  $\sim 1,1\text{--}1,4 \times 10^{22} \text{ cm}^{-2}$  – maior que o valor de  $\sim 2 \times 10^{21} \text{ cm}^{-2}$  devido ao avermelhamento Galáctico na linha de visada a estrela, derivado do excesso de cor  $E(B-V) = 0,4$  (Rachford et al. 2001). Note entretanto que a observação BeppoSAX não se mostrou boa o suficiente em baixas energias e os dados estavam limitados a somente alguns *bins* em energia, justamente na região espectral mais importante na determinação da absorção fotoelétrica dos raios X. O valor da absorção derivado deve ser portanto visto com certa cautela. Uma oscilação (única) com uma escala de tempo de 14 ks foi detectada por Torrejón & Orr (2001). Estes autores concluíram que HD 110432 era provavelmente uma binária de raios X de alta massa com uma companheira anã branca acretante, e que a variação X fora causada pela modulação rotacional de um pólo quente da tal companheira. Com base nas propriedades X derivadas por Torrejón & Orr (2001), Robinson et al. (2002) sugeriram que HD 110432 poderia ser a primeira estrela Be com propriedades X análogas as de  $\gamma$  Cas. Smith & Balona (2006) notaram que a flutuação com  $\tau \sim 14$  ks vista por Torrejón & Orr (2001) em HD 110432 também ocorre na curva de luz X de  $\gamma$  Cas em escalas de tempo similares, mas que não se repetem regularmente. Portanto, sem contar o fato de que um período ou a estabilidade de uma oscilação não podem ser inferidos a partir da observação de uma única oscilação, a hipótese de modulação pela rotação de um objeto acretante é facilmente questionável.

## 4.2 Observações

HD 110432 foi observada usando o ESO/EMMI (*Multi-Mode Instrument*) acoplado ao *New Technology Telescope* (NTT) de 3,5m em La Silla, Chile, em duas ocasiões: em 5 de junho de 2003 e em 10 de maio de 2004.

Um espectro H $\alpha$  de resolução intermediária foi obtido em 5 de junho de 2003 com o *red arm* (modo REMD) e rede #6. O *red arm* é equipado com um mosaico de dois CCDs MIT/LL (finos, *back-illuminated*, de  $2048 \times 4096$  pixels cada), e na configuração usada tem uma dispersão nominal de 0,4 Å/pixel ao longo da região  $\lambda\lambda 6440\text{--}7150\text{Å}$ . A resolução obtida foi de  $\sim 1,2\text{Å}$ . Um espectro na região do azul foi obtido com *blue arm* também com resolução intermediária (modo BLMD) e rede #12. O *blue arm* foi equipado com o CCD Textronik TK1034 (fino, *back-illuminated*, e de  $1024 \times 1024$  pixels). Esta configuração resultou numa dispersão nominal de 0,9 Å/pixel em  $\lambda\lambda 3820\text{--}4750\text{Å}$ , e numa resolução de  $\sim 2,6\text{Å}$ . A região da linha H $\alpha$  foi observada em 10 de maio de 2004 com a mesma configuração, mas com um ângulo de rede ligeiramente diferente de modo a cobrir a faixa  $\lambda\lambda 6170\text{--}6880\text{Å}$ . Um espectro na região do azul foi obtido com o *red arm* com a mesma configuração, mas usando a dispersão #7. (O *red arm* tem uma eficiência mais baixa no azul, mas a rede #7 permite um melhor compromisso entre resolução e a faixa a ser coberta comparado com o *blue arm*). O espectro cobre a faixa de  $\lambda\lambda 3800\text{--}5200\text{Å}$ , com uma dispersão nominal de 0,85 Å/pixel e uma resolução de  $\sim 2,5\text{Å}$ . O pré-processamento e a redução dos dados foram conduzidos com o *MIDAS*, e com os pacotes

Tabela 4.1: Observações XMM de HD 110432.

Obs. ID	Câmera	Data	Início	T <sub>obs</sub> (ks)	GTI (% T <sub>obs</sub> )	Modo/ Filtro	cts s <sup>-1</sup> / <sup>a</sup> % dos eventos
0109480101 (OBS. 1)	<i>pn</i>	03/07/2002	T15:51:56	49,4	98%	EFF/T	2,726 / 98,2%
	MOS1		T15:00:31	52,8	100%	FF/T	0,740 / 97,3%
	MOS2		T15:00:31	52,8	100%	FF/T	0,994 / 97,2%
0109480201 (OBS. 2)	<i>pn</i>	26/08/2002	T21:55:14	44,8	53%	EFF/T	2,269 / 95,0%
	MOS1		T21:03:49	47,8	93%	FF/T	0,911 / 95,8%
	MOS2		T21:03:50	47,8	92%	FF/T	0,932 / 96,0%
0109480401 (OBS. 3)	<i>pn</i>	21/01/2003	T01:07:38	44,4	98%	EFF/T	1,913 / 97,2%
	MOS1		T00:16:20	47,8	99%	FF/T	0,663 / 96,5%
	MOS2		T00:16:12	47,8	99%	FF/T	0,644 / 96,9%

<sup>a</sup> Dados 0,6–12 keV coletados durante toda a observação.

CCDPACK (Draper et al. 2000) e FIGARO (Shortridge et al. 1997) do *Starlink* por I. Negueruela e J. Torrejón.

HD 110432 foi incluída por acaso na borda do campo de visão das câmeras EPIC ( $\sim 13,15''$ ,  $12,85''$  e  $8,65''$  a partir do centro da OBS. 1, OBS. 2 e OBS. 3, respectivamente) durante três campanhas do XMM que tinham como alvo principal a estrela Wolf-Rayet WR 47 (ver detalhes na Tabela 4.1). A sua posição, entretanto, não estava contida no campo das câmeras RGS de alta resolução espectral. As observações foram realizadas em 3 de julho de 2002 (OBS. 1), 26 de agosto de 2002 (OBS. 2) e 21 de janeiro de 2003 (OBS. 3). O processamento dos dados foi feito com o SASv6.5. De acordo com a ferramenta EPATPLOT/SAS, embora tratar-se de uma fonte brilhante, os dados não foram afetados por *pile-up*.

Existe um resíduo em energia em torno de 0,3 keV nos espectros EPIC de HD 110432. Este resíduo é provavelmente devido a uma má correção dos efeitos associados ao filtro óptico usado (*thick*), cuja resposta espectral apresenta esse mesmo resíduo, e provavelmente associado com o fato da fonte estar distante do eixo óptico do telescópio. Assim, os dados com baixa energia ( $< 0,6$  keV) foram descartados. Os canais de energia da câmera *pn* foram agrupados de modo que cada grupo contivesse pelo menos 150 eventos. O modelo PHABS foi adotado para levar em conta a absorção fotoelétrica.

Os dados coletados por todas as câmeras EPIC foram usados, simultaneamente, nas análises temporais. Nos estudos espectrais, frente as possíveis incertezas na calibração cruzada entre as três câmeras para fontes localizadas nas partes mais externas do campo de visão, nós optamos por usar somente os dados *pn*. Todavia foi verificado que os dados MOS, com mais baixa razão sinal ruído, geram parâmetros espectrais consistentes com aqueles derivados a partir dos dados *pn*.



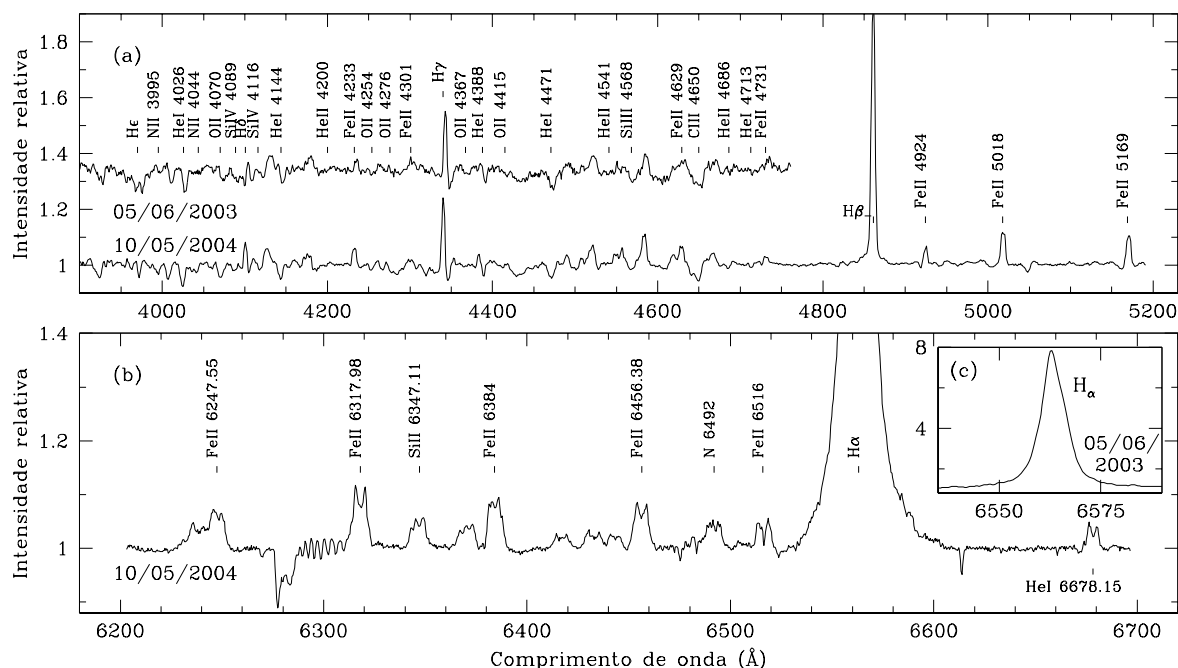


Figura 4.1: Espectro óptico de HD 110432 na região do azul (a) e do vermelho (b). Em (c) é mostrado o perfil da linha H $\alpha$ .

### 4.3 Propriedades no óptico

Há um grande número de linhas metálicas em emissão nos espectros azul e vermelho de HD 110432 (Fig. 4.1), principalmente as associadas às transições do Fe II, além das intensas linhas de Balmer do Hidrogênio. Como inferido de um certo número de estrelas Be (Slettebak et al. 1992), a detecção destas linhas em HD 110432 sugere a presença de um disco circunestelar extenso ou denso e, de acordo com os picos duplos das linhas metálicas, em uma orientação próxima a *edge on*. Nós derivamos uma largura equivalente de  $-60 \pm 1 \text{ \AA}$  para a linha H $\alpha$ , também em acordo com a presença de um disco extenso (e.g., Tycner et al. 2005; Grundstrom & Gies 2006).

Curiosamente, as intensidades dos picos duplos de linhas metálicas observados por nós parecem mais similares ( $V/R \sim 1$ ; Figura 4.1) do que os picos observados por Smith & Balona (2006) – nos quais a componente azul era em média ligeiramente mais intensa. Nós especulamos que isso seja devido à existência de algum tipo de instabilidade no disco circunestelar de HD 110432 – muito provavelmente uma instabilidade do tipo *one-arm disk instability*, comum em discos de estrelas Be (e.g., Okazaki 1991).

A presença de linhas em emissão torna difícil a identificação de linhas fracas em absorção, e portanto compromete a determinação do tipo espectral e classe de luminosidade. Um tipo espectral próximo à B0.5-1 é suportado pela presença da linha relativamente forte do Si IV 4089 Å e da linha fraca do He II 4686 Å. A intensidade relativa do complexo em torno do C III 4650 Å sugere que HD 110432 é uma estrela de luminosidade moderada, compatível com uma classe de luminosidade III ou IV.

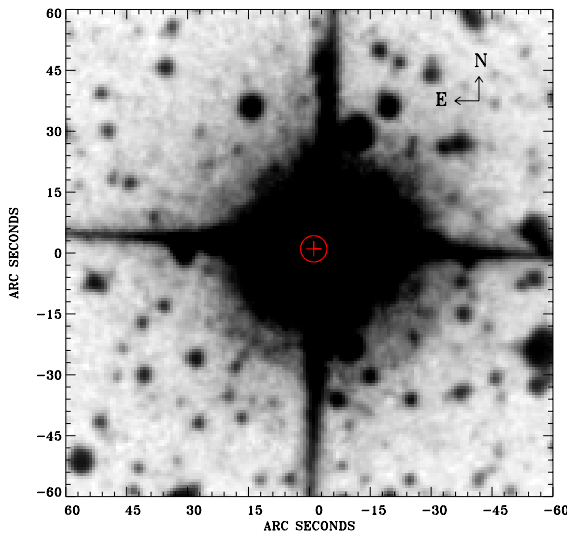


Figura 4.2: Correlação entre as posições no óptico de HD 110432 e de sua contrapartida em raios X (marcada pelo símbolo  $\oplus$ ).

## 4.4 Propriedades em raios X

A Figura 4.2 apresenta uma imagem de *survey* fotográfica de HD 110432 (*pipeline* do XMM), e ilustra a boa correlação espacial entre a estrela e a fonte de raios X aqui investigada, que é portanto a sua contrapartida X. Utilizando a astrometria derivada da OBS. 3, a que apresenta menor erro por ser a mais próxima do eixo óptico (ver Seção 4.2), a distância óptico-X é de  $0,7''$  e contida no raio de  $1,5''$  que define o nível de confiança de 90%.

### 4.4.1 O espectro X em diferentes épocas

HD 110432 exibe um espectro X duro, em que o complexo Fe K $\alpha$  em emissão – composto pela linha de fluorescência em 6,4 keV, e pelas linhas Fe XXV (do tipo He) em 6,7 keV e Fe XXVI (do tipo H) em 6,97 keV – é claramente detectado em todas as observações. Além disso, a linha Fe XXVI Ly $\beta$  está presente em duas das três observações. A linha por fluorescência pode ser produzida num meio denso e frio próximo à fonte X, ou sobre a superfície de uma anã branca acretante. Por outro lado, as linhas do Fe fortemente ionizado favorecem a natureza térmica, pelo menos dominante, da emissão em raios X.

As observações XMM de HD 110432 foram investigadas separadamente por época (conforme Tabela 4.1), porque sua emissão em raios X é claramente distinta em diferentes épocas.

Modelos com uma ou duas componentes térmicas resultam em ajustes inaceitáveis (Fig. 4.3). Substituindo uma das componentes térmicas por um modelo do tipo lei de potência, ainda que incluindo um *cut-off* em altas energias, não melhora a qualidade do ajuste. Estes modelos não dão conta, simultaneamente, do excesso observado no contínuo em raios X duros e intensidades das linhas He- e H- do Fe, mesmo se cada componente é afetada por diferentes colunas de absorção.

Assim, nós concluímos que o espectro XMM de HD 110432 está em desacordo com o modelo 1-T derivado por Torrejón & Orr (2001) a partir do BeppoSAX. Na Fig. 4.3 é mostrado o espectro da OBS. 1 e os ajustes 1-T e 2-T discutidos acima. O modelo 1-T resulta em  $N_H \sim 0,3 \times 10^{22} \text{ cm}^{-2}$ ,  $kT \sim 15,2 \text{ keV}$ ,  $Z \sim 0,4 Z_\odot$ , e  $\chi^2_\nu = 1,3$ . Para o modelo 2-T, a Fig. 4.3 apresenta

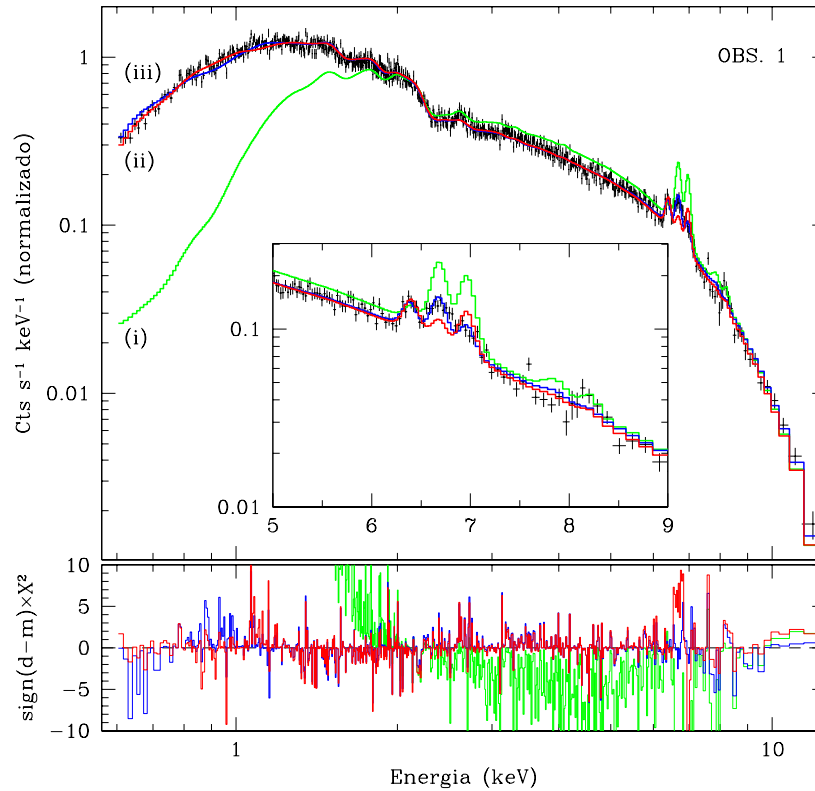


Figura 4.3: O espectro em raios X de HD 110432 a partir da OBS. 1 e os ajustes resultantes dos modelos 1-T e 2-T. Resultados similares são obtidos a partir da OBS. 2 e OBS. 3. A curva (i), em verde, representa o espectro teórico 1-T utilizando os parâmetros derivados por Torrejón & Orr (2001). O modelo 2-T é representado pelas curvas (ii), em vermelho, e (iii), em azul. Curva (ii):  $N_{\text{H}}*(T_1+T_2+LG)$ ; curva (iii):  $N_{\text{H}_a}*(T_1)+N_{\text{H}_b}*(T_2+LG)$ . O ajuste derivado do modelo 1-T deixando seus parâmetros livres se sobrepõe às curvas (i) para  $E > 1$  keV e (ii) para  $E < 1$  keV. Em todos os casos uma linha Gaussiana é incluída em 6,4 keV.

o caso em que ambas as componentes térmicas são afetadas pela mesma coluna de absorção [ $N_{\text{H}}*(T_1+T_2+LG)$ ], e o caso em que cada plasma é afetado por colunas de absorção diferentes [ $N_{\text{H}_a}*(T_1)+N_{\text{H}_b}*(T_2+LG)$ ]. No primeiro caso, nós derivamos  $N_{\text{H}} \sim 0,33 \times 10^{22} \text{ cm}^{-2}$ ,  $kT_1$  e  $kT_2$  iguais a  $\sim 0,76$  e  $\sim 15,13$  keV, respectivamente,  $Z \sim 0,43 Z_{\odot}$ , e  $\chi_{\nu}^2 = 1,23$ . Para o segundo caso,  $N_{\text{H}_a}$  e  $kT_1$  são iguais a  $\sim 0,34 \times 10^{22} \text{ cm}^{-2}$  e 5,89 keV,  $N_{\text{H}_b}$  e  $kT_2$  de  $\sim 0,28 \times 10^{22} \text{ cm}^{-2}$  e 28,94 keV, respectivamente,  $Z \sim 0,26 Z_{\odot}$ , e  $\chi_{\nu}^2 = 1,15$ . (Para os modelos 2-T os valores da abundância se referem à componente mais quente; valores solares para as outras. Resultados similares foram obtidos para os espectros da OBS. 2 e OBS. 3).

Os espectros X de cada época são melhor descritos pela composição de três componentes térmicas (3-T): um plasma *frio* ( $kT_1 \sim 0,4\text{--}0,7$  keV), um *morno* ( $kT_2 \sim 3\text{--}6$  keV), e um *quente* ( $kT_3 \sim 21\text{--}37$  keV; ver M1 na Tabela 4.2 e Fig. 4.4). Cerca de 80% do fluxo em 0,2–12 keV é devido ao plasma *quente*, e similar portanto ao observado em  $\gamma$  Cas (Smith et al. 2004), enquanto os plasmas *morno* e *frio* respondem pelos outros  $\sim 18\%$  e  $\sim 2\%$ , respectivamente. A mesma proporção é seguida pela medida de emissão (EM) de cada componente térmica, em relação ao valor total. As linhas do Fe ionizado são bem descritas por este modelo, e advém

Tabela 4.2: Parâmetros espectrais dos raios X de HD 110432 em cada observação do XMM, a partir do modelo M1:  $N_{\text{Ha}}*(T_1+T_2+T_3)$ .

	03/07/2002 (OBS. 1)	26/08/2002 (OBS. 2)	21/01/2003 (OBS. 3)
$N_{\text{Ha}}$ ( $10^{22} \text{ cm}^{-2}$ )	$0,34^{+0,01}_{-0,01}$	$0,42^{+0,05}_{-0,04}$	$[0,46^{+0,04}_{-0,04}]$
$kT_1$ (keV)	$0,66^{+0,05}_{-0,05}$	$0,37^{+0,07}_{-0,15}$	$[0,30^{+0,07}_{-0,04}]$
$f_{T_1}$ ( $\text{erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$ )	$7,8 \times 10^{-13}$	$1,1 \times 10^{-12}$	$[2,7 \times 10^{-12}]$
$EM_{T_1}$ ( $10^{55} \text{ cm}^{-3}$ )	0,03	0,04	[0,1]
$kT_2$ (keV)	$5,40^{+0,60}_{-0,81}$	$3,49^{+1,12}_{-0,91}$	$[1,55^{+0,37}_{-0,22}]$
$f_{T_2}$ ( $\text{erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$ )	$9,1 \times 10^{-12}$	$5,5 \times 10^{-12}$	$[1,4 \times 10^{-12}]$
$EM_{T_2}$ ( $10^{55} \text{ cm}^{-3}$ )	0,5	0,3	[0,09]
$kT_3$ (keV)	$27,17^{+3,61}_{-4,01}$	$20,82^{+4,67}_{-3,80}$	$[14,26^{+1,95}_{-1,28}]$
$f_{T_3}$ ( $\text{erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$ )	$3,7 \times 10^{-11}$	$3,2 \times 10^{-11}$	$[3,7 \times 10^{-11}]$
$EM_{T_3}$ ( $10^{55} \text{ cm}^{-3}$ )	1,9	1,7	[1,9]
$Z_{T_3}$ ( $Z_{\odot}$ )	$0,31^{+0,12}_{-0,09}$	$0,45^{+0,13}_{-0,12}$	$[0,44^{+0,08}_{-0,08}]$
Line (keV)	$6,39^{+0,04}_{-0,01}$	$6,41^{+0,02}_{-0,02}$	$[6,41^{+0,02}_{-0,02}]$
$\sigma_{\text{Line}}$ (keV)	< 0,05	0,01 <sup>b</sup>	[0,01 <sup>b</sup> ]
Line (keV)	8,2 <sup>b</sup>	...	[...]
$\sigma_{\text{Line}}$ (keV)	< 0,11	...	[...]
$f_{\text{tot}}$ ( $\text{erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$ )	$4,8 \times 10^{-11}$	$3,9 \times 10^{-11}$	$[4,1 \times 10^{-11}]$
$\chi^2_{\nu}/\text{d.o.f}^a$	1,05/588	1,13/270	[1,13/270]

<sup>a</sup> Graus de liberdade; <sup>b</sup> Parâmetro congelado.

Notas: abundâncias solares para  $T_1$  e  $T_2$ . Fluxos em 0,2–12 keV e corrigidos por absorção. Os erros representam o limite de confiança a 90%.

da combinação dos plasmas *quente* ( $kT \sim 20$  keV) e *morno* ( $kT \sim 4$  keV). A componente *morna* exerce uma contribuição secundária mas importante na intensidade da linha Fe XXV, respondendo por  $\sim 28$ –42% de seu fluxo, enquanto por somente  $\sim 5$ –18% da intensidade da linha Fe XXVI. Portanto, a componente com mais alta temperatura é necessária na descrição do contínuo e na descrição da intensidade das linhas ionizadas do Fe, sendo assim um valor sustentável ainda que derivada numa região espectral limitada a 0,6–12 keV. Em adição, nota-se que uma fração significativa do fluxo bolométrico em raios X ( $\sim 50\%$ ) de um plasma com  $kT \sim 30$  keV é emitido naquela faixa de energia. Finalmente, ainda que o valor da temperatura seja incerto, a solução obtida está correlacionada com a presença da linha Ly $\beta$  do Fe XXVI.

A linha Ly $\beta$  do Fe XXVI detectada nas OBS. 1 e OBS. 3 não foi reproduzida por nenhum dos modelos térmicos testados – todos baseados no código MEKAL –, e uma linha Gaussiana foi adicionada. Uma segunda linha Gaussiana foi adicionada para descrever a linha por fluorescência do Fe em 6,4 keV – que não é prevista pelo código MEKAL.

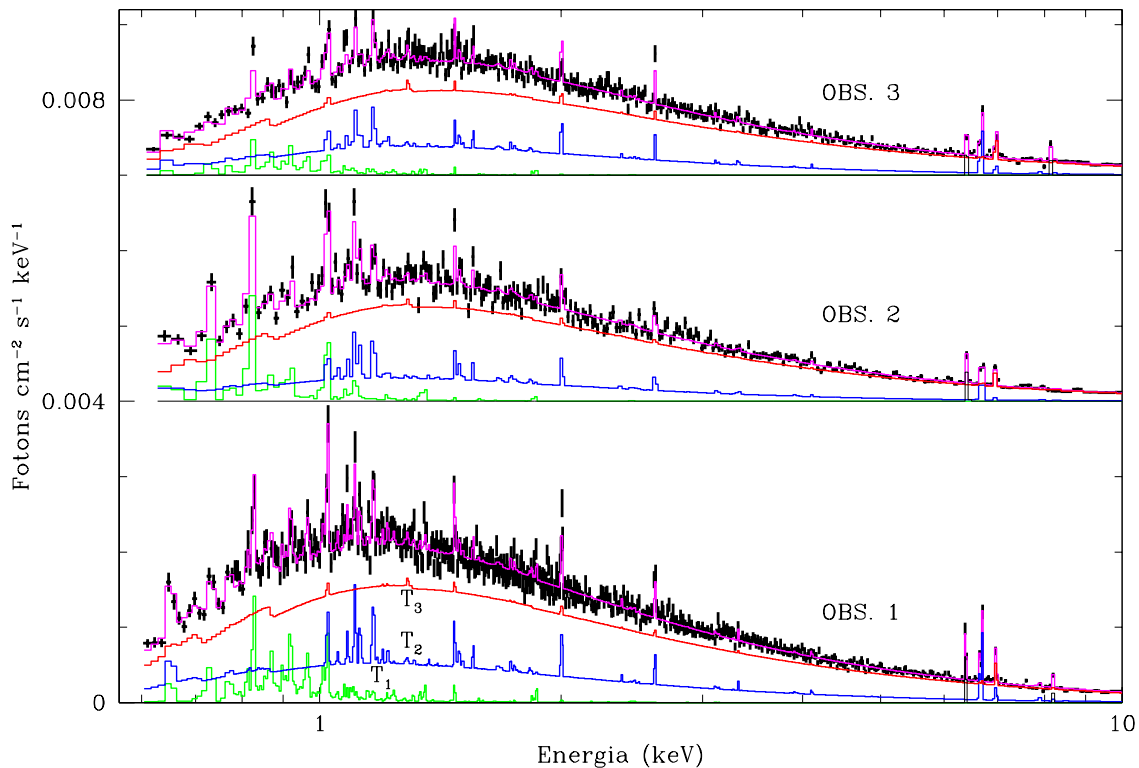


Figura 4.4: Espectro X de HD 110432 e o modelo M1, incluindo a decomposição em suas diversas componentes. Por clareza, os espectros das observações 2 e 3 foram adicionados a constantes. (Ver parâmetros na Tabela 4.2).

A densidade de coluna derivada a partir de M1,  $\sim 3\text{--}4 \times 10^{21} \text{ cm}^{-2}$ , é ligeiramente superior ao valor de  $\sim 2 \times 10^{21} \text{ cm}^{-2}$  devido ao meio interestelar (Rachford et al. 2001). Este valor é, entretanto, significativamente inferior ao valor de  $\sim 2\text{--}5 \times 10^{22} \text{ cm}^{-2}$  derivado por Smith & Balona (2006). Esta discordância pode ser entendida, ao menos em parte, pelo fato de que Smith & Balona (2006) utilizaram os picos V/R de linhas que são parcialmente opticamente espessas e cujas regiões de formação são esperadas serem várias vezes mais absorvidas que a coluna à estrela Be.<sup>1</sup> Esta problemática, entretanto, só poderá ser melhor investigada a partir de espectros X de alta resolução de modo a se obter valores mais precisos das colunas de absorção que afetam os raios X e conseqüentemente da geometria envolvida.

Em OBS. 1 e OBS. 3 o processo de ajuste usando o modelo M1 converge para uma única solução. Em OBS. 2, entretanto, há duas soluções igualmente possíveis com diferentes temperaturas para as três componentes, assim como diferentes contribuições de fluxo e medidas de emissão das componentes *fria* e *morna* (Tabela 4.2). Existem evidências de que os modelos com as mais altas temperaturas promovem uma melhor descrição das linhas altamente ionizadas do complexo do Fe. Na “convergência mais fria” para OBS. 2, os plasmas *frio* e *morno* respondem por cerca de 4% cada do valor da EM total, e  $\sim 6,5\%$  e  $\sim 3,5\%$ , respectivamente, do fluxo total em 0,2–12 keV – em contraste com as respectivas contribuições da “convergência

<sup>1</sup>Um  $N_{\text{H}} \gtrsim 10^{22} \text{ cm}^{-2}$  falha na reprodução satisfatória dos fluxos observados abaixo de  $\sim 1,5 \text{ keV}$  usando M1.

quente” para OBS. 2 e das demais observações, sumarizadas abaixo. Os ajustes espectrais resultam em abundâncias que são consistentes com os valores solares para todos os elementos das componentes *morna* e *fria*. Por outro lado, abundâncias sub-solares são claramente necessárias para a componente *quente*, de modo que as linhas do Fe XXV e Fe XXVI sejam bem descritas. Usando o modelo VMEKAL, nós verificamos que mantendo uma baixa abundância do Ferro para a componente *quente* e abundâncias dos outros metais com valores solares obtém-se resultados consistentes com aqueles obtidos liberando as abundâncias de todos os elementos juntas ( $Z \lesssim 0,5Z_{\odot}$ ). Portanto, exceto para o Fe, não existe razão para invocar abundâncias não-solares para o plasma *quente*.

Temperaturas tão distintas como as derivadas para HD 110432 sugerem que a emissão X é produzida em sítios distintos. Neste sentido, nós testamos os seguintes modelos do tipo 3-T:

M1a - Determinando duas colunas de absorção, uma para a componente *quente* e outra para as componentes *morna* & *fria*.

$$N_{\text{Ha}}*(T_1+T_2)+N_{\text{Hb}}*(T_3).$$

M1b - Dividindo o plasma *quente* de (a) em duas sub-componentes. A absorção da primeira sub-componente sendo determinada de modo independente da absorção da outra sub-componente, que é afetada pela mesma coluna que afeta as componentes *morna* e *fria*. A fração relativa das duas sub-componentes do plasma *quente* é determinada como um parâmetro livre durante o ajuste.

$$N_{\text{Ha}}*(T_1+T_2+T_3)+N_{\text{Hb}}*(T_3).$$

M1c - Repetindo o modelo (b) mas forçando as medidas de emissão das duas sub-componentes *quentes* a serem iguais.

M1d - Determinando três colunas de absorção, uma para cada componente térmica.

$$N_{\text{Ha}}*(T_1)+N_{\text{Hb}}*(T_2)+N_{\text{Hc}}*(T_3).$$

Os modelos M1(a,b,c) não melhoram os ajustes espectrais obtidos a partir de M1 e, com duas exceções, os parâmetros derivados são consistentes com aqueles de M1 num nível de confiança de 90%. As duas exceções dizem respeito à componente *quente* e sua absorção seguindo o modelo M1b. A primeira delas é que, de acordo com M1b,  $\sim 15\text{--}50\%$  da componente *quente* é mais fortemente afetada ( $\sim 10\times$ ) que os outros  $\sim 50\text{--}85\%$ . Essa última sub-componente é afetada pela mesma absorção que age sobre as componentes *morna* e *fria*, cujo valor em cada observação é consistente com o derivado via M1 (ver Tabela 4.2). Portanto, nós especulamos que, como ocorre com o espectro X de  $\gamma$  Cas (Capítulo 3), a componente mais quente de HD 110432 é afetada por múltiplas colunas de absorção. A segunda exceção é que as temperaturas *quentes* em cada observação são sistematicamente mais frias que aquelas de M1 por cerca de 30%. Os modelos M1(a,b,c) resultam em duas convergências para OBS. 2, ambas consistentes com aquelas obtidas via M1 (Tabela 4.2). Os resultados dos modelos brevemente discutidos acima corroboram a natureza complexa do espectro de raios X de HD 110432, já inferida a partir do modelo (simples) M1.

Os resultados do modelo M1d são diferentes daqueles dos modelos discutidos acima (ver Tabela 4.3). Primeiro, o fluxo total intrínseco à fonte é sistematicamente mais alto em cada observação, especialmente nas observações 1 e 3. Segundo, a componente *fria*, exceto para OBS. 2, é agora ainda mais fria. Esta componente é fortemente absorvida e responde por uma

Tabela 4.3: Parâmetros espectrais dos raios X de HD 110432 em cada observação do XMM, a partir do modelo M1d:  $N_{\text{Ha}}*(T_1)+N_{\text{Hb}}*(T_2)+N_{\text{Hc}}*(T_3)$ .

	03/07/2002 (OBS. 1)	26/08/2002 (OBS. 2)	21/01/2003 (OBS. 3)
$N_{\text{Ha}}$ ( $10^{22}$ cm $^{-2}$ )	0,96 $^{+0,11}_{-0,14}$	0,80 $^{+0,22}_{-0,23}$	1,32 $^{+0,28}_{-0,67}$
$kT_1$ (keV)	0,23 $^{+0,04}_{-0,03}$	0,36 $^{+0,18}_{-0,09}$	0,21 $^{+0,12}_{-0,04}$
$f_{T_1}$ (erg cm $^{-2}$ s $^{-1}$ )	$4,6 \times 10^{-11}$	$6,3 \times 10^{-12}$	$7,1 \times 10^{-11}$
$EM_{T_1}$ ( $10^{55}$ cm $^{-3}$ )	2,1	0,3	3,4
$N_{\text{Hb}}$ ( $10^{22}$ cm $^{-2}$ )	0,23 $^{+0,09}_{-0,05}$	0,17 $^{+0,18}_{-0,09}$	0,97 $^{+0,53}_{-0,60}$
$kT_2$ (keV)	5,90 $^{+1,72}_{-1,05}$	4,69 $^{+2,33}_{-1,28}$	4,45 $^{+5,67}_{-1,20}$
$f_{T_2}$ (erg cm $^{-2}$ s $^{-1}$ )	$8,8 \times 10^{-12}$	$4,2 \times 10^{-12}$	$7,4 \times 10^{-12}$
$EM_{T_2}$ ( $10^{55}$ cm $^{-3}$ )	0,4	0,2	0,4
$N_{\text{Hc}}$ ( $10^{22}$ cm $^{-2}$ )	0,47 $^{+0,07}_{-0,07}$	0,51 $^{+0,08}_{-0,08}$	0,38 $^{+0,11}_{-0,03}$
$kT_3$ (keV)	20,76 $^{+3,21}_{-2,42}$	16,87 $^{+4,02}_{-2,46}$	34,48 $^{+13,68}_{-8,95}$
$f_{T_3}$ (erg cm $^{-2}$ s $^{-1}$ )	$3,8 \times 10^{-11}$	$3,4 \times 10^{-11}$	$3,4 \times 10^{-11}$
$EM_{T_3}$ ( $10^{55}$ cm $^{-3}$ )	2,0	1,7	1,7
$Z_{T_3}$ ( $Z_{\odot}$ )	0,24 $^{+0,10}_{-0,14}$	0,37 $^{+0,11}_{-0,13}$	< 0,89
Line (keV)	6,40 $^{+0,02}_{-0,02}$	6,41 $^{+0,02}_{-0,02}$	6,4 <sup>b</sup>
$\sigma_{\text{Line}}$ (keV)	0,01 <sup>b</sup>	0,01 <sup>b</sup>	< 0,10
Line (keV)	8,2 <sup>b</sup>	...	8,2 <sup>b</sup>
$\sigma_{\text{Line}}$ (keV)	0,001 <sup>b</sup>	...	0,001 <sup>b</sup>
$f_{\text{tot}}$ (erg cm $^{-2}$ s $^{-1}$ )	$9,3 \times 10^{-11}$	$4,4 \times 10^{-11}$	$1,1 \times 10^{-10}$
$\chi^2_{\nu}/\text{d.o.f}^{\text{a}}$	1,04/588	1,12/268	1,00/385

<sup>a</sup> Graus de liberdade; <sup>b</sup> Parâmetro congelado.

Notas: abundâncias solares para  $T_1$  e  $T_2$ . Os fluxos são corrigidos por absorção, na banda de energia de 0,2–12 keV. Os erros representam o limite de confiança a 90%.

maior fração do fluxo total (de 14% a 64% para diferentes observações). Também, o plasma frio tem uma maior medida de emissão de acordo com M1d do que segundo o modelo M1. Nenhuma diferença significativa é notada nos fluxos e medidas de emissão das componentes morna e quente. Nota-se também que o modelo M1d resulta numa temperatura mais baixa para a componente de plasma quente, comparado aos demais modelos.

Como uma alternativa aos modelos 3-T discutidos acima, uma boa descrição da distribuição de energia X observada em HD 110432 é também obtida usando um modelo a duas componentes térmicas (uma *fria*,  $kT \sim 0,2$ – $1,6$  keV, e uma *quente*,  $kT \sim 8$ – $12$  keV) adicionando-se uma lei de potência com índice de fóton duro (ver Tabela 4.4). Como nos modelos 3-T, as linhas Fe XXV e Fe XXVI são bem ajustadas pelas componentes térmicas, e abundâncias sub-solares, pelo menos para o Fe, são necessárias. No modelo 3-T as linhas do Fe vêm dos plasmas *quente*

Tabela 4.4: Parâmetros espectrais dos raios X de HD 110432 em cada observação do XMM, a partir de modelos térmicos adicionados a uma componente do tipo lei de potência (M2 e M3).

	03/07/2002	26/08/2002	21/01/2003
	(OBS. 1)	(OBS. 2)	(OBS. 3)
M2: $N_{\text{Ha}}*T_1+N_{\text{Hb}}*(T_2+LP+2 \text{ LG})$			
$N_{\text{Ha}}$ ( $10^{22} \text{ cm}^{-2}$ )	$0,92^{+0,31}_{-0,31}$	$0,74^{+0,19}_{-0,19}$	$1,10^{+1,29}_{-0,62}$
$kT_1$ (keV)	$0,22^{+0,04}_{-0,03}$	$0,35^{+0,13}_{-0,10}$	$0,21^{+0,16}_{-0,10}$
$f_{T_1}$ ( $\text{erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$ )	$3,9 \times 10^{-11}$	$4,1 \times 10^{-12}$	$2,7 \times 10^{-11}$
$EM_{T_1}$ ( $10^{55} \text{ cm}^{-3}$ )	1,8	0,2	1,3
$N_{\text{Hb}}$ ( $10^{22} \text{ cm}^{-2}$ )	$0,37^{+0,03}_{-0,02}$	$0,39^{+0,04}_{-0,03}$	$0,44^{+0,03}_{-0,03}$
$kT_2$ (keV)	$8,76^{+0,75}_{-0,82}$	$10,24^{+1,58}_{-1,46}$	$9,34^{+1,42}_{-0,99}$
$f_{T_2}$ ( $\text{erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$ )	$3,2 \times 10^{-11}$	$3,0 \times 10^{-11}$	$2,6 \times 10^{-11}$
$EM_{T_2}$ ( $10^{55} \text{ cm}^{-3}$ )	1,7	1,6	1,4
$Z_{T_2}$ ( $Z_{\odot}$ )	$0,43^{+0,05}_{-0,06}$	$0,42^{+0,17}_{-0,10}$	$0,50^{+0,39}_{-0,07}$
$\Gamma$	$1,09^{+0,15}_{-0,22}$	$1,04^{+0,79}_{-3,09}$	$1,02^{+0,23}_{-1,03}$
$f_{\Gamma}$ ( $\text{erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$ )	$1,5 \times 10^{-11}$	$8,0 \times 10^{-12}$	$1,5 \times 10^{-11}$
Line (keV)	$6,39^{+0,03}_{-0,02}$	$6,41^{+0,02}_{-0,02}$	6,4
$\sigma_{\text{Line}}$ (keV)	<0,06	<0,07	0,01
Line (keV)	8,2 <sup>a</sup>	...	$8,16^{+0,07}_{-0,06}$
$\sigma_{\text{Line}}$ (keV)	0,001 <sup>a</sup>	...	<0,11
$f_{\text{tot}}$ ( $\text{erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$ )	$8,6 \times 10^{-11}$	$4,2 \times 10^{-11}$	$6,8 \times 10^{-11}$
$\chi^2_{\nu}/\text{d.o.f.}$	1,07/588	1,17/268	1,01/385
M3: $N_{\text{H}}*(\text{CEMEKL}+LP+2 \text{ LG})$			
$N_{\text{H}}$ ( $10^{22} \text{ cm}^{-2}$ )	$0,34^{+0,01}_{-0,01}$	$0,38^{+0,01}_{-0,02}$	$0,45^{+0,01}_{-0,01}$
$T_{\text{max}}$ (keV)	$27,90^{+7,90}_{-4,98}$	$35,20^{+10,93}_{-8,33}$	$29,51^{+13,92}_{-6,45}$
$Z$ ( $Z_{\odot}$ )	$0,53^{+0,10}_{-0,08}$	$0,55^{+0,11}_{-0,06}$	$0,58^{+1,56}_{-0,09}$
$f_{\Gamma}$ ( $\text{erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$ )	$3,7 \times 10^{-11}$	$3,6 \times 10^{-11}$	$3,2 \times 10^{-11}$
$\Gamma$	$1,13^{+1,79}_{-0,23}$	1,1 <sup>a</sup>	$1,04^{+2,48}_{-0,76}$
$f_{\Gamma}$ ( $\text{erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$ )	$1,1 \times 10^{-11}$	$3,0 \times 10^{-12}$	$1,1 \times 10^{-11}$
Line (keV)	6,4 <sup>a</sup>	$6,41^{+0,02}_{-0,02}$	6,4 <sup>a</sup>
$\sigma_{\text{Line}}$ (keV)	0,01 <sup>a</sup>	< 0,07	0,01 <sup>a</sup>
Line (keV)	$8,20^{+0,12}_{-0,09}$	...	$8,16^{+0,06}_{-0,05}$
$\sigma_{\text{Line}}$ (keV)	0,01 <sup>a</sup>	...	0,01 <sup>a</sup>
$f_{\text{tot}}$ ( $\text{erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$ )	$4,8 \times 10^{-11}$	$3,9 \times 10^{-11}$	$4,3 \times 10^{-11}$
$\chi^2_{\nu}/\text{d.o.f.}$	1,12/592	1,17/272	1,05/389

<sup>a</sup> Graus de liberdade; <sup>b</sup> Parâmetro congelado.

Notas: M2: abundâncias solares para  $T_1$ . M3:  $\alpha = 1$ . Fluxos em 0,2–12 keV e corrigidos por absorção. Os erros representam o limite de confiança a 90%.



( $kT \sim 20$  keV) e *morno* ( $kT \sim 4$  keV). As altas temperaturas da componente quente são exigidas pela forma do contínuo e pelas linhas do Fe fortemente ionizado. No modelo 2-T + PL, a lei de potência responde por parte do contínuo em raios X duros ( $\sim 20\%$  do fluxo total em 0,2–12 keV em todas as observações) e as linhas do Fe podem então ser bem representadas por uma única componente térmica de temperatura ( $kT \sim 10$  keV) intermediária entre os plasmas *morno* e *quente* do modelo 3-T, e consistente com o valor obtido por Torrejón & Orr (2001). A contribuição em fluxo do plasma *quente* é cerca de  $\sim 55\%$  do fluxo total em 0,2–12 keV na OBS. 1,  $\sim 70\%$  na OBS. 2, e  $\sim 40\%$  na OBS. 3. Portanto, de acordo com a presença da linha Fe XXVI Ly $\beta$ , nós acreditamos que a descrição do espectro por um modelo do tipo lei de potência não fornece uma descrição realista da cauda em altas energias de HD 110432.

O modelo CEMEKL, amplamente empregado no estudo de Variáveis Cataclísmicas, foi testado. O parâmetro  $\alpha$  (ver Seção 2.3.1) foi permitido variar durante o ajuste, e convergiu para  $\alpha = 1$  – em concordância com o caso adiabático. As temperaturas resultantes ( $kT_{max}$ ) nas três observações variam na faixa de 40 a 60 keV. Este modelo resulta em valores de  $\chi^2_v$  ligeiramente maiores do que os obtidos a partir dos modelos discutidos acima para duas das observações ( $\chi^2_v = 1,14, 1,15$  e  $1,06$ , para OBS. 1, 2 e 3, respectivamente). Por outro lado, ele prediz linhas do Fe XXVI e Fe XXV mais e menos intensas do que o observado, respectivamente, e por esta razão pode provavelmente ser excluído. A má qualidade dos ajustes obtidos pelo modelo CEMEKL para descrever as linhas do Fe XXV e Fe XXVI indica que a descrição 3-T reflete provavelmente a existência de três sítios de emissão X que são fisicamente separados, e não uma aproximação de um espectro emitido por uma única região com uma distribuição continuamente variável de temperatura.

A adição de uma componente do tipo lei de potência ao modelo CEMEKL melhora o ajuste espectral – devido a uma melhor descrição do contínuo em altas energias ( $\sim 5$ – $10$  keV) – mas não resulta em valores de  $\chi^2_v$  tão baixos quanto aqueles dos modelos 3-T (ver Tabela 4.4). Um modelo do tipo CEMEKL + plasma frio foi aplicado ao espectro, de modo a testar a idéia de que parte da emissão em raios X moles poderia ser formada no choque de ventos, como ocorre em estrelas quentes de um modo geral. Mais uma vez, o ajuste é melhorado mas permanece significativamente pior do que o derivado de 3-T, essencialmente devido a falha na representação dos detalhes do complexo do Fe em emissão.

De acordo com o modelo 3-T mostrado na Tabela 4.2 o fluxo não-absorvido em 2–10 keV é  $\sim 2,3$ – $2,9 \times 10^{-11}$  erg cm $^{-2}$  s $^{-1}$ . Este valor é ligeiramente inferior aqueles obtidos pelos satélites BeppoSAX ( $\sim 3,2 \times 10^{-11}$  erg cm $^{-2}$  s $^{-1}$ ; Torrejón & Orr 2001) e HEAO-1 ( $\sim 4,7 \times 10^{-11}$  erg cm $^{-2}$  s $^{-1}$ ; Tuohy et al. 1988). Adotando uma distância ( $d$ ) de 300 pc para HD 110432 (Perryman 1997), o fluxo observado implica numa luminosidade de  $\sim 2,6$ – $3,1 \times 10^{32}$  erg s $^{-1}$ . Em 0,2–12 keV, o fluxo não-absorvido a partir das observações do XMM é de cerca de  $3,9$ – $4,8 \times 10^{-11}$  erg cm $^{-2}$  s $^{-1}$ , implicando em  $L_x \sim 4,2$ – $5,2 \times 10^{32}$  erg s $^{-1}$  para  $d = 300$  pc.

#### 4.4.2 Os parâmetros das linhas do Fe em emissão

As linhas do complexo Fe K $\alpha$  são as mais fortes (resolvidas) no espectro 0,2–12 keV de HD 110432, e todas são claramente presentes em cada uma das três observações XMM (Fig. 4.5). A linha Fe XXVI Ly $\beta$  é detectada em duas das três observações. Na avaliação dos parâmetros dessas linhas, um modelo térmico do tipo bremsstrahlung foi usado para descrever o contínuo em 5–10 keV e quatro Gaussianas foram adicionadas para representar a linha por fluorescência

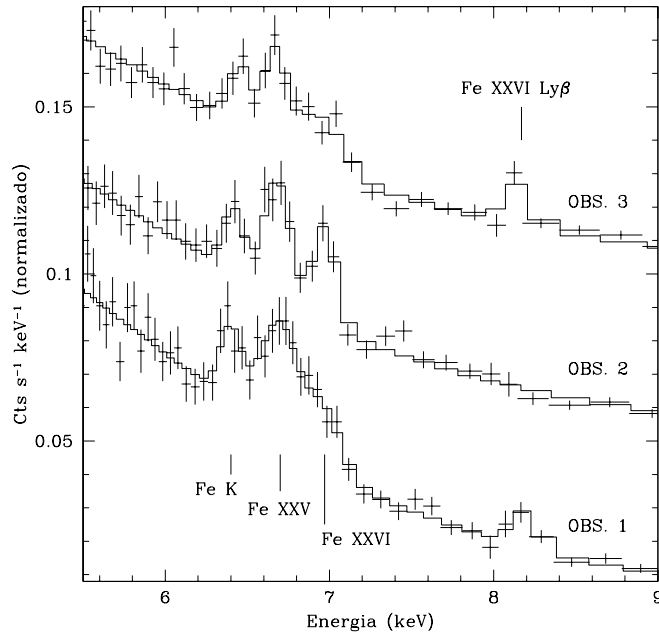


Figura 4.5: O complexo Fe K $\alpha$  e a linha Fe XXVI Ly $\beta$  vistos em diferentes épocas. Os espectros *pn* de eventos simples são mostrados normalizados e adicionados à constantes para melhor visualização. Ver os valores estimados das EWs na Tabela 4.5.

em 6,4 keV, e as linhas Fe XXV, Fe XXVI Ly $\alpha$  e Fe XXVI Ly $\beta$  do Fe ionizado.

A Tabela 4.5 lista as larguras equivalentes das componentes do Fe em cada observação. O fluxo da linha de fluorescência é constante dentro dos erros estimados. Por outro lado, os fluxos relativos de cada componente ionizada são ligeiramente diferentes em cada época (Fig. 4.5 e Tabela 4.5), mas seus EWs são ainda mutuamente consistentes em  $1 \sigma$ . Uma aparente diminuição é suspeita no fluxo da linha do tipo He ao longo das sucessivas observações, enquanto o contrário é suspeito para o íon do tipo H.

A presença da linha Fe XXVI Ly $\beta$  em 8,2 keV é uma novidade no espectro de fontes X estelares de grande massa, seja nas vizinhanças da estrela massiva ou em um sistema binário de grande massa no qual ocorre acreção de matéria. Embora a teoria para a formação desta linha não seja ainda bem desenvolvida, pode-se fazer algumas poucas afirmações do que é conhecido sobre espectro de recombinação de íons hidrogênicos mais leves. Primeiro, a razão das intensidades das linhas Ly $\beta$  e Ly $\alpha$  de tais íons aumenta ligeiramente com a temperatura. Por exemplo, nós encontramos que a razão de intensidade Ly $\beta$ /Ly $\alpha$  não pode ser reproduzida por nenhum modelo térmico (baseado no código MEKAL). Nós também acreditamos que as claras diferenças na razão notada na Fig. 4.5 entre OBS. 2 e OBS. 1 não pode ser explicada através do efeito Boltzmann para a mudança na temperatura, de  $\sim 21$  keV a 27 keV (e.g., Smith et al. 2001). Mudanças nesta razão são mais provavelmente causadas pela transição de um regime opticamente fino para um regime parcialmente espesso, ao passo que a intensidade da linha Ly $\alpha$  deva ser suprimida por esse efeito. Como alternativa, a emissão suprimida da linha Ly $\alpha$  poderia ser causada pela superposição de alguma absorção devido a espalhamento por ressonância (*resonance scattering*) – isto sugere uma mudança na geometria dos componentes do plasma. Em ambas as alternativas acima, dever-se-ia observar uma diferença na abundância do Fe derivada na OBS. 2 comparada às outras duas observações. Entretanto, como mostrado na Tabela 4.6, estes efeitos devem ser pequenos porque as abundâncias do Fe derivadas a partir das três observações são consistentes entre si. Embora acreditemos que as opções apontadas

Tabela 4.5: Parâmetros das linhas em raios X do Fe de HD 110432 detectadas em emissão.

	Linha espectral	$E_C$ (keV)	EW (eV)	Fluxo <sup>a</sup> ( $\times 10^{-5}$ fótons $\text{cm}^{-2} \text{s}^{-1}$ )
OBS. 1	Fe K	$6,40^{+0,01}_{-0,04}$	$47,8^{+11,9}_{-14,0}$	$1,9^{+0,5}_{-0,5}$
	Fe XXV	$6,70^b$	$159,0^{+34,3}_{-20,2}$	$5,8^{+1,2}_{-0,7}$
	Fe XXVI Ly $\alpha$	$6,97^b$	$60,8^{+19,0}_{-23,8}$	$2,1^{+0,7}_{-0,8}$
	Fe XXVI Ly $\beta$	$8,18^{+0,03}_{-0,01}$	$109,0^{+41,2}_{-33,2}$	$2,2^{+0,8}_{-0,7}$
OBS. 2	Fe K	$6,42^{+0,02}_{-0,02}$	$48,7^{+16,3}_{-11,4}$	$1,5^{+0,5}_{-0,3}$
	Fe XXV	$6,68^{+0,01}_{-0,01}$	$126,0^{+18,4}_{-16,2}$	$3,7^{+0,5}_{-0,5}$
	Fe XXVI Ly $\alpha$	$6,97^{+0,01}_{-0,01}$	$99,1^{+14,7}_{-13,6}$	$2,6^{+0,4}_{-0,4}$
	Fe XXVI Ly $\beta$	...	...	...
OBS. 3	Fe K	$6,46^{+0,01}_{-0,03}$	$54,2^{+11,8}_{-12,1}$	$1,9^{+0,4}_{-0,4}$
	Fe XXV	$6,67^{+0,05}_{-0,03}$	$86,9^{+88,0}_{-21,7}$	$3,0^{+3,1}_{-0,7}$
	Fe XXVI Ly $\alpha$	$6,94^{+0,11}_{-0,05}$	$121,0^{+40,1}_{-75,8}$	$3,6^{+1,2}_{-2,3}$
	Fe XXVI Ly $\beta$	$8,14^{+0,02}_{-0,02}$	$152,0^{+42,8}_{-33,0}$	$2,9^{+0,8}_{-0,6}$

<sup>a</sup> Fluxo total da linha; <sup>b</sup> parâmetro congelado.

Notas: EWs estimados a partir de um modelo PHABS\*(BREMSS+3 GAUSSIAN LINES) aplicado ao espectro em 5–10 keV.  $E_C$  são os centróides das linhas Gaussianas. Os erros representam o limite de confiança a  $1 \sigma$ .

oferecem uma solução viável do problema, esta ainda é uma questão em aberto.

#### 4.4.3 As linhas do Fe em emissão e o contínuo em raios X duros

O modelo CEVMKL foi aplicado ao espectro em 6–8 keV, em cada observação, de modo a estimar a temperatura de ionização ( $kT_{ion}$ ) e abundância do Fe ( $Z_{Fe}$ ) necessárias para descrever as linhas Fe XXV e Fe XXVI. Usando o mesmo modelo na faixa de energia 4–6 + 8,4–12 keV, e portanto excluindo as linhas do Fe, nós também estimamos a temperatura ( $kT_{h,cont}$ ) necessária para descrever o contínuo em raios X duros.

Os resultados são mostrados na Tabela 4.6. Esta análise sugere fortemente que  $kT_{h,cont} > kT_{ion}$ , embora sejam compatíveis na OBS. 2 no nível de confiança de 90%, e confirma a natureza de múltiplas-temperaturas da distribuição espectral em energia de HD 110432. É interessante notar que esta discrepância entre as temperaturas, seguindo sistematicamente a mesma tendência, foi notada por Ezuka & Ishida (1999) em Variáveis Cataclísmicas.

Finalmente, a abundância do Fe é consistente com  $0,25 \times Z_{Fe,\odot}$  em todas as observações. Ressaltamos entretanto que a baixa intensidade das linhas ionizadas do complexo Fe K $\alpha$ , e conseqüentemente a baixa abundância derivada, pode ser o efeito de uma transição de um condição de meio opticamente fino para meio opticamente espesso. Se esse for o caso, a abundância

Tabela 4.6: Temperatura do plasma quente de HD 110432 a partir das linhas do Fe e do contínuo em raios X duro usando um modelo do tipo 1-T, e abundância do Fe.

	$kT_{ion}^a$ (keV)	$Z_{Fe}^a$ ( $\times$ solar)	$kT_{h,cont}^b$ (keV)
OBS. 1	$8,74^{+0,86}_{-0,78}$	$0,23^{+0,06}_{-0,02}$	$17,76^{+4,46}_{-4,22}$
OBS. 2	$10,68^{+1,76}_{-1,63}$	$0,27^{+0,09}_{-0,08}$	$15,29^{+5,37}_{-3,56}$
OBS. 3	$9,87^{+1,46}_{-1,06}$	$0,26^{+0,07}_{-0,06}$	$24,62^{+9,68}_{-4,89}$

<sup>a</sup> Baseado nas linhas Fe XXV e Fe XXVI, usando a faixa de energia de 6–8 keV; <sup>b</sup> A partir do contínuo em 4–6 keV + 8,4–12 keV.

Notas: Os erros representam o limite de confiança a 90%.

derivada deve ser interpretada como sendo um limite inferior.

#### 4.4.4 Análise temporal

A Figura 4.6 mostra as curvas de luz de HD 110432 nas faixas de energia de 0,6–2 keV e 2–12 keV – escolhidas convenientemente de modo a terem taxas comparáveis e portanto com erros de mesma magnitude –, e a correspondente razão da dureza em função do tempo. As linhas pontilhadas delimitam o cinturão definido pelo nível de confiança de  $1\sigma$  – obtido da estatística de fótons de 10 intervalos consecutivos de 150 s cada.

Em todas as épocas a fonte mostra fortes variações tanto na intensidade quanto na dureza, em que *flares* recorrentes são observados. É notável que, como para  $\gamma$  Cas (Smith et al. 1998a), os *shots* em HD 110432 são claramente superpostos a um nível de “fluxo de base” que varia lentamente, e são detectados em escalas de tempo tão curtas como 10 s – um limite determinado pela estatística de fótons. Entretanto, a presença de *shots* na razão da dureza com a escala de tempo observada em HD 110432 é um resultado inédito em estrelas massivas.

Não há evidência de uma correlação entre a dureza e a intensidade dos raios X de HD 110432 (Fig. 4.7), o que sugere que as variações não se devem a mudanças na absorção fotoelétrica local. Mas existem algumas características que são notáveis. Primeiro, a intensidade (absorvida) média decresce em observações subsequentes (ver Tabela 4.1). (Notamos entretanto o valor divergente para a câmera MOS2 na OBS. 2, que é provavelmente devido a uma má correção pela grande distância entre a posição de detecção da fonte e o eixo óptico do satélite). Segundo, a dispersão da distribuição da dureza espectral é mais acentuada na segunda e na terceira observação (Fig. 4.7). Finalmente, as variações rápidas na dureza revelam que a distribuição espectral de energia varia em curtas escalas de tempo.

#### 4.4.5 Investigando os estados de emissão em raios X duros e moles

As intensas e rápidas variações observadas nas curvas de luz de HD 110432 são acompanhadas por um comportamento similar da dureza espectral (daqui para a frente, simplesmente HR;

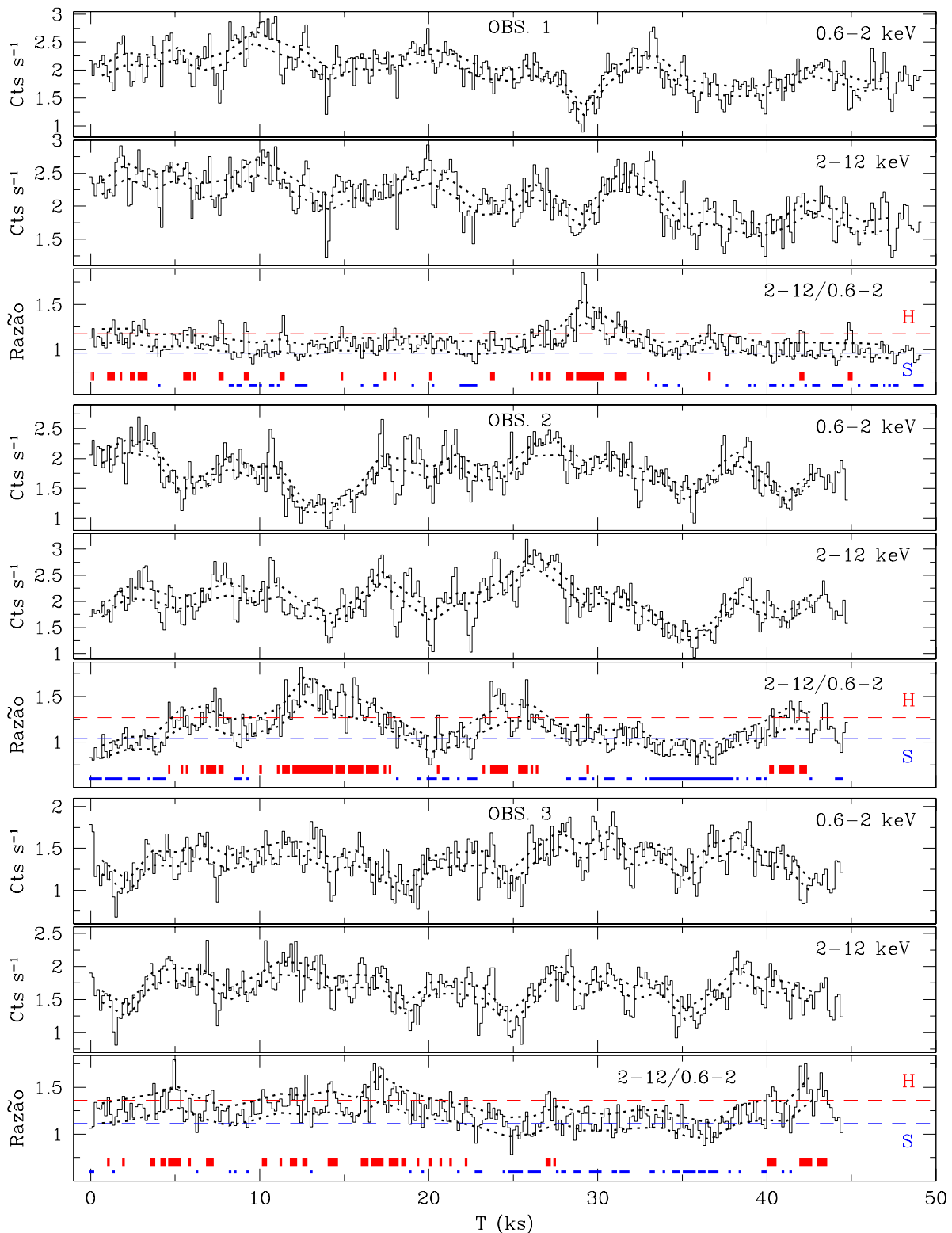


Figura 4.6: Curvas de luz e variabilidade da dureza de HD 110432 a partir das câmeras EPIC. Dados agrupados em intervalos de 150 s. As linhas tracejadas indicam os limites dos estados duro (H) e mole (S) adotados na investigação espectral. Os segmentos de linhas na base inferior de cada painel mostram os intervalos de tempos associados aos estados H e S. As linhas pontilhadas representam a região de confiança em  $1\sigma$  (ver texto).

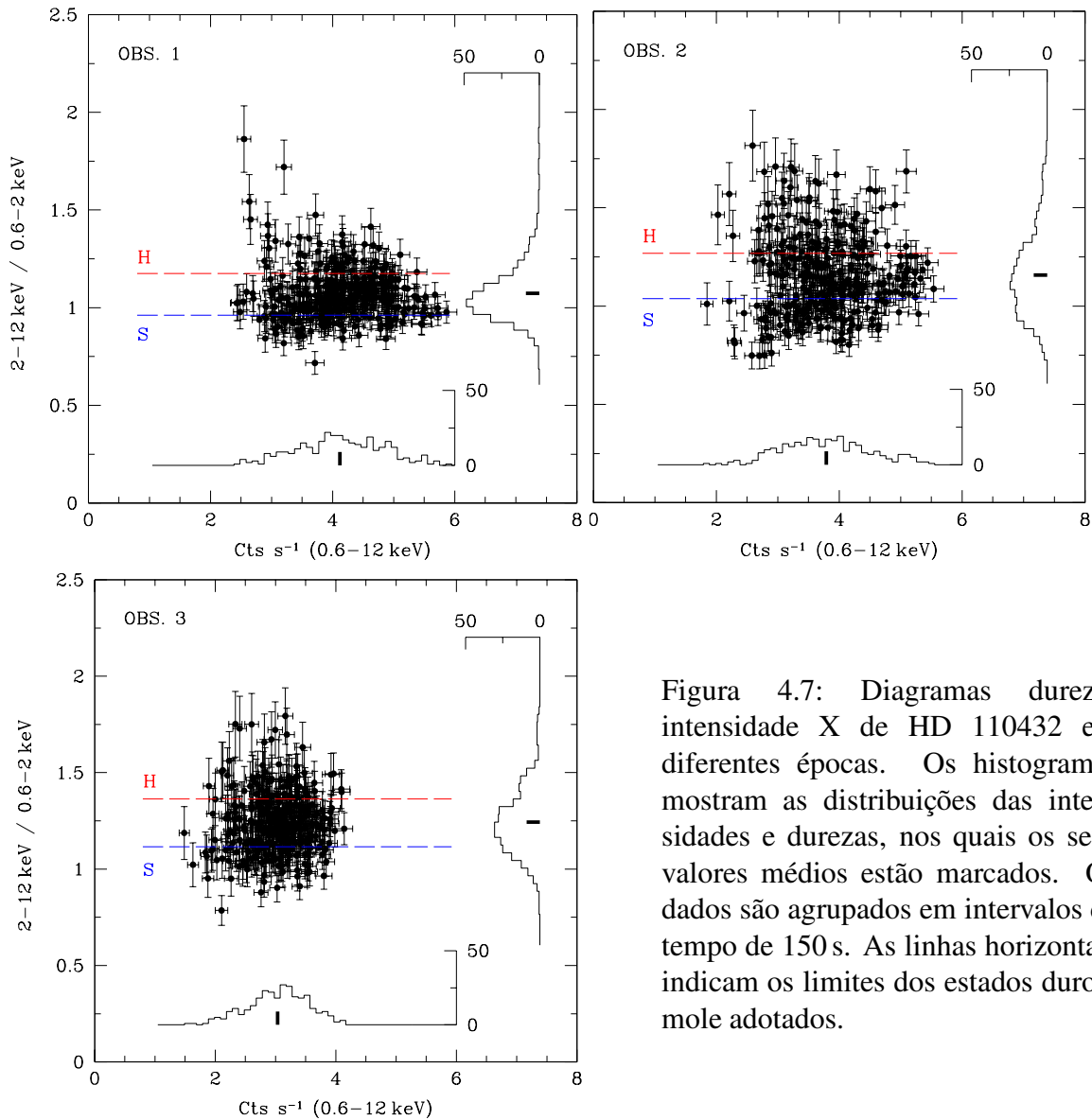


Figura 4.7: Diagramas dureza-intensidade X de HD 110432 em diferentes épocas. Os histogramas mostram as distribuições das intensidades e durezas, nos quais os seus valores médios estão marcados. Os dados são agrupados em intervalos de tempo de 150 s. As linhas horizontais indicam os limites dos estados duro e mole adotados.

Figura 4.6). As mudanças são aparentemente randômicas e ocorrem em escalas de tempo tão curtas como dezenas de segundos.

A fim de investigar a natureza da variabilidade espectral de HD 110432, espectros foram derivados de períodos dominados por uma emissão mole (S) e dura (H). Os correspondentes limites de HR foram adotados como sendo menor do que 0,9 e maior do que 1,1 vezes o valor de HR médio para os espectros mole e duro, respectivamente. Estes limites são representados por linhas tracejadas nas Figuras 4.6 e 4.7. Os tempos associados a tais estados podem ser vistos na base de cada um dos painéis inferiores da Figura 4.6, dos quais foram excluídos aqueles nos quais ocorreu contaminação significativa por partículas solares.

A Figura 4.8 mostra os espectros acumulados nos estados mole e duro, e os ajustes resultantes. Os parâmetros derivados são mostrados na Tabela 4.7. Um déficit de fótons moles é claramente visível no estado duro, e nas observações 2 e 3 é acompanhado por um aumento do fluxo de fótons duros acima de  $\sim 2$  keV. Seguindo o modelo 3-T, nota-se que as diferenças

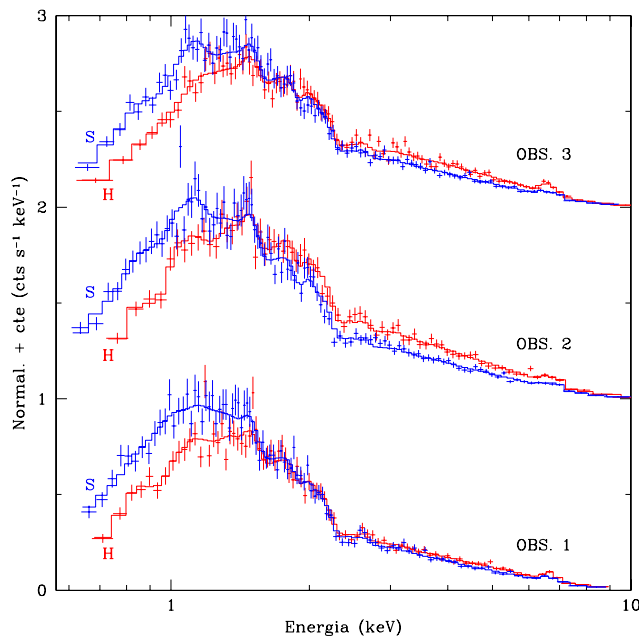


Figura 4.8: Espectros em raios X de HD 110432 durante estados duros (H) e moles (S). Os espectros são normalizados e adicionados à constantes. As linhas sólidas representam os ajustes mostrados na Tabela 4.7.

entre os estados mole e duro podem ser o resultado de mudanças na densidade de coluna e na luminosidade das componentes *fria* e *morna*. Entretanto, as temperaturas de tais componentes não são estatisticamente diferentes nos diferentes estados. Também, a direção da evolução com o estado varia de acordo com o modelo considerado. O fluxo médio não-absorvido da componente de temperatura mais quente é ligeiramente mais intenso ( $\sim 10\text{--}40\%$ ) no estado de emissão dura.

Tabela 4.7: Parâmetros dos espectros em raios X de HD 110432 derivados nos estados mole (S) e duro (H), obtidos a partir de um modelo do tipo M1.

	OBS. 1		OBS. 2		OBS. 3	
	S	H	S	H	S	H
$N_H$ ( $10^{22} \text{ cm}^{-2}$ )	$0,28^{+0,04}_{-0,03}$	$0,48^{+0,07}_{-0,06}$	$0,30^{+0,04}_{-0,03}$	$0,73^{+0,16}_{-0,13}$	$0,40^{+0,04}_{-0,04}$	$0,60^{+0,07}_{-0,06}$
$kT_1$ (keV)	$0,79^{+0,24}_{-0,18}$	$0,54^{+0,09}_{-0,15}$	$0,65^{+0,13}_{-0,12}$	$0,30^{+0,30}_{-0,10}$	$0,59^{+0,15}_{-0,12}$	$0,62^{+0,15}_{-0,22}$
$f_{T_1}$ ( $\text{erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$ )	$7,3 \times 10^{-13}$	$2,2 \times 10^{-12}$	$7,1 \times 10^{-13}$	$1,1 \times 10^{-11}$	$9,8 \times 10^{-13}$	$1,6 \times 10^{-12}$
$kT_2$ (keV)	$4,39^{+1,41}_{-0,94}$	$5,34^{+2,27}_{-1,35}$	$2,97^{+1,03}_{-0,68}$	$2,52^{+1,83}_{-0,87}$	$3,59^{+1,02}_{-0,77}$	$5,96^{+2,38}_{-1,33}$
$f_{T_2}$ ( $\text{erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$ )	$9,5 \times 10^{-12}$	$1,2 \times 10^{-11}$	$3,6 \times 10^{-12}$	$5,8 \times 10^{-12}$	$6,9 \times 10^{-12}$	$8,8 \times 10^{-12}$
$f_{T_3}$ ( $\text{erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$ )	$3,4 \times 10^{-11}$	$3,7 \times 10^{-11}$	$2,8 \times 10^{-11}$	$3,9 \times 10^{-11}$	$3,0 \times 10^{-11}$	$3,6 \times 10^{-11}$
$\chi^2_{\nu}/\text{d.o.f.}$	1,07/88	0,98/78	1,05/98	0,92/72	0,99/96	1,15/91

Notas:  $f_{T_i}$  é o fluxo não-absorvido em 0,2–12 keV da componente  $kT_i$ . Os valores de  $kT_3$ , abundâncias, e energia central e dispersão das linhas Gaussianas são aqueles de M1 apresentados na Tabela 4.2. Os erros representam o limite de confiança a 90%.



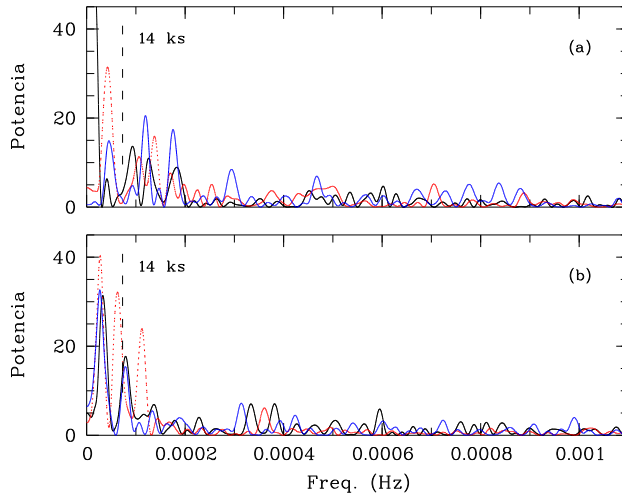


Figura 4.9: Espectros de potência de HD 110432 em baixas frequências a partir de curvas de luz em 0,6–12 keV (a) e da dureza (2–12 keV)/(0,6–2 keV) (b). Dados agrupados em intervalos de 150 s. Em preto: OBS. 1, em vermelho: OBS. 2, e em azul: OBS. 3.

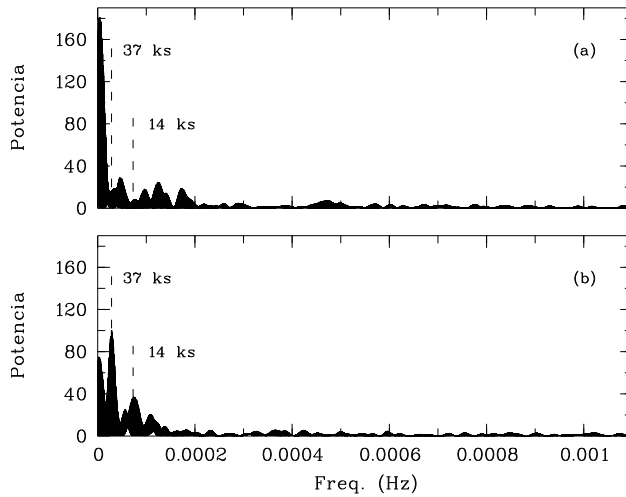


Figura 4.10: Similar à Fig. 4.9, mas para espectros de potência calculados usando os dados das observações 1, 2 e 3 simultaneamente.

### Procura por pulsações coerentes

A procura por pulsações coerentes foi feita a partir dos periodogramas: *PowSpec/Xronos* v5.21, *Scargle/Midas* (Scargle 1982) e  $Z_n^2$  (Buccheri et al. 1983). O *PowSpec* e *Scargle* foram aplicados em curvas de luz cujos dados foram agrupados em intervalos de tempo (*bins*) de 50 s, na procura por sinais de baixa frequência ( $< 0,01$  Hz). O  $Z_n^2$  e *PowSpec* foram aplicados diretamente sobre o tempo de chegada dos fótons na busca por sinais de alta frequência (de 0,005 a 2,5 Hz). Foram adotadas as bandas 0,6–2 keV, 2–12 keV e 0,6–12 keV em todos os casos. A resolução temporal de 200 ms é definida pelo modo de operação da câmara *pn* (*extended full window*), correspondendo a uma frequência de Nyquist de 2,5 Hz.

Nenhuma periodicidade foi encontrada em HD 110432. Embora variabilidades quase-periódicas existam durante cada época, em escalas de tempo de 300 s até vários ks, a Fig. 4.9 (topo) mostra que nenhum pico é comum a todas as observações XMM. Em particular, não foi encontrada nenhuma potência significativa no período de 14 ks reportado por Torrejón & Orr (2001) a partir de dados do BeppoSAX. Aplicado aos tempos de chegada dos fótons, o  $Z_n^2$  não detectou nenhum sinal coerente significativo entre 0,005 e 2,5 Hz. O limite superior para a fração pulsada de eventuais modulações periódicas (senoidais) é de  $\sim 2,5\%$  em 0,6–12 keV.

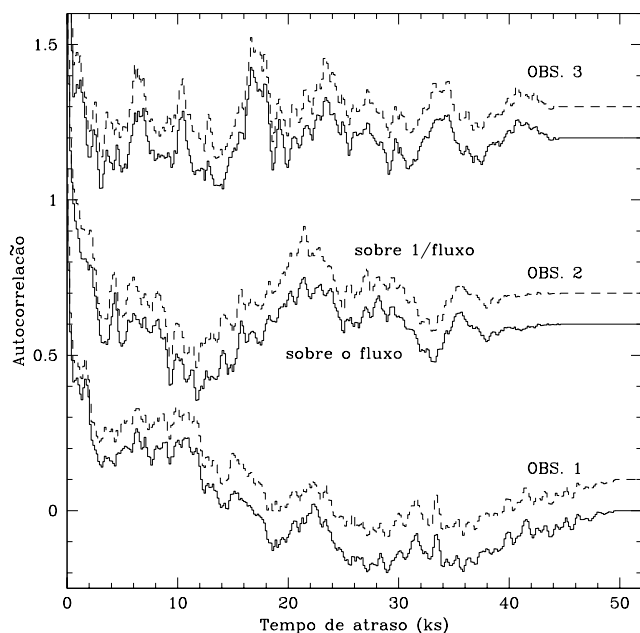


Figura 4.11: Autocorrelações a partir de curvas de luz em 0,6-12 keV (linhas sólidas) e de seus “fluxos inversos”, adicionadas a constantes.

A dureza espectral exhibe oscilações de longos períodos com um padrão de variabilidade que não está aparentemente correlacionado com aquele dos fluxos totais (Fig. 4.6). É interessante notar que o espectro de potência obtido a partir do Scargle aplicado na dureza derivada da OBS. 1 e 3 mostram picos no período de 14 ks detectado no BeppoSAX por Torrejón & Orr (2001). Tal pico é ausente em OBS. 2, na qual um novo pico aparece em  $\sim 9$  ks (Fig. 4.9). Sua realidade entretanto é duvidosa, pela ausência de similar periodicidade nas curvas de luz mole e dura. Finalmente, um pico em  $P \sim 37$  ks é comum a todas observações mas associado à janela observacional<sup>2</sup>, sendo improvável que represente um período real.

A Figura 4.10 mostra o espectro de potência Scargle das três observações misturadas em uma única série temporal. O fluxo 0,6–12 keV não exhibe um sinal coerente. Em contraste, o espectro de potência da dureza da fonte mostra um artefato observacional em  $P \sim 37$  ks, e um pico em  $\sim 14$  ks.

Na busca por recorrências na emissão de HD 110432, nós também calculamos a função de autocorrelação a partir de curvas de luz, e também de seus “fluxos inversos” ( $1/\text{fluxo}$ ) – de modo a dar ênfase aos tempos associados a baixos fluxos (ver Fig. 4.11) –, usando o *Autocor/Xronos* v5.21. Nenhum padrão é evidente.

#### 4.4.6 Espectro de potência

Na Figura 4.12 são apresentados os espectros de potência de HD 110432 derivados de cada observação XMM, calculados com o *PowSpec/Xronos* v5.21 a partir do tempo de chegada dos fótons *pn* com energia entre 0,6 e 12 keV e acumulados em passos de 5 segundos. A potência cresce para baixas frequências, como observado em  $\gamma$  Cas (Smith et al. 1998a; Robinson & Smith 2000). Os espectros seguem o perfil de lei de potência usual para frequências abaixo de  $\sim 0,003$  Hz, com um índice de  $\sim 0,72$ – $0,84$  até uma quebra em  $f \sim 0,01$  Hz a partir da qual

<sup>2</sup>Investigação dos sinais associados à janela observacional tal como realizado para  $\gamma$  Cas, na Seção 3.4.2.

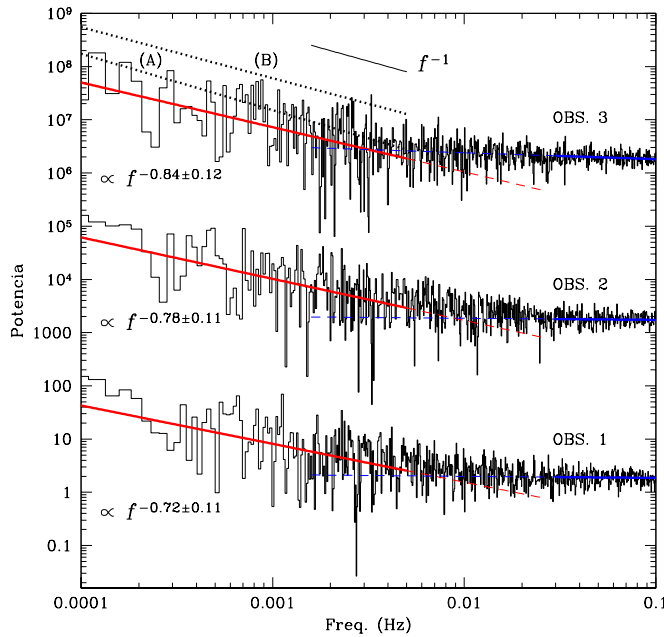


Figura 4.12: Espectros de potência de HD 110432 a partir de dados  $pn$  em 0,6–12 keV agrupados em intervalos de tempo de 5 s. Para melhor visualização, os resultados da segunda e terceira observações estão multiplicados por fatores de  $10^3$ . Um perfil do tipo  $f^{-1}$  é mostrado para fins de comparação. As linhas pontilhadas (ambas deslocadas por conveniência) representam os perfis  $f^{-1,06\pm0,05}$  (A) e  $f^{-0,96\pm0,04}$  (B) derivados dos dados *RXTE* de  $\gamma$  Cas obtidos em março de 1996 e novembro de 1998, respectivamente (dados apresentados em Robinson & Smith 2000, e gentilmente cedidos por M.A. Smith).

o ruído branco domina (potência aproximadamente constante com a frequência). O índice de potência é significativamente menor que 1, e mutuamente consistente entre todas as observações em  $1\sigma$  (ver valores na Fig. 4.12, calculados de  $10^{-4}$  a  $5\times 10^{-3}$  Hz). Utilizando os dados *RXTE* de  $\gamma$  Cas de Robinson & Smith (2000), calculamos o perfil da lei de potência no mesmo intervalo de frequências utilizado na investigação de HD 110432. Os resultados mostram que o índice da lei de potência é próximo a 1 para  $\gamma$  Cas (Fig. 4.12), sendo portanto ligeiramente superior ao determinado para HD 110432. A diferença sugere que o comportamento de ambas as estrelas é distinto, e pode ser interpretada como uma consequência da diferença na frequência de ocorrência das variações de fluxo em escalas de tempo intermediárias ( $<$  poucas horas) e no número relativo de *flares* fortes e *flares* fracos.

#### 4.4.7 Variabilidade espectral

As análises espectral e temporal apresentadas nas seções anteriores revelaram o comportamento complexo da emissão em raios X de HD 110432 em curtas ( $\sim$  dezenas a centenas de segundos) e longas escalas de tempo ( $\sim$  meses–ano).

Fortes e rápidas variações são claramente observadas nas curvas de luz mole e dura, embora aparentemente aperiódicas, em escalas de tempo tão curtas quanto  $\sim 10$  s. Tais *shots*, exibindo aumentos de até  $\sim 100\%$  no fluxo, são superpostos a uma variação do fluxo em longas escalas de tempo ( $\sim 5$ – $10$  ks). Entretanto, as intensidades e a ocorrência dos *shots* não dependem se a fonte se encontra num estado de “alta” ou “baixa” emissão. Este comportamento caótico sugere fortemente a existência de numerosas regiões com atividades em raios X, que não estão correlacionadas espacialmente, e que produzem os *shots* em eventos do tipo *flare*. Neste cenário, a componente *basal* viria de uma contribuição média de uma coleção de um grande número de tais regiões ativas. De fato, os parâmetros derivados dos modelos 3-T mostram que diferentes regiões emissoras de diferentes temperaturas, medidas de emissão e fluxos, e provavelmente

afetadas por densidade de coluna diferentes, contribuem para uma distribuição de energia média em largas escalas de tempo. A variabilidade destes parâmetros em diferentes sítios, entretanto, não está relacionada.

A emissão X de HD 110432 é dominada por um plasma *quente*, que responde por  $\sim 80\%$  do fluxo 0,2–12 keV corrigido por absorção. Suas componentes *morna* e *fria* representam os outros  $\sim 18\%$  e  $\sim 2\%$ , respectivamente. O fluxo X de HD 110432 diminuiu ligeiramente ao longo das duas primeiras observações com o XMM, aumentando durante a última observação. Esta tendência foi acompanhada por um leve aumento na dureza da emissão em raios X.

A medida de emissão da componente *quente* diminuiu por  $\sim 10\%$  ao longo das observações, enquanto as EM's das componentes *fria* e *morna* seguem um padrão mais complicado, e que é anti-correlacionado um com o outro. Se os diferentes plasmas têm densidades similares, os resultados obtidos mostram que o volume total associado à fonte X em todas as observações é dominado pela componente *quente* ( $\sim 70\text{--}80\%$ ), com uma pequena contribuição das componentes *morna* ( $\sim 15\text{--}25\%$ ) e *fria* (poucos %).

A banda de energia das câmeras EPIC (0,2–12 keV) não se estende o bastante em raios X duros para restringir as temperaturas elevadas ( $\gtrsim 20$  keV), derivadas para a emissão quente de HD 110432. Consequentemente, os ajustes resultam em grandes erros, e as temperaturas obtidas em cada época são compatíveis entre si no nível de confiança de 90%. Entretanto, a variação observada na intensidade relativa das linhas Fe XXV e Fe XXVI (Fig. 4.5) sugere que os parâmetros físicos dos sítios responsáveis pela emissão X mudou nas diferentes épocas.

---

Tabela 4.8: Comparação das propriedades em raios X (0,2–12 keV) e no óptico de HD 110432 e  $\gamma$  Cas.

Propriedades	HD 110432	$\gamma$ Cas
Mecanismo de emissão em raios X dominante	térmico	térmico
Componente espectral dominante	$kT \sim 16\text{--}37$ keV 70–90% do fluxo total $ME \sim 1,7\text{--}2 \times 10^{55} \text{ cm}^{-3}$	$kT \sim 12$ keV 80–95% do fluxo total $ME \sim 3,9\text{--}4,4 \times 10^{55} \text{ cm}^{-3}$
Componentes espectrais secundárias	$kT \sim 0,2\text{--}0,7 + 3\text{--}6$ keV	$kT \sim 0,1 + 0,6 (+ 2,5 ?)$ keV
Absorção fotoelétrica local (= $N_{H,\text{interestelar}} - N_{H,\text{raios x}}$ )	$\sim 1,4\text{--}2,6 \times 10^{21} \text{ cm}^{-2}$	$\sim 2\text{--}5 \times 10^{20} \text{ cm}^{-2}$ (sobre $\sim 62\%$ do $f_{x,\text{total}}$ ) $+ \sim 1,8\text{--}5,8 \times 10^{21} \text{ cm}^{-2}$ (sobre $\sim 38\%$ do $f_{x,\text{total}}$ )
Luminosidade (0,2–12 keV)	$\sim 4,2\text{--}5,2 \times 10^{32} \text{ erg s}^{-1}$	$\sim 9,7 \times 10^{32} \text{ erg s}^{-1}$
Variabilidade em fluxo	intensa ( <i>flare</i> + contínuo)	intensa ( <i>flare</i> + contínuo)
Variabilidade da dureza espectral	intensa ( <i>flare</i> )	intensa ( <i>flare</i> )
Período estável ( $f > 0,005$ Hz)	não	não
Modulações em altas frequências	sim (aperiódicas)	sim (aperiódicas)
Tipo espectral	B0.5e	B0.5e
Disco circunestelar denso ou extenso	sim	sim

## 4.5 Conclusões

A análise da emissão em raios X de HD 110432 revelou uma série de propriedades marcantes:

- (i) - Raios X de origem térmica, resultantes da composição de pelo menos 3 plasmas com diferentes temperaturas e medidas de emissão. A emissão é dominada ( $\sim 80\%$  do fluxo e medida de emissão totais) por uma componente com  $kT \sim 16\text{--}37$  keV. Este resultado qualifica HD 110432 como a estrela Be mais quente em raios X conhecida até então.
- (ii) - Distribuição espectral de energia variável em escalas de tempo de meses, associada com variabilidade de dureza. Tal comportamento é provavelmente relacionado a processos térmicos e não a efeitos de absorção fotoelétrica, como sugerido pela falta de correlação entre a dureza e a intensidade da fonte em distintas observações.
- (iii) - Variabilidade intensa em curvas de luz de raios X moles (0,6–2 keV) e duros (2–12 keV), com duas componentes distintas: eventos do tipo *flare* em escalas de tempo tão curtas quanto  $\sim 10$  segundos, sobrepostos a uma modulação em longas escalas de tempo (poucos milhares de segundos). Entretanto, nenhuma oscilação coerente é observada.
- (iv) - Intensas e frequentes variações da dureza espectral em eventos do tipo *flare*.

A Tabela 4.8 reúne as principais propriedades em raios X e no óptico de HD 110432 e de  $\gamma$  Cas, enfatizando que a fenomenologia em altas energias de ambas as estrelas pode ser vista sob um mesmo ponto de vista. A discussão das propriedades de HD 110432 frente aos prováveis cenários que podem explicar a sua origem será feita no Capítulo 6.

---

---

## Capítulo 5

# Novos emissores de raios X do tipo $\gamma$ Cas: o surgimento de uma nova classe estelar

(Publicado parcialmente em Lopes de Oliveira et al. 2006a)

### 5.1 Introdução

A investigação sistemática de observações que cobrem grandes campos do céu (*surveys*) tem se mostrado importante na revelação de uma série de emissores de raios X. Neste trabalho, nós utilizamos este potencial com o propósito de identificar e investigar candidatos a sistemas do tipo  $\gamma$  Cas. Seleccionamos 4 estrelas Be cujas observações em *surveys* em raios X as elegeram como fontes de raios X duros e de moderada luminosidade: SAO 49725, HD 161103, SS 397 e USNO 0750-13549725. Nesta amostra incluímos HD 119682, revelada em nosso processo de busca no banco de dados XMM como uma estrela análoga à  $\gamma$  Cas.<sup>1</sup> A seguir, apresentamos uma análise espectral e temporal detalhada da emissão em raios X dessas 5 estrelas a partir de observações XMM. Para as três primeiras, investigamos também espectros no óptico e no infravermelho. A Tabela 5.1 apresenta algumas das características destes alvos.

#### 5.1.1 SAO 49725, HD 161103, SS 397, USNO 0750-13549725 e HD 119682

SAO 49725 e HD 161103 são duas estrelas B0.5 IIIe-Ve identificadas como emissores de raios X por Motch et al. (1997) a partir da correlação entre o catálogo de fontes X do ROSAT *All-sky Survey* e catálogos no óptico de estrelas massivas. As curtas observações ROSAT não permitiram estudos espectrais detalhados, mas a análise de cores sugeriu que a emissão em raios X de ambas as fontes era mais dura do que as de estrelas O-B normais, e com uma luminosidade estimada de  $\sim 10^{32}$  erg s<sup>-1</sup> em 0,1–2,4 keV. Com base nestas peculiaridades, Motch et al. (1997) sugeriram que SAO 49725 e HD 161103 seriam novos sistemas Be/X e, de acordo com a modesta luminosidade em raios X, possíveis sistemas Be + anã branca.

---

<sup>1</sup>HD 119682 foi caracterizada como um sistema do tipo  $\gamma$  Cas, de modo independente, por dois outros grupos (Rakowski et al. 2006; Safi-Harb et al. 2007, ambos submetidos em 19/07/2006 – um no ApJ e outro no ApJL). Vale registrar que a sua descoberta e parte dos resultados aqui apresentados haviam sido descritos no relatório semestral do IAG em outubro de 2005 e no relatório da Fapesp em abril de 2006. Embora os resultados de nossa análise espectral sejam compatíveis com aqueles trabalhos, fazemos aqui uma análise mais aprofundada. Por outro lado, a análise temporal está em desacordo com o apresentado por Rakowski et al. (2006) e Safi-Harb et al. (2007).

---

Tabela 5.1: Novos sistemas do tipo  $\gamma$  Cas: coordenadas, distâncias,  $m_v$  e classificações espectrais.

Objeto	Coordenadas J2000 <sup>(1)</sup>		$d$ (kpc)	V	Classif.
	RA	DEC			
SAO 49725	20:30:30,85	+47:51:50,73	1,6 ou 2,8 <sup>(2)</sup>	9,23 <sup>(5)</sup>	B0.5III-Ve <sup>(6)</sup>
HD 161103	17:44:45,78	-27:13:44,50	1,1 ou 2 <sup>(2)</sup>	8,69 <sup>(5)</sup>	B0.5III-Ve <sup>(6)</sup>
SS 397	18:33:27,7	-10:35:23	?	11,9 <sup>(1)</sup>	B1Ve <sup>(6)</sup>
U 0750-13549725 <sup>a</sup>	18:33:28,31	-10:24:08,20	1,585 <sup>(3)</sup>	11,73 <sup>(1)</sup>	B1-1.5IIIe <sup>(7)</sup>
HD 119682 <sup>a</sup>	13:46:32,57	-62:55:24,13	1,580 <sup>(4)</sup>	7,91 <sup>(1)</sup>	B0.5Ve <sup>(8)</sup>

<sup>a</sup> *Blue stragglers* em aglomerados abertos (ver discussão na Seção 6.6).

Referências: 1) Simbad (<http://simbad.u-strasbg.fr/simbad/>), 2) ver Seção 5.3, 3) Walker & Laney (1987), 4) Sanner et al. (2001) e Pauzen & Maitzen (2001), 5) Motch et al. (1997), 6) este trabalho, 7) C. Motch, comunicação pessoal, e 8) Safi-Harb et al. (2007).

SS 397 (B0.5Ve) e USNO 0750-13549725 (B1-B1.5IIIe) são duas candidatas a sistemas Be/X descobertas por Motch et al. (2003) num dos programas do satélite XMM de investigação do plano Galáctico. O trabalho daqueles autores consistiu basicamente na identificação das fontes, e não na investigação detalhada de suas propriedades, como feito aqui. É interessante notar que USNO 0750-13549725 é uma estrela *blue straggler* (Motch et al. 2003, 2006a,b) localizada no centro do aglomerado NGC 6649 (Marco et al. 2006) – um aglomerado aberto que dista de  $\sim 1,6$  kpc, fortemente avermelhado ( $A_V \sim 4,95$ ) e com uma idade estimada de  $50 \times 10^6$  anos (Turner 1981; Walker & Laney 1987).

HD 119682 (B0.5e) é igualmente uma *blue straggler*, membro de NGC 5281 – um aglomerado aberto de  $45 \times 10^6$  anos localizado a 1,58 kpc e com um excesso de cor  $E(B-V) = 0,20 \pm 0,02$  (Sanner et al. 2001). Levenhagen & Leister (2004) determinaram os parâmetros fundamentais de HD 119682 a partir de espectroscopia no óptico:  $M = 18 \pm 1 M_\odot$ ,  $v \sin i = 220 \pm 20 \text{ km s}^{-1}$ ,  $T_{\text{eff}} = 31910 \pm 550 \text{ K}$ ,  $\log g = 4,00 \pm 0,10 \text{ dex}$  e  $\log(L/L_\odot) = 4,64 \pm 0,10$ . Uma idade de  $4 \pm 1 \times 10^6$  anos foi derivada para HD 119682 por aqueles autores, que compararam a sua luminosidade bolométrica e temperatura efetiva com modelos evolutivos (isócronas). Isto reforça a classificação de HD 119682 como *blue straggler*, pela incompatibilidade entre o seu tempo de vida na sequência principal e a idade do aglomerado que a contém.

## 5.2 Observações

### 5.2.1 Óptico e infravermelho

Espectros ópticos de SAO 49725 foram obtidos a partir de uma variedade de telescópios e instrumentos. SAO 49725 foi observada no Observatório de Haute Provence (OHP, França) com o telescópio de 1,93-m e o espectrógrafo *Carelec* em 28 de setembro de 1995, e em 22 e 24 de outubro de 2001. Outras observações foram realizadas entre 31 de julho e 2 de agosto de



Tabela 5.2: Observações no óptico e no infravermelho de SAO 49725, HD 161103 e SS 397.

	Data	Telescópio	$\lambda\lambda$ (Å)	Dispersão (Å/pixel)
SAO 49725	28/09/95	OHP 193	3750–6750	6,9
	18/08/99	Cassini	4100–6700	1,9
	25/07/00	Cassini	3100–5300	1,6
	25/07/00	Cassini	6150–8150	1,6
	31/07/01	OHP 152	3960–4410	0,22
	01/08/01	OHP 152	4475–4900	0,22
	02/08/01	OHP 152	6380–6830	0,22
	22/10/01	OHP 193	6250–7120	0,45
	24/10/01	OHP 193	3800–5500	0,90
	01/07/03	INT	5300–7000	0,65
	02/07/03	INT	3800–5500	0,65
	17/07/04	Cassini	3900–10200 <sup>a</sup>	0,8
	06/07/05	Cassini	3900–10200 <sup>a</sup>	0,8
HD 161103	13/02/94	ESO 1,5 m	4050–7200	1,9
	01/08/98	INT	3670–5060	0,5
	02/08/98	INT	5800–7100	0,5
	03/08/98	INT	7700–8950	0,5
	01...05/03/03 <sup>b</sup>	ESO 3,6 m	3600–5050	1,9
	07/06/03	NTT	3980–4765	0,8
	07/06/03	NTT	6320–7830	0,4
SS 397	04/10/2005	NOT 2,6 m	3520–5060	0,8

<sup>a</sup> Coberto em diferentes ordens; <sup>b</sup> 5 observações (uma por noite).

2001 com o telescópio de 1,52-m do OHP e o espectrógrafo *Elodie*. Quatro campanhas foram realizadas com o telescópio G. D. Cassini de 1,52-m do Observatório Loiano (Bologna, Itália) em 18 de agosto de 1999, 25 de julho de 2000, 17 de julho de 2004 e 6 de julho de 2005. O telescópio foi equipado com o *Bologna Faint-Object Spectrograph and Camera* (BFOSC) em todas as ocasiões. Várias redes de dispersão foram usadas de modo a cobrir as regiões azul e H $\alpha$  em moderada resolução ( $\sim 3\text{--}4$  Å). Finalmente, dados também foram coletados em 1 e 2 de julho de 2003 com o telescópio Isaac Newton (INT), 2,5-m, em La Palma (Espanha), utilizando o *Intermediate Dispersion Spectrograph* (IDS). Os detalhes das configurações estão apresentados na Tabela 5.2.

HD 161103 foi observada em baixa dispersão em 13 de fevereiro de 1994 com o espectrógrafo *Boller & Chivens* montado no telescópio ESO 1,5-m. Espectros de média resolução foram adquiridos com o INT + IDS em 1, 2 e 3 de agosto de 1998 (dados recuperados do arquivo do INT). Observações também foram realizadas durante 5 noites consecutivas em março de 2004, usando o telescópio ESO 3,6-m equipado com o instrumento EFOSC, e em 7 de junho de 2003 com o ESO-NTT em La Silla, associado ao ESO *Multi-Mode Instrument* (EMMI).

Tabela 5.3: Observações XMM de sistemas do tipo  $\gamma$  Cas.

Objeto Obs. ID	Câmera	Data	Início	T <sub>obs</sub> (ks)	GTI (% T <sub>obs</sub> )	Modo/ Filtro <sup>a</sup>	cts s <sup>-1</sup> / % dos evts <sup>b</sup>
<b>SAO 49725</b>							
0201200201	<i>pn</i>	09/12/2003	T20:52:00	9,8	82%	LW/M	0,179/90,1%
	MOS1		T20:32:20	11,3	82%	LW/M	0,061/92,4%
	MOS2		T20:32:20	11,3	83%	LW/M	0,060/92,4%
<b>HD 161103</b>							
0201200101	<i>pn</i>	26/01/2004	T09:12:54	16,1	47%	LW/M	0,354/85,7%
	MOS1		T08:53:16	17,6	94%	LW/M	0,124/89,6%
	MOS2		T08:53:17	17,6	97%	LW/M	0,122/89,6%
<b>USNO 0750-13549725 (x) e SS 397 (y)</b>							
0122700101	<i>pn</i>	07/04/2000	T13:38:04	30,7	61%	EFF/M	0,045/87,8% <sup>x</sup> 0,057/80,2% <sup>y</sup>
	MOS1		T13:38:04	30,0	83%	FF/M	0,018/87,8% <sup>x</sup> 0,020/80,5% <sup>y</sup>
	MOS2		T13:50:12	30,0	80%	FF/W	0,020/89,1% <sup>x</sup> 0,021/79,1% <sup>y</sup>
0122700401	<i>pn</i>	15/04/2000	T13:28:30	29,6	18%	FF/M	0,115/90,8% <sup>x</sup>
	MOS1		T13:28:31	28,9	46%	FF/M	0,035/89,5% <sup>x</sup>
	MOS2		T13:15:35	28,9	44%	FF/M	0,023/86,9% <sup>x</sup>
<b>SS 397</b>							
0122700201	<i>pn</i>	09/04/2000	T13:12:00	28,7	89%	FF/M	0,037/74,5%
	MOS1		T13:24:55	29,1	90%	FF/M	0,013/80,3%
	MOS2		T13:24:54	29,1	90%	FF/M	0,016/79,9%
0122700301	<i>pn</i>	11/04/2000	T13:15:22	28,7	83%	FF/W	0,033/73,6%
	MOS1		T13:28:17	29,1	88%	FF/W	0,010/76,9%
	MOS2		T13:28:16	29,1	89%	FF/W	0,014/79,1%
<b>HD 119682</b>							
0087940201	<i>pn</i>	28/08/2001	T02:52:50	35,5	22%	EFF/T	0,301/95,0%
	MOS1		T02:52:51	39,9	74%	FF/T	0,093/92,7%
	MOS2		T04:01:17	39,9	71%	FF/T	0,107/92,1%

<sup>a</sup> Ver Tabela 2.2; <sup>b</sup> em 0,2–12 keV.

SS 397 foi observada em 4 de outubro de 2005 com o espectrógrafo ALFOSC acoplado ao telescópio de 2.6-m NOT de La Palma, utilizando a rede #16.

## 5.2.2 Raios X

Todas as observações em raios X investigadas neste capítulo foram realizadas pelas câmeras EPIC/XMM, a partir de observações propostas pelo nosso grupo ou de observações recuperadas

do banco de dados e que incluíram os objetos em questão como alvos secundários no campo de visão do satélite. Os detalhes das observações e configurações dos instrumentos estão resumidos na Tabela 5.3. Esta tabela apresenta também as taxas de contagem das fontes, corrigidas para os valores esperados caso elas tivessem sido observadas no centro do campo de visão – e são, portanto, passíveis de comparação entre si.

SAO 49725 e HD 161103 foram observadas pelo XMM em 9 de dezembro de 2003 e 26 janeiro de 2004, respectivamente, em resposta a uma proposta de investigação temporal e espectral encaminhada pelo nosso grupo.

SS 397 e USNO 0750-13549725 estavam presentes nos campos do XMM em algumas das campanhas de observação de G21.5-09 (resto de supernova), um dos alvos utilizados na calibração dos instrumentos do satélite. Aqui investigamos três observações de SS 397, uma das quais incluiu USNO 0750-13549725 em seu campo. Ambas as estrelas pertenceram ao campo do XMM na ObsID 0122700401. Entretanto, devido a contaminação por partículas solares, e a baixa intensidade de SS 397, os dados foram úteis somente no estudo de USNO 0750-13549725. SS 397 estava contida em 3 outras observações que foram excluídas da análise por serem fortemente afetadas por partículas solares (ObsID 0122700501 e 0122700801; esta última também inclui USNO 0750-13549725 em seu campo) ou pelo fato da fonte ter sido observada na beira do campo de visão das câmeras e apenas alguns fótons terem sido coletados (ObsID 0122701001).

HD 119682 foi observada pelo XMM durante uma campanha de SNR G309.2–0.6 em 28 de agosto de 2001. Embora os dados tenham sido contaminados por partículas solares durante longos intervalos de tempo, a intensidade da contaminação foi irrelevante frente a emissão relativamente intensa de HD 119682 e a investigação não foi comprometida.

## 5.3 Propriedades no óptico e no infravermelho

### Classificação espectral

A Figura 5.1 mostra os espectros ópticos de SAO 49725 e HD 161103 no intervalo  $\lambda\lambda 4000$ – $4900$  Å, o mais apropriado para classificação espectral de estrelas massivas, em diversas épocas. As linhas Si III  $\lambda 4552$  e Si IV  $\lambda 4089$  de ambas as estrelas são consistentes com um tipo B0.5, que também está de acordo com a intensidade do He II  $\lambda 4686$  visto em absorção. Tipos “mais tardios” são excluídos pela baixa intensidade das linhas Si II  $\lambda\lambda 4128$ - $4130$  e Mg II  $\lambda 4481$ . O tripleto do O I em  $\lambda 7774$  (72, 74 e 75) está em emissão, assim como o Fe II  $\lambda 7712$ , em concordância com uma classificação mais quente (ver Fig. 5.2). A emissão moderada de linhas metálicas sugerem uma classe de luminosidade III-IV, também suportada pela intensidade do O II  $\lambda 4285$  e Si IV  $\lambda 4089$ . Nossas classificações são consistentes com o tipo espectral B0.5 III-Ve derivado por Motch et al. (1997) para SAO 49725 e por Steele et al. (1999) para HD 161103.

A Figura 5.3 apresenta um espectro de SS 397 na região  $\lambda\lambda 3520$ – $5060$  Å. A intensidade das linhas metálicas sugerem um tipo espectral para SS 397 ligeiramente mais frio do que os de SAO 49725 e HD 161103, compatível com o de estrelas B1Ve.

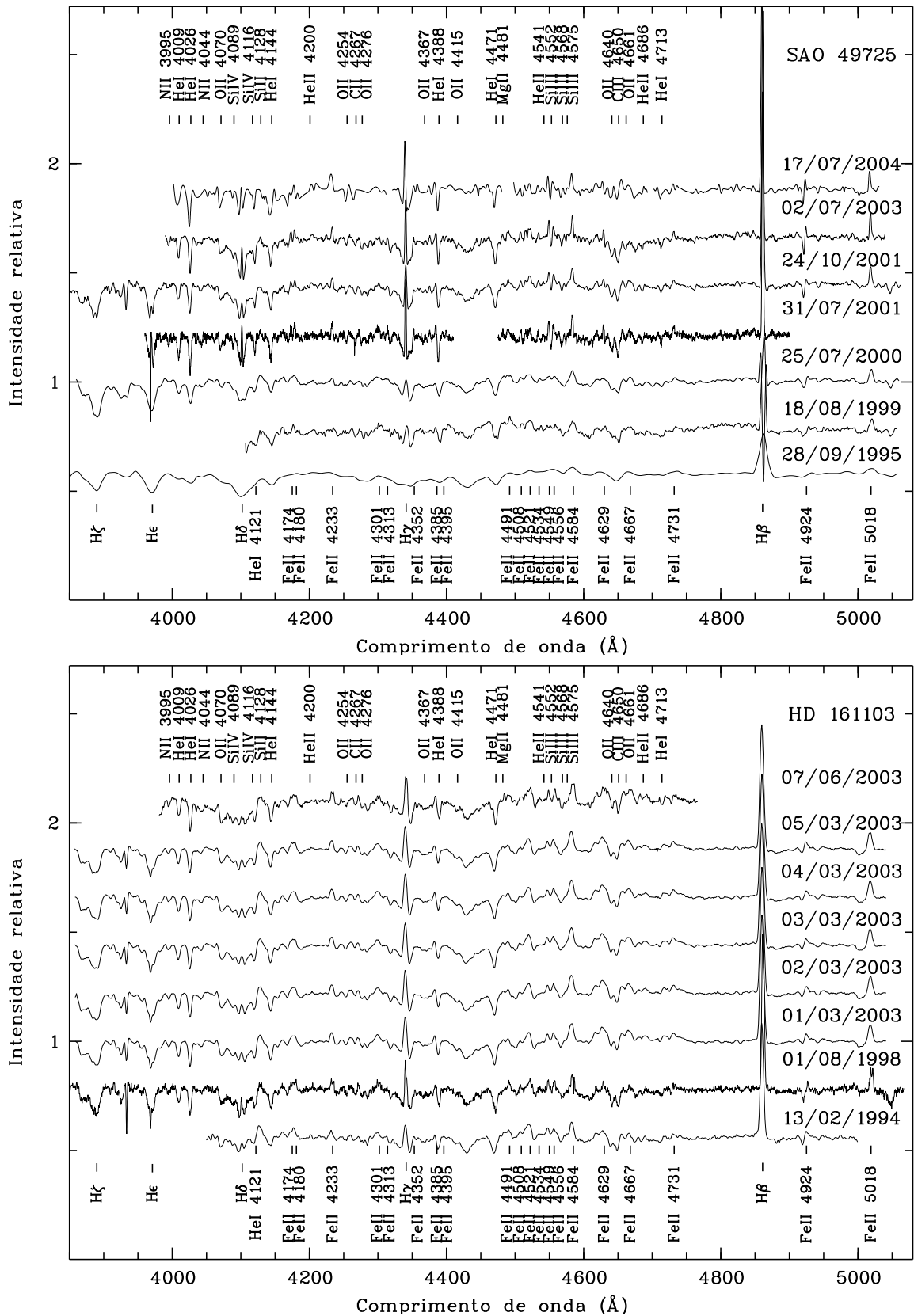


Figura 5.1: Espectros  $\lambda\lambda 3850\text{--}5080\text{\AA}$  de SAO 49725 (topo) e HD 161103 em diferentes épocas.

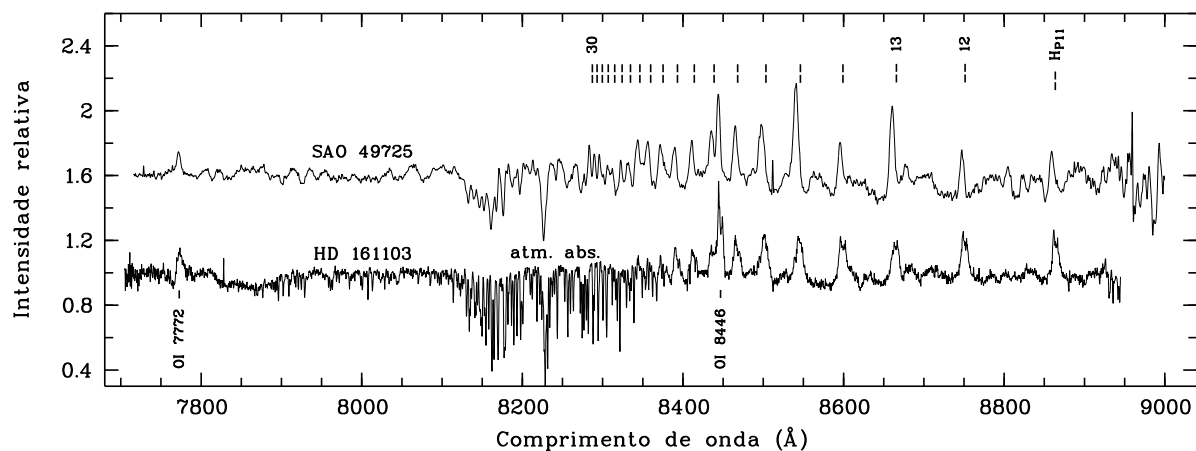


Figura 5.2: Espectros de SAO 49725 (17 de julho de 2004) e HD 161103 (3 de agosto de 1998) na região do infravermelho próximo.

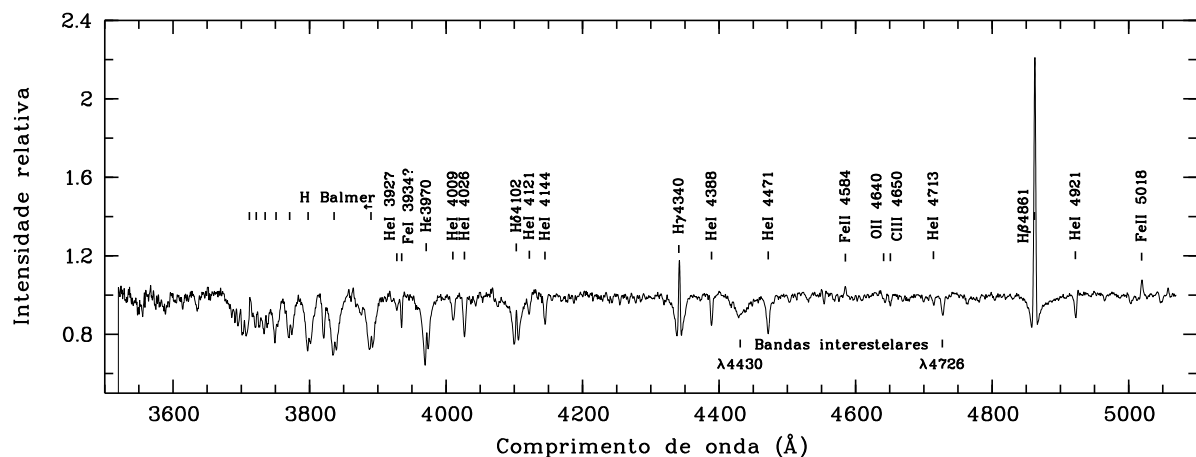


Figura 5.3: Espectro óptico de SS 397.

### Velocidades radiais e rotacionais

Nenhuma mudança significativa de velocidade foi detectada nas linhas de SAO 49725 e HD 161103. O limite superior derivado para SAO 49725 a partir da linha He I  $\lambda 4026$  foi de  $40 \text{ km s}^{-1}$ , e de  $17 \text{ km s}^{-1}$  a partir do He I  $\lambda 4144$  e He I  $\lambda 4388$ , em escalas de tempo de dias a anos. Para HD 161103, as linhas fotosféricas do He I  $\lambda 4026$ , He I  $\lambda 4144$  e He I  $\lambda 4388$  variaram em menos de  $13 \text{ km s}^{-1}$  durante os cinco dias de observação em 2003 com o ESO 3,6-m.

Velocidades rotacionais foram obtidas usando a correlação  $\text{FWHM}(\text{He I } \lambda 4471) - v \sin i$  observada por Slettebak et al. (1975) (ver detalhes em Steele et al. 1999), resultando em um valor médio de  $v \sin i = 182 \pm 33 \text{ km s}^{-1}$  para SAO 49725 e  $234 \pm 34 \text{ km s}^{-1}$  para HD 161103. Steele et al. (1999) encontraram  $v \sin i = 224 \pm 33 \text{ km s}^{-1}$  para HD 161103, usando as linhas do He I.

### Disco circunstelar

A Figura 5.4 mostra as linhas H $\alpha$  de SAO 49725 e HD 161103 vistas em diferentes épocas. Suas intensidades e perfis quase-simétricos, ambos exibindo pouca variabilidade em longos

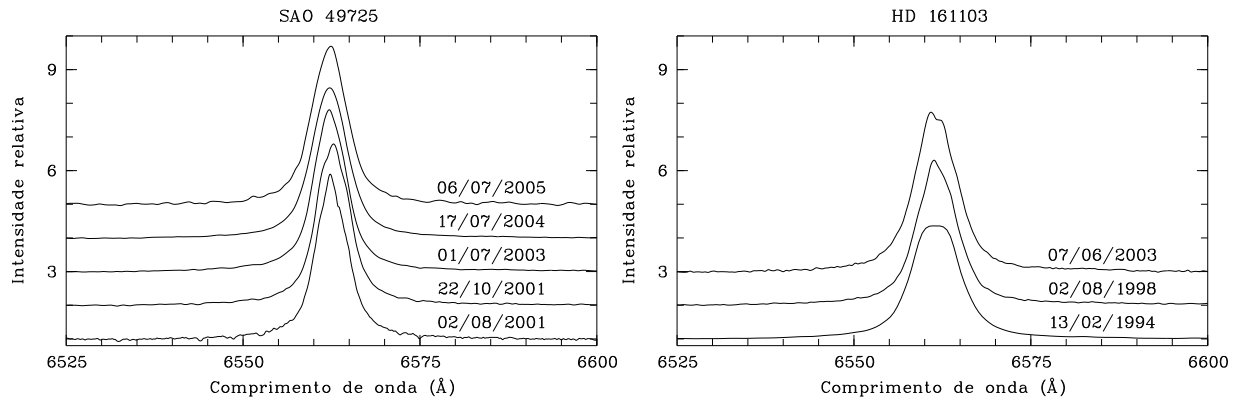


Figura 5.4: Perfis da linha  $H\alpha$  de SAO 49725 (esquerda) e de HD 161103 em diferentes épocas (a partir das observações com similares resoluções espectrais). Ver Tabela 5.4 para EWs.

Tabela 5.4: Largura equivalente da linha  $H\alpha$  de SAO 49725 e de HD 161103 em diferentes épocas. Os erros são estimados a  $\pm 1 \text{ \AA}$ .

SAO 49725		HD 161103	
Data	EW( $H\alpha$ ) ( $\text{\AA}$ )	Data	EW( $H\alpha$ ) ( $\text{\AA}$ )
28/09/1995	-30	13/02/1994	-32
18/08/1999	-32	02/08/1998	-31
02/08/2001	-30	07/06/2003	-34
22/10/2001	-32		
01/07/2003	-31		
17/04/2004	-32		
06/07/2005	-30		

intervalos de tempo (Tabela 5.4), sugerem que os envelopes circunstelares são densos e/ou extensos e provavelmente estáveis (Slettebak et al. 1992; Tycner et al. 2005; Grundstrom & Gies 2006). Esta estabilidade contrasta com a forte variabilidade comumente observada em escalas de tempo da ordem de anos na maioria dos sistemas Be/X. Dentre as exceções conhecidas estão A 1118–616 e Cep X–4, nos quais as estrelas de nêutrons acretantes podem estar em órbitas quase-circulares grandes, como sugerido por Okazaki & Negueruela (2001). A relação  $EW(H\alpha) - P_{\text{orb}}$  descoberta por Reig et al. (1997) em sistemas Be/X, e atualizada por Reig (2007), se aplicável, sugere períodos orbitais  $\gtrsim 100$  dias para SAO 49725 e HD 161103.

Um grande número de linhas do Fe II são detectadas em emissão (Fig. 5.1), corroborando o caráter denso ou extenso do meio circunstelar de SAO 49725 e HD 161103 inferido a partir da linha  $H\alpha$ . Nota-se também que as intensidades das linhas N II  $\lambda 3995,4044$  podem indicar que ambas as estrelas sejam moderadamente ricas em Nitrogênio, como o são algumas estrelas massivas em binárias de raios X. É curioso notar que Safi-Harb et al. (2007) sugeriram que HD 119682 também é moderadamente rica em Nitrogênio.

SAO 49725 e HD 161103 também foram observadas no infravermelho próximo (Fig. 5.2).

Tabela 5.5: Magnitude, correção bolométrica (BC) e excesso de cor de estrelas B0.5III e B0.5V segundo Humphreys & McElroy (1984) e Wegner (1994).

Parâmetro	B0.5 III	B0.5V
$M_v$	-5,0	-3,8
BC	-2,5	-2,6
$(B - V)_0$	-0,22	-0,24

Como esperado para estrelas Be com linhas  $H\alpha$  intensas, tais espectros são dominados por linhas da série de Paschen observadas em emissão – neste caso com detecções positivas até  $H_p \lesssim 23$  em HD 161103 e  $H_p \lesssim 30$  em SAO 49725. A resolução instrumental não foi alta o bastante para distinguir o tripleto Ca II ( $\lambda 8498/\lambda 8542/\lambda 8662$ ) das linhas de Paschen próximas a estes comprimentos de onda. O O I  $\lambda 8446$  é também visto em emissão. A intensidade desta linha geralmente está correlacionada com a intensidade da linha  $H\alpha$ , por ser devido à excitação por fótons Ly $\beta$  (Andrillat et al. 1988). As linhas de Paschen e a linha  $H\alpha$  de HD 161103 apresentam evidências de uma fraca assimetria V/R.

Assim como SAO 49725 e HD 161103, SS 397 apresenta intensas linhas da série de Balmer (Fig. 5.3). Entretanto, as linhas do Fe II são menos desenvolvidas nesta última estrela do que as de SAO 49725 e HD 161103. Somente as linhas Fe II  $\lambda 4584$  e Fe II  $\lambda 5018$  são as únicas claramente detectadas em emissão (talvez em razão da menor resolução desse espectro).

## Distância

A distância a uma estrela pode ser estimada de suas propriedades fotométricas a partir da equação clássica:

$$M_v = m_v - 5 \log d + 5 - A_v \quad \Rightarrow \quad d = 10^{(m_v - M_v + 5 - A_v)/5} . \quad (5.1)$$

SAO 49725 apresenta  $V = 9,23$  e  $B - V = 0,37$ , enquanto HD 161103 tem  $V = 8,7$  e  $B - V = 0,43$  (Motch et al. 1997, e referências). Assumindo as cores intrínsecas e magnitudes de Wegner (1994) e Humphreys & McElroy (1984) (Tabela 5.5), obtêm-se da Equação 5.1 uma distância de 1,6 ou 2,8 kpc para SAO 49725 e 1,1 ou 2,0 kpc para HD 161103, para as classes de luminosidade V ou III, respectivamente. A distância à SAO 49725 e HD 161103 via fotometria é imprecisa devido a falta de uma classe de luminosidade bem determinada e a adição de uma contribuição do disco no avermelhamento estelar, típica em estrelas Be. De um ponto de vista conservativo, um erro adicional de cerca de 20% nos valores das distâncias advêm ainda de outras incertezas (p.ex., dos valores das cores observadas e dos valores tabelados de magnitudes absolutas).

## 5.4 Propriedades em raios X

A Figura 5.5 apresenta imagens de *surveys* fotográficos no óptico de SAO 49725, HD 161103, HD 119682, USNO 0750-13549725 e SS 397 (*pipeline* do XMM), e as respectivas posições de suas contrapartidas em raios X determinadas a partir de imagens do XMM. A correlação em

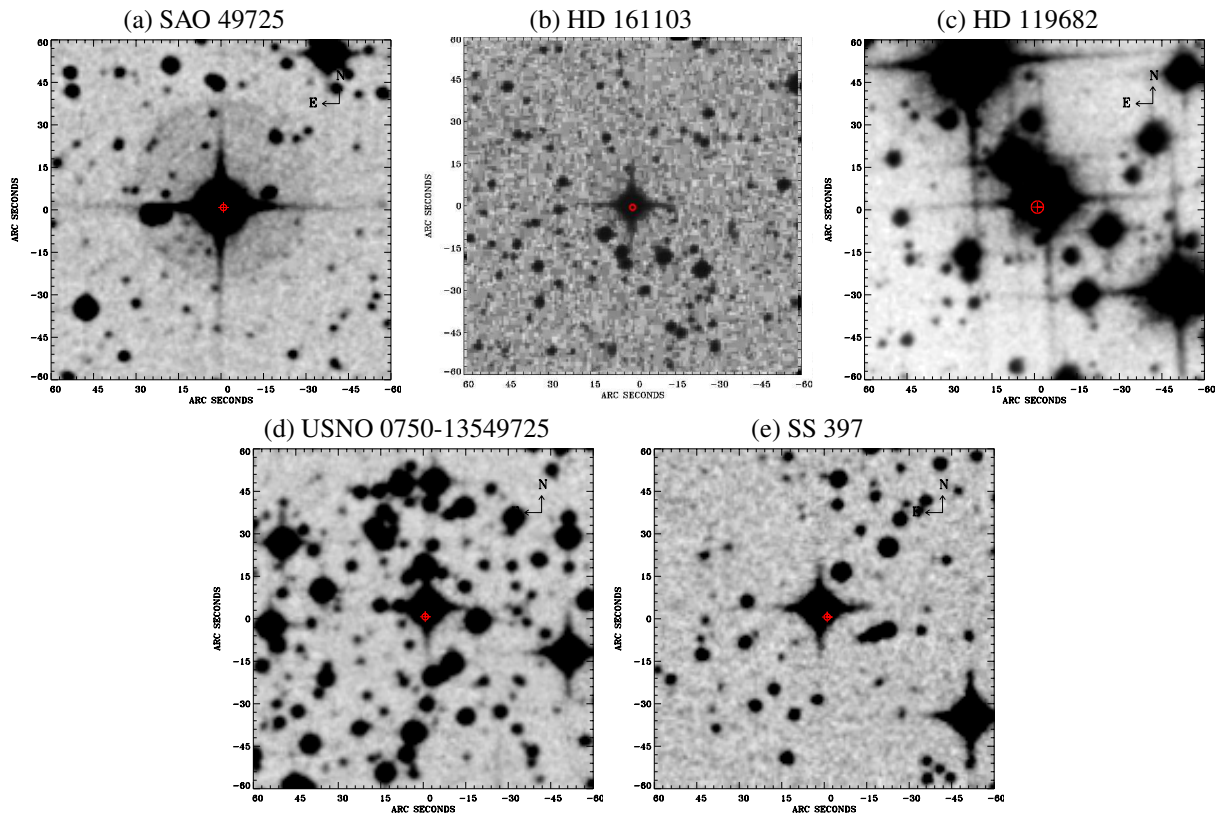


Figura 5.5: Correlação entre as posições óptico-X de SAO 49725 (a), HD 161103 (b), HD 119682 (c), USNO 0750-13549725 (d) e SS 397 (e).

cada caso é unívoca. As distâncias entre as coordenadas ópticas-raios X é inferior a  $2,3''$  em todos os casos, que por sua vez são inferiores aos raios que delimitam as posições em raios X no nível de 90% de confiança ( $\approx 3''$ ).

### 5.4.1 Espectroscopia em raios X

A análise espectral dos raios X de cada estrela foi feita utilizando os respectivos dados de todas as cameras EPIC de modo simultâneo. Para USNO 0750-13549725 e SS 397, observadas por mais de uma vez, cada época foi investigada separadamente.

Dois assinaturas marcantes nos espectros em raios X das estrelas investigadas neste capítulo são: (i) emissão dura, que se estende ao longo de toda faixa de energia coberta pelo XMM (0,2–12 keV) e (ii) a presença do complexo Fe  $K\alpha$  ( $\sim 6,7$  keV) em emissão (ver Figuras 5.6, 5.7 e 5.8).

Em todos os casos, os espectros são bem ajustados por um modelo térmico (1-T) com temperatura  $7 \lesssim kT(\text{keV}) \lesssim 13$  ou por um modelo do tipo lei de potência (LP) + linha gaussiana (LG) com índice de potência  $1,5 \lesssim \Gamma \lesssim 1,8$ , ambos multiplicados por um modelo de absorção fotoelétrica. As Tabelas 5.6 e 5.7 apresentam os parâmetros dos ajustes. Para SAO 49725, HD 161103 e HD 119682, as mais brilhantes dentre as estrelas Be estudadas neste capítulo, a adição de uma componente térmica de baixa temperatura ( $\sim 0,8\text{--}1,4$  keV) ao modelo 1-T e LP reduz



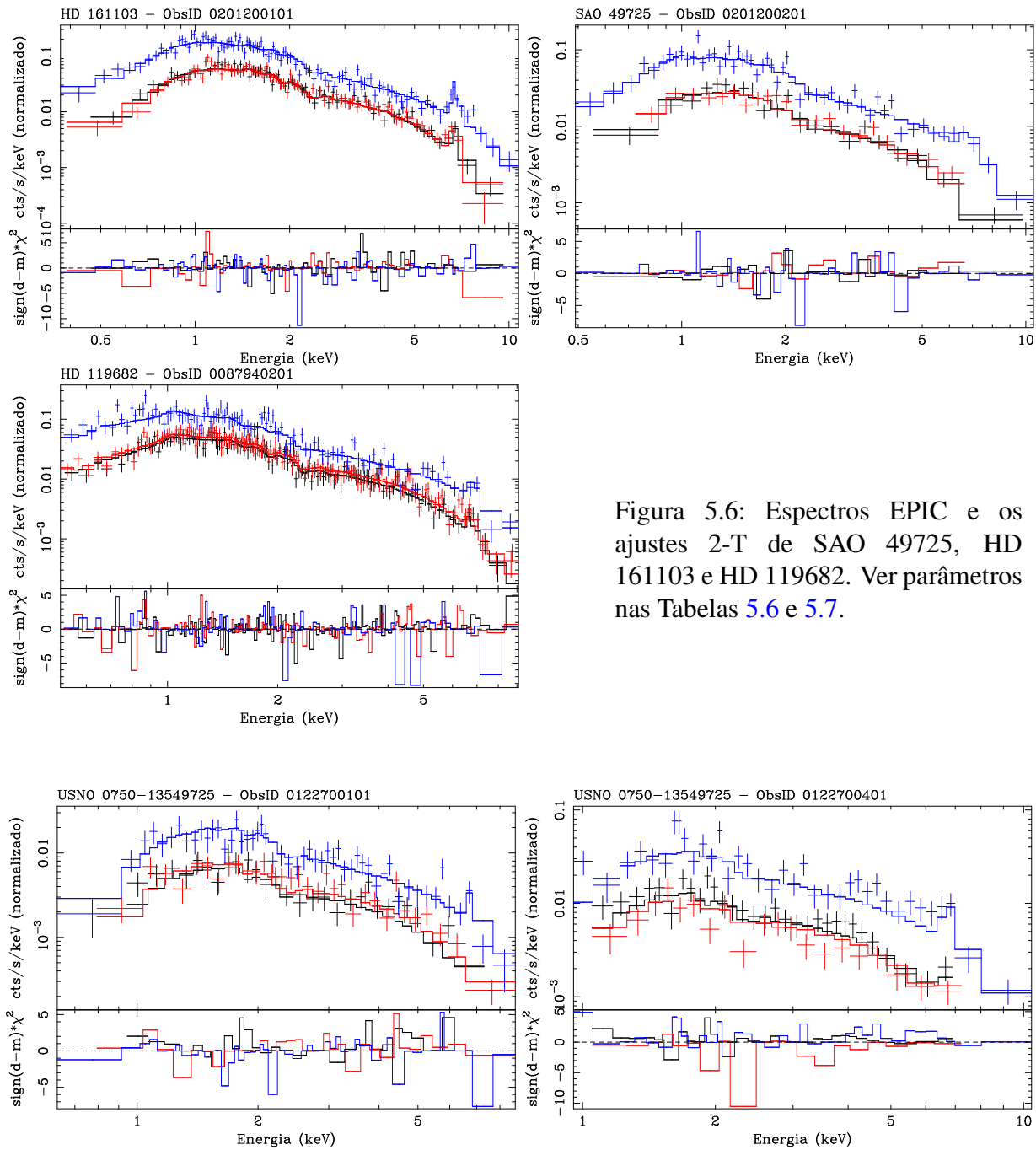


Figura 5.6: Espectros EPIC e os ajustes 2-T de SAO 49725, HD 161103 e HD 119682. Ver parâmetros nas Tabelas 5.6 e 5.7.

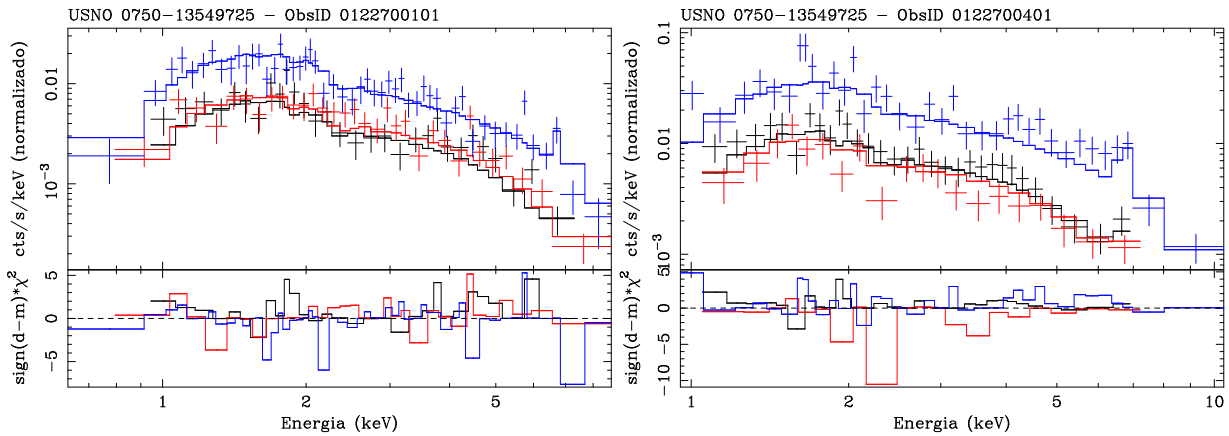


Figura 5.7: Espectros EPIC e os ajustes 1-T de USNO 0750-13549725 (observações 0122700101 e 0122700401). Ver parâmetros na Tabela 5.7.

consideravelmente o excesso visto no resíduo  $\chi^2$  em torno de 0,9 keV e melhora a qualidade do ajuste na parte mole do espectro. Sua presença é suportada pelo F-test com uma probabilidade de que essa melhora seja devido ao acaso de apenas  $6 \times 10^{-2}$  para SAO 49725,  $6 \times 10^{-5}$  para HD 161103 e  $2 \times 10^{-2}$  para HD 119682 seguindo o modelo 1-T, e  $0,2$ ,  $5 \times 10^{-3}$  e  $4 \times 10^{-2}$ , respectivamente, para o modelo LP + LG. A qualidade da modelagem não é melhorada se a abundância é adotada com um parâmetro livre durante o ajuste, e obtêm-se metalicidades que

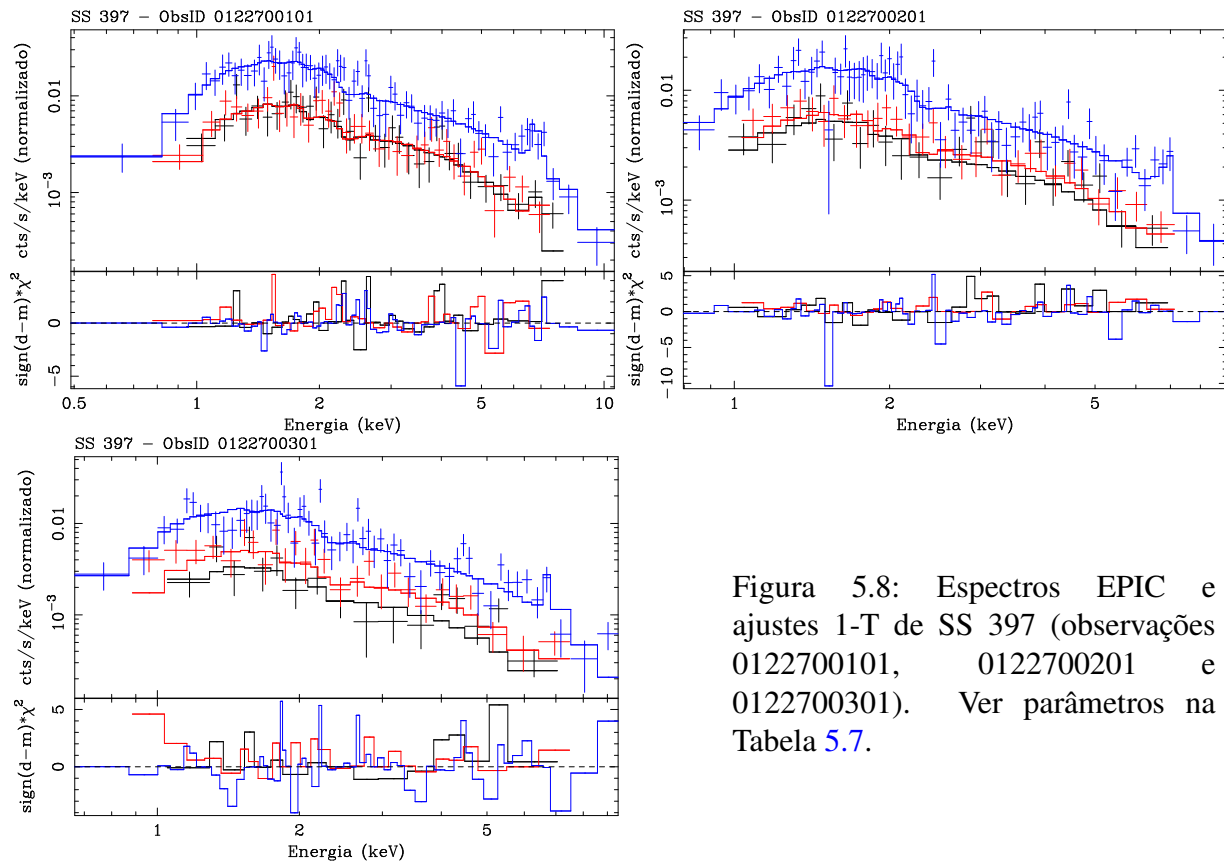


Figura 5.8: Espectros EPIC e ajustes 1-T de SS 397 (observações 0122700101, 0122700201 e 0122700301). Ver parâmetros na Tabela 5.7.

são consistentes com os valores solares. A única exceção é HD 119682, cujos ajustes resultaram numa abundância  $Z \sim 0,48 Z_{\odot}$  para a componente térmica quente, enquanto compatível com valores solares para a componente mais fria. Utilizamos o modelo VMEKAL para verificar a metalicidade dos plasmas analisando um a um os seus elementos. Para o caso de HD 119682, é claro que a abundância sub-solar derivada para o plasma mais quente é devido basicamente às linhas do complexo Fe  $K\alpha$ , similar ao observado em  $\gamma$  Cas e HD 110432 (ver detalhes na Fig. 5.9). Para as outras estrelas, confirmamos que não há indícios de anomalias e as abundâncias dos elementos são compatíveis com os valores solares.

Os modelos térmicos representam naturalmente as linhas do tipo H e He do Fe com a correta intensidade (Fig. 5.9). Este é um forte argumento a favor da interpretação da emissão X destes sistemas via processos térmicos. As medidas de emissão (EM; Tabela 5.6 e 5.7) segundo o modelo 2-T são dominadas pela componente quente e, assim como a EM derivada a partir do modelo 1-T, são comparáveis às de  $\gamma$  Cas vistas pelo *RossixTE* ( $\sim 4,1 \times 10^{55} \text{ cm}^{-3}$ ; Smith et al. 1998a), pelo *Chandra* ( $\sim 5 \times 10^{55} \text{ cm}^{-3}$ ; Smith et al. 2004) e pelo XMM (Seção 3.3.2).

A qualidade dos ajustes espectrais não é melhorada se cada componente térmica do modelo 2-T é afetada por uma absorção distinta, como é provavelmente o caso para  $\gamma$  Cas e HD 110432 (c.f. capítulos anteriores). Entretanto, esta configuração não pode ser excluída para SAO 49725 e HD 161103, pois os valores das colunas de Hidrogênio são diferentes num nível de confiança de 90%. A componente mole de SAO 49725 pode ser afetada por uma coluna de Hidrogênio menos densa do que a de sua componente dura (Tabela 5.6). Um comportamento oposto é visto em HD 161103, para a qual a componente quente é a menos afetada. Para SAO 49725, as tem-

Tabela 5.6: Parâmetros dos espectros em raios X de SAO 49725 e HD 161103.

	1-T	2-T		LP + LG	1-T + LP + LG
		1 abs.	2 abs.		
<b>SAO 49725</b>					
$N_{H_1}$ ( $10^{22}$ cm $^{-2}$ )	$0,30^{+0,04}_{-0,04}$	$0,35^{+0,06}_{-0,06}$	$0,14^{+0,11}_{-0,09}$	$0,35^{+0,06}_{-0,05}$	$0,38^{+0,09}_{-0,04}$
$kT_1$ (keV)	$11,72^{+5,66}_{-2,46}$	$0,87^{+0,50}_{-0,25}$	$0,93^{+0,09}_{-0,11}$	...	$0,92^{+0,47}_{-0,25}$
$EM_1^a$ ( $10^{55}$ cm $^{-3}$ )	2,6 (7,8)	0,02 (0,08)	0,02 (0,05)	...	0,02 (0,08)
$N_{H_2}$ ( $10^{22}$ cm $^{-2}$ )	...	...	$0,36^{+0,05}_{-0,03}$	...	...
$kT_2$ (keV)	...	$12,85^{+7,73}_{-3,37}$	$12,29^{+1,52}_{-1,48}$	...	...
$EM_2^a$ ( $10^{55}$ cm $^{-3}$ )	...	0,8 (2,6)	0,8 (2,6)	...	...
$\Gamma$	...	...	...	$1,57^{+0,12}_{-0,06}$	$1,53^{+0,11}_{-0,10}$
$E_{\text{linha}}$ (keV)	...	...	...	$6,61^{+0,49}_{-0,51}$	$6,61^{+0,35}_{-0,36}$
$\sigma_{\text{linha}}$ (keV)	...	...	...	$\lesssim 1,17$	$\lesssim 0,90$
$f_x$ (erg cm $^{-2}$ s $^{-1}$ )	$1,2 \times 10^{-12}$	$1,3 \times 10^{-12}$	$1,3 \times 10^{-12}$	$1,4 \times 10^{-12}$	$1,4 \times 10^{-12}$
$\chi^2_{\nu}/\text{d.o.f.}$	1,11/94	1,07/92	1,08/91	1,16/91	1,13/89
<b>HD 161103</b>					
$N_{H_1}$ ( $10^{22}$ cm $^{-2}$ )	$0,31^{+0,02}_{-0,02}$	$0,35^{+0,02}_{-0,02}$	$1,28^{+0,24}_{-0,31}$	$0,38^{+0,03}_{-0,03}$	$0,40^{+0,05}_{-0,04}$
$kT_1$ (keV)	$7,44^{+1,20}_{-0,63}$	$0,76^{+0,20}_{-0,17}$	$0,20^{+0,10}_{-0,06}$	...	$0,80^{+0,85}_{-0,27}$
$EM_1^a$ ( $10^{55}$ cm $^{-3}$ )	3,2 (9,8)	0,1 (0,3)	18,2 (55,8)	...	0,1 (0,3)
$N_{H_2}$ ( $10^{22}$ cm $^{-2}$ )	...	...	$0,36^{+0,06}_{-0,04}$	...	...
$kT_2$ (keV)	...	$8,01^{+1,05}_{-1,00}$	$8,78^{+1,62}_{-1,22}$	...	...
$EM_2^a$ ( $10^{55}$ cm $^{-3}$ )	...	1,5 (9,7)	3,1 (9,5)	...	...
$\Gamma$	...	...	...	$1,75^{+0,07}_{-0,06}$	$1,71^{+0,07}_{-0,07}$
$E_{\text{linha}}$ (keV)	...	...	...	$6,67^{+0,06}_{-0,05}$	$6,67^{+0,06}_{-0,05}$
$\sigma_{\text{linha}}$ (keV)	...	...	...	$0,12^{+0,09}_{-0,08}$	$0,12^{+0,09}_{-0,08}$
$f_x$ (erg cm $^{-2}$ s $^{-1}$ )	$2,3 \times 10^{-12}$	$2,4 \times 10^{-12}$	$1,5 \times 10^{-11}$	$2,8 \times 10^{-12}$	$2,8 \times 10^{-12}$
$\chi^2_{\nu}/\text{d.o.f.}$	1,01/249	0,94/247	0,92/246	0,97/246	0,94/244

<sup>a</sup> Medidas de emissão das componentes térmicas, conforme numeração; entre parêntesis assumindo a maior das distâncias (ver Seção 5.3). Fluxos em 0,2–12 keV e corrigidos por absorção. Os erros são cotados no nível de confiança de 90%.

peraturas de plasma resultantes são compatíveis com aquelas do modelo com uma única coluna de absorção. Para HD 161103, os plasmas quentes têm a mesma temperatura nos dois modelos enquanto a componente mole é mais fria no modelo a duas absorções. Como consequência, a medida de emissão desta última componente é maior e a luminosidade total é aumentada por um fator  $\sim 10$ . Não foram encontradas soluções aceitáveis com uma componente quente sendo fortemente absorvida, similar ao observado em  $\gamma$  Cas por Smith et al. (2004).

Tabela 5.7: Parâmetros dos espectros em raios X de USNO 0750-13549725, SS 397 e HD 119682.

	USNO 0750-13549725		SS 397			HD 119682	
	07/04/2000	15/04/2000	07/04/2000	09/04/2000	11/04/2000	28/08/2001	
	1-T					2-T	
$N_H$ ( $\times 10^{22} \text{cm}^{-2}$ )	$0,81^{+0,11}_{-0,17}$	$1,05^{+0,19}_{-0,18}$	$0,74^{+0,09}_{-0,08}$	$0,64^{+0,11}_{-0,11}$	$0,70^{+0,12}_{-0,11}$	$0,16^{+0,02}_{-0,02}$	$0,17^{+0,02}_{-0,02}$
$kT_1$ (keV)	$11,32^{+58,87}_{-3,27}$	$9,91^{+7,23}_{-2,88}$	$11,01^{+4,18}_{-2,72}$	$14,15^{+20,84}_{-4,75}$	$9,16^{+8,12}_{-2,44}$	$8,33^{+1,13}_{-1,09}$	$1,36^{+0,79}_{-0,88}$
$EM_1$ ( $10^{55} \text{cm}^{-3}$ )	...	...	...	...	...	...	$9,87^{+2,72}_{-1,61}$
$kT_2$ (keV)	...	...	...	...	...	...	...
$EM_2$ ( $10^{55} \text{cm}^{-3}$ )	...	...	...	...	...	...	...
$Z$ ( $Z_\odot$ )	...	...	...	...	...	$0,46^{+0,19}_{-0,18}$	$0,48^{+0,24}_{-0,22}$
$f_x$ ( $10^{-12} \text{erg cm}^{-2} \text{s}^{-1}$ )	1,1	1,2	...	...	...	2,7	2,8
$\chi^2_{\nu}/\text{d.o.f.}$	1,14/111	1,10/85	0,86/145	0,94/124	1,21/101	0,98/397	0,96/393
	LP + LG					1-T + LP + LG	
$N_H$ ( $\times 10^{22} \text{cm}^{-2}$ )	$0,81^{+0,15}_{-0,12}$	$1,06^{+0,27}_{-0,22}$	$0,91^{+0,08}_{-0,13}$	$0,63^{+0,15}_{-0,16}$	$0,72^{+0,16}_{-0,13}$	$0,23^{+0,02}_{-0,02}$	$0,22^{+0,03}_{-0,03}$
$\Gamma$	$1,46^{+0,16}_{-0,14}$	$1,58^{+0,16}_{-0,18}$	$1,78^{+0,16}_{-0,17}$	$1,44^{+0,17}_{-0,20}$	$1,56^{+0,20}_{-0,18}$	$1,73^{+0,06}_{-0,06}$	$1,64^{+0,09}_{-0,07}$
$kT$ (keV)	...	...	...	...	...	...	$1,60^{+2,03}_{-0,56}$
$EM_1$ ( $10^{55} \text{cm}^{-3}$ )	...	...	...	...	...	...	...
$E_{\text{linha}}$ (keV)	6,7	6,7	$6,7^a$	$6,7^a$	$6,7^a$	$6,79^{+0,13}_{-0,17}$	$6,80^{+0,14}_{-0,18}$
$\sigma_{\text{linha}}$ (keV)	$< 0,33$	$< 3,4$	$0,01^a$	$0,01^a$	$0,01^a$	$0,20^{+0,14}_{-0,10}$	$0,19^{+0,15}_{-0,12}$
$f_x$ ( $10^{-12} \text{erg cm}^{-2} \text{s}^{-1}$ )	1,2	1,4	...	...	...	3,2	3,2
$\chi^2_{\nu}/\text{d.o.f.}$	1,10/109	1,09/83	0,84/142	0,99/124	1,18/100	0,97/392	0,96/388

Notas: Quando omitido, os ajustes térmicos assumiram abundâncias solares. Fluxos em 0,2–12 keV e corrigidos por absorção. Os erros são cotados no nível de confiança de 90%.

Em todos os casos (exceto para o modelo 2-T de HD 161103 com componentes individuais de absorção), as correspondentes luminosidades na faixa de energia 0,2–12 keV são  $\sim (3,4-12) \times 10^{32} \text{ erg s}^{-1}$  e a razão luminosidade bolométrica - luminosidade em raios X é  $\sim 4 \times 10^{-6}$ .

### 5.4.2 O complexo Fe K $\alpha$

O complexo Fe K $\alpha$  é visto em emissão em todos os sistemas aqui investigados (ver Fig. 5.9). De modo a utilizar a melhor resolução espectral disponibilizada pelas câmeras EPIC/XMM na investigação do complexo Fe K $\alpha$ , e maximizar a razão sinal-ruído, espectros foram construídos a partir de dados *pn* de eventos únicos coletados durante todo o tempo de observação. Os dados foram agrupados de modo que cada conjunto contivesse ao menos 15 eventos. A contribuição de cada componente do complexo Fe K $\alpha$  foi estimada a partir do ajuste de três linhas Gaussianas sobrepostas a um modelo do tipo *bremsstrahlung* descrevendo o contínuo. Os centróides das linhas foram mantidos fixos durante os ajustes, nos valores apresentados na Tabela 5.8.

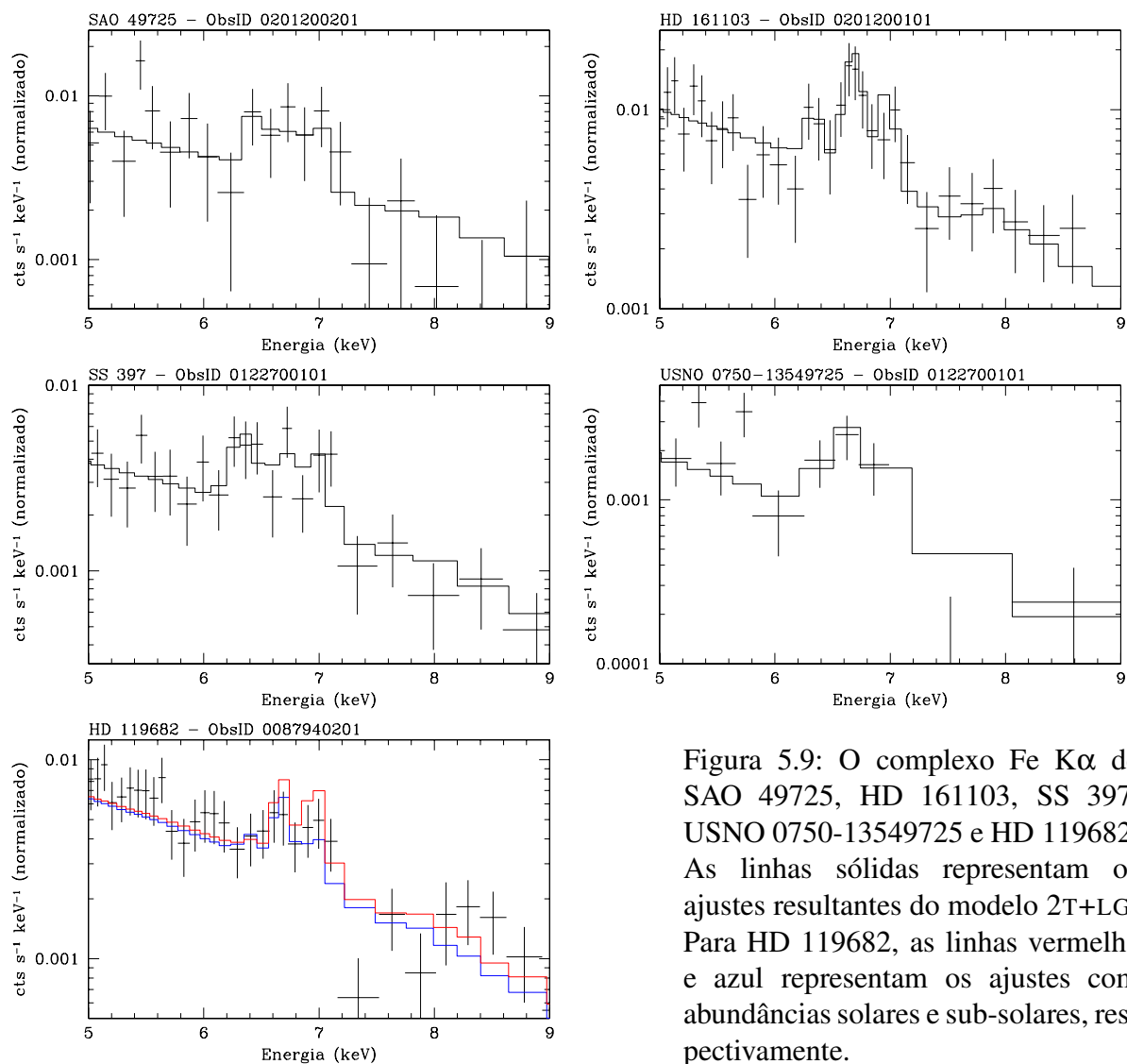


Figura 5.9: O complexo Fe K $\alpha$  de SAO 49725, HD 161103, SS 397, USNO 0750-13549725 e HD 119682. As linhas sólidas representam os ajustes resultantes do modelo 2T+LG. Para HD 119682, as linhas vermelha e azul representam os ajustes com abundâncias solares e sub-solares, respectivamente.

Tabela 5.8: Parâmetros das linhas do complexo Fe K $\alpha$  dos sistemas do tipo  $\gamma$  Cas.

	Linha espectral	$E_C$ <sup>a</sup> (keV)	EW (eV)	Fluxo total na linha ( $\times 10^{-6}$ fótons $\text{cm}^{-2} \text{s}^{-1}$ )
SAO 49725	Fe K	6,4	$105^{+145}_{-84}$	$1,3^{+1,8}_{-1,0}$
	Fe XXV	6,7	$183^{+120}_{-100}$	$2,6^{+1,7}_{-1,4}$
	Fe XXVI Ly $\alpha$	6,97	$280^{+165}_{-147}$	$3,1^{+1,8}_{-1,6}$
HD 161103	Fe K	6,4	$75^{+49}_{-52}$	$1,5^{+1,0}_{-1,0}$
	Fe XXV	6,7	$301^{+90}_{-65}$	$5,1^{+1,5}_{-1,1}$
	Fe XXVI Ly $\alpha$	6,97	$133^{+63}_{-66}$	$2,3^{+1,1}_{-1,2}$
HD 119682	Fe K	6,4	< 86	< 19,4
	Fe XXV	6,7	$140^{+41}_{-76}$	$31,6^{+9,3}_{-17,1}$
	Fe XXVI Ly $\alpha$	6,97	$176^{+63}_{-70}$	$34,6^{+13,2}_{-13,7}$
USNO 0750-13549725 (ObsID 0122700101)	Fe K	6,4	$104^{+83}_{-83}$	$1,2^{+1,0}_{-1,0}$
	Fe XXV	6,7	$459^{+182}_{-182}$	$3,5^{+1,4}_{-1,4}$
	Fe XXVI Ly $\alpha$	6,97	< 75	< 0,8
SS 397 (ObsID 0122700101)	Fe K	6,4	$235^{+93}_{-97}$	$1,3^{+0,5}_{-0,5}$
	Fe XXV	6,7	$110^{+76}_{-76}$	$0,8^{+0,6}_{-0,6}$
	Fe XXVI Ly $\alpha$	6,97	$195^{+118}_{-117}$	$0,9^{+0,6}_{-0,6}$

<sup>a</sup> parâmetro congelado.

Notas: EWs estimados a partir de um modelo LP+3LG.  $E_C$  são os centróides das linhas Gaussianas. Os erros são cotados em  $1 \sigma$ .

Para HD 161103 e HD 119682, as estrelas mais brilhantes, o complexo Fe K $\alpha$  é resolvido em suas três principais componentes. O mesmo não foi possível para SAO 49725, USNO 0750-13549725 e SS 397, em função da relativamente baixa razão sinal-ruído dos dados adquiridos pelo XMM. Entretanto, a presença das três componentes é sustentada pelas larguras equivalentes derivadas das linhas de cada alvo. A Tabela 5.8 apresenta os valores estimados para as larguras equivalentes e os fluxos nas linhas do complexo Fe K $\alpha$ .

Um plasma quente representa razoavelmente bem a emissão das linhas tipo H e tipo He do Fe, como pode ser visto na Fig. 5.9. (A adição de uma linha Gaussiana é necessária para descrever a linha do Fe por fluorescência, que não é prevista pelo código MEKAL.) Os parâmetros espectrais derivados a partir dos ajustes destes dados são consistentes com aqueles apresentados na Tabela 5.6 – que foram restritos aos intervalos de baixa contaminação por partículas solares. Estes resultados indicam fortemente que, como em  $\gamma$  Cas (Capítulo 3), para a qual espectroscopia X de alta resolução confirma, a emissão X dos sistemas apresentados neste capítulo é essencialmente devido a um plasma quente e opticamente fino.

Por outro lado, a linha de fluorescência do Fe em 6,4 keV pode ser interpretada como sendo

devido ao reprocessamento da radiação num meio material frio, próximo à fonte X, ou por fluorescência na superfície de uma anã branca.

### 5.4.3 Análise temporal: fluxo e distribuição espectral de energia

A emissão X de todas as estrelas investigadas neste capítulo exhibe variações significativas em fluxo e em dureza espectral (ver Figuras 5.10, 5.12, 5.15, 5.16 e 5.17). A investigação apresentada nesta seção consistiu na análise de curvas de luz, no comportamento da dureza espectral – medida pela razão de contagens em diferentes bandas de energia – em função do tempo e da intensidade da fonte, na busca por periodicidades e, quando os dados permitiram, na investigação espectral em estados de baixa e de alta emissão da fonte.

As buscas por oscilações periódicas foram feitas com o  $Z_n^2$ , usando o tempo de chegada dos fótons detectados pela câmera *pn*, e com o Lomb-Scargle, a partir de curvas de luz *pn* + MOS1 + MOS2. O  $Z_n^2$  foi aplicado na banda integrada de 0,2–12 keV, e nas bandas 0,2–2 keV e 2–12 keV adotadas como mole e dura, respectivamente. Para o uso do Lomb-Scargle, as bandas adotadas foram 0,5–2 keV e 2–12 keV, e a integrada de 0,5–12 keV. (O POWSPEC foi utilizado em todos os casos em que o  $Z_n^2$  e o Lomb-Scargle foram aplicados, e por serem seus resultados compatíveis entre si, excluimos o POWSPEC desta discussão). Em todos os casos os tempos foram corrigidos para o sistema baricêntrico do Sol, e as curvas de luz foram subtraídas da contribuição de fundo. Os resultados obtidos nas bandas de energia mole e dura são compatíveis com os derivados das faixas de energia integrais, e nos limitaremos a mostrar apenas as figuras referentes a essas últimas. Os limites superiores das frequências investigadas são dados pela resolução temporal da câmera *pn* no modo operado, que foi de 48 ms para SAO 49725 e HD 161103, de 200 ms para HD 119682, e de 73,4 ms para USNO 0750-13549725 e SS 397, e que resultam nas frequências de Nyquist de 10,42 Hz, 2,5 Hz e 6,81 Hz, respectivamente. Não existe evidência de pulsações coerentes em alta frequência ( $f \gtrsim 0,005$  Hz) nas fontes investigadas. Os valores estimados como limites superiores da fração pulsada de eventuais periodicidades são mostrados na Tabela 5.9. Por outro lado, o comportamento em baixas frequências é complexo para a maioria das estrelas, como discutido mais adiante.

Com o objetivo de tentar distinguir as eventuais componentes que contribuem para a emissão em raios X de cada uma das estrelas, procuramos por correlações entre a intensidade e a dureza da emissão. A partir das faixas de energia 0,5–2,0 e 2,0–12 keV, construímos diagramas dureza–intensidade: [cts/s(2,0–12 keV) / cts/s(0,5–2,0 keV)] versus [cts/s (0,5–12 keV)]. A busca por correlação entre os parâmetros dureza e intensidade foi feita aplicando um algoritmo de correlação linear clássico. Os resultados obtidos a partir da combinação dos dados de todas as câmeras EPIC são apresentados na Tabela 5.10 e nas Figuras 5.10c, 5.12c, 5.15c, 5.16c-d e 5.18. Note entretanto que os valores em questão se referem à contagem observada, e não são corrigidos pela posição da fonte no campo de visão – que nesse caso é diferente nas distintas observações. Portanto, somente as tendências e não os valores absolutos das intensidades e durezas podem ser comparados diretamente nas diferentes observações, mesmo entre observações de uma mesma fonte.

Para HD 161103 e HD 119682, as fontes X mais brilhantes dentre as investigadas neste capítulo, aprofundamos a investigação na busca por mudanças espectrais nos estados de alta e de baixa emissão. Para este fim, espectros foram acumulados nestes dois estados seguindo critérios que serão detalhados mais adiante.

Tabela 5.9: Limite superior para a fração pulsada em 0,2–12 keV.

Objeto	FP	Faixa de frequência
HD 161103	~ 10%	0,005–10,42 Hz
HD 119682	~ 14%	0,005–2,5 Hz
SAO 49725	~ 10%	0,005–10,42 Hz
USNO 0750-13549725	~ 25%	0,005–6,81 Hz
SS 397	~ 25%	0,005–6,81 Hz

Tabela 5.10: Coeficiente de correlação entre dureza e intensidade.

Objeto	ObsID	N	$r$	$P$
HD 161103	0201200101	47	0,463	0,0010
HD 119682	0087940201	229	-0,0286	0,6666
SAO 49725	0201200201	29	-0,1996	0,2991
USNO 0750-13549725	0122700101	46	-0,0306	0,8402
	0122700401	82	0,0753	0,5016
SS 397	0122700101	48	-0,1708	0,2456
	0122700201	73	-0,0409	0,7311
	0122700301	66	0,1478	0,2362

Notas: N é o número de intervalos de tempo analisados (dados agrupados em 150 s para HD 119682 e 350 s para os demais);  $r$  é o coeficiente de correlação linear, com valores entre -1 a 1 ( $r = 0$ , não existe correlação entre o par de variáveis;  $r < 0$  para correlação negativa; e  $r > 0$  para correlação positiva); probabilidade  $P$  de que os dados sejam compatíveis com a hipótese de correlação nula, tal que para pequenos valores de  $P$  a correlação entre dois conjuntos de dados é mais provável.

### - HD 161103

O comportamento temporal de HD 161103 é bastante regular. Sua intensidade varia quase periodicamente por ~ 60% em uma escala de tempo de  $3245 \pm 350$  ks e com fração pulsada de ~ 24% – como detectado no espectro de potência (Fig. 5.10d), e facilmente perceptível em sua curva de luz (Fig. 5.10a).<sup>2</sup> O pico observado no periodograma tem uma probabilidade inferior a 5% de que seja devido ao acaso. Entretanto esta modulação, presente nos primeiros 12 ks da observação, desaparece nos últimos 5 ks. Como discutiremos no Capítulo 6, esse período é compatível com a modulação por rotação de um objeto compacto acretando matéria nas vizinhanças de HD 161103, seja ele uma estrela de nêutrons ou uma anã branca. Todavia, a perda da última oscilação condena esta interpretação, que merece averiguação a partir de

<sup>2</sup>O erro do período é estimado da largura do perfil do sinal (seta na Fig. 5.10c) numa potência determinada pela diferença entre a potência do pico menos a potência do ruído na frequência do pico – que por sua vez é estimada pelo ajuste da potência entre  $10^{-6}$  e  $8 \times 10^{-4}$  Hz, neste caso, depois de excluído o pico em questão. Este procedimento será adotado nas determinações futuras dos erros associados a períodos.



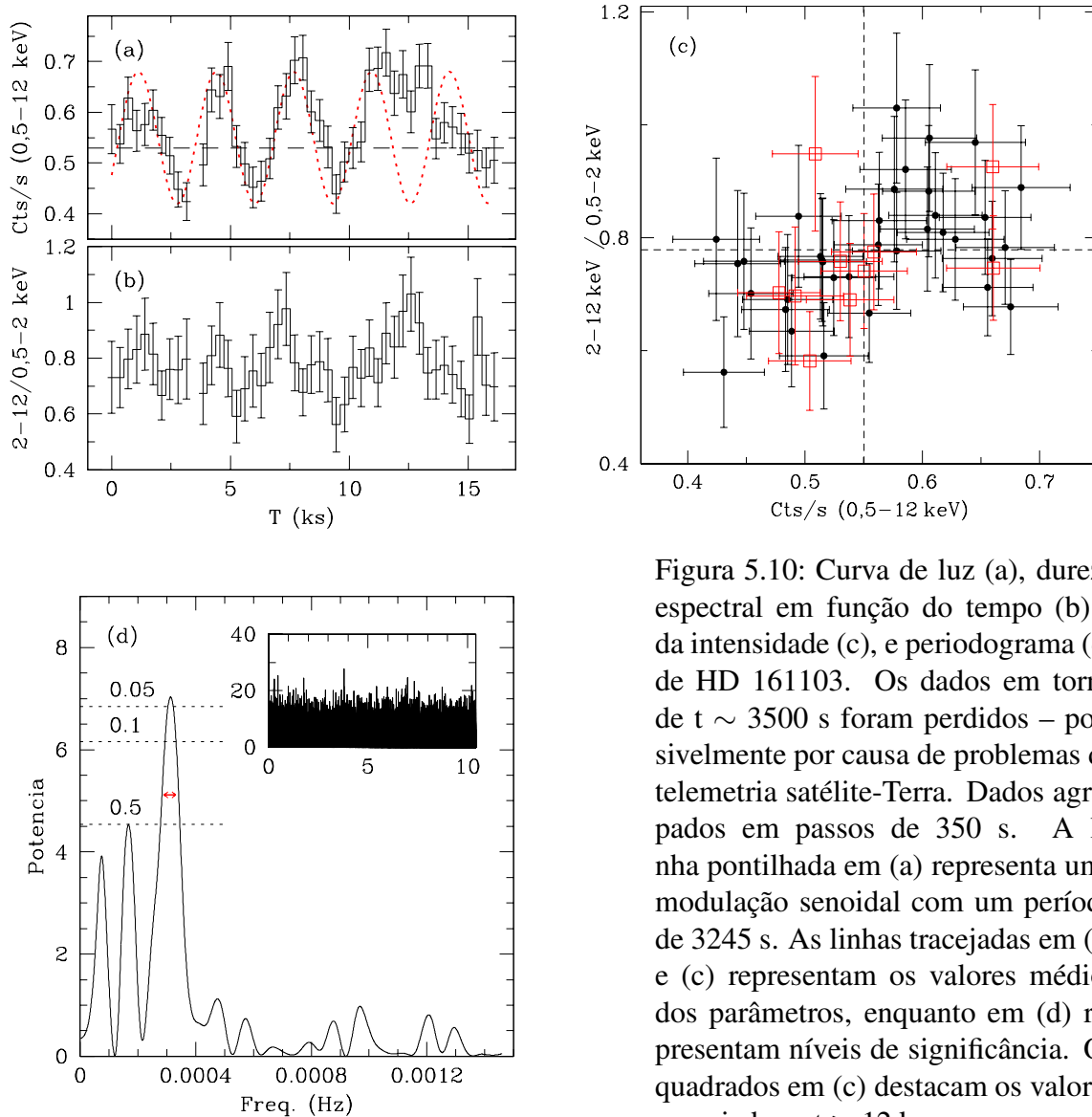


Figura 5.10: Curva de luz (a), dureza espectral em função do tempo (b) e da intensidade (c), e periodograma (d) de HD 161103. Os dados em torno de  $t \sim 3500$  s foram perdidos – possivelmente por causa de problemas de telemetria satélite-Terra. Dados agrupados em passos de 350 s. A linha pontilhada em (a) representa uma modulação senoidal com um período de 3245 s. As linhas tracejadas em (a) e (c) representam os valores médios dos parâmetros, enquanto em (d) representam níveis de significância. Os quadrados em (c) destacam os valores associados a  $t > 12$  ks.

observações de maior duração.

A modulação vista em HD 161103 não mostra forte dependência com a energia quando comparados os perfis de curvas de luz de raios X moles e duros. Entretanto, nota-se que a razão da contagem entre faixas de energias diferentes, que evidencia a relação entre elas, segue a modulação vista na curva de luz: os estados de maior dureza estão diretamente relacionados com os estados de maior emissão de raios X duros (Fig. 5.10b). Esta tendência torna-se ainda mais evidente no diagrama dureza-intensidade (Fig. 5.10c), de onde derivamos uma correlação positiva entre os parâmetros e que tem baixa probabilidade de ser devido ao acaso (ver Tabela 5.10). Neste diagrama mostramos em destaque os dados referentes à última parte da observação na qual a oscilação com  $\tau \sim 3,2$  ks foi perdida. Concluí-se daí que a tendência observada não tem influência do comportamento da fonte nesta última parte da observação.

Aprofundamos na investigação das mudanças espectrais nos estados de alta e de baixa

Tabela 5.11: Parâmetros espectrais de HD 161103 nos estados de baixa e alta emissão. Tempos associados a elevados níveis de background foram excluídos da análise. A última oscilação perdida de HD 161103 foi descartada ( $t > 12$  ks na Fig. 5.10a). Os modelos térmicos assumem abundâncias solares. Os erros são apresentados no nível de confiança de 90%.

		Estado da emissão	
		baixo	alto
1-T	$N_{\text{H}}$ ( $\times 10^{22}$ cm $^{-2}$ )	0,26 $^{+0,05}_{-0,05}$	0,30 $^{+0,04}_{-0,03}$
	$kT$ (keV)	7,38 $^{+3,55}_{-1,47}$	8,28 $^{+2,62}_{-1,78}$
	EM <sup>a</sup> ( $10^{55}$ cm $^{-3}$ )	2,6 (8,1)	3,5 (10,7)
	$f_{x;0,2-12\text{keV}}$ ( $10^{-12}$ erg cm $^{-2}$ s $^{-1}$ )	$\sim 1,8$	$\sim 2,6$
	$\chi^2_{\nu}/\text{d.o.f.}$	1,06/66	1,24/110
LP+LG	$N_{\text{H}}$ ( $\times 10^{22}$ cm $^{-2}$ )	0,33 $^{+0,08}_{-0,07}$	0,34 $^{+0,05}_{-0,04}$
	$\Gamma$	1,74 $^{+0,19}_{-0,18}$	1,70 $^{+0,12}_{-0,11}$
	$E_{\text{linha}}$ (keV)	6,67 <sup>b</sup>	6,67 <sup>b</sup>
	$\sigma_{\text{linha}}$ (keV)	0,12 <sup>b</sup>	0,12 <sup>b</sup>
	$f_{x;0,2-12\text{keV}}$ ( $10^{-12}$ erg cm $^{-2}$ s $^{-1}$ )	$\sim 2,0$	$\sim 3,0$
	$\chi^2_{\nu}/\text{d.o.f.}$	1,07/65	1,18/109

<sup>a</sup> Entre parêntesis assumindo a maior das distâncias (ver Seção 5.3); <sup>b</sup> Congelado conforme espectro integrado (Tabela 5.6).

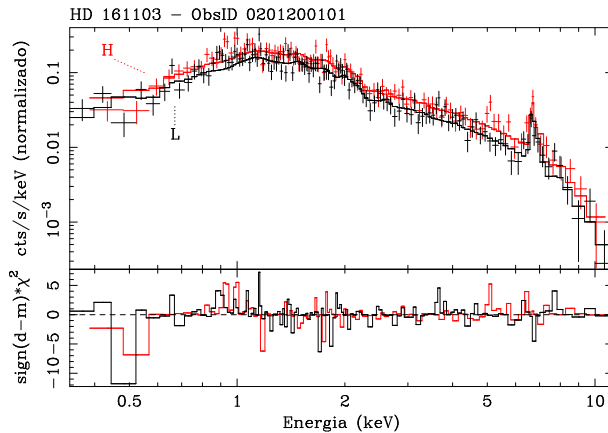


Figura 5.11: Espectro  $pn$  de HD 161103 usando contagens acumuladas nos estados de baixa (L) e alta (H) emissão (ver texto para detalhes).

emissão de HD 161103, analisando espectros representativos desses dois estados. O comportamento regular de HD 161103 permitiu distinguir facilmente os diferentes estados, que foram definidos como sendo aqueles nos quais a emissão estava acima ou abaixo do nível médio de 0,53 cts/s da curva de luz  $pn + \text{MOS1} + \text{MOS2}$  em 0,5–12 keV (ver Fig. 5.10a). A última parte da observação ( $t \gtrsim 12$  ks) foi descartada, de modo a garantir que os espectros representassem somente os estados da emissão desejados. Como para as outras análises espectrais, tempos associados à contaminação por partículas solares foram descartados da análise. Os ajustes dos espectros nos estados alto e baixo mostram que os parâmetros espectrais são compatíveis entre

Tabela 5.12: Parâmetros espectrais HD 119682 nos estados de baixa e alta emissão.

		Estado da emissão	
		baixo	alto
1-T	$N_{\text{H}} (\times 10^{22} \text{ cm}^{-2})$	$0,12^{+0,02}_{-0,02}$	$0,16^{+0,01}_{-0,01}$
	$kT$ (keV)	$9,01^{+1,67}_{-1,32}$	$8,58^{+1,02}_{-0,99}$
	$Z (Z_{\odot})$	$0,40^{+0,24}_{-0,21}$	$0,49^{+0,17}_{-0,16}$
	$EM (10^{55} \text{ cm}^{-3})$	3,3	4,5
	$f_{\text{x};0,2-12\text{keV}} (10^{-12} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1})$	$\sim 2,2$	$\sim 3,2$
	$\chi^2_{\text{v}}/\text{d.o.f.}$	0,93/219	0,99/300
LP+LG	$N_{\text{H}} (\times 10^{22} \text{ cm}^{-2})$	$0,20^{+0,03}_{-0,03}$	$0,22^{+0,02}_{-0,02}$
	$\Gamma$	$1,72^{+0,07}_{-0,07}$	$1,71^{+0,06}_{-0,06}$
	$E_{\text{linha}}$ (keV)	$6,84^{+0,16}_{-0,22}$	$6,76^{+0,15}_{-0,22}$
	$\sigma_{\text{linha}}$ (keV)	$< 0,35$	$0,22^{+0,24}_{-0,14}$
	$f_{\text{x};0,2-12\text{keV}} (10^{-12} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1})$	2,6	3,8
	$\chi^2_{\text{v}}/\text{d.o.f.}$	0,89/215	0,97/296

<sup>a</sup> Entre parêntesis assumindo a maior das distâncias (ver Seção 5.3); <sup>b</sup> Congelado conforme espectro integrado (Tabela 5.6).

Notas: Os tempos associados aos momentos de mais intensa contaminação de *background* foram incluídos, por serem de efeito negligenciável à análise por causa da intensidade da estrela. Os erros representam o limite de confiança a 90%.

si no nível de confiança à 90% (ver Tabela 5.11). Entretanto, como sugerido pela análise da dureza da fonte em função do tempo e em função de sua intensidade, a distribuição de energia de HD 161103 mostrou-se ligeiramente mais dura durante estados de maior brilho da fonte.

### - HD 119682

Variações intensas e frequentes no fluxo de HD 119682 são evidentes na curva de luz 0,5–12 keV mostrada na Fig. 5.12a, cujo perfil é similar ao das curvas de luz em 0,5–2 keV e 2–12 keV. Outra assinatura marcante é a variabilidade vista na dureza da fonte (Fig. 5.12b), cuja detecção foi favorecida pelo seu brilho relativamente intenso. Entretanto, contrariamente ao detectado em HD 161103, não existe evidência de uma modulação entre o fluxo e a dureza em raios X de HD 119682 (Fig. 5.12c), seja numa inspeção direta de suas curvas de luz ou do diagrama dureza-intensidade. A análise deste último resulta num coeficiente de correlação linear compatível com um valor nulo entre a dureza e a intensidade, como mostrado na Tabela 5.10.

O espectro de potência de HD 119682 apresenta uma série de picos na região de baixas frequências ( $\lesssim 0,001$  Hz), como apresentado na Fig. 5.12d. Safi-Harb et al. (2007) também notaram isso a partir dos mesmos dados. Estes autores apontaram a presença de picos em  $\sim$

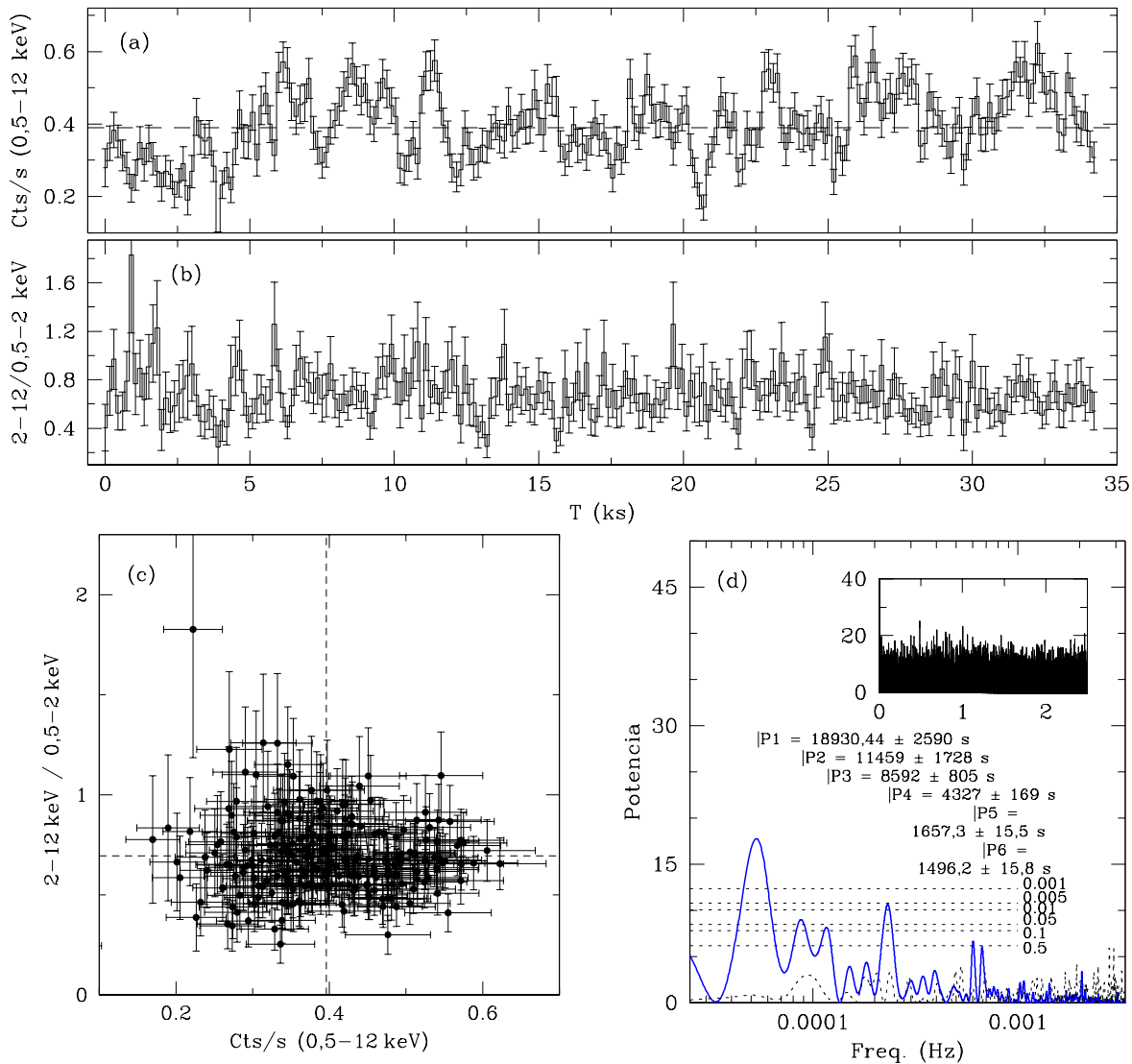


Figura 5.12: Curva de luz (a), dureza espectral em função do tempo (b) e da intensidade (c), e periodograma (d) de HD 119682. Dados agrupados em passos de 150 s. As linhas tracejadas em (a) e (c) representam os valores médios dos parâmetros. As curvas sólida e tracejada em (d) representam os espectros de potência de HD 119682 e da janela observacional, respectivamente, enquanto as linhas horizontais representam níveis de significância.

1500,  $\sim 4570$ ,  $\sim 8300$  e  $\sim 12000$  s, mas descartaram os três últimos com o argumento de que os dados não são bem descritos por um perfil senoidal com tais períodos. Acusando a detecção de um período de  $\sim 1500$  s também em dados do Chandra (com probabilidade de 40% de ser uma flutuação randômica), e sendo os dados XMM bem ajustados por uma senóide com tal período, Safi-Harb et al. (2007) sugeriram que provavelmente existe uma tal periodicidade em HD 119682. Nós confirmamos a presença de todos os picos apontados por aqueles autores (Fig.

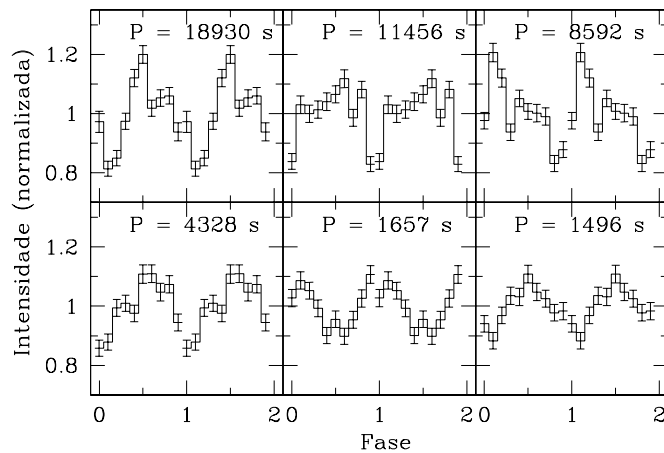


Figura 5.13: Curvas de luz (0,5–12 keV) de HD 119682 em fase, tomando como base os períodos conforme indicação.

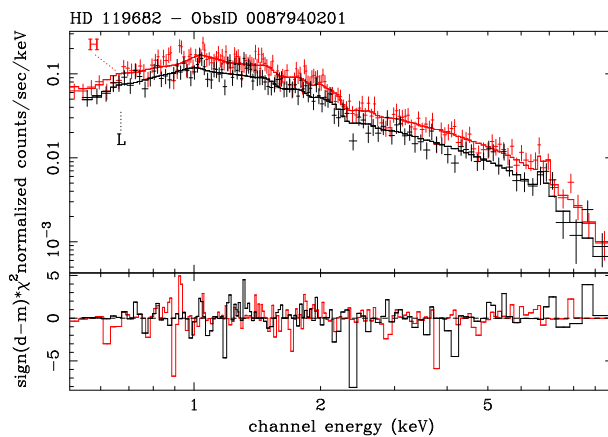


Figura 5.14: Espectro *pn* de HD 119682 usando contagens acumuladas nos estados de baixa (L) e alta (H) emissão (ver texto).

5.12d). Assim como notamos que a potência associada ao pico em  $\sim 1500$  s não ultrapassa o nível de significância de 0,5, o que significa que existe uma probabilidade superior a 50% de que a detecção desse pico seja devido ao acaso e como tal não represente uma variação intrínseca à fonte. Este valor estatístico está de acordo com o valor de 60% derivado por Safi-Harb et al. (2007). Por outro lado, notamos que um pico associado ao período de  $4327 \pm 169$  s tem probabilidade de apenas 0,5% de ser obra do acaso (ver Fig. 5.12d). Existe um pico ainda mais significativo em  $18930 \pm 2580$  s, cuja potência supera o limite de 0,001 de significância. O espectro de potência da janela observacional também apresentado na Fig. 5.12d mostra que não há nenhum pico significativo associado à artefatos observacionais, sugerindo que os picos em 4,3 ks e 18,9 ks detectados em HD 119682 tem uma probabilidade bastante elevada de representar modulações reais. A Figura 5.13e mostra curvas de luz 0,5–12 keV de HD 119682 em fases construídas com os períodos assinalados na Fig. 5.12d como P1, P2, ... e P6. A irregularidade dos perfis associados a P2 e P3 sugerem fortemente que essas não são periodicidades reais. Todavia os perfis com base em P4, P5 e P6 apresentam uma regularidade compatível com uma modulação senoidal e têm amplitudes similares. A amplitude da curva de luz associada à P1 não permite descartá-lo, ainda que fuja levemente da regularidade de uma senóide. Safi-Harb et al. (2007) assinalaram a detecção de um pico em  $\sim 4,6$  ks com ainda mais baixa potência do que aquele de  $\sim 1,5$  ks nos dados Chandra, cuja probabilidade foi de 40% de ser devido ao acaso. Estes autores não relataram picos em  $\sim 18,9$  ks naquela observação (e nem mesmo na observação do XMM). Finalmente, nós concluímos que ao menos os picos mais

significativos são detecções reais de flutuações que aparecem e desaparecem e que ocorrem em diferentes períodos, numa fenomenologia similar àquela de  $\gamma$  Cas apresentada na Seção 1.4. Discutiremos em detalhes as interpretações possíveis para este comportamento no Capítulo 6.

De modo análogo ao realizado para HD 161103, acumulamos espectros de HD 119682 que fossem representativos de seus estados de alta e baixa emissão. Adotamos o valor médio de 0,39 cts/s da curva de luz  $pn + MOS1 + MOS2$  como limite entre esses dois estados. Nenhuma diferença é notada entre os parâmetros espectrais de HD 119682 em tais estados nos limites dos erros derivados, sugerindo que a distribuição espectral de energia de HD 119682 não é fortemente dependente de sua intensidade. O fluxo não absorvido nos estados de alta emissão é  $\sim 45\%$  superior ao fluxo no estado de baixa emissão, como em HD 161103, seguido por um aumento similar na medida de emissão derivada a partir dos modelos térmicos.

### **- SAO 49725, USNO 0750-13549725 e SS 397**

SAO 49725, USNO 0750-13549725 e SS 397 apresentam comportamentos bastante parecidos. Embora sejam fontes X relativamente fracas, as observações XMM mostraram que essas estrelas apresentam intensas variações em fluxo em escalas de tempo de poucas centenas de segundos (Figuras 5.15a, 5.16a-b e 5.17). O fluxo médio em raios X de SAO 49725 aumenta gradualmente ao longo da observação XMM, enquanto mostra variações aparentemente randômicas com uma amplitude máxima de  $\sim 80\%$  numa escala de tempo inferior à centenas de segundos. As variações observadas em USNO 0750-13549725 e SS 397 são ainda maiores, ocorrendo aumentos de até  $\sim 100\%$  do fluxo em dezenas de segundos.

A análise dos periodogramas mostra que os picos de maiores potências não superam o nível de significância de  $\sim 0,05$  em cada caso. Além disso, para USNO 0750-13549725 e SS 397, observadas por mais de uma vez, os picos não se repetem nas mesmas frequências nas diferentes observações (Fig. 5.16e e 5.19). Esta última constatação ratifica que os picos são obra do acaso. Assim, não há evidência de periodicidades nessas fontes dentro dos limites das observações – vale notar que a busca por oscilações estáveis em SAO 49725 é ainda limitada pela curta duração das observações ( $\sim 10$  ks; Tabela 5.3).

Existe evidência de que a emissão de SAO 49725 se torna menos dura com o aumento da intensidade da fonte (Fig. 5.15c), enquanto nenhuma correlação é vista em USNO 0750-13549725 e SS 397 (Fig. 5.16c, 5.16d e 5.18). A baixa intensidade das fontes não permitiu a coleta de um volume de informações (dados) suficiente para aprofundar nessa investigação como feito para HD 161103 e HD 119682. A Tabela 5.10 reúne os parâmetros dos ajustes lineares entre intensidade e dureza.

---

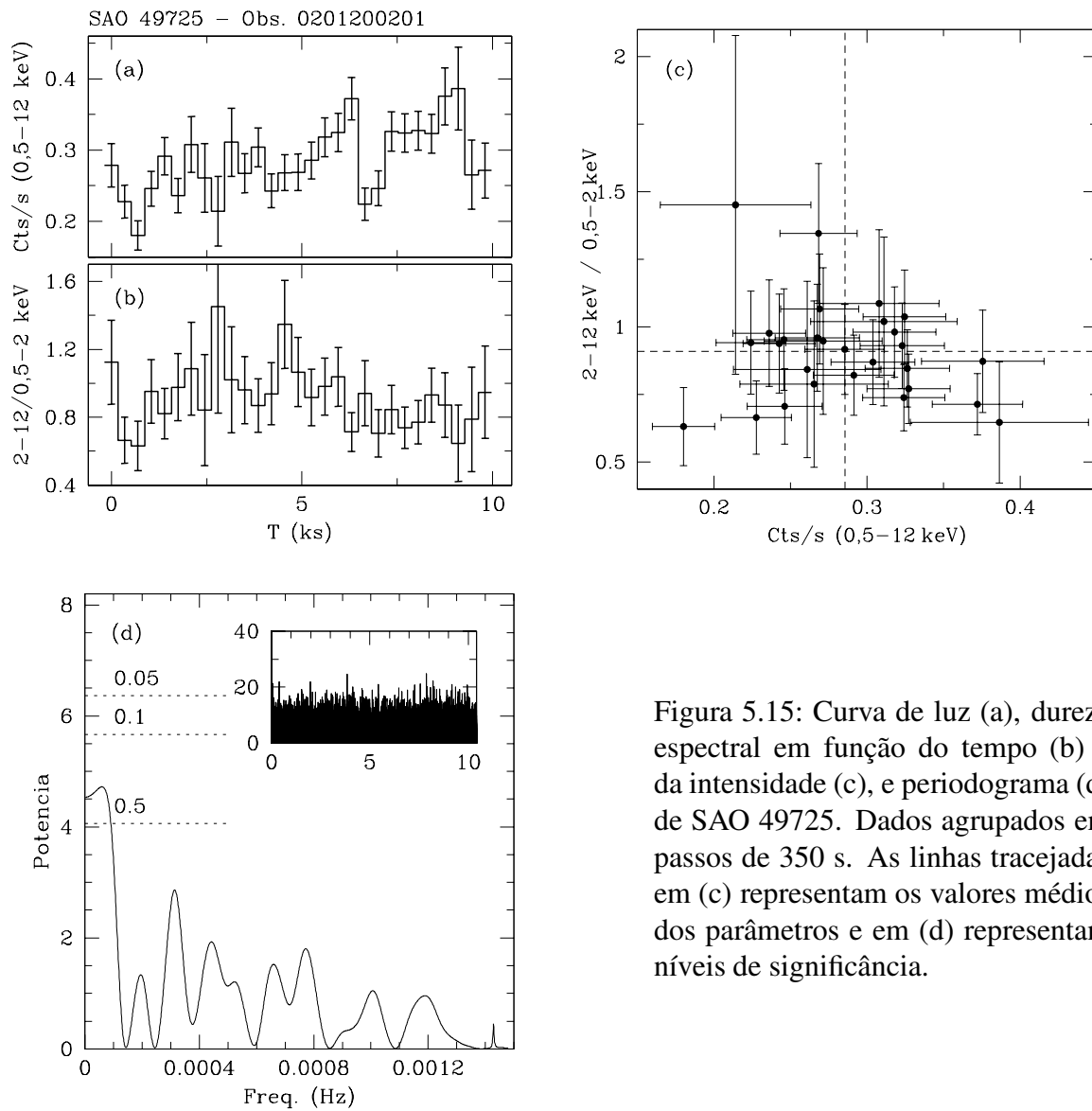


Figura 5.15: Curva de luz (a), dureza espectral em função do tempo (b) e da intensidade (c), e periodograma (d) de SAO 49725. Dados agrupados em passos de 350 s. As linhas tracejadas em (c) representam os valores médios dos parâmetros e em (d) representam níveis de significância.

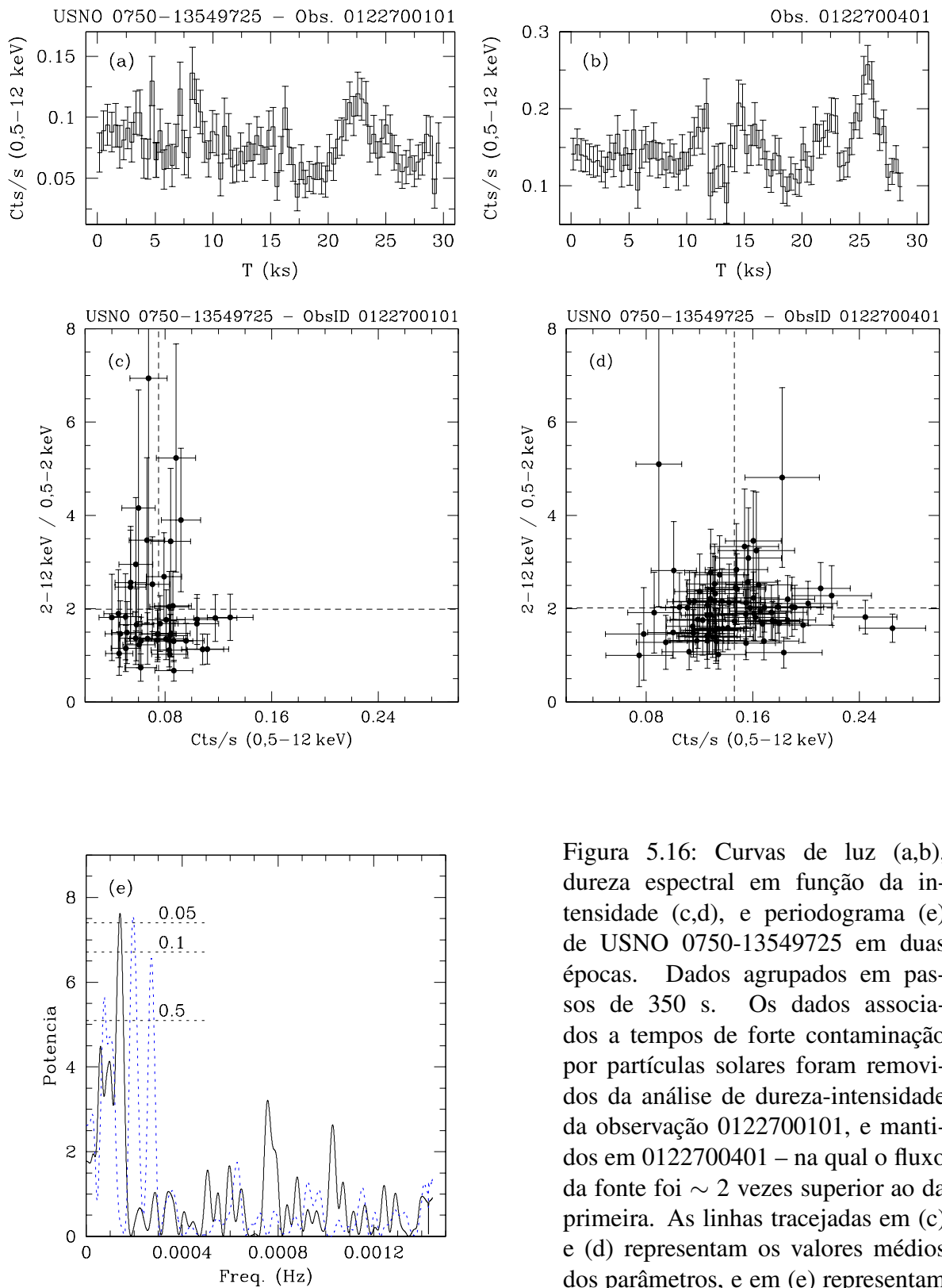


Figura 5.16: Curvas de luz (a,b), dureza espectral em função da intensidade (c,d), e periodograma (e) de USNO 0750-13549725 em duas épocas. Dados agrupados em passos de 350 s. Os dados associados a tempos de forte contaminação por partículas solares foram removidos da análise de dureza-intensidade da observação 0122700101, e mantidos em 0122700401 – na qual o fluxo da fonte foi  $\sim 2$  vezes superior ao da primeira. As linhas tracejadas em (c) e (d) representam os valores médios dos parâmetros, e em (e) representam níveis de significância.



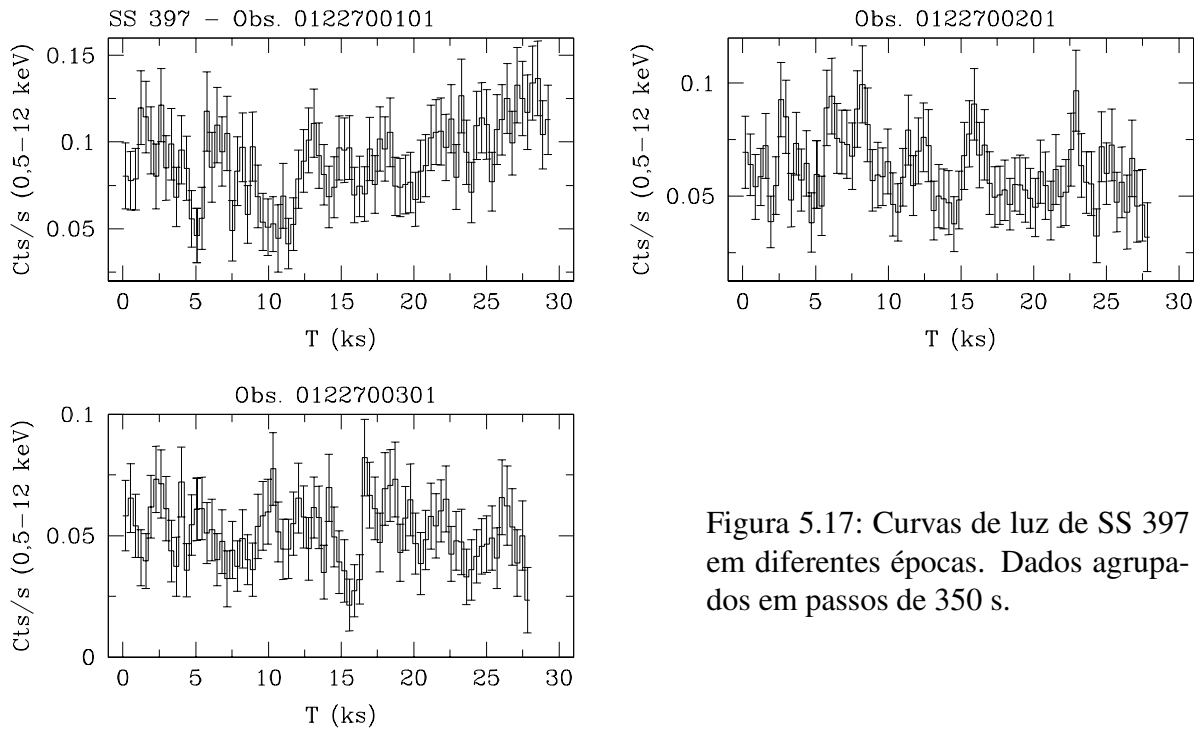


Figura 5.17: Curvas de luz de SS 397 em diferentes épocas. Dados agrupados em passos de 350 s.

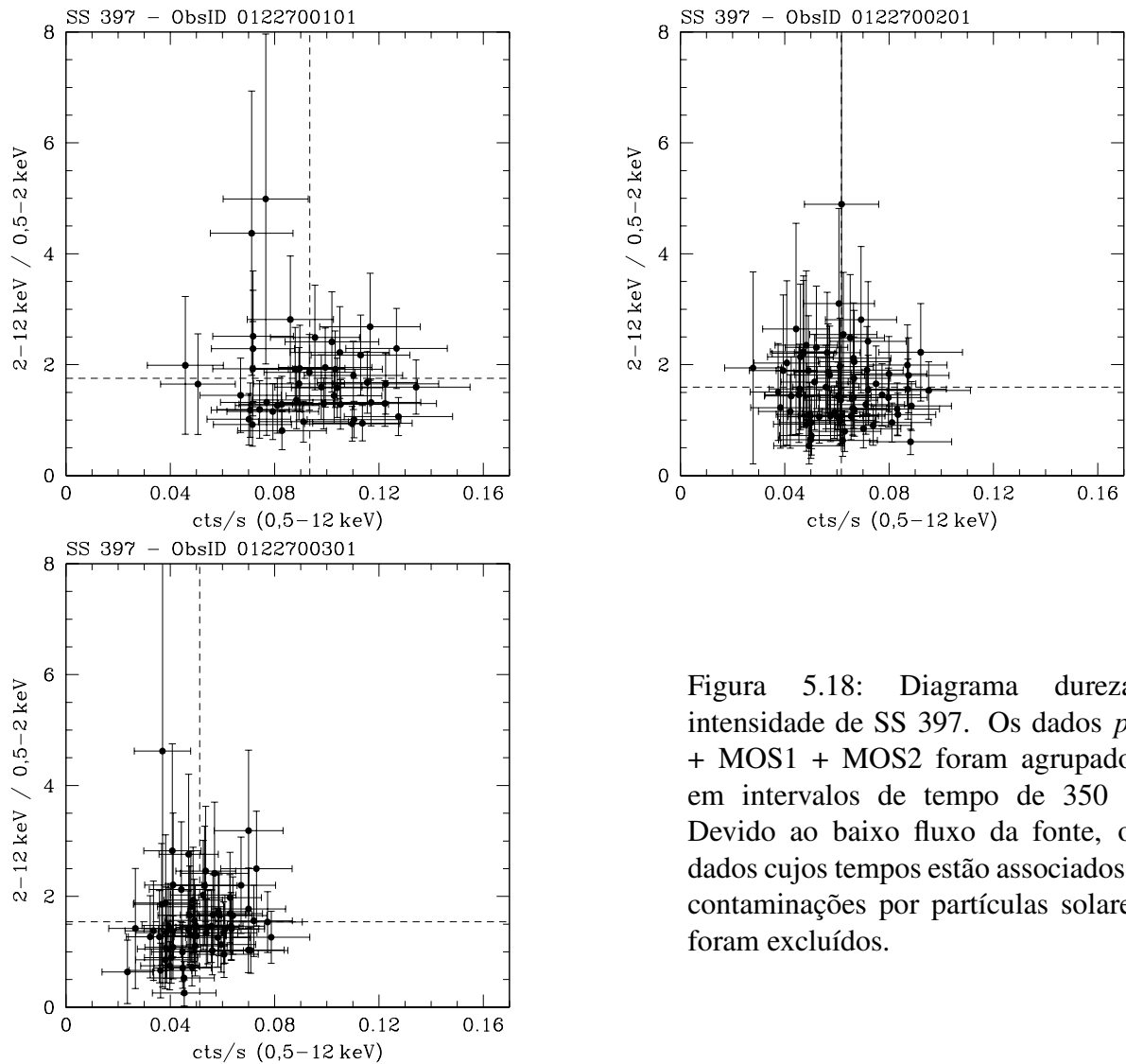


Figura 5.18: Diagrama dureza-intensidade de SS 397. Os dados *pn* + MOS1 + MOS2 foram agrupados em intervalos de tempo de 350 s. Devido ao baixo fluxo da fonte, os dados cujos tempos estão associados à contaminações por partículas solares foram excluídos.

## 5.5 Conclusões

Parece agora claro que o quebra-cabeças de  $\gamma$  Cas apresentado na Seção 1.4.1, alvo de inúmeras investigações, não é mais um caso único. As propriedades em raios X e ópticas/IR dos sistemas apresentados neste capítulo e de HD 110432, discutidas no capítulo anterior, são similares às de  $\gamma$  Cas. Juntos, estes sistemas compõem uma nova classe de objetos com características bem definidas, e que podem ser resumidas como segue:

- (i) - Espectro X duro, dominado por uma componente térmica quente com temperatura  $kT \gtrsim 7$  keV.
- (ii) - Presença de linhas do Fe fortemente ionizadas, do tipo *heliônico* em 6,7 keV e do tipo *hidrogênico* em 6,97 keV, que suportam a natureza térmica da emissão X.
- (iii) - Presença da linha por fluorescência em 6,4 keV.

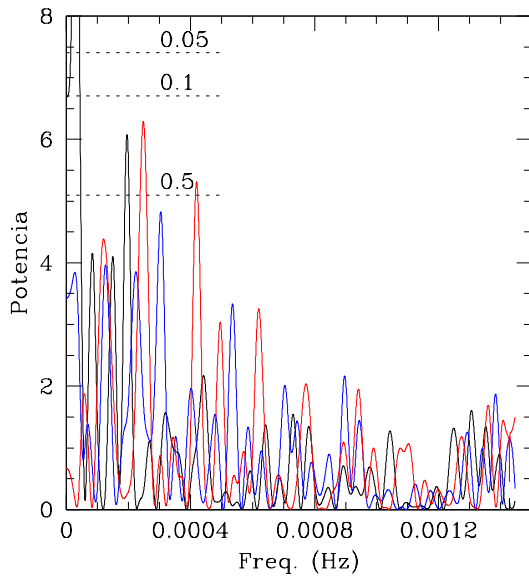


Figura 5.19: Espectros de potência de SS 397 a partir das curvas de luz da Fig. 5.17. As linhas horizontais representam níveis de significância.

- (iv) - Luminosidade X (0,2–12 keV) de aproximadamente  $10^{32-33}$  erg s<sup>-1</sup> (0,2–12 keV), entre a luminosidade de estrelas massivas isoladas e de sistemas Be/X clássicos.
- (v) - Fluxo X fortemente variável em escalas de tempo de segundos a centenas de segundos, mas sem eventos de *outbursts*.
- (vi) - Absorção fotoelétrica apenas ligeiramente superior ao valor devido à absorção interestelar na linha de visada, mostrando que não há uma forte absorção nas proximidades da fonte X.
- (vii) - Tipo espectral B0.5e-B1e e classe de luminosidade III-V.
- (viii) - Linhas de Balmer intensas e a presença de linhas metálicas em emissão, sugerindo discos circunstelares densos e/ou extensos.

Estas propriedades serão discutidas no Capítulo 6, juntamente com os resultados de HD 110432 e de  $\gamma$  Cas apresentados nos capítulos anteriores.



## Capítulo 6

### Discussão: a natureza dos sistemas $\gamma$ Cas

#### 6.1 Introdução

Embora  $\gamma$  Cas tenha sido alvo de inúmeras campanhas observacionais em todos os comprimentos de onda acessíveis, a verdadeira natureza de sua emissão em raios X é uma questão em aberto: acreção sobre uma estrela companheira degenerada ou uma estrela Be com intensas atividades magnéticas? Este paradigma, por décadas exclusivo de  $\gamma$  Cas, se estende agora ao grupo de objetos apresentados nos capítulos anteriores. Juntos, eles constituem uma nova classe de fontes estelares de raios X: os *sistemas  $\gamma$  Cas*. Discutiremos nas próximas seções as propriedades dos sistemas  $\gamma$  Cas à luz dos cenários de estrelas isoladas e de sistemas acretantes propostos na literatura para  $\gamma$  Cas.

#### 6.2 O mistério dos sistemas $\gamma$ Cas: estrelas Be com atividades magnéticas ou objetos acretantes?

Contrariamente ao observado em estrelas O-B “normais”, emissores térmicos de raios X moles ( $kT \sim 0,5$  keV; Berghöfer et al. 1996, 1997) e com pouca variabilidade (Meurs et al. 1992; Cohen et al. 1997, 2000), os sistemas  $\gamma$  Cas são fontes térmicas de raios X duros e apresentam fortes variações em fluxo (Capítulos 3, 4 e 5). A emissão em raios X dos sistemas  $\gamma$  Cas é dominada por uma componente térmica quente ( $kT \gtrsim 7$  keV) que responde por cerca de 80% do fluxo total em 0,2–12 keV – que, aliás, é uma das propriedades que definem a classe. Existe provavelmente uma coroa quente ou choque de ventos contribuindo para a emissão em raios X, similar aos fenômenos que ocorrem em estrelas O-B “normais”. Para a maioria dos sistemas  $\gamma$  Cas foi de fato detectada uma (ou até mais de uma) componente térmica cuja temperatura e luminosidade são compatíveis com os valores observadas em estrelas O-B (Tabela 6.1; Fig. 6.1). Mas esses plasmas frios contribuem com uma fração minoritária ( $\lesssim 10\%$ ) do fluxo total intrínseco à fonte.

A luminosidade X radiada pelos sistemas  $\gamma$  Cas é da ordem de  $10^{32-33}$  erg s<sup>-1</sup> (em 0,2–12 keV), e situa-se entre a luminosidade de estrelas de tipos espectrais similares (B0.5–B1) e de sistemas Be/X – tanto os transientes em estados de quiescência quanto os persistentes de baixa luminosidade (tipo X Per). As razões de luminosidade X na banda do ROSAT (0,1–2,4 keV) e luminosidade bolométrica,  $\sim 10^{-6}$ , são claramente superiores aos valores da vasta maioria

Tabela 6.1: Distribuição da luminosidade em 0,1–2,4 keV entre as componentes térmicas dos sistemas  $\gamma$  Cas.

Objeto	Luminosidade em 0,1–2,4 keV ( $\text{erg s}^{-1}$ )	
	Componente(s) fria(s)	Componente quente
$\gamma$ Cas <sup>a</sup>	$kT_1: 1,1 \times 10^{32}; kT_2: 2,5 \times 10^{31}; kT_3: 4,2 \times 10^{31}$	$3,3 \times 10^{32}$
HD 110432 <sup>b</sup>	$kT_1: 1,1 \times 10^{32}; kT_2: 8,5 \times 10^{31}$	$3,5 \times 10^{32}$
SAO 49725 <sup>c</sup>	$1,5 \times 10^{31}$ [ $4,6 \times 10^{31}$ ]	$1,5 \times 10^{32}$ [ $4,5 \times 10^{32}$ ]
HD 161103 <sup>c</sup>	$1,5 \times 10^{31}$ [ $5,0 \times 10^{31}$ ]	$1,5 \times 10^{32}$ [ $4,8 \times 10^{32}$ ]
HD 119682 <sup>d</sup>	$2,8 \times 10^{31}$	$3,4 \times 10^{32}$
USNO 0750-13549725 <sup>e</sup>	...	$1,4 \times 10^{32}$

<sup>a</sup> Modelo 4-T da Tabela 3.5; <sup>b</sup> Modelo 3-T da Tabela 4.2; <sup>c</sup> Modelo 2-T da Tabela 5.6, com uma componente de absorção; entre parêntesis assumindo a maior das distâncias (ver Seção 5.3); <sup>d</sup> Modelo 2-T da Tabela 5.7; <sup>e</sup> Modelo 1-T da Tabela 5.7, a partir da observação de 07/04/2000.

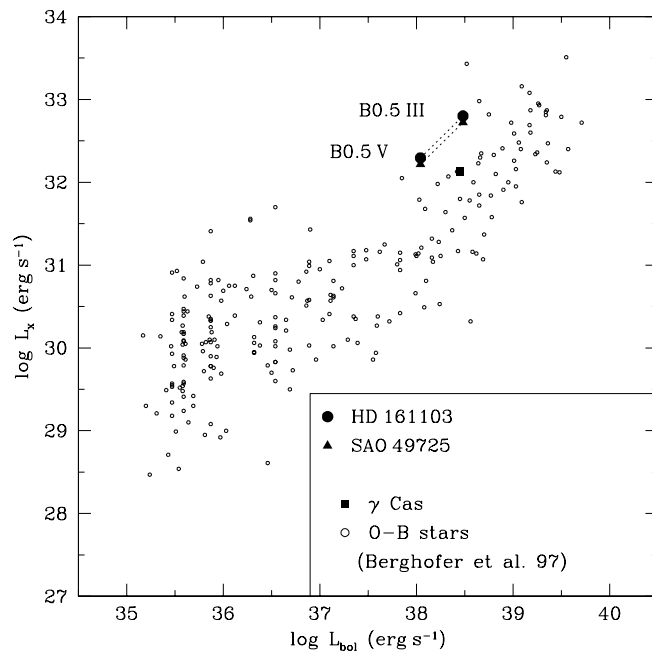


Figura 6.1: Diagrama  $L_{X;0,1-2,4\text{keV}} - L_{\text{bol}}$ : a posição de estrelas O-B “normais” e dos sistemas  $\gamma$  Cas na faixa de energia do ROSAT.

das estrelas O-B “normais” (ver Fig. 6.1). Tendo em vista que  $\sim 90\%$  do fluxo em raios X de estrelas massivas é emitido em  $E < 2,4$  keV, os espectros duros dos sistemas  $\gamma$  Cas os moveriam significativamente na direção de mais altas luminosidades X no diagrama  $L_X/L_{\text{bol}}$  se a banda 0,2–12 keV fosse usada ao invés da faixa de energia mole do ROSAT.

A emissão dura e dominante dos sistemas  $\gamma$  Cas é claramente incompatível com a emissão por choque de ventos observada em estrelas O-B “normais”, pois exigiria a “termalização” de ventos com velocidades superiores a  $\sim 2500 \text{ km s}^{-1}$  (Fig. 6.2). Como apresentado na Seção 1.2,

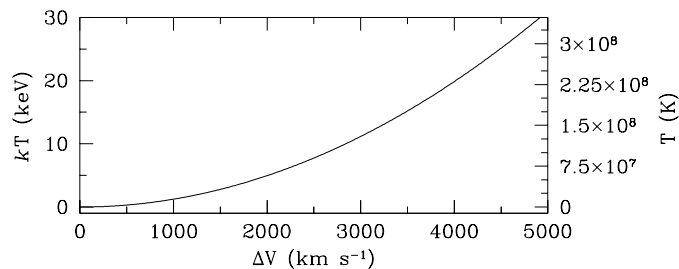


Figura 6.2: Temperatura de plasma por choque de ventos ( $T_{\text{choque}} = 1,44 \times 10^5 \Delta V / 100 \text{ km s}^{-1} \text{ K}$ ; e.g., Howk et al. 2000).

a velocidade terminal do vento polar comumente observada em estrelas Be é de  $\sim 1500 \text{ km s}^{-1}$ , enquanto o disco circunstelar possui uma componente radial da ordem da velocidade do som no material que o constitui (poucos  $\text{km s}^{-1}$ ). Ainda que ocorra emissão X como consequência do choque entre o vento polar e o disco circunstelar, este processo não é suficiente para gerar as elevadas temperaturas de plasma observadas nos sistemas  $\gamma$  Cas. Suportando esta afirmativa estão as observações em raios X de sistemas binários constituídos por duas estrelas massivas, nos quais acredita-se que a emissão X seja predominantemente devido ao choque dos ventos rápidos ( $\sim 2000\text{--}3000 \text{ km s}^{-1}$ ) de ambas as estrelas. Embora a emissão X desses objetos ( $L_{X,0,2-12\text{keV}}$  de até  $\sim 10^{34} \text{ erg s}^{-1}$ ) possa ser ainda mais intensa do que a emissão dos sistemas  $\gamma$  Cas ( $L_{X,0,2-12\text{keV}} \sim 10^{32-33} \text{ erg s}^{-1}$ ), a maior temperatura derivada por observações em raios X é  $kT \sim 4 \text{ keV}$  em situações de velocidades extremas. Como exemplo, podemos citar Cyg OB2#8A, constituído por uma estrela O6If e uma O5.5III(f) (de Becker et al. 2006), e WR 140, associação de uma WC7 e uma O4-5 (Pollock et al. 2005). Nenhuma variabilidade em curtas escalas de tempo ( $\tau \lesssim$  dezenas de ks) foi detectada em Cyg OB2#8A, enquanto a variação de WR 140 não ultrapassou  $\sim 10\%$  do valor médio do fluxo. Finalmente,  $\gamma$  Cas é parte de um sistema binário com período de  $\sim 205$  dias numa órbita quase (ou completamente) circular, a estrela companheira tem massa da ordem de  $1 M_{\odot}$  (Harmanec et al. 2000; Miroshnichenko et al. 2002), e portanto a ausência de ventos de alta velocidade nessa estrela e a grande separação espacial entre as estrelas são argumentos suficientes para excluir a hipótese de colisão de ventos como a fonte de raios X dominante desse sistema.

Não é possível decompor as contribuições dos raios X moles que vêm de cada um dos plasmas que constituem a emissão dos sistemas  $\gamma$  Cas, e analisar o comportamento temporal de cada um deles. De modo global, podemos afirmar que a variabilidade do fluxo em raios X moles está em desacordo com a estabilidade normalmente observada na emissão X (mole) de estrelas “normais” e por isso sugere que não sejam estritamente da mesma natureza. Finalmente, uma vez que a maior parte dos fótons ainda que moles é emitida pela componente de plasma quente (como evidenciado na Fig. 3.9, para o caso de  $\gamma$  Cas, e também apresentado na Tabela 6.1), e que a variabilidade observada em curvas de luz no limite dos raios X moles comparada com a variabilidade em curvas de luz no limite dos raios X duros na faixa de energia do XMM estão correlacionadas, sugerimos que existe um fenômeno que domina a emissão global.

As Herbig Ae/Be – estrelas jovens de massa intermediária na pré-sequência principal – foram detectadas com  $\log L_x (\text{erg s}^{-1}) \sim 30\text{--}32$  e correspondente  $\log L_x/L_{\text{bol}}$  de -7 a -4 (Skinner et al. 2004; Hamaguchi et al. 2005). Estes sistemas são variáveis, e algumas vezes apresentam eventos do tipo *flare*. Os seus espectros são térmicos e advêm de plasmas com temperaturas ( $kT$ ) de até  $\sim 5 \text{ keV}$ , e exibem frequentemente o complexo Fe K $\alpha$  (em  $\sim 6,7 \text{ keV}$ ). Mas sua emissão em raios X é ainda significativamente mais fria do que a dos sistemas  $\gamma$  Cas. Além

disso, não há evidência de que os alvos aqui estudados estejam localizados próximos a regiões de formação estelar.<sup>1</sup> Finalmente, três deles pertencem a aglomerados relativamente velhos ( $\sim 45\text{--}60 \times 10^6$  anos; ver Tabela 6.2) e assim descartamos a hipótese dos sistemas  $\gamma$  Cas serem estrelas Herbig Ae/Be.

Face às dificuldades apontadas acima na interpretação dos raios X de  $\gamma$  Cas como vindo de uma estrela Be isolada, a explicação mais natural foi a de que existiria uma companheira compacta/degenerada capturando parte da matéria perdida pela estrela Be e gerando raios X (ver Seção 1.4). A discussão passou então a ser se o objeto compacto era uma anã branca ou uma estrela de nêutrons. (Discutiremos a hipótese de binária em detalhes na Seção 6.4). Mas o cenário de estrelas isoladas foi ressuscitado há poucos anos por M.A. Smith e colaboradores em uma série de artigos dedicados à investigação de  $\gamma$  Cas, com a hipótese de que a emissão em raios X dessa estrela se deve a fenômenos regidos por campos magnéticos intensos e com uma topologia complexa. Este cenário será apresentado e discutido a seguir.

### 6.3 Estrelas Be com atividades magnéticas?

A hipótese de M.A. Smith e colaboradores, inicialmente *ad hoc*, se tornou menos hipotética com algumas evidências de atividades magnéticas em  $\gamma$  Cas, e também em HD 110432. Reforçando de modo indireto as suas idéias, estão as detecções de campos magnéticos em estrelas O-B (Donati et al. 2002, 2006a,b), algo que era inconcebível há algumas décadas pelo fato da estrutura desse tipo de objeto ser dominada por fenômenos radiativos e não por fenômenos convectivos. Sendo a convecção e fenômenos de turbulência os principais ingredientes dos modelos de geração de campos magnéticos, como poderia haver campos magnéticos intensos e complexos em estrelas massivas? Existem indícios de que sejam de origem fóssil. Todavia, alguns autores argumentam que os campos vêm de camadas sub-fotosféricas convectivas – ainda que pouco profundas –, de uma série de camadas radiativas em rotação diferencial e que geram efeitos do tipo dínamo, ou de um núcleo convectivo (ver Seção 1.2.2).

A descoberta de uma variação periódica de  $\tau \sim 1,21$  dias ao longo de 9 anos de observações fotométricas de  $\gamma$  Cas nas bandas *B* e *V* é uma das evidências indiretas de campo magnético (intenso?) nessa estrela (Smith et al. 2006). Uma vez que o período de 1,21 dias é consistente com o raio esperado da estrela Be e com sua velocidade de rotação, a interpretação mais plausível parece ser associá-lo a fenômenos que ocorrem na – ou próximo da – superfície estelar. Igualmente relevantes são as “absorções andantes” recorrentes nos perfis de linhas do espectro óptico de  $\gamma$  Cas e HD 110432, que migram do lado azul para o lado vermelho do espectro (Yang et al. 1988; Smith & Robinson 1999; Smith & Balona 2006). Estes atributos são reminescentes de AB Dor (HD 36705), uma estrela anã K0, pré-sequência principal ou na sequência de idade zero, em rotação rápida e com atividades magnéticas (e.g., Collier Cameron & Robinson 1989). Tais “absorções andantes” são interpretadas como sendo devido a nuvens corrotando com a estrela, e ancoradas sobre a sua superfície por confinamento magnético (Smith et al. 1998b, e referências). Além disso, a modulação senoidal de  $\sim 3\text{--}4\%$  nas bandas *B* e *V* com escala de tempo de 130 dias detectada em HD 110432 por Smith & Balona (2006) são similares aos ciclos ópticos detectados em  $\gamma$  Cas, que são melhor explicados pelas variações do fluxo integrado do

---

<sup>1</sup>Este por si só não é um argumento suficiente para excluir a hipótese de sistemas Herbig Ae/Be, uma vez que existem evidências de que alguns sistemas deste tipo são isolados (J.C. Gregorio-Hetem; comunicação pessoal).



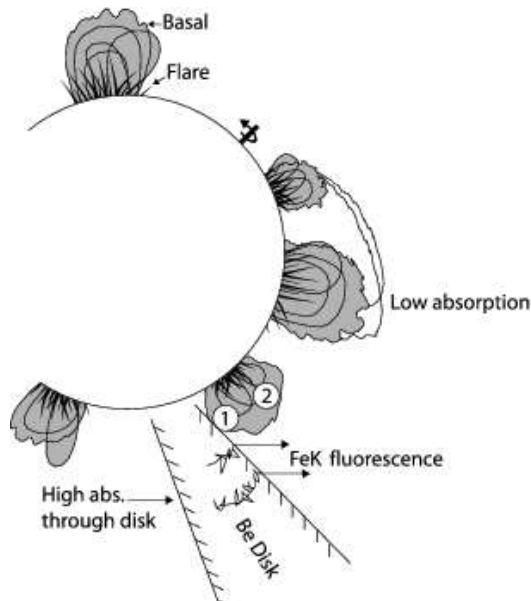


Figura 6.3: Cenário proposto por Smith et al. (2004) para  $\gamma$  Cas. (Reproduzido com a permissão do autor principal.)

seu disco circunestelar (Smith et al. 1998b, 2006) e que estão provavelmente relacionados com ciclos em raios X (Robinson et al. 2002; Smith & Balona 2006). Estas variações podem ser moduladas por um fenômeno do tipo dínamo no interior do disco circunestelar.

A seguir, apresentamos o cenário magnético de um ponto de vista qualitativo, confrontando-o com as propriedades dos sistemas  $\gamma$  Cas. O problema carece de uma abordagem quantitativa, como consequência da falta de um modelo teórico que explique a fenomenologia observada. Antes, ainda existe uma *questão fundamental a ser respondida: trata-se de um fenômeno em altas energias numa estrela isolada, ou é uma consequência da acreção de matéria sobre um objeto compacto?* De todo modo, enfatizamos que a principal proposta desta tese é identificar novos sistemas  $\gamma$  Cas e investigá-los, agregar peças ao quebra-cabeças, e dar subsídios justamente para o avanço teórico no entendimento do problema.

### 6.3.1 O cenário magnético

O “cenário magnético” proposto por Smith et al. (2004) (e referências) é composto por 3 sítios diferentes, ainda que correlacionados: (i) atividades na superfície da estrela Be, (ii) interação entre o campo magnético estelar e o disco circunestelar, e (iii) atividades magnéticas no interior do disco circunestelar.

#### (i) - Atividades na superfície da estrela Be

Existem basicamente duas constatações observacionais sugerindo que a emissão em raios X de  $\gamma$  Cas seja preferencialmente produzida em regiões de alta densidade eletrônica ( $\gtrsim 10^{11} \text{ cm}^{-3}$ ): (i) a razão de linhas do tripleto de átomos heliônicos (Seção 3.3.4), (ii) e o tempo de decaimento, energia e medida de emissão dos *flares* (Smith et al. 1998a). Com essa restrição, infere-se que a emissão pode vir de regiões próximas à superfície estelar ou do disco circunestelar, onde a densidade eletrônica é mais alta. Smith et al. (2004) sugerem que os *flares* em raios X ocorrem próximo à superfície de  $\gamma$  Cas em plasmas confinados magneticamente, e são parcialmente

absorvidos e reprocessados pelo material frio que forma o disco circunestelar. Este cenário é suportado pelas correlações entre variações no óptico, UV e contínuo em raios X, e por linhas fluorescentes, como a do Fe (em  $\sim 6,4$  keV) e Si K (em  $\sim 1,74$  keV) (Smith et al. 1998a; Cranmer et al. 2000; Robinson et al. 2002; Smith et al. 2006). O plasma aquecido seria aprisionado pelas linhas de campo, e responderia por parte do contínuo em raios X. A modulação do fluxo em grandes escalas de tempo estaria associada ao aparecimento/desaparecimento desses bolsões de plasmas quentes. Neste contexto, os sistemas  $\gamma$  Cas podem estar relacionados às estrelas magnéticas Op e Bp, como  $\theta^1$  Ori C (O7V), HD 191612 (Of?p) e  $\tau$  Sco (B0.2V) (Donati et al. 2002, 2006a,b). Os campos magnéticos nessas estrelas situam-se em torno de 0,5 a 1,5 Gauss, e apresentam uma configuração próxima à dipolar para as duas primeiras e de múltiplos para  $\tau$  Sco. Todas apresentam temperaturas em raios X de poucos keV, e portanto mais elevadas do que as temperaturas de estrelas “normais”. Mas são mais frias do que os sistemas  $\gamma$  Cas. A emissão em raios X das estrelas Op e Bp é interpretada como uma consequência do choque de ventos guiados preferencialmente pelas linhas do campo magnético (e.g., Gagné et al. 2005). O disco circunestelar, presente nos sistemas  $\gamma$  Cas e ausente nas estrelas Op e Bp, pode ser o ingrediente necessário para se obter as temperaturas tão elevadas dos sistemas  $\gamma$  Cas. Não excluimos também a influência da rotação rápida dos sistemas  $\gamma$  Cas na excitação dos campos magnéticos, eventualmente mais intensos ou com topologia mais complexa do que os campos de sistemas Op/Bp. No momento, essas interpretações são meras especulações. Um teste observacional para o cenário magnético é acompanhar a emissão em raios X de sistemas  $\gamma$  Cas em fases Be-B-Be, de modo a verificar a influência do disco circunestelar em suas propriedades em raios X. O incremento do número de sistemas  $\gamma$  Cas proporcionado por este trabalho favorece, de um ponto de vista estatístico, a observação de um deles em épocas de variabilidade do disco circunestelar.

A tendência observada no periodograma em baixas frequências dos sistemas  $\gamma$  Cas,  $\sim 1/f$  na maioria dos casos, está de acordo com os processos estocásticos de aparecimento de “blobs” na superfície estelar e, seguindo a variabilidade X, está provavelmente associada a uma topologia magnética complexa.

O fato do espectro Chandra de  $\gamma$  Cas ser compatível com um modelo no qual parte da componente quente observada é mais fortemente absorvida do que outra, deu suporte ao modelo de Smith et al. (2004). As absorções distintas seriam uma consequência da inclinação do disco circunestelar, que como inferido por diversos trabalhos é de  $i \sim 45\text{--}60^\circ$  (e.g., Smith 1995), e ocultação parcial da estrela. Os raios X seriam produzidos nas proximidades da superfície estelar, de modo que a fração que atravessa o disco circunestelar é mais fortemente absorvida do que a fração observada que não cruza o disco (ver Fig. 6.3). Todavia, esta interpretação falha na explicação das propriedades de  $\gamma$  Cas derivadas neste trabalho a partir de dados XMM obtidos dois anos e meio após as observações Chandra de Smith et al. (2004) (Capítulo 3). O espectro XMM é consistente com a presença de duas sub-componentes quentes absorvidas de modo distinto, mas não é consistente com a situação na qual uma das sub-componentes é fortemente absorvida. Nossos resultados mostram que  $\sim 68\%$  da emissão do plasma mais quente são afetados pelo equivalente a uma coluna de Hidrogênio de  $\sim 4 \times 10^{20}$  cm<sup>-2</sup>, que é aproximadamente 3 ordens de grandeza inferior ao valor derivado por Smith et al. (2004) para a componente quente mais fortemente absorvida. Por outro lado, o valor que derivamos para a absorção é consistente com os valores apresentados na literatura para a absorção interestelar na direção da linha de visada de  $\gamma$  Cas (Tabela 1.2), implicando que os efeitos de uma absorção

intrínseca à estrela são mínimos. Isto significa que ao menos parte da emissão em raios X vem de regiões que são distantes da estrela. Entendemos que este seja o principal obstáculo à aplicabilidade do cenário proposto por Smith et al. para explicar os raios X de  $\gamma$  Cas. Os outros  $\sim 32\%$  da componente quente de  $\gamma$  Cas são afetados pelo equivalente a  $N_{\text{H}} \sim 2 \times 10^{21} \text{ cm}^{-2}$ , que afeta também os plasmas mais frios, e que está de acordo com uma das componentes de absorção derivadas por Smith et al. (2004) a partir de observações Chandra.

O que pode ser um segundo obstáculo para a hipótese de atividades na superfície da estrela Be [e da hipótese (ii), discutida a seguir] vem das observações em raios X de HD 110432: como explicar a relativamente baixa absorção fotoelétrica local derivada da componente térmica quente, responsável por  $\sim 80\%$  do fluxo total e da medida de emissão? As linhas da série de Balmer e metálicas de HD 110432, em emissão, são ainda mais intensas do que as linhas de  $\gamma$  Cas. Isto significa que o disco circunstelar da primeira estrela é mais denso ou mais extenso do que o da segunda. Além disso, o disco de HD 110432 é visto numa posição próxima a *edge on* (a linha de visada pertence ao plano definido pelo disco), e portanto numa geometria que favorece a máxima influência do disco circunstelar no que diz respeito à absorção dos raios X observados. No entanto, a absorção derivada para a componente quente é de “somente”  $\sim 3\text{--}5 \times 10^{21} \text{ cm}^{-2}$ . Este valor é superior à absorção Galáctica, estimada em  $\sim 2 \times 10^{21} \text{ cm}^{-2}$  por Rachford et al. (2001), indicando que de fato ocorre uma absorção local. Mas a absorção derivada em raios X é uma ordem de grandeza inferior à absorção ( $\sim 2\text{--}5 \times 10^{22} \text{ cm}^{-2}$ ) derivada por Smith & Balona (2006) a partir dos picos V/R de linhas opticamente espessas, e que é uma estimativa da absorção intrínseca ao disco. (O limite máximo da absorção a que é submetida a componente térmica fria dos raios X de HD 110432 é de  $1,5 \times 10^{22} \text{ cm}^{-2}$ ).

## (ii) - Interação magnética estrela-disco

A consideração básica do cenário de interação estrela-disco é que a estrela Be tenha um campo magnético em sua superfície, e que parte das suas linhas de campo varre as regiões mais internas de seu disco circunstelar (ionizado) (Robinson et al. 2002, e referências). A existência de atividade magnética na superfície estelar é também um pré-requisito do cenário discutido acima. De acordo com a hipótese de Robinson et al. (2002), a interação das linhas de campo com o disco produz turbulência nas regiões mais internas do disco, e a diferença de velocidade angular entre este e a estrela induz variações na estrutura das linhas de campo magnético. Por exemplo, espera-se que ocorra uma espécie de torsão das linhas de campo devido à rotação diferencial estrela-disco circunstelar. Reconexão magnética conduz à ejeção de partículas do disco, que finalmente se chocam com a estrela Be e geram raios X duros. Este cenário é apoiado por observações de linhas em absorção no espectro UV de HD 110432 que são fortemente deslocadas de seu comprimento de onda de repouso e que podem ser a manifestação de material acelerado caindo sobre a estrela (Smith & Robinson 1999).

Ainda não é claro como os dados observacionais podem impor limites quantitativos sobre o cenário de interação magnética estrela-disco. A teoria ainda não é desenvolvida o bastante para estimar temperaturas características ou explicar a presença de plasmas com temperaturas distintas como as derivadas dos sistemas  $\gamma$  Cas.

### (iii) - Atividades magnéticas no interior do disco

Como parte da interação estrela-disco, os raios X podem ser modulados por um processo do tipo dínamo ocorrendo no interior do disco circunstelar (Robinson et al. 2002). As variações nas bandas B e V do óptico observadas por Smith et al. (2006) são provavelmente geradas no interior do disco circunstelar, haja vista que a amplitude dos ciclos em V é de 30 a 40% maior do que a amplitude da oscilação em B. Além do avermelhamento associando a origem da oscilação ao disco circunstelar, a variação B,V estava presente durante toda a observação (sem ocultação) e deve portanto ocorrer distante da estrela e das nuvens que promovem as “absorções andantes” em linhas do espectro UV. Um disco circunstelar denso, como inferido a partir de observações dos sistemas  $\gamma$ Cas estudados no óptico (Seções 4.3 e 5.3), parece ser um ingrediente necessário para este cenário.

Certamente, neste ponto, os modelos de dínamo não são hábeis na predição de nenhum meio astrofísico (incluindo o interior do próprio Sol). Além disso, existem inúmeras questões em aberto. Por exemplo, como o cenário de dínamo pode descrever variabilidades cíclicas, ainda que aperiódicas, e justamente o oposto da situação mais comum na qual o processo de dínamo é caótico? Outra questão é se o dínamo pode sobreviver aos efeitos de interação com o campo magnético estelar, que é um dos ingredientes do modelo de Smith et al. (2004) (Smith et al. 2006).

## 6.4 Acresção por uma companheira degenerada?

Como visto nos Capítulos 3, 4 e 5, o contínuo em raios X (0,2–12 keV) observado nos sistemas  $\gamma$ Cas pode ser bem descrito tanto por um modelo do tipo lei de potência quanto por um modelo térmico (*bremsstrahlung*). Por outro lado, a presença de linhas espectrais em emissão suporta de modo conclusivo a natureza térmica dos raios X desses sistemas. Esta constatação impõe restrições importantes aos modelos de sistemas binários, em especial se estamos lidando com estrela de nêutrons, anã branca ou buraco negro acretantes. O excesso em raios X duros e a luminosidade X dos sistemas  $\gamma$ Cas – comparados com a emissão normalmente observada em estrelas O-B – podem ser explicados por acresção de matéria sobre um objeto compacto, seja a partir do vento polar da estrela Be seja do seu disco circunstelar. Discutimos nas seções seguintes as propriedades dos sistemas  $\gamma$ Cas, considerando a hipótese de acresção por uma estrela de nêutrons, anã branca e buraco negro. A viabilidade dos cenários é discutida segundo os mecanismos de emissão em raios X de cada caso, e da viabilidade sob um ponto de vista energético.

### 6.4.1 Objeto acretante: estrela de nêutrons, buraco negro ou anã branca?

#### (i) - Be + estrela de nêutrons

Os sistemas Be/X representam  $\sim 2/3$  de todas as binárias massivas de raios X conhecidas atualmente, e em todos os casos são constituídos por uma estrela de nêutrons orbitando uma estrela Be (ver Seção 1.3). Uma assinatura marcante dos raios X de uma estrela de nêutrons acretante em sistemas Be/X é a natureza de sua emissão: em todos os casos a emissão é não-térmica, eventualmente associada a uma emissão de corpo negro. Nesses sistemas, o complexo Fe K $\alpha$ ,

---

quando presente, é dominado pela linha de fluorescência em 6,4 keV, com fraca ou nenhuma componente ionizada de tipo H e He. Uma vez que a emissão dos sistemas  $\gamma$  Cas é de origem térmica, a hipótese de uma estrela de nêutrons acretando matéria sobre a sua superfície, como usual, pode ser excluída. Não excluimos, entretanto, a possibilidade da acreção ocorrer sobre a magnetosfera, e não sobre a superfície da estrela de nêutrons. Acreção magnetosférica é prevista pelos modelos de acreção, e em alguns casos é evocada para explicar fases de emissão X quiescente em binárias de raios X (e.g., Rutledge et al. 2007). Todavia, ao que nos consta, todos os sistemas estudados em quiescência apresentam espectros não-térmicos, o que em princípio excluiria esse regime de acreção em sistemas  $\gamma$  Cas. Uma vez que o mecanismo de geração dos raios X não é conhecido no regime de acreção magnetosférica, não podemos excluir a hipótese de que possa ser térmico.

### - Luminosidade em raios X

O processo de conversão de energia potencial gravitacional em energia luminosa por acreção, com rendimento de 10%, requer uma taxa de captura de matéria de  $\dot{M}_{acc} \sim 3 \times 10^{-13} M_{\odot} \text{ ano}^{-1}$  para uma estrela de nêutrons gerar uma luminosidade de  $10^{32-33} \text{ erg s}^{-1}$ . Esta taxa deve ser aproximadamente três ordens de grandeza maior se o objeto compacto for uma anã branca. O fato da luminosidade X dos sistemas  $\gamma$  Cas ser mais baixa do que a luminosidade X da maioria dos sistemas Be/X clássicos pode estar relacionado com a estrutura do disco circunestelar, com a órbita e com propriedades do objeto compacto:

- A taxa de acreção de matéria sobre a estrela de nêutrons poderia ser menor do que em outras binárias massivas de raios X. Isto pode acontecer se a densidade de matéria nas proximidades do objeto acretante é pequena, e algumas situações podem explicá-la:
  - O disco circunestelar é menos denso do que o normalmente observado em estrelas Be de sistemas Be/X clássicos.  
Esta possibilidade é excluída pelas observações de linhas H $\alpha$  intensas e de linhas metálicas, em especial do Fe, em espectros ópticos de sistemas  $\gamma$  Cas (Seções 4.3 e 5.3). A intensidade e perfis simétricos das linhas observadas em HD 110432, SAO 49725 e HD 161103 são compatíveis com discos circunstelares densos e/ou extensos, e os mesmos são mais estáveis do que o normalmente observado em sistemas Be/X clássicos.
  - O objeto compacto estaria numa órbita inclinada em relação ao disco.  
Nesta condição, espera-se que a passagem do objeto compacto pelo plano do disco circunestelar seja acompanhada por outbursts, como consequência do aumento da taxa de acreção em regiões de densidades mais elevadas. A ausência de outbursts em sistemas  $\gamma$  Cas exclui o cenário de órbitas com grandes inclinações, especialmente para  $\gamma$  Cas, observada em inúmeras ocasiões no domínio dos raios X. Este mesmo argumento exclui a possibilidade de órbitas com grandes excentricidades. (De fato  $\gamma$  Cas está numa órbita próxima à circular (Harmanec et al. 2000; Miroshnichenko et al. 2002), o que corrobora este argumento).
  - O objeto compacto estaria numa órbita grande, e percorreria regiões mais externas e portanto de baixa densidade do disco circunestelar.

- O mecanismo de truncação do disco é eficiente (Okazaki & Negueruela 2001) e a estrela de nêutrons, que está além do raio de truncação ainda que eventualmente próxima à estrela Be, é alimentada por um vento de baixa densidade.
- A segunda alternativa de explicação da modesta luminosidade dos sistemas  $\gamma$  Cas é baseada em propriedades da (hipotética) estrela de nêutrons acretante. A taxa de acreção de matéria pode ser similar àquelas encontradas em sistemas Be/X, mas a conversão de energia potencial gravitacional em energia radiativa pode ocorrer numa região de menor potencial gravitacional ( $d > R_{EN}$ ). Este será o caso se:
  - O objeto compacto é uma estrela de nêutrons magnetizada que se encontra no regime *propeller* (Stella et al. 1986), e a matéria capturada é “freada” em sua magnetosfera. Discutiremos este cenário na Seção 6.4.3.

### (ii) - Be + buraco negro

Buracos negros observados em estados quiescentes (BHQ) tem espectros do tipo lei de potência com índices de potência variando entre 0,9 e 2,3 (média de  $\sim 1,5$ ) e luminosidade (0,3–7 keV) de  $\sim 10^{30-33} \text{ erg s}^{-1}$  (Garcia et al. 2001; Kong et al. 2002; Hameury et al. 2003). Contrariamente ao observado nos sistemas  $\gamma$  Cas, o complexo Fe K $\alpha$  não é visto em BHQ. A hipótese de buraco negro é excluída pela solução orbital proposta para  $\gamma$  Cas, uma vez que a massa derivada para a estrela companheira é de  $1 M_{\odot}$  (Harmanec et al. 2000; Miroshnichenko et al. 2002). (Mas em princípio pode ainda ser aplicável aos demais objetos da nova classe, uma vez que não sabemos sequer se são binárias). Como sugerido por Zhang et al. (2004), o efeito de truncação do disco circunestelar da estrela Be implica em longas fases quiescentes de baixa luminosidade X, se o buraco negro está em uma órbita pequena ( $\lesssim 30$  dias) e de baixa excentricidade. Mas a estabilidade do disco circunestelar vista nos sistemas  $\gamma$  Cas não é consistente com este cenário. Finalmente, com base no exposto acima, acreditamos que a hipótese de Be + buraco negro para os sistemas  $\gamma$  Cas pode ser excluída.

### (iii) - Be + anã branca

Os objetos astrofísicos que apresentam o maior número de propriedades similares as propriedades observadas nos sistemas  $\gamma$  Cas são as Variáveis Cataclísmicas (CVs). As CVs possuem uma anã branca acretante, e portanto os sistemas  $\gamma$  Cas são fortes candidatos a sistemas Be + AB. Um outro possível candidato a sistema do tipo Be + AB é a fonte de raios X super-moles XMMU J052016.0–692505, associada a uma estrela B0-3e na Grande Nuvem de Magalhães, como proposto por Kahabka et al. (2006). Sua emissão de corpo negro, com luminosidade bolométrica de  $\gtrsim 10^{34} \text{ erg s}^{-1}$ , foi interpretada como sendo provavelmente devido à queima nuclear estável na superfície de uma anã branca, de parte da matéria do disco circunestelar da estrela Be.

### - Luminosidade em raios X

A luminosidade em raios X observada em sistemas  $\gamma$  Cas pode ser explicada por acreção sobre uma companheira do tipo anã branca. Uma vez que a luminosidade em raios X depende linearmente do potencial gravitacional do objecto compacto, espera-se que uma anã branca

numa configuração orbital similar a de estrelas de nêutrons com luminosidade X da ordem de  $10^{35-36} \text{ erg s}^{-1}$ , gere por acreção uma luminosidade X de  $\sim 10^{32-33} \text{ erg s}^{-1}$ . Este seria o caso se houvesse uma anã branca ao invés de uma estrela de nêutrons em A 0535+26, nas mesmas configurações orbitais e sujeita às mesmas distribuições de velocidade e densidade do disco circunestelar da estrela de nêutrons num período de emissão quiescente, por exemplo. Isso poderia, talvez, explicar a luminosidade X média e a aparente ausência de outbursts dos tipos I ou II nos sistemas  $\gamma$  Cas. Entretanto, ainda não é claro se uma anã branca pode acretar material suficiente a partir do vento ou disco circunestelar de uma estrela Be para dar conta da luminosidade X observada em sistemas  $\gamma$  Cas. Dos argumentos acima, e admitindo a mesma estrutura do envelope circunestelar de sistemas Be/X clássicos, isto é possível. Mas a situação se complica quando levamos em conta que os sistemas Be + anã branca devem ter órbitas de baixa excentricidade, por causa da ausência de um impulso no momento de formação como o que ocorre em explosões de supernovas na formação de estrelas de nêutrons. Neste caso, o torque de maré sobre o disco da estrela Be pela presença de uma estrela companheira pode truncar de modo eficiente o disco circunestelar (Okazaki & Negueruela 2001). Duas situações distintas podem então ocorrer: (i) a anã branca está imersa numa região de baixa densidade, ou (ii) a anã branca é alimentada de modo similar ao de transferência de matéria em sistemas nos quais ocorre o transbordamento do lóbulo de Roche (ver Fig. 1.4, e discussão na Seção 1.3), e conseqüentemente favorecendo a geração do fluxo observado. Entretanto, em ambas as situações é difícil explicar o caso de órbitas tão grandes com a da própria  $\gamma$  Cas, com período de  $\sim 205$  dias.

### 6.4.2 Truncação do disco circunestelar

Um número crescente de evidências observacionais e previsões teóricas tem reforçado a idéia que o modelo de disco viscoso proposto por Lee et al. (1991) pode explicar a maioria das propriedades observacionais relacionadas aos discos de estrelas Be. Um grande passo nesta direção foi a constatação que velocidades radiais da matéria se expandindo no disco são subsônicas nas regiões emissoras de linhas do disco. Velocidades tangenciais são principalmente Keplerianas, e a viscosidade atua num sentido oposto ao de um disco de acreção, transportando momento angular das regiões mais internas para as mais externas do disco. Este cenário tem explicado com sucesso o perfil da linha de Balmer do Hidrogênio (Hanuschik 2000) e as cores em IR (Porter 1999). Negueruela & Okazaki (2001) mostraram que torques induzidos por efeito de maré devido a uma estrela companheira pode truncar de modo eficiente o disco viscoso num raio associado a regiões de ressonância, que seria por sua vez função da viscosidade, da razão das massas das estrelas, e dos parâmetros orbitais. Esse seria um caso provável para os sistemas Be + anã branca. A truncação do disco deve ser mais eficiente em sistemas com pequenas excentricidades orbitais e pequenos períodos orbitais (Zhang et al. 2004), e pode limitar o disco circunestelar a curtas distâncias da estrela Be.

Okazaki & Negueruela (2001) aplicaram o modelo de disco viscoso a uma amostra de sistemas Be-X transientes e mostraram que vários dos comportamentos desses sistemas no óptico e em raios X (p.e., variações do tipo V/R em perfis de linhas no óptico, e ocorrência de *outbursts* dos tipos I ou II em raios X) podem ser explicados pelo fenômeno de truncação. Por exemplo, A 0535+26 apresenta uma rica fenomenologia em raios X, com outburst de tipo I (regulares) ocorrendo próximo à passagem da estrela de nêutrons pelo periastro, raros outbursts de tipo II, e longos períodos de baixa luminosidade X durante os quais não ocorrem outbursts no perias-

tro. O fenômeno de truncção do disco pode explicar estes regimes contrastantes (Okazaki & Negueruela 2001) – por exemplo, por transbordamento do disco além do raio de truncção pelo excesso de matéria acumulada, ou pelo transbordamento do lóbulo de Roche que varia ao longo da órbita da estrela de nêutrons.

Em geral, espera-se que uma anã branca possa truncar o disco da estrela Be de um modo tão eficiente que ao longo de sua órbita acretaria somente a partir da matéria além do raio de truncção – cenário que concorda com a baixa luminosidade e a aparente ausência de outbursts. Entretanto, este cenário enfrenta uma dificuldade: observações no óptico mostram que o disco circunstelar em sistemas  $\gamma$  Cas são extensos e estáveis, contrariamente ao esperado no caso de ocorrência do fenômeno de truncção.

Infelizmente, o modelo de disco não prediz os campos de densidade e velocidade além do raio de truncção. Ainda na ausência de truncção, as leis de densidade e velocidade nas regiões mais externas da borda do disco além do ponto trans-sônico são indefinidas. A grandes distâncias da estrela é razoável pensar, inclusive, que a pressão de radiação do vento estelar a elevadas velocidades mudará consideravelmente a estrutura do disco, “arrastando-o” a velocidades mais altas (Kubat 2006).

### 6.4.3 Luminosidade em diferentes regimes de acreção

O regime de acreção de uma estrela de nêutrons magnetizada e em rotação, se ocorre captura de matéria sobre a sua superfície ou sobre sua magnetosfera, depende da relação entre o raio magnetosférico ( $r_m$ ) e o raio de corotação ( $r_c$ ) (Stella et al. 1986):

$$r_m \propto B_0^{4/7} R_{NS}^{12/7} M_{NS}^{-1/7} \dot{M}_{acc}^{-2/7} \quad \text{e} \quad r_c \propto M_{NS}^{1/3} P_s^{2/3} . \quad (6.1)$$

No caso em que  $r_c > r_m$ , a acreção ocorre preferencialmente na superfície da estrela. Se  $r_c < r_m$ , o fenômeno se dá preferencialmente na magnetosfera da estrela. A explicação física é “simples”. Quando  $r_m > r_c$ , as linhas de campo – que seguem a rotação estelar – giram a uma velocidade super-Kepleriana, e interagem fortemente com a matéria em queda. Na situação inversa,  $r_m < r_c$ , a matéria tende a corrotar com a estrela e quando interage mais fortemente com as linhas de campo já está próxima a um movimento síncrono com a estrela, e as linhas de campo magnético passam a dominar o fluxo e a conduzir a matéria preferencialmente para as regiões polares.

Corbet (1984) notou que binárias do tipo Be/X ocupam uma região bem definida no diagrama  $P_{rot}$  versus  $P_{orb}$ . Tal *locus* foi interpretado como sendo devido a um estado de equilíbrio do período de rotação das estrelas de nêutrons em tais sistemas, em que  $r_m \simeq r_c$  (Waters & van Kerkwijk 1989). Neste cenário, o regime de acreção alterna continuamente entre acreção sobre a superfície, acreção sobre a magnetosfera, e estados em que não ocorre a acreção.

A luminosidade devido à acreção de matéria pode ser estimada por  $L_{acc}(r) = \eta G M \dot{M}_{acc} / r$ , onde  $\dot{M}_{acc}$  é a taxa de captura gravitacional de matéria por um objeto de massa  $M$ , em que a conversão de energia potencial em radiativa ocorre com uma eficiência  $\eta$  a uma distância  $r$  do centro do objeto compacto. Quando a produção de energia se dá sobre a superfície de uma estrela de nêutrons (ou anã branca),  $r = R_{EN}$  (ou  $r = R_{AB}$ ). Se a acreção ocorre sobre a magnetosfera,  $r = r_m$ , e a luminosidade resultante pode ser estimada por (e.g., Lopes de Oliveira 2003):



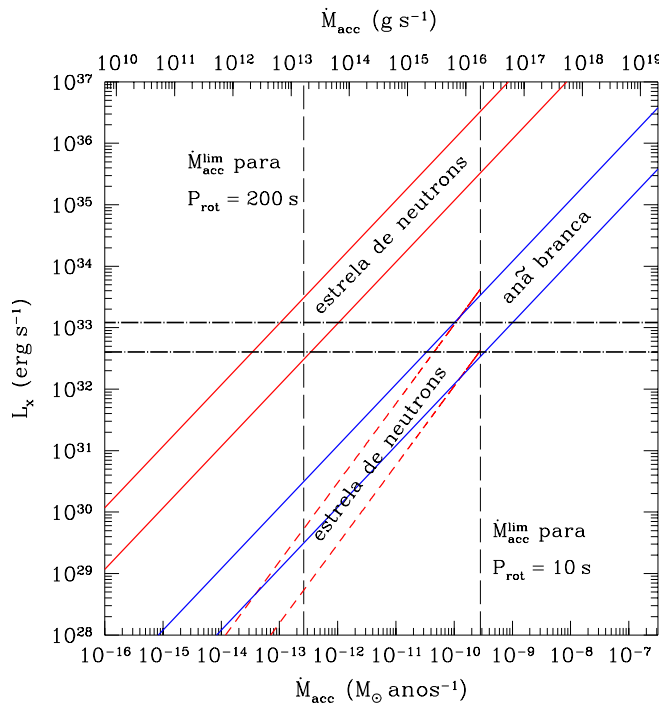


Figura 6.4: Diagrama luminosidade versus taxa de acreção para o caso de captura de matéria sobre as superfícies de uma anã branca e uma estrela de nêutrons (linhas sólidas, como indicado), e para acreção sobre a magnetosfera de uma estrela de nêutrons (linhas tracejadas) – em cada caso, as linhas superiores e inferiores se referem a  $\eta = 1$  e  $0,1$ , respectivamente. As linhas horizontais mostram os limites das luminosidades X (0,2–12 keV) observadas em sistemas  $\gamma$  Cas. Linhas verticais marcam  $\dot{M}_{acc}^{lim}$  para uma estrela de nêutrons com período de rotação ( $P_{rot}$ ) de 10 e 200 s (ver texto).

$$L_{acc}^{mag} (erg s^{-1}) \simeq 1,1 \times 10^{33} \left( \frac{M_{NS}}{1,4 M_{\odot}} \right)^{8/7} \left[ \left( \frac{B_{NS,0}}{3 \times 10^{12} G} \right) \left( \frac{R_{NS}}{10 km} \right)^3 \right]^{-4/7} \times \left( \frac{\dot{M}_{acc}}{10^{-10} M_{\odot} ano^{-1}} \right)^{9/7} \eta . \quad (6.2)$$

Num cenário ideal, a transição entre acreção sobre a magnetosfera e acreção sobre a estrela de nêutrons ocorre para uma taxa de acreção ( $\dot{M}_{acc}^{lim}$ ) na qual  $r_m = r_c$  e deve ser acompanhada por uma descontinuidade em  $\sim 4$  ordens de magnitude na luminosidade X (Corbet 1996).

Acreção sobre a magnetosfera ( $r_m > r_c$ ) foi proposta para explicar os estados de quiescência ( $L_x \sim 10^{32-36} \text{ erg s}^{-1}$ ) em binárias massivas de alta massa tais como A 0538–66, 4U 0115+63 e V0332+53 (Corbet et al. 1997; Campana et al. 2001, 2002). Corbet et al. (1997) detectou uma linha de Ferro em emissão em A 0538–66 a partir de observações ASCA durante estados de quiescência ( $\sim 5,5 \times 10^{36} \text{ erg s}^{-1}$ ), que não estava presente durante estados de alta emissão. Esta linha foi associada a uma única linha em 6,54 keV, ou a uma mistura das linhas do Fe em 6,4 e 6,7 keV, e foi especulado pelos autores como sendo uma possível assinatura da acreção magnetosférica.

A Figura 6.4 mostra  $L_{acc}$  versus  $\dot{M}_{acc}$  para três casos: acreção sobre a superfície da estrela de nêutrons, acreção sobre a magnetosfera da estrela de nêutrons, e acreção sobre uma anã branca fracamente magnetizada (Lopes de Oliveira 2003). Nos cálculos foi adotada uma descrição dipolar para o campo magnético da estrela de nêutrons, com  $B_{NS,0} = 3 \times 10^{12} \text{ G}$  no pólo; massas e raios de  $1,4 M_{\odot}$  e  $10 \text{ km}$  para a estrela de nêutrons e  $1,0 M_{\odot}$  e  $0,01 R_{\odot}$  para a anã branca, respectivamente. Foram considerados os casos de 100% e 10% de eficiência. Nesta figura destacamos a descontinuidade em luminosidade X esperada nas situações em que  $P_{rot}$

= 10 e 200 s, como uma consequência da variação da taxa de acreção e que se reflete na dimensão do raio magnetosférico. Consideremos o caso em que a estrela de nêutrons gire com um período de 200 s. O raio magnetosférico é igual ao raio de corotação se a taxa de acreção é de  $\sim 2 \times 10^{-13} M_{\odot} \text{ ano}^{-1}$ . Para taxas superiores a este valor, ocorre uma concentração das linhas de campo e conseqüentemente uma diminuição do raio magnetosférico, tal que  $r_m < r_c$ . Assim, dizemos que a barreira magnética está aberta e a acreção se dá preferencialmente sobre a superfície. Quando  $\dot{M}_{acc} < 2 \times 10^{-13} M_{\odot} \text{ ano}^{-1}$ , ocorre o inverso, e a acreção se dá de um modo mais eficiente na magnetosfera.

A luminosidade X observada nos sistemas  $\gamma$  Cas ( $\sim 10^{32-33} \text{ erg s}^{-1}$  em 0,2–12 keV) pode ser produzida por acreção direta sobre a superfície de uma estrela de nêutrons para uma taxa de acreção de  $\sim 2 \times 10^{-13} M_{\odot} \text{ ano}^{-1}$ , correspondendo a  $r_m \sim 6 \times 10^9 \text{ cm}$ . Isto demanda a abertura da barreira magnética, i.e., períodos de rotação da estrela de nêutrons maiores que aproximadamente 200 s tal que o raio de corotação supere o raio magnético e a matéria possa corrotar com a estrela de nêutrons antes de interagir mais fortemente com as linhas do campo magnético. Igualmente, a luminosidade X poderia ser explicada por acreção sobre a magnetosfera de uma estrela de nêutrons com um período mais curto que  $\sim 10 \text{ s}$ , que corresponde a  $r_m \sim 8 \times 10^8 \text{ cm}$ , ou sobre uma anã branca supondo maiores taxas de acreção, de  $\sim 2 \times 10^{-10} M_{\odot} \text{ ano}^{-1}$ .

### Regimes de acreção e distribuição de matéria do disco circunstelar

Estimar luminosidades X consistentes com os vários regimes de acreção requer um bom conhecimento dos campos de densidade e velocidade do disco circunstelar ao longo da órbita da estrela acretante. Entretanto, podemos chegar a algumas conclusões sem adotar modelos. Acreção sobre a superfície de uma estrela de nêutrons implica que algumas condições sejam satisfeitas. Primeiro, o período de rotação deve ser menor do que  $\sim 200 \text{ s}$ , de modo que a barreira magnética esteja aberta. Este não é um empecilho, uma vez que estrelas de nêutrons em binárias de raios X são observadas com períodos ainda maiores (Liu et al. 2006). Segundo, a taxa de acreção deve ser mais baixa do que a taxa de acreção de estrelas de nêutrons em sistemas Be/X – transientes ou em quiescência. Esta exigência, entretanto, não condiz com o inferido da linha do Fe por fluorescência (em 6,4 keV) em sistemas  $\gamma$  Cas, cuja intensidade sugere a presença de material frio em torno da hipotética estrela de nêutrons. Consideremos os casos de X Per ( $P_{orb} = 250^d$ ) e RX J0146.9+6121, dois sistemas Be/X em estado de quiescência. A luminosidade desses sistemas é  $\sim 10$ –100 vezes maior do que a luminosidade dos sistemas  $\gamma$  Cas, implicando que suas estrelas de nêutrons estão imersas num meio ainda mais denso do que o necessário para explicar a luminosidade em raios X dos sistemas  $\gamma$  Cas. Mesmo assim, os espectros em raios X de X Per e RX J0146.9+6121 não apresentam a linha do Fe por fluorescência (e, diga-se de passagem, nem mesmo do Fe fortemente ionizado) (Mereghetti et al. 2000; Coburn et al. 2001) – reflexo da baixa densidade do meio circunstelar nas proximidades da estrela de nêutrons.

Acreção sobre uma anã branca (ou sobre a magnetosfera de uma estrela de nêutrons em rotação rápida) requer maiores taxas de acreção, compatíveis com os valores esperados para estrelas de nêutrons em sistemas Be/X clássicos.

## 6.5 Be + anã branca

Além da aparente incompatibilidade entre a luminosidade X observada em  $\gamma$  Cas e a luminosidade esperada de uma anã branca acretante numa órbita de 205 dias, uma das objeções evocadas por alguns autores para a hipótese Be + AB para  $\gamma$  Cas é a dificuldade de evitar a formação de uma estrela de nêutrons no curso da evolução binária terminando com uma estrela B0.5IV. Robinson & Smith (2000) dedicaram um apêndice de seu trabalho para criticar este cenário. A massa de  $\gamma$  Cas é  $\sim 15\text{--}18 M_{\odot}$  (Stee et al. 1995; Harmanec et al. 2000) e portanto próxima ao limite da distribuição de massas no qual uma estrela do tipo AB seria produzida, de acordo com a teoria de evolução de binárias massivas (Pols et al. 1991). A estrela companheira de  $\gamma$  Cas tem cerca de  $1 M_{\odot}$ , mas sua natureza é desconhecida. Por outro lado, o conhecimento atual sobre a evolução de binárias nas quais ocorre troca de matéria entre as estrelas é tal que não se pode conclusivamente excluir a possibilidade de um sistema  $\gamma$  Cas + AB. Em todo o caso, o argumento exposto acima contra a presença de uma anã branca em  $\gamma$  Cas não é decisivo contra a existência de uma companheira do tipo anã branca para HD 110432, cuja massa derivada por Zorec et al. (2005) foi de (“apenas”)  $9,6 M_{\odot}$ . O caráter isolado ou de sistema binário de HD 110432 e de todos os outros sistemas  $\gamma$  Cas – excluindo a própria  $\gamma$  Cas – é desconhecido.

Em suma, a hipótese de Be + anã branca não pode ser descartada. Primeiro, porque a distribuição de matéria do envelope de  $\gamma$  Cas, assim como o de todas as estrelas Be, não é conhecido a grandes distâncias da estrela. Segundo, a(s) longa(s) fase(s) de troca de matéria que ocorre(m) durante a evolução de binárias próximas têm influência direta na evolução e no produto estelar final, de modo que podem resultar num sistema Be + anã branca.

### 6.5.1 Variáveis Cataclísmicas: analogia com os sistemas $\gamma$ Cas

As Variáveis Cataclísmicas (CVs) são os únicos sistemas conhecidos que têm uma emissão em raios X comparável com a emissão dos sistemas  $\gamma$  Cas – em luminosidade, mecanismo de emissão, temperatura de plasmas, presença de linhas em emissão e variabilidade em fluxo. Em CVs uma anã branca, fortemente magnetizada ou não, acreta matéria de uma estrela companheira de tipo tardio que transborda o lóbulo de Roche. Um disco de acreção é comumente formado em sistemas nos quais a intensidade do campo magnético da anã branca é baixa (sistemas não-magnéticos), pois a matéria em queda possui momento angular suficiente para formar um disco em torno do objeto compacto antes de cair sobre sua superfície. Todavia, o processo de formação de um disco de acreção é inibido pelas linhas de campo magnético no caso de anãs brancas fortemente magnetizadas (algo como  $\sim 10^{10}$  G). Nesses casos, conhecidos como *sistemas polares*, a matéria em queda é preferencialmente conduzida pelas linhas de campo para as regiões polares da anã branca. Em ambos os tipos de sistemas, com anãs brancas fortemente magnetizadas ou não, choques sobre a anã branca ou na coluna de acreção em sistemas polares, ou a região entre a superfície da estrela e seu disco de acreção (*boundary layer*), quando existir, emitem raios X. O processo de emissão é térmico, com temperatura de plasma ( $kT$ ) de poucos à dezenas de keV. De um modo geral, os espectros X de CVs são tipicamente modelados pela composição de plasmas com temperaturas diferentes ou em alguns casos por uma distribuição contínua de temperatura. A última possibilidade é típica de processos de resfriamento, e.g., em que a medida de emissão de cada componente de temperatura se relaciona com a distribuição de temperaturas tal como  $dEM/dT \propto T^{\alpha}$ . A luminosidade em raios X das CVs é da ordem de

$\sim 10^{32-33} \text{ erg s}^{-1}$ , tal como observado em sistemas  $\gamma$  Cas. As proeminentes linhas do Fe fortemente ionizado, Fe XXV e Fe XXVI, e a linha do Fe por fluorescência em 6,4 keV, presentes nos sistemas  $\gamma$  Cas, são também detectadas em várias CVs com semelhantes larguras equivalentes e intensidades (Hellier et al. 1998; Hellier & Mukai 2004; Ezuka & Ishida 1999; Pandel et al. 2005). É curioso notar que Ezuka & Ishida (1999) derivaram temperaturas de ionização a partir das linhas do Fe ionizado em CVs que são sistematicamente menores do que as temperaturas derivadas a partir do contínuo, como encontrado neste trabalho para HD 110432 (Capítulo 4). Estas semelhanças entre os sistemas  $\gamma$  Cas e CVs têm sido os principais argumentos apoiando a existência de uma anã branca acretante em torno de  $\gamma$  Cas (Haberl 1995; Kubo et al. 1998).

### 6.5.2 Evolução de sistemas binários massivos

Sistemas do tipo Be + AB são previstos por vários modelos de evolução de binárias massivas, segundo os quais esses sistemas devem compreender cerca de 70% das binárias evoluídas contendo estrelas Be (van den Heuvel & Rappaport 1987; Waters et al. 1989; Pols et al. 1991; van Bever & Vanbeveren 1997; Raguzova 2001). Entretanto, nenhum sistema Be + AB foi identificado de modo conclusivo e todos os sistemas Be/X conhecidos são Be + estrela de nêutrons (ver Liu et al. 2006, para uma compilação recente das propriedades de sistemas Be/X). A fração de Be + anã branca depende sensivelmente da massa da estrela B primária tal que esta tende a ser baixa para sistemas evoluídos com estrelas degeneradas. De fato, a forte dependência da história do sistema com as condições iniciais leva a uma ampla gama de configurações. Pols et al. (1991) mostraram que a ocorrência de sistemas do tipo Be + AB depende do tipo espectral da estrela Be, com o pico da distribuição em torno do tipo B2, mas que são ainda possíveis para estrelas tão quentes quanto B0.5. Em  $\phi$  Per, existe uma estrela B0.5 Ve ( $9,3 M_{\odot}$ ) – similar em massa a HD 110432 – orbitada por uma sub-anã quente com  $M = 1,1 M_{\odot}$  (Gies et al. 1998). Na ausência de transferência de matéria, tal sub-anã se tornará uma anã branca e não uma estrela de nêutrons. Existem ao menos três sistemas B+AB conhecidos: HR 2875 (B5 V; Motch et al. 1997; Vennes et al. 1997; Burleigh & Barstow 1998; Vennes 2000, – sistema triplo),  $\theta$  Hya (B9.5 V; Burleigh & Barstow 1999), e 16 Dra (B9.5 V; Burleigh & Barstow 2000). Três produtos finais da evolução de estrelas massivas + anãs brancas são, por exemplo, os pulsares binários PSR B2303+46 (van Kerkwijk & Kulkarni 1999), PSR J1141-6545 (Kaspi et al. 2000) e PSR J1906+0746 (Lorimer et al. 2006).

## 6.6 Índícios sobre o estágio evolutivo dos sistemas $\gamma$ Cas: *blue stragglers*

É relevante destacar que três dos sistemas  $\gamma$  Cas apresentados neste trabalho são *blue stragglers*: HD 110432, USNO 0750-13549725 e HD 119682 (ver Fig. 6.5 e Tabela 6.2). Todas são estrelas B0.5–B1 localizadas em aglomerados relativamente velhos – de 45 a 60 milhões de anos. Portanto, o estágio evoluído pode ser um pré-requisito para uma estrela massiva ou um sistema contendo uma estrela massiva ser um emissor em raios X peculiar, como os sistemas  $\gamma$  Cas.

*Blue stragglers* (BS) são estrelas que sofreram uma espécie de rejuvenescimento, de modo que são ainda mais azuis do que as estrelas do *turn-off* da sequência principal definida pelas

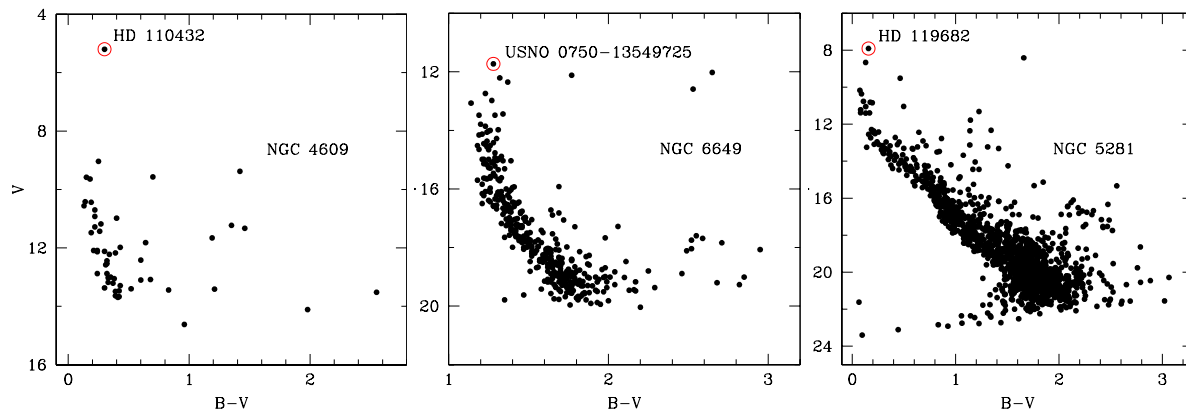


Figura 6.5: A posição de HD 110432, USNO 0750-13549725 e HD 119682 nos diagramas cor-magnitude dos aglomerados abertos que os contêm. [Dados compilados da base de dados WEBDA; fontes originais: Lodén (1979) e Feinstein & Marraco (1971) para NGC 4609 (prevalendo os valores da referência mais recente, em casos de duplicidade), Walker & Laney (1987) para NGC 6649, e Sanner et al. (2001) para NGC 5281.]

Tabela 6.2: Aglomerados abertos contendo sistemas  $\gamma$  Cas, e suas idades.

Aglomerado aberto	Sistema	Idade (anos)	Ref.
NGC 4609	HD 110432	$60 \times 10^6$	Feinstein & Marraco (1971)
NGC 6649	USNO 0750-13549725	$50 \times 10^6$	Turner (1981)
NGC 5281	HD 119682	$(45 \pm 10) \times 10^6$	Sanner et al. (2001)

estrelas dos aglomerados que as contêm. Sendo assim, se a BS seguisse o esperado para estrelas isoladas, ela teria evoluído e saído da sequência principal (e.g., Stryker 1993, e referências). Isso significa, portanto, que BS seguiram (seguem) caminhos evolutivos distintos dos caminhos usualmente seguidos pelas outras estrelas. As BS são encontradas em aglomerados abertos de todas as idades – incluindo associações OB –, em aglomerados globulares, e em galáxias anãs (e.g., Stryker 1993, e referências). Os modelos propostos para explicar o fenômeno BS são baseados em quatro cenários principais (e.g., Marco et al. 2006, para uma breve revisão): (i) estrelas isoladas que se formaram mais tarde do que o resto do grupo; (ii) estrelas isoladas evoluídas que voltaram à região azul do diagrama HR; (iii) resultado da fusão de estrelas; ou (iv) resultado da troca de matéria em estrelas próximas. Ainda não existe um consenso na literatura acerca da natureza de uma BS, e não vamos entrar no mérito dessa discussão.

## 6.7 Anomalia na metalicidade dos plasmas

A descrição das linhas ionizadas do complexo Fe K $\alpha$  de  $\gamma$  Cas, HD 110432 e HD 119682 exige de modo inequívoco a presença de uma componente térmica quente que seja deficiente em Fe (Seções 3.3.3, 4.4.1 e 5.4.1). Como apresentado anteriormente, esta componente quente

responde por cerca de 80% do fluxo total em raios X. Por outro lado, derivamos via espectros de média resolução EPIC que a abundância dos demais elementos dessa componente e de todos os elementos das demais componentes são consistentes com os valores solares. O espectro de alta resolução em baixa de energia de  $\gamma$  Cas confirmam esses últimos resultados mas revela que essa estrela pode ser rica em N e Ne (Seção 3.3.3).

Independente da natureza dos sistemas  $\gamma$  Cas, não há razão óbvia para acreditar que o Fe presente nos diversos plasmas tenha origem diferente e, assim, deveríamos observar abundâncias similares para todas as componentes. A dicotomia sugere que o déficit em Fe visto na componente quente esteja relacionado com a sua alta temperatura. Um indício de que esse seja o caso é que HD 161103, o sistema  $\gamma$  Cas com a mais baixa temperatura conhecida até agora ( $\sim 8$  keV), e cujo espectro em média resolução tem razão sinal ruído suficiente para se detectar valores baixos para abundância do Fe via complexo Fe K $\alpha$ , apresenta uma abundância consistente com o valor solar (Seção 5.4.1).

Smith et al. (2004) apresentaram algumas possíveis interpretações para a anomalia do Fe citada acima, e finalmente sugerem que um *efeito FIP inverso* deve estar ocorrendo em  $\gamma$  Cas. FIP é a abreviação de *first ionization potential*. O *efeito FIP* denomina a constatação de que no vento e na coroa solar observa-se que os elementos com FIP  $\lesssim 10$  eV exibem abundâncias de 3 a 4 vezes os valores dos elementos com um FIP  $\gtrsim 10$  eV. No *efeito FIP inverso*, os elementos de mais baixo FIP – como o Fe – são deficientes, enquanto a abundância dos elementos de mais alto FIP são consistentes com os valores solares. A origem do efeito FIP ou de seu inverso não é claramente compreendida. Como destacado por Smith et al. (2004), a literatura aponta que este efeito provavelmente envolve acoplamentos Coulombianos incompletos entre íons, devido a uma combinação de interações gravitacional e magnética em plasmas de densidade intermediária (e.g., Raymond 1999).

O *efeito FIP inverso* foi detectado em uma série de objetos, dentre eles binárias do tipo *RS Canum Venaticorum* (RS CVn). HR 1099 é um desses casos, e é curioso notar que este é um objeto rico em N e Ne, e deficiente em Fe. A interpretação apresentada por Brinkman et al. (2001) para explicar o *efeito FIP inverso* desse objeto foi o enriquecimento em Ne e o aquecimento for *flares*.

## 6.8 Qual é a natureza das oscilações vistas nos sistemas $\gamma$ Cas?

A identificação de oscilações transitórias tem sido uma constante na história de  $\gamma$  Cas, e agora talvez nos sistemas análogos (Parmar et al. 1993; Haberl 1995; Smith et al. 1998a; Owens et al. 1999). Uma oscilação dominante está presente num momento e em outros não, e é eventualmente acompanhada por uma segunda oscilação com tempo característico diferente. Isso acontece em  $\gamma$  Cas (Capítulo 3) e HD 110432 (Capítulo 4), e pode ser um atributo da classe de estrelas que apresentamos e investigamos neste trabalho. Nesse sentido, a oscilação de 3,2 ks observada em HD 161103 e de 1,5 ks sugerida por Safi-Harb et al. (2007) em HD 119682 podem não ser estáveis (Capítulo 5). De fato, a oscilação vista em HD 161103 é perdida depois de 3–4 ciclos, e a curta duração de sua observação não permitiu verificar a estabilidade de tal período. *In totum*, interpretamos essas oscilações como manifestações reais (e não artifícios instrumentais) mas não-coerentes: presentes em alguns momentos e não em outros, e com períodos

---

característicos distintos. A natureza de períodos tão longos ( $\sim$  ks) não é clara. No cenário de sistemas binários, a modulação do fluxo em raios X pode ser devido à rotação de uma anã branca ou de uma estrela de nêutrons acretante. O aparecimento/desaparecimento de oscilações não é em princípio um problema para esse cenário, pois pode ser um efeito do fenômeno de acreção – se a acreção deixa de ocorrer ao longo das linhas de campo polares, ou se a acreção ocorre num regime próximo ao esférico em condições de baixo momento angular do disco circunstelar, por exemplo. O principal problema surge com o aparecimento/desaparecimento de modulações com diferentes períodos característicos, como visto em  $\gamma$  Cas, e como tal a validade desse cenário é questionável. A descoberta de novos sistemas  $\gamma$  Cas abre a possibilidade de detecção de um período real e estável, que apoiaria a hipótese de modulação por rotação de um objeto compacto. Por outro lado, essas “oscilações transitórias” podem ser entendidas como ciclos de relaxação e favorecem portanto o (complexo) cenário magnético proposto por Smith et al. (2004).

No caso de 2S 0114+650, por exemplo, uma oscilação de  $\sim 2,78$ -h foi detectada, e provavelmente se deve à rotação de uma estrela de nêutrons cuja luminosidade em raios X é de  $L_X \sim 10^{35}$  erg s $^{-1}$  (2–10 keV; Finley et al. 1992). Este comportamento é comparável com aquele do sistema Be/X clássico EXO 2030+375 (Parmar et al. 1989), no qual uma série de seis *flares* com duração entre 80 e 130 minutos foi observada com um tempo de ocorrência de  $\sim 230$  minutos. Uma última analogia possível é a atividade de *flare* em escalas de tempo de  $\sim 1$  hora detectada em 4U 2206+54 por Masetti et al. (2004).

Embora estrelas do tipo  $\beta$  Cephei exibam pulsações observadas no óptico, com períodos comparáveis (3–6 horas), elas usualmente apresentam pouca variabilidade em raios X (Cohen et al. 2000; Cassinelli et al. 1994) e é improvável que estejam relacionadas ao fenômeno que ocorre nos sistemas  $\gamma$  Cas.

Não há evidência de períodos estáveis em alta frequência nos sistemas  $\gamma$  Cas. Entretanto, a variabilidade em curtas escalas de tempo é clara, e se mostra como um atributo fundamental do mecanismo de geração dos raios X dos sistemas  $\gamma$  Cas. Esta variabilidade tem sido interpretada em termos de eventos do tipo *flare*, similares aos *flares* detectados em coroas quentes de estrelas de tipo solar (Smith et al. 2004). A análise dos tempos de duração e de recorrência, e da medida de emissão por (Smith et al. 1998a) sugere que os *flares* são formados em regiões de densidade elevada e, no cenário de estrela isolada, os sítios de formação dos raios X devem estar localizados nas proximidades da estrela ou do disco circunstelar.

## 6.9 O estado-da-arte dos sistemas $\gamma$ Cas

A origem da emissão em raios X de  $\gamma$  Cas é um dos mistérios da astrofísica de altas energias. Ainda que extensivamente investigada em todos os comprimentos de onda acessíveis, em diversas vezes em observações simultâneas em faixas distintas de comprimentos de onda, não se chegou a uma interpretação conclusiva da origem dos raios X de  $\gamma$  Cas. Por um lado, as semelhanças de seus raios X com os de algumas Variáveis Cataclísmicas indicam que a emissão pode ser uma consequência da captura gravitacional de parte do envelope circunstelar da estrela Be por uma companheira do tipo anã branca. Por outro lado, existem evidências de atividades magnéticas na estrela Be, e que podem resultar na emissão X observada. Nenhuma das duas explicações é conclusiva, como apresentado neste capítulo. Entretanto, ambos

os cenários implicam em conseqüências importantes no entendimento de estrelas massivas, seja na estrutura/evolução de estrelas isoladas seja na evolução de binárias massivas.

- **Estrutura e evolução de estrelas massivas.**

Sendo os sistemas  $\gamma$  Cas estrelas Be com atividades magnéticas, estamos tratando com uma fenomenologia especial em estrelas massivas, haja vista que campos intensos e variáveis não são previstos por modelos de estrutura estelar desse tipo de estrela.

- **Evolução de sistemas binários massivos.**

Os modelos que descrevem a evolução de binárias envolvendo estrelas massivas prevêm um número de sistemas Be + anã branca que supera por um fator  $\sim 10$  o número esperado para sistemas Be + estrela de nêutrons. Até o momento, todos os sistemas Be/X contêm uma estrela de nêutrons, e não uma anã branca. *Os sistemas Be + AB não existem, ou existem mas não se mostram como tais?* Até que se tenha uma resposta a esta pergunta, os modelos de evolução de sistemas binários massivos são no mínimo suspeitos. Os sistemas  $\gamma$  Cas são os mais prováveis sistemas a Be + anã branca conhecidos.

A maior limitação para o avanço do entendimento da fenomenologia que ocorre em  $\gamma$  Cas era o fato desta ser a única estrela Be com as propriedades já apresentadas neste trabalho. Com base no histórico de investigação dessa estrela, entendemos que o avanço somente seria possível a partir da investigação da uma amostra de objetos com propriedades similares, de modo a definir o espaço de parâmetros observados e pôr restrições aos modelos. Esta tese se propôs a preencher esta lacuna. Como principal resultado, identificamos e caracterizamos uma série de estrelas Be que constituem o que apresentamos como uma nova classe estelar de emissores em raios X: os *sistemas  $\gamma$  Cas*. O mistério de  $\gamma$  Cas se estende finalmente a uma classe de objetos. A nova classe de fontes de raios X é bem definida, e constituída por objetos nos quais:

### **Em raios X**

- (i) - A emissão em raios X é uma composição de plasmas de diferentes temperaturas.
  - (ii) - A temperatura do plasma quente que domina a emissão em raios X pode ser tão baixa quanto  $\sim 7$  keV (como para HD 161103) e tão alta quanto  $\sim 37$  keV (como para HD 110432).
  - (iii) - A distribuição de energia espectral é variável em grandes escalas de tempo ( $\tau \sim$  meses), e é acompanhada por uma alteração da medida de emissão e contribuição em fluxo de cada plasma que compõe a emissão total.
  - (iv) - A absorção fotoelétrica nas proximidades da fonte é variável em grandes escalas de tempo ( $\tau \sim$  meses).
  - (v) - O fluxo é variável em curtas escalas de tempo em eventos de curta duração (do tipo *flare*; poucos segundos) e recorrentes (para as fontes mais intensas, inferiu-se uma recorrência tão curta quanto uma dezena de segundos).
  - (vi) - Há variabilidade intensa do fluxo em longas escalas de tempo ( $\sim$  ks; de até 100% em relação ao fluxo médio).
-



- (vii) - Há modulações de grande escala de tempo ( $\sim$  ks) que aparecem e desaparecem em épocas distintas, com períodos característicos diferentes.
- (viii) - Variabilidade intensa na dureza (observada) da fonte, em eventos recorrentes do tipo *flare*.
- (ix) - Não há uma modulação coerente em altas frequências ( $\gtrsim$  0,005 Hz).
- (x) - Não há uma clara relação entre a dureza e a intensidade da fonte.
- (xi) - Luminosidade (0,2–12 keV) moderada, de  $\sim 10^{32-33}$  erg s $^{-1}$ , e ausência de outbursts.
- (xii) - Para os sistemas mais brilhantes, as observações indicaram uma sub-abundância em Fe da componente térmica mais quente.

### Em baixas energias

- (i) - Dois dos objetos ( $\gamma$  Cas e HD 110432) apresentaram evidências de atividades magnéticas (*resultado da literatura*).
- (ii) - É curioso notar que todas as estrelas identificadas até o momento são B0.5-B1e.
- (iii) - Todos os objetos investigados apresentam discos circunstelares densos e/ou extensos.
- (iv) - Três dos sistemas  $\gamma$  Cas são *blue stragglers* em aglomerados abertos relativamente velhos ( $\sim 45-60 \times 10^6$  anos).

O aumento do número de objetos permitirá, num *ensemble*, o estudo da evolução das propriedades e as eventuais correlações entre elas. Neste sentido, as investigações poderão revelar assinaturas não ambíguas acerca da verdadeira origem da emissão em raios X. Por exemplo, o incremento da amostra de sistemas  $\gamma$  Cas torna mais provável que uma destas estrelas seja observada num ciclo Be-B-Be. O acompanhamento desse ciclo no domínio dos raios X será de extrema valia para a elucidação do mistério. O desaparecimento do disco circunstellar implicaria na ausência de raios X duros e na eventual presença de apenas uma componente térmica típica de estrelas massivas “normais”, se a emissão vem da acreção por um objeto compacto. Por outro lado, no cenário de atividades magnéticas a componente de plasmas confinados magneticamente deve ser insensível à ausência do disco, e contribuir em raios X duros. Além disso, a ausência do disco tornaria mais viável a detecção direta de campos magnéticos em uma dessas estrelas, cujos efeitos observáveis (e.g., Zeeman) são camuflados pela presença do disco. Em conjunto, acreditamos que observações deste tipo podem fornecer as informações que faltam para a compreensão do *fenômeno*  $\gamma$  Cas. Relevante também é a procura, nos demais sistemas, pelas assinaturas já vistas na fotometria e espectroscopia óptica e UV de  $\gamma$  Cas e HD 110432 e que foram interpretadas como oriundas de atividades magnéticas em plasmas confinados magneticamente e/ou fenômenos de dínamo no disco circunstellar. Finalmente, mas não menos importante, a busca por assinaturas de uma estrela companheira nos sistemas  $\gamma$  Cas – via medições de velocidade radiais de linhas espectrais – e os eventuais parâmetros orbitais também fornecerão vínculos aos modelos.



---

## Capítulo 7

# Revelando fontes estelares de raios X duros

### 7.1 Introdução

Os raios X de fontes astrofísicas não só aportam uma série de informações dos fenômenos físicos que os produzem, como também podem ser as assinaturas mais relevantes na identificação de certas fontes. Assim é para os aglomerados de galáxias, por exemplo, cujo gás intragaláctico pode ser visto como “manchas” em imagens em raios X (e.g., Lopes de Oliveira et al. 2006b). Por outro lado, a emissão em raios X pode ser a única forma de identificação de alguns tipos de fonte. Este é o caso, pelo menos até agora, para os sistemas  $\gamma$  Cas.

As estrelas Be – sistemas  $\gamma$  Cas – investigadas nos capítulos anteriores apresentam propriedades em raios X bem definidas. Além disso, é notável que todas aquelas estrelas são B0.5–B1e e apresentam discos circunstelares densos ou extensos. O objetivo desta etapa do trabalho foi identificar candidatos a sistemas do tipo  $\gamma$  Cas no banco de dados do XMM/EPIC, a partir de uma investigação sistemática do catálogo 2XMMp. O aumento do número de sistemas  $\gamma$  Cas conhecidos permitirá a exploração do espaço de parâmetros da emissão em raios X e no óptico e eventuais correlações entre eles, e auxiliará no diagnóstico da fenomenologia que ocorre nesses sistemas. Neste sentido, correlações entre a luminosidade e temperatura de plasmas em raios X, a massa da estrela, e a densidade do disco circunstelar são de especial interesse.

O potencial dos dados XMM para o fim proposto se deve basicamente a três razões: (i) *faixa de energia* “ideal” de cobertura dos raios X (0,2–12 keV), que abarca o ápice da distribuição de energia espectral da emissão em altas energias da maior parte das fontes astrofísicas de raios X, (ii) *alta sensibilidade*, que favorece a detecção num limite em fluxo sem precedentes e (iii) amplo *campo de visão* ( $r \sim 15$  minutos de arco), que aumenta o potencial de *survey* do satélite. (Ver Capítulo 2 para maiores detalhes).

### 7.2 Explorando o catálogo 2XMMp

A seleção inicial dos candidatos a fontes de raios X duros foi feita utilizando o catálogo 2XMMp<sup>1</sup>. Este catálogo reúne informações acerca de 123170 fontes X detectadas em 2400 observações realizadas pelas câmeras EPIC entre 4 de fevereiro de 2000 e 20 de abril de 2006, e também

---

<sup>1</sup>A sua elaboração é de responsabilidade do *XMM-Newton Survey Science Centre* (SSC), e tem como premissa auxiliar na maximização do retorno científico da missão. (<http://xmmssc-www.star.le.ac.uk/>).

---

informações das próprias observações. Dentre as informações das fontes, em geral resultantes do pré-processamento dos dados (*pipeline*), estão: a identificação e coordenadas espaciais, taxas de contagem em diferentes faixas de energia, parâmetros que medem a qualidade da detecção, e se fonte é extensa ou pontual. No que diz respeito às observações, o catálogo identifica a observação, a revolução do satélite na ocasião da observação, o horário/data de início e fim das exposições de cada câmera, os modos de operação e os filtros utilizados.

As taxas de contagem das fontes fornecidas pelo 2XMMp são de especial interesse para este trabalho, como ficará claro mais adiante. Elas são derivadas a partir de cada uma das câmeras EPIC em diferentes faixas de energia, definidas como:

- faixa 1: 0,2–0,5 keV;
- faixa 2: 0,5–1,0 keV;
- faixa 3: 1,0–2,0 keV;
- faixa 4: 2,0–4,5 keV;
- faixa 5: 4,5–12 keV.

As contagens, corrigidas para os valores que deveriam ser observados caso a fonte fosse detectada exatamente no centro da câmera (correção do *vignetting*; ver Seção 2.2.2), são usadas na determinação dos parâmetros  $HR_i$ , com  $1 \leq i \leq 4$ :

$$HR_i = \frac{CTG_{i+1} - CTG_i}{CTG_{i+1} + CTG_i}, \quad (7.1)$$

onde  $CTG_i$  é o número de fótons observados na faixa de energia  $i$ . Os parâmetros  $HR_i$  são medidas diretas da dureza espectral observada da fonte em 4 faixas de energia: 0,2–1 keV para  $HR_1$ , 0,5–2,0 keV para  $HR_2$ , 1,0–4,5 keV para  $HR_3$  e 2,0–12 keV para  $HR_4$ . Eles representam frações da contagem total e portanto são medidas passíveis de comparação entre diferentes fontes, independente de suas intensidades e dos tempos de observação. Como definido (Eq. 7.1),  $HR_i$  tende a 1 quando os fótons observados estão preferencialmente no extremo superior (emissão mais dura) da faixa de energia em questão, e tende a -1 para o extremo de baixas energias (emissão mole).

### 7.2.1 Metodologia: seleção inicial dos candidatos

A investigação das fontes do catálogo 2XMMp foi baseada fundamentalmente nas cores das fontes X, utilizando-se apenas os dados *pn*. Primeiro, por ser esta a mais sensível e com melhor calibração em energia dentre as câmeras EPIC. Segundo, porque as fontes estudadas são em geral pouco brilhantes (como será visto mais adiante) e a inclusão dos dados MOS, que têm menores razões sinal-ruído do que os dados *pn*, implicaria na adição de erros e na consequente deterioração da qualidade da análise.

A amostra inicial é constituída por fontes 2XMMp com  $|b| < 10^\circ$  – de modo a favorecer a associação com estrelas massivas, que estão preferencialmente localizadas nas proximidades do plano Galáctico –, cujos erros associados aos valores de  $HR_i$  são inferiores a 0,3 e com taxas de contagem (0,2–12 keV) superiores a 0,027 cts/s. Finalmente, a fonte deveria estar associada a uma contrapartida óptica estelar do catálogo USNO-A2<sup>2</sup> (Monet et al. 1998) com magnitude

<sup>2</sup> USNO-A2 é a segunda versão do catálogo USNO-A, que usa o sistema de referência do Hipparcos (ICRF) como padrão e segue o catálogo ACT (Urban et al. 1997). Comparado à primeira versão, o USNO-A2 inclui um maior número de estrelas (526280881), com menores erros sistemáticos na astrometria e fotometria *B* e *R*.

$2 \lesssim R \lesssim 20$ , como explicado a seguir.

### Correlação cruzada 2XMMp versus USNO-2A

Sejam  $a$  e  $b$  dois objetos cujas coordenadas espaciais em graus são  $(RA_a, Decl_a)$  e  $(RA_b, Decl_b)$ , respectivamente. A distância angular entre ambos, numa primeira aproximação válida para objetos próximos, é:

$$d(^{\circ}) = 3600 \times \sqrt{(Decl_a - Decl_b)^2 + (RA_a - RA_b) \times \cos^2[(Decl_a + Decl_b)/2]} . \quad (7.2)$$

Dadas duas listas de objetos, o processo de correlação consiste em comparar a posição de cada uma das fontes da primeira lista com a posição de todas as fontes da segunda lista e, dentro do critério em distância estabelecido, identificar as prováveis contrapartidas. A este processo chamamos de *correlação cruzada*.

Uma correlação cruzada foi realizada entre a lista de fontes 2XMMp e o catálogo USNO-2A, na construção da amostra inicial seguindo os demais critérios descritos na seção anterior. Foram considerados somente os casos nos quais a probabilidade de associação entre a fonte 2XMMp e USNO-2A era superior a 90%, como estimado a partir do método de *likelihood ratio* (LR). Este valor é expresso pela razão de duas probabilidades: a probabilidade de se ter uma fonte USNO-2A associada a uma fonte X dentro das incertezas nas posições dos dois catálogos, e a probabilidade de uma correlação entre uma fonte USNO-2A e 2XMMp ocorrer por acaso, e que é função da densidade local de objetos (ver de Ruiter et al. 1977; Oyabu et al. 2005, para detalhes).

### Diagramas $HR_i$ – $HR_j$ : seleção da amostra de trabalho

A estratégia de investigação da amostra inicial consistiu em comparar os valores observados de  $HR_i$  com aqueles esperados para fontes de natureza térmica com  $kT > 5$  keV – tal como os espectros dos sistemas do tipo  $\gamma$  Cas – em diagramas cor-cor.

Utilizando as respostas instrumentais da câmara *pn*, construímos espectros sintéticos de plasmas quentes afetados por diferentes absorções fotoelétricas.<sup>3</sup> Simulamos temperaturas de plasmas de  $kT = 5, 8$  e  $20$  keV sujeitos a absorções fotoelétricas equivalentes a colunas de Hidrogênio de  $10^{18} \text{ cm}^{-2}$  a  $3,16 \times 10^{22} \text{ cm}^{-2}$  em passos de  $0,1$  em  $\log_{10}(N_H)$ , totalizando 135 espectros. Para cada espectro foram computadas as contagens esperadas nas faixas de energia 2 a 5 citadas acima e calculados os valores de  $HR_2$ ,  $HR_3$  e  $HR_4$ . Com estas informações, determinamos o *locus* que deve ser ocupado por fontes X com tais espectros nos diagramas cor-cor do tipo  $HR_3$ – $HR_2$  e  $HR_4$ – $HR_3$ . A Figura 7.1 apresenta as curvas teóricas obtidas e os objetos da amostra inicial próximos às linhas teóricas, e que constituem a amostra de trabalho daqui para a frente. Note o acordo entre a posição dos sistemas  $\gamma$  Cas investigados nos capítulos anteriores com o esperado pelas curvas teóricas/instrumentais, que valida a utilização destes diagramas como *diagramas de diagnóstico*.

<sup>3</sup>A automatização desse processo foi feita via linguagem de programação MIDAS.

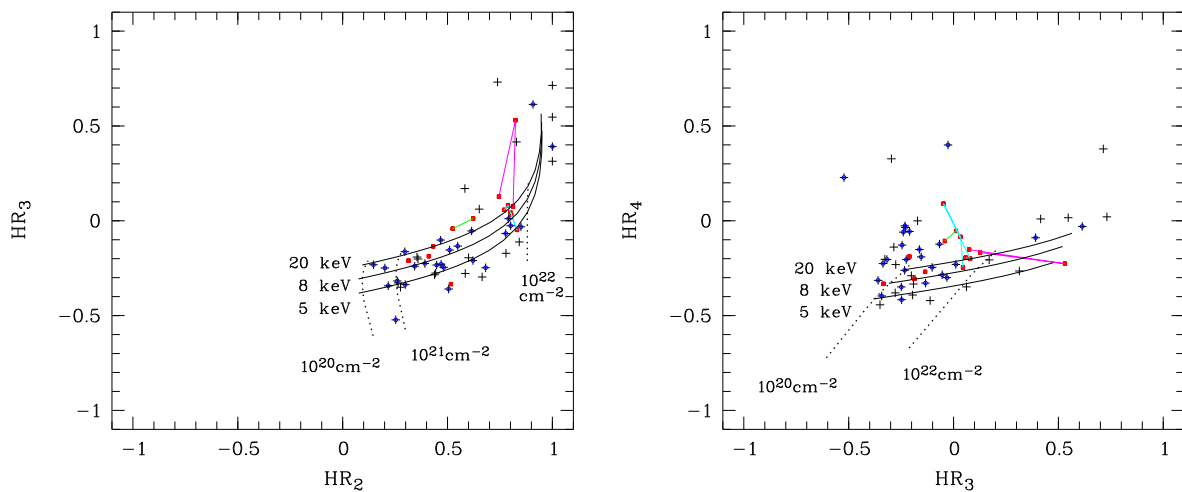


Figura 7.1: Diagramas cor-cor em raios X: posições das fontes de raios X duros listadas na Tabela 7.1 (cruzes; círculos para fontes cujos espectros em raios X foram investigados) e dos sistemas  $\gamma$  Cas (quadrados; ligados por linhas quando relacionados a uma mesma fonte). As linhas sólidas representam as relações de durezas esperadas pela emissão térmica de uma plasma com  $kT = 5, 8$  e  $20$  keV, e as linhas tracejadas a dependência com a coluna de Hidrogênio.

### 7.3 Fontes brilhantes em raios X: espectros e curvas de luz

Avançamos na investigação da amostra de trabalho com o ajuste de modelos aos espectros de 24 das 41 fontes apresentadas na Tabela 7.1, das quais foram coletados fótons suficientes para esse tipo de análise. Em alguns casos foi possível construir espectros MOS com razão sinal-ruído satisfatória, e que foram incluídos na análise. Curvas de luz foram extraídas de cada uma das fontes X.

A Figura 7.3 apresenta a curva da fonte Id2XMM #44, na qual foi identificado um evento do tipo *flare* (RA: 17:28:03,0; Decl.: -35:00:39,1). Seu espectro tem uma temperatura  $kT \sim 5,5$  keV, como consequência do fenômeno de *flare*. Esta é provavelmente uma fonte X associada a uma estrela do tipo solar ou a um objeto jovem, como T Tauri, mas a caracterização via espectroscopia óptica é necessária para uma identificação conclusiva. Esta fonte foi retirada da lista de candidatos a sistemas  $\gamma$  Cas.

Antecipamos na Fig. 7.4 a apresentação de um dos objetos investigados, uma estrela B2V associada a fonte Id2XMM #40, da qual dispomos de um espectro óptico. Este objeto será discutido na Seção 7.4.

Os espectros e os parâmetros espectrais estão mostrados na Fig. 7.5 e na Tabela 7.2, respectivamente. Em todos os casos investigados, os espectros foram bem ajustados por modelos simples de uma (pm) ou duas (pmm) componentes térmicas, ou por um modelo do tipo lei de potência (pp) – em todos os casos multiplicados por uma única componente de absorção fotoelétrica, representada pelo primeiro  $p$  na nomenclatura adotada. Em 8 dos espectros apresentados na Fig. 7.5 existe evidência de um excesso no fluxo em torno de 6,7 keV, que pode ser devido ao complexo Fe  $K\alpha$  em emissão. Com 2 exceções (#114 e #174), as temperaturas  $kT$  derivadas são compatíveis com temperaturas que são superiores a  $\sim 4,5$  keV (em bom acordo com o inferido dos diagramas cor-cor utilizados na seleção, e que valida o método). Para alguns

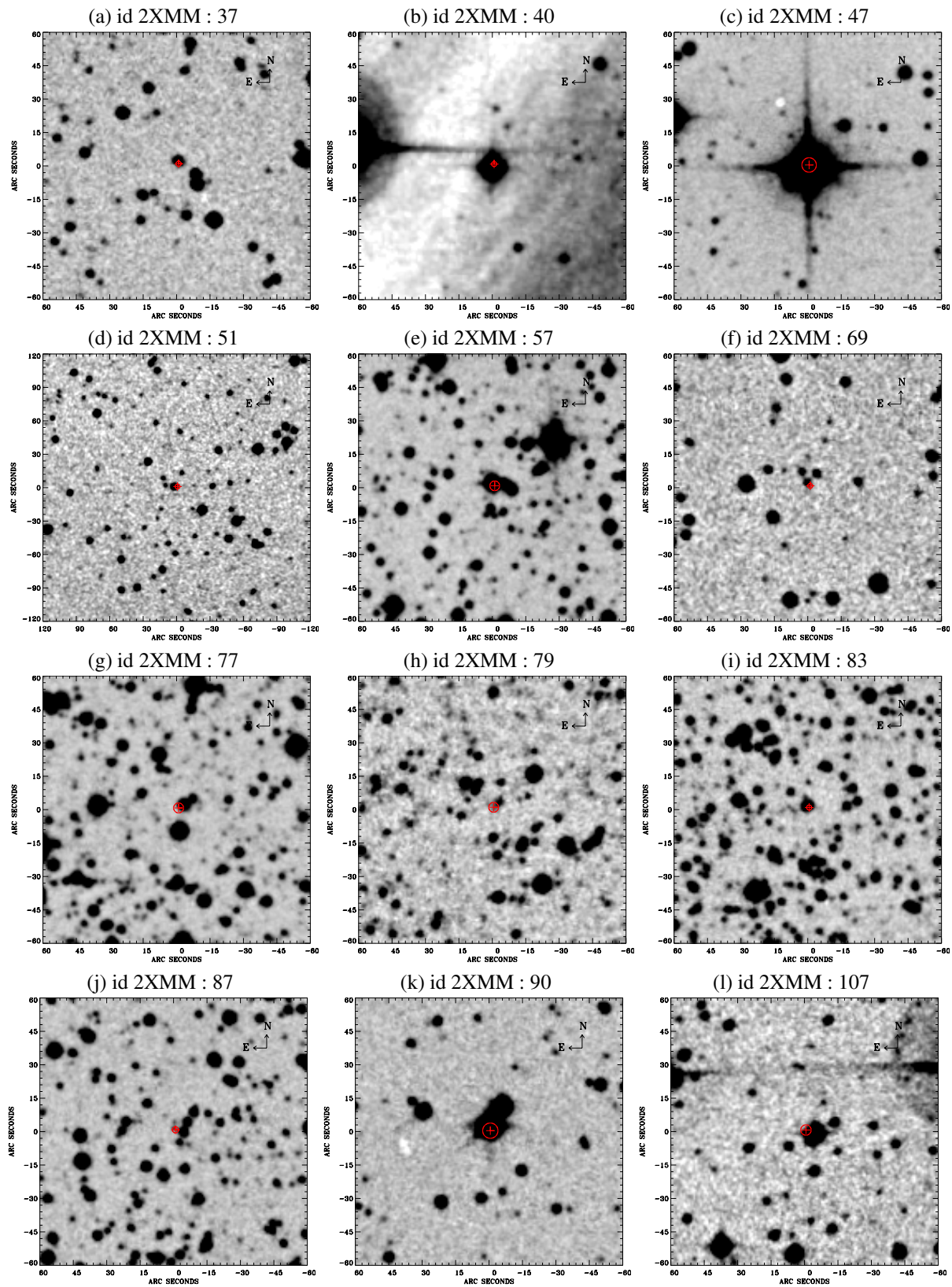


Figura 7.2: Posições das fontes X candidatas a sistemas do tipo  $\gamma$  Cas (cruz; os círculos vermelhos representam a região de incerteza no nível de confiança de 90%) sobrepostas a imagens de surveys fotográficos (pipeline XMM) no óptico.

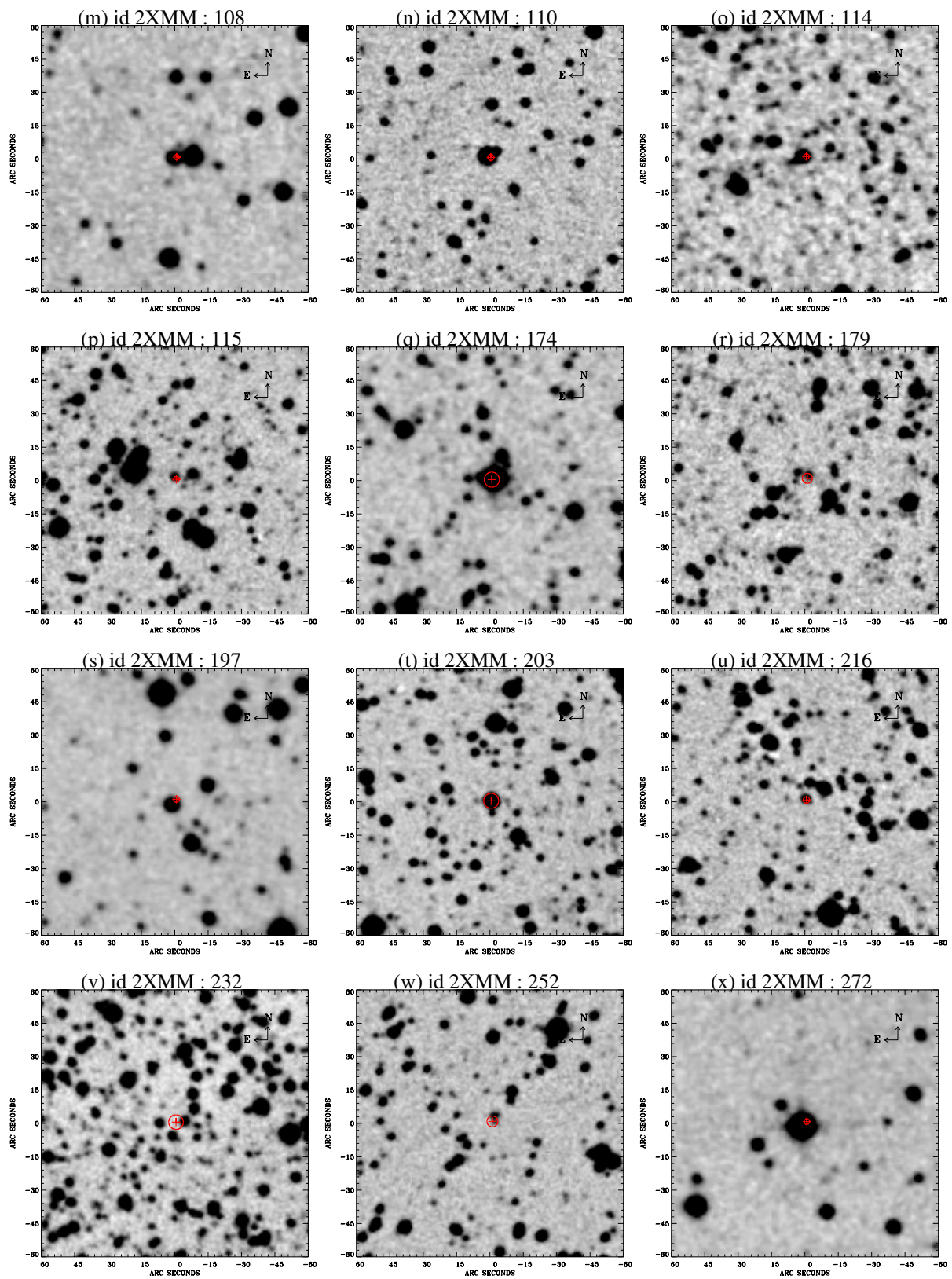


Figura 7.2: (Continuação).



Tabela 7.1: Posição de 41 fontes estelares de raios X duros identificadas no catálogo 2XMMp.

Id. 2XMM	Coordenadas J2000		Id. 2XMM	Coordenadas J2000	
	RA	DEC		RA	DEC
36	14:03:04,2	-61:31:04,7	115*	18:03:13,9	-20:15:51,5
37*	15:49:51,7	-54:16:30,2	122	13:39:58,0	-62:15:40,5
40*	20:53:46,9	+44:23:02,2	124	18:11:13,2	-18:27:59,6
47*	08:13:01,2	-41:49:09,5	160	01:18:07,1	+59:26:40,5
51*	06:15:30,6	+22:49:11,5	168	14:01:26,9	-61:04:14,0
57*	11:10:31,8	-60:46:56,8	174*	18:49:20,6	-01:32:39,7
69*	04:55:44,4	+52:36:19,0	179*	12:57:29,6	-59:24:59,3
75	13:59:01,9	-61:00:24,6	189	13:40:10,7	-62:09:20,2
77*	13:53:55,9	-58:50:06,7	197*	20:32:36,6	+41:22:15,1
79*	12:59:41,5	-59:27:07,4	198	18:48:52,5	-00:56:58,9
83*	18:10:03,2	-21:23:36,9	203*	16:32:42,7	-48:43:47,7
87*	17:55:11,6	-26:03:14,9	208	18:13:14,1	-17:53:44,8
90*	17:25:22,4	-36:24:27,0	210	18:39:39,8	-02:49:35,4
93	11:01:44,9	-61:01:40,9	216*	19:36:44,8	+07:46:17,9
98	17:46:07,3	-21:32:54,3	232*	11:01:58,5	-60:56:51,6
107*	16:54:56,8	-42:01:55,7	245	19:01:33,0	+05:13:20,3
108*	20:33:01,7	+41:11:09,8	252*	14:04:04,9	-62:02:02,8
109	18:25:06,8	-12:04:30,5	258	15:48:58,5	-45:36:11,3
110*	15:50:37,5	-54:07:22,2	272*	20:33:26,7	+41:10:59,8
111	16:53:35,9	-41:38:07,9	292	20:34:15,2	+41:16:18,5
114*	18:49:21,1	-00:19:57,4			

Notas: O símbolo \* marca as fontes para as quais foi possível o ajuste de modelos aos espectros. A identificação “Id. 2XMM” utilizada neste trabalho não corresponde ao número de identificação de fontes utilizada no catálogo 2XMMp.

casos os espectros não apresentaram razão sinal-ruído suficiente para permitir a distinção entre uma emissão térmica ou não-térmica. Para dois deles (#87 e # 232), por exemplo, os ajustes térmicos resultaram em valores compatíveis com os extremos inferior ( $kT = 0,08$  keV) e superior ( $kT = 79,9$  keV) do modelo MEKAL e por isso essa interpretação não pode ser descartada.

A Figura 7.6 apresenta as curvas de luz em raios X (0,3–12 keV) das fontes mais brilhantes. Optamos por mostrá-las considerando todo o período de observação, e evidenciar por meio de curvas de luz do *background* os períodos de maior contaminação por partículas solares durante os quais o comportamento da fonte deve ser interpretado com ressalvas. A grande maioria das fontes apresenta uma variabilidade similar a dos sistemas  $\gamma$ Cas apresentadas nesta tese. Não encontramos evidências conclusivas da existência de modulação periódica em baixas frequências ( $f < 0,05$  Hz) das fontes investigadas, e em todos os casos a fração pulsada de uma modulação periódica com  $f > 0,05$  Hz foi inferior a 30%, como derivado a partir do periodograma  $Z_n^2$ . Notamos que a fonte Id2XMM #57 apresenta um comportamento típico de fontes eclipsantes,

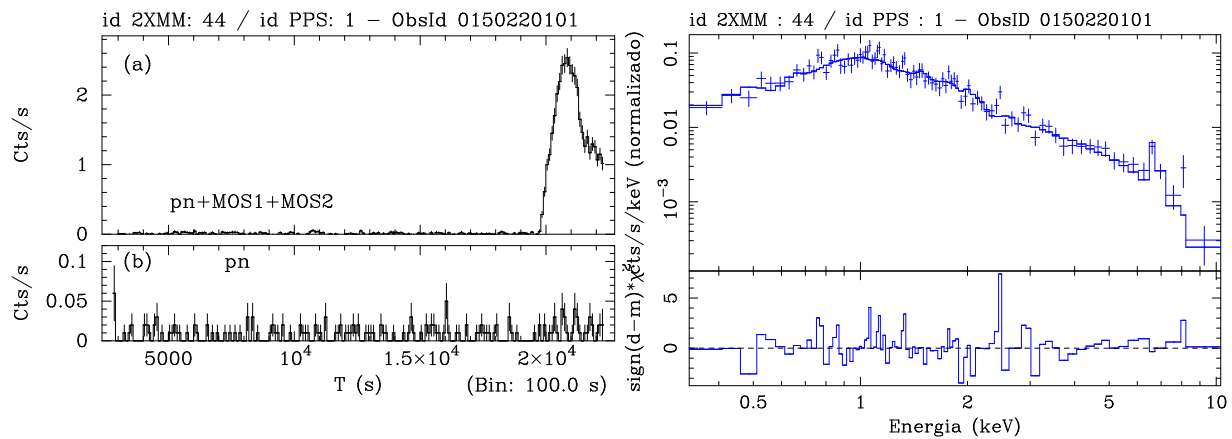


Figura 7.3: Um evento do tipo *flare* da fonte Id2XMM #44, e o espectro em raios X resultante.

para a qual o fluxo aumenta por um fator  $\sim 8$  com uma taxa de crescimento aproximadamente constante ( $\sim 0,02 \text{ cts s}^{-1}$  por ks) ao longo de  $\sim 6$  ks (ver Fig. 7.6).

## 7.4 População estelar esperada

A investigação apresentada neste capítulo teve como objetivo identificar candidatos a sistemas do tipo  $\gamma$  Cas no catálogo 2XMMp. Os critérios adotados favorecem a identificação desse tipo de objeto (Seção 7.2.1), mas é necessário caracterizar a contrapartida óptica de modo a determinar de modo conclusivo o tipo de sistema em questão. Na amostra que apresentamos na Tabela 7.1 pode haver uma série de fontes clássicas com emissão em raios X duros tais como Variáveis Cataclísmicas, binárias de raios X de alta e de baixa massa, etc. O atraso na publicação do catálogo 2XMMp – de acesso público desde 24 de julho de 2006 –, associado ao fato de que um de nossos pedidos de tempo (ao ESO) foi recusado, impossibilitou a caracterização no óptico das fontes aqui apresentadas no curso desta tese. Uma das perspectivas deste trabalho é a continuação de um projeto de observações no óptico conduzido por nosso grupo. No *status* atual, nos limitaremos a discutir brevemente apenas a respeito de uma das fontes, para a qual dispomos de espectroscopia no óptico. Trata-se da fonte Id2XMM #40, que apresenta um espectro X térmico com  $kT \sim 6,7 \text{ keV}$ . A sua contrapartida óptica foi identificada por I. Negueruela como sendo uma estrela do tipo B2V, e que não apresentou indícios de linhas em emissão em observações realizadas em 27 e 28 de setembro de 2007 (Fig. 7.4).<sup>4</sup> A observação 0100241101/XMM que incluiu esta fonte em seu campo de visão foi realizada em 11 de novembro de 2002. Ao que nos consta, esta estrela não é conhecida como sendo uma Be. Isto não significa que se trata ou não de uma estrela Be, uma vez que os catálogos não são completos. Além disso, a ausência do envelope circunstelar na época do monitoramento óptico em 2007 não garante que a estrela, sendo uma Be, apresentasse ou não um disco circunstelar quando observada pelo satélite XMM em 2002. Trata-se portanto de um caso interessante, uma vez que: pode se tratar de um sistema  $\gamma$  Cas, se confirmada como estrela Be, ou um sistema do tipo

<sup>4</sup>Observações realizadas em 27 (região azul do espectro) e 28 (região vermelha) de setembro de 2007 com o telescópio de 1,5-m do Observatório de Sierra Nevada (Granada, Espanha) e o espectrógrafo Albireo (rede B1200, fenda de 2",5 e CCD Loral de 2048x2048 pixels). Espectros gentilmente cedidos, já reduzidos, por I. Negueruela.

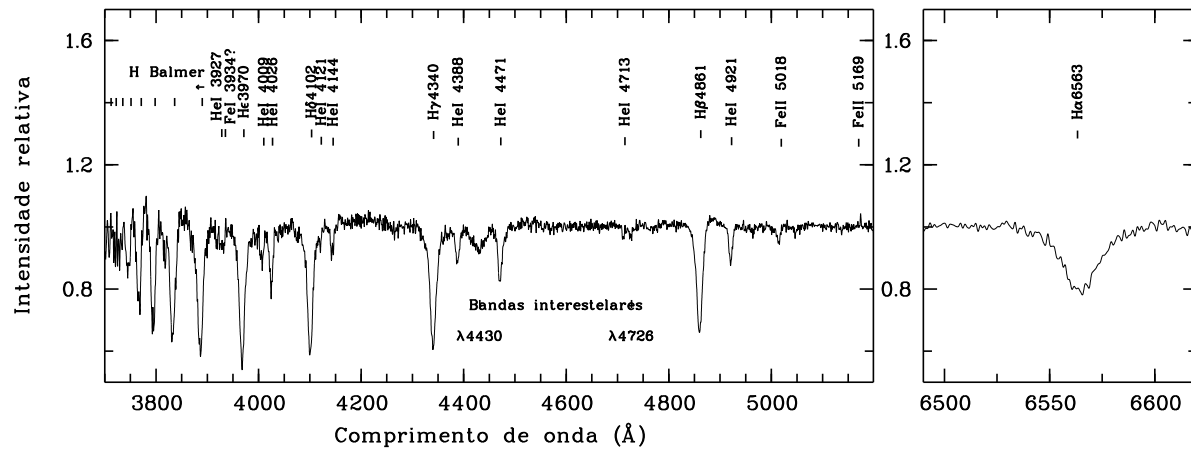


Figura 7.4: Espectros ópticos da fonte Id2XMM #40.

Sequência Principal + estrela de nêutrons no qual a acreção acontece a partir do vento quente da estrela “normal”, previsto por modelos evolutivos de binárias massivas. Não há evidência de oscilação periódica, e o limite máximo derivado a partir do periodograma  $Z_n^2$  para a fração pulsada de uma eventual modulação com  $f > 0,05$  Hz é de  $\sim 30\%$ .

## 7.5 Conclusões

A investigação sistemática do catálogo 2XMMp resultou na identificação de 41 objetos estelares com emissão em raios X duros, candidatos a sistemas do tipo  $\gamma$  Cas. A amostra apresentada é o ponto de partida para a descoberta de novos sistemas  $\gamma$  Cas, de um projeto que avançará com a caracterização óptica de suas respectivas contrapartidas estelar. Entendemos que o aumento da população de sistemas  $\gamma$  Cas conhecidos será de fundamental importância para o entendimento da fenomenologia envolvida, em especial por possibilitar a investigação de eventuais correlações entre as propriedades físicas dos sistemas, e de vínculos aos modelos evolutivos de estrelas massivas. Além disso, permitirá estimar a contribuição desta população para a emissão em raios X difuso observado na Galáxia.

O interesse científico não será menos relevante, entretanto, se algumas das fontes apontadas não sejam sistemas  $\gamma$  Cas. Este pode ser o caso da fonte Id2XMM #40, para o qual suspeitamos se tratar de um sistema B2V + estrela de nêutrons.

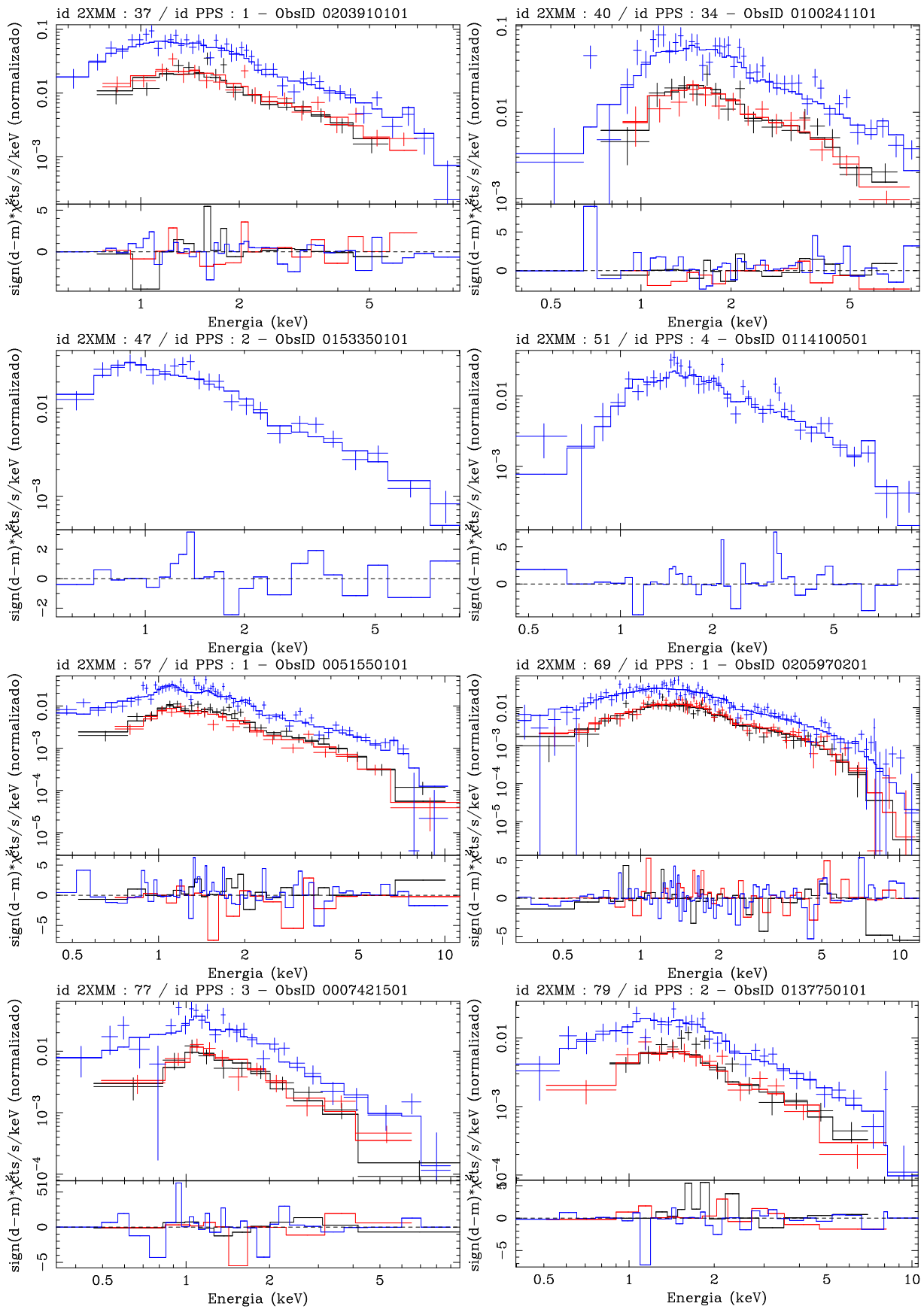


Figura 7.5: Espectros das fontes listadas na Tabela 7.2.

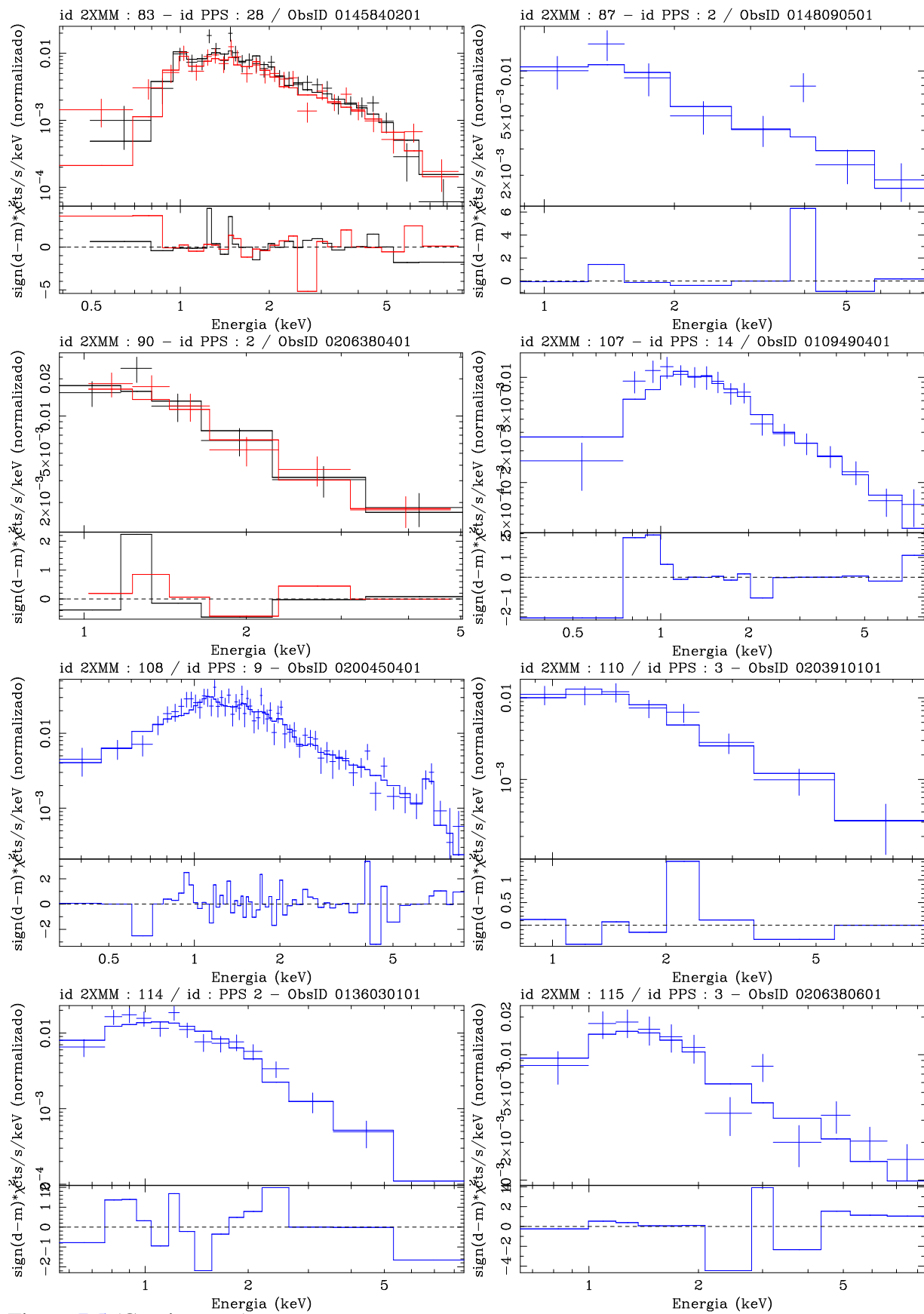


Figura 7.5 (Continuação).

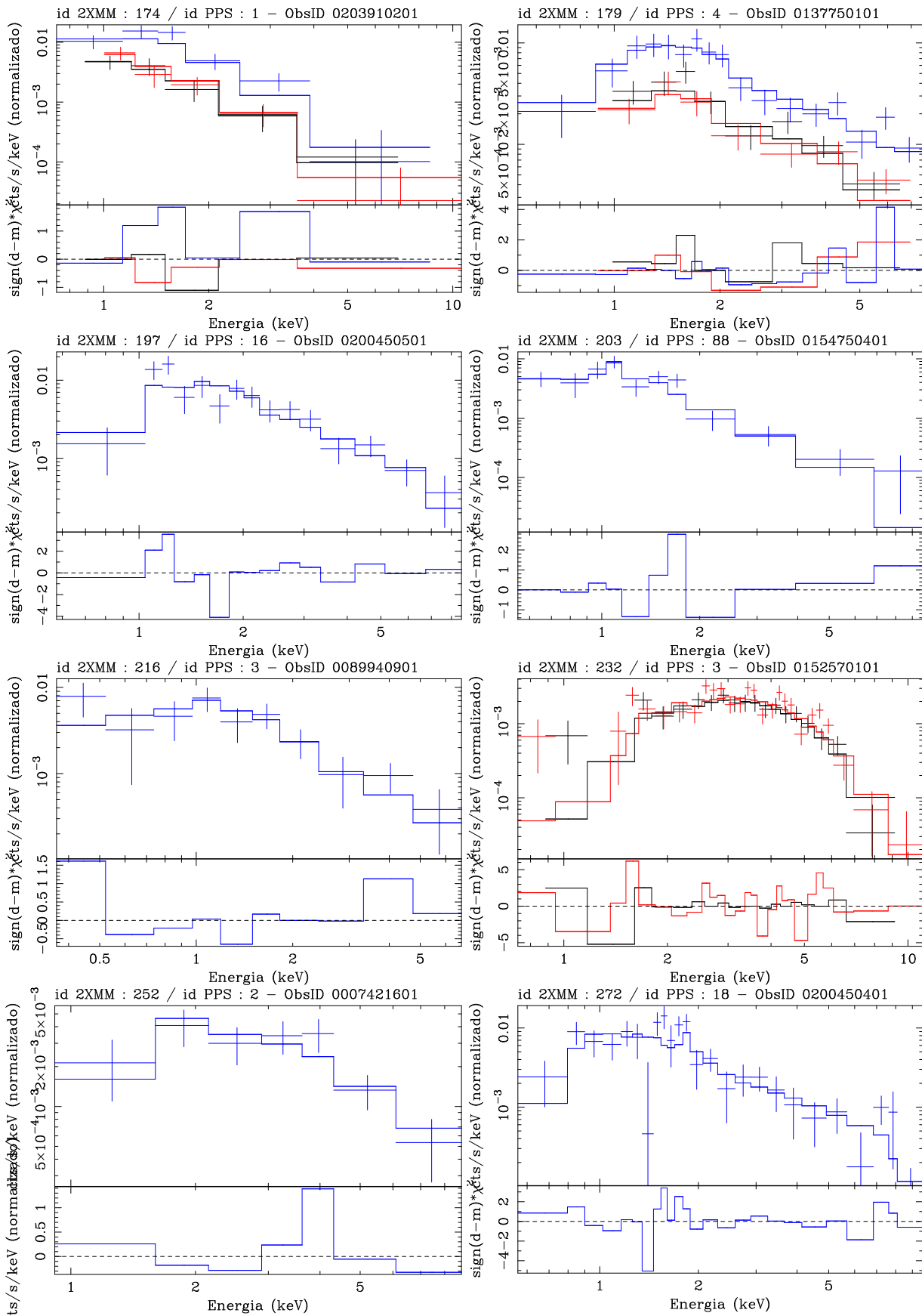


Figura 7.5 (Continuação).

Tabela 7.2.: Parâmetros espectrais de 24 das 41 fontes de raios X duros identificadas no catálogo 2XMMp.

Id.		ObsXMM	Modelo <sup>a</sup>	N <sub>H</sub>	kT <sub>1</sub>	kT <sub>2</sub>	Abund.	Γ	χ <sub>v</sub> <sup>2</sup> /d.o.f.	f <sub>x;0,3–10 keV</sub>
2XMM	pps			(10 <sup>22</sup> cm <sup>-2</sup> )	(keV)	(keV)	(Z <sub>⊙</sub> )			(erg s <sup>-1</sup> cm <sup>-2</sup> )
37	1	203910101	pm	0,32 <sup>+0,06</sup> <sub>-0,05</sub>	8,00 <sup>+3,08</sup> <sub>-1,59</sub>	...	1 <sup>a</sup>	...	0,94/77	1,8 × 10 <sup>-12</sup>
40	34	100241101	pm	0,68 <sup>+0,17</sup> <sub>-0,13</sub>	6,66 <sup>+3,81</sup> <sub>-1,80</sub>	...	1 <sup>a</sup>	...	1,09/72	1,6 × 10 <sup>-12</sup>
44	1	150220101	pmm	0,18 <sup>+0,02</sup> <sub>-0,02</sub>	0,80 <sup>+0,55</sup> <sub>-0,24</sub>	5,78 <sup>+1,48</sup> <sub>-0,83</sub>	1 <sup>a</sup>	...	1,00/86	1,1 × 10 <sup>-12</sup>
47	2	153350101	pm	0,15 <sup>+0,06</sup> <sub>-0,05</sub>	15,31 <sup>+39,05</sup> <sub>-7,77</sub>	...	1 <sup>a</sup>	...	1,26/21	1,5 × 10 <sup>-12</sup>
47	2	153350101	pmm	0,21 <sup>+0,11</sup> <sub>-0,08</sub>	0,67 <sup>+0,29</sup> <sub>-0,29</sub>	> 8,37	1 <sup>a</sup>	...	1,07/19	1,5 × 10 <sup>-12</sup>
47	2	153350101	pp	0,20 <sup>+0,08</sup> <sub>-0,07</sub>	...	...	...	1,56 <sup>+0,22</sup> <sub>-0,20</sub>	1,06/21	1,6 × 10 <sup>-12</sup>
51	4	114100501	pm	0,93 <sup>+0,26</sup> <sub>-0,25</sub>	4,19 <sup>+2,68</sup> <sub>-1,09</sub>	...	1 <sup>a</sup>	...	1,35/41	2,2 × 10 <sup>-11</sup>
57	1	51550101	pm	0,28 <sup>+0,03</sup> <sub>-0,03</sub>	5,19 <sup>+0,72</sup> <sub>-0,71</sub>	...	1 <sup>a</sup>	...	1,33/111	9,5 × 10 <sup>-13</sup>
57	1	51550101	pmm	0,28 <sup>+0,04</sup> <sub>-0,03</sub>	2,14 <sup>+1,78</sup> <sub>-0,95</sub>	9,19 <sup>+32,26</sup> <sub>-3,70</sub>	1 <sup>a</sup>	...	1,29/109	1,0 × 10 <sup>-12</sup>
69	1	205970201	pm	0,30 <sup>+0,03</sup> <sub>-0,03</sub>	5,36 <sup>+1,19</sup> <sub>-0,90</sub>	...	0,13 <sup>+0,21</sup> <sub>-0,13</sub>	...	1,00/183	8,2 × 10 <sup>-13</sup>
77	3	7421501	pm	0,22 <sup>+0,06</sup> <sub>-0,05</sub>	3,60 <sup>+1,06</sup> <sub>-0,66</sub>	...	1 <sup>a</sup>	...	1,09/47	4,8 × 10 <sup>-13</sup>
79	2	137750101	pmm	0,45 <sup>+0,36</sup> <sub>-0,17</sub>	0,19 <sup>+79,71</sup> <sub>-0,11</sub>	6,55 <sup>+8,34</sup> <sub>-2,39</sub>	1 <sup>a</sup>	...	1,02/59	8,8 × 10 <sup>-13</sup>
83	28	145840201	pm	0,40 <sup>+0,10</sup> <sub>-0,08</sub>	7,10 <sup>+4,25</sup> <sub>-2,04</sub>	...	1 <sup>a</sup>	...	1,10/50	9,2 × 10 <sup>-13</sup>
87	2	148090501	pp	0,12 <sup>+0,42</sup> <sub>-0,12</sub>	...	...	...	0,74 <sup>+0,51</sup> <sub>-0,37</sub>	1,88/5	2,6 × 10 <sup>-11</sup>
90	2	206380401	pm	< 0,30	7,51 <sup>+16,64</sup> <sub>-4,13</sub>	...	1 <sup>a</sup>	...	0,63/9	6,7 × 10 <sup>-13</sup>
90	2	206380401	pp	< 0,39	...	...	...	1,64 <sup>+0,77</sup> <sub>-0,29</sub>	0,60/9	7,6 × 10 <sup>-13</sup>
107	14	109490401	pm	0,30 <sup>+0,10</sup> <sub>-0,07</sub>	6,41 <sup>+6,96</sup> <sub>-2,16</sub>	...	1 <sup>a</sup>	...	0,70/14	6,2 × 10 <sup>-13</sup>
107	14	109490401	pp	0,38 <sup>+0,13</sup> <sub>-0,10</sub>	...	...	...	1,80 <sup>+0,33</sup> <sub>-0,29</sub>	0,69/14	7,5 × 10 <sup>-13</sup>
108	9	200450401	pm	0,32 <sup>+0,05</sup> <sub>-0,04</sub>	5,22 <sup>+1,39</sup> <sub>-0,94</sub>	...	1 <sup>a</sup>	...	0,77/57	5,7 × 10 <sup>-13</sup>
108	9	200450401	pmm	0,37 <sup>+0,09</sup> <sub>-0,07</sub>	0,80 <sup>+0,32</sup> <sub>-0,22</sub>	5,46 <sup>+1,81</sup> <sub>-1,16</sub>	1 <sup>a</sup>	...	0,69/55	6,0 × 10 <sup>-13</sup>

Continua...

Figure 7.2: (Continuação).

Id.		ObsXMM	Modelo <sup>a</sup>	N <sub>H</sub> (10 <sup>22</sup> cm <sup>-2</sup> )	kT <sub>1</sub> (keV)	kT <sub>2</sub> (keV)	Abund. (Z <sub>⊙</sub> )	Γ	χ <sub>v</sub> <sup>2</sup> /d.o.f.	f <sub>x;0,3-10 keV</sub> (erg s <sup>-1</sup> cm <sup>-2</sup> )
2XMM	pps									
110	3	203910101	pm	0,31 <sup>+0,27</sup> <sub>-0,29</sub>	4,97 <sup>+23,74</sup> <sub>-2,93</sub>	...	1 <sup>a</sup>	...	0,52/5	2,3 × 10 <sup>-12</sup>
110	3	203910101	pp	0,41 <sup>+0,44</sup> <sub>-0,35</sub>	...	...	...	1,98 <sup>+0,75</sup> <sub>-0,60</sub>	0,52/5	3,0 × 10 <sup>-12</sup>
114	2	136030101	pmm	0,96 <sup>+0,73</sup> <sub>-0,74</sub>	0,23 <sup>+0,59</sup> <sub>-0,15</sub>	2,34 <sup>+0,54</sup> <sub>-2,25</sub>	1 <sup>a</sup>	...	1,60/11	2,9 × 10 <sup>-12</sup>
114	2	136030101	pp	0,40 <sup>+0,15</sup> <sub>-0,11</sub>	...	...	...	2,70 <sup>+0,55</sup> <sub>-0,40</sub>	1,21/13	5,6 × 10 <sup>-13</sup>
115	3	206380601	pm	0,33 <sup>+0,18</sup> <sub>-0,18</sub>	> 4,69	...	1 <sup>a</sup>	...	1,76/9	2,9 × 10 <sup>-13</sup>
115	3	206380601	pp	0,30 <sup>+0,24</sup> <sub>-0,20</sub>	...	...	...	1,35 <sup>+0,52</sup> <sub>-0,43</sub>	1,77/9	7,0 × 10 <sup>-12</sup>
174	1	203910201	pm	0,44 <sup>+0,51</sup> <sub>-0,33</sub>	1,95 <sup>+1,46</sup> <sub>-0,75</sub>	...	1 <sup>a</sup>	...	0,61/13	1,9 × 10 <sup>-13</sup>
179	4	137750101	pm	0,50 <sup>+0,16</sup> <sub>-0,13</sub>	11,37 <sup>+54,29</sup> <sub>-5,45</sub>	...	1 <sup>a</sup>	...	0,86/30	3,2 × 10 <sup>-13</sup>
197	16	200450501	pm	0,78 <sup>+0,39</sup> <sub>-0,24</sub>	3,97 <sup>+4,30</sup> <sub>-1,50</sub>	...	1 <sup>a</sup>	...	1,25/12	2,9 × 10 <sup>-13</sup>
197	16	200450501	pp	0,79 <sup>+0,41</sup> <sub>-0,22</sub>	...	...	...	1,85 <sup>+0,50</sup> <sub>-0,42</sub>	1,49/12	3,6 × 10 <sup>-13</sup>
203	88	154750401	pm	< 0,20	2,80 <sup>+1,92</sup> <sub>-0,81</sub>	...	1 <sup>a</sup>	...	1,03/8	6,4 × 10 <sup>-14</sup>
216	3	89940901	pm	< 0,40	> 2,66	...	1 <sup>a</sup>	...	1,37/8	1,5 × 10 <sup>-13</sup>
216	3	89940901	pp	< 0,46	...	...	...	1,63 <sup>+0,95</sup> <sub>-0,65</sub>	1,41/8	1,9 × 10 <sup>-13</sup>
232	3	152570101	pp	4,81 <sup>+1,24</sup> <sub>-0,99</sub>	...	...	...	2,36 <sup>+0,49</sup> <sub>-0,41</sub>	1,49/44	1,8 × 10 <sup>-12</sup>
252	2	7421601	pm	2,32 <sup>+3,43</sup> <sub>-1,36</sub>	> 1,96	...	1 <sup>a</sup>	...	0,68/4	5,1 × 10 <sup>-13</sup>
252	2	7421601	pp	2,26 <sup>+3,51</sup> <sub>-1,47</sub>	...	...	...	1,73 <sup>+1,48</sup> <sub>-0,90</sub>	0,65/4	5,9 × 10 <sup>-13</sup>
272	18	200450401	pm	0,34 <sup>+0,21</sup> <sub>-0,13</sub>	7,10 <sup>+25,91</sup> <sub>-3,40</sub>	...	1 <sup>a</sup>	...	1,39/29	1,8 × 10 <sup>-13</sup>
272	18	200450401	pp	0,47 <sup>+0,29</sup> <sub>-0,15</sub>	...	...	...	1,91 <sup>+0,60</sup> <sub>-0,46</sub>	1,37/29	2,3 × 10 <sup>-13</sup>

<sup>a</sup> Modelos aplicados, onde p = *phabs* (quando for o primeiro p), m = *mekal* e p = lei de potência.



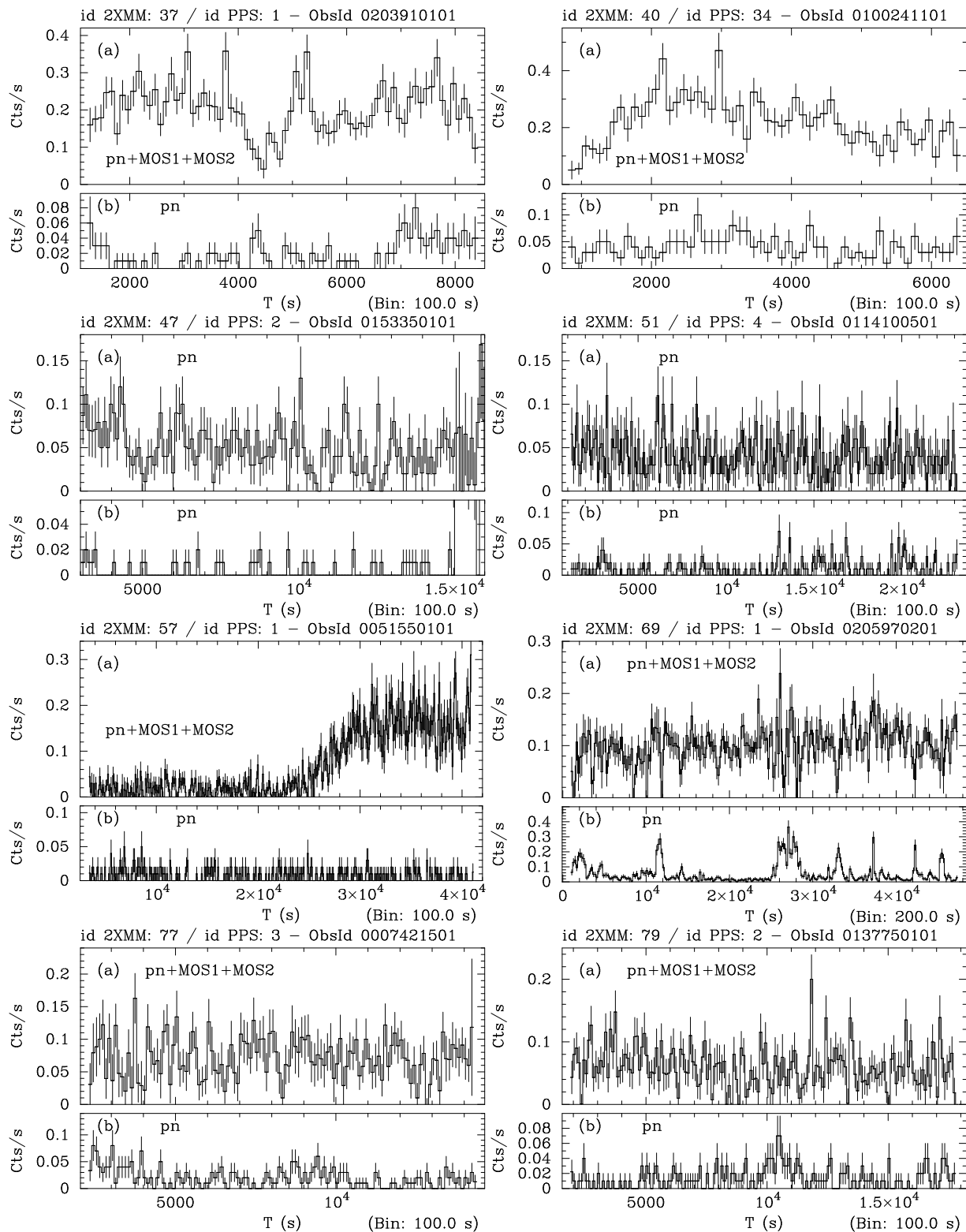
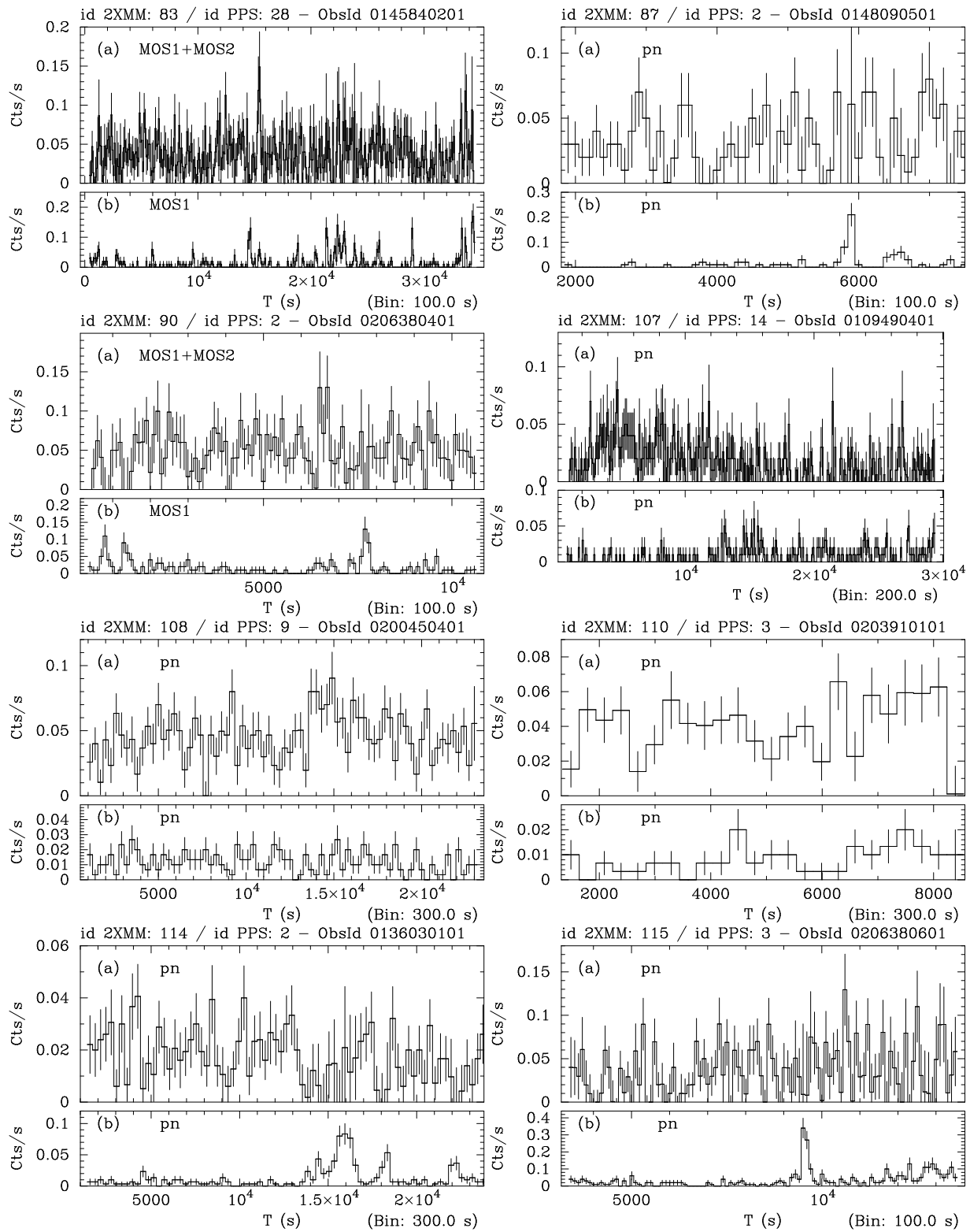


Figura 7.6: Curvas de luz 0,3–12 keV de 24 das 41 fontes de raios X duros identificadas no catálogo 2XMMp (a) e dos respectivos *backgrounds* (b). As câmeras e os *bins* utilizados estão indicados nas figuras.



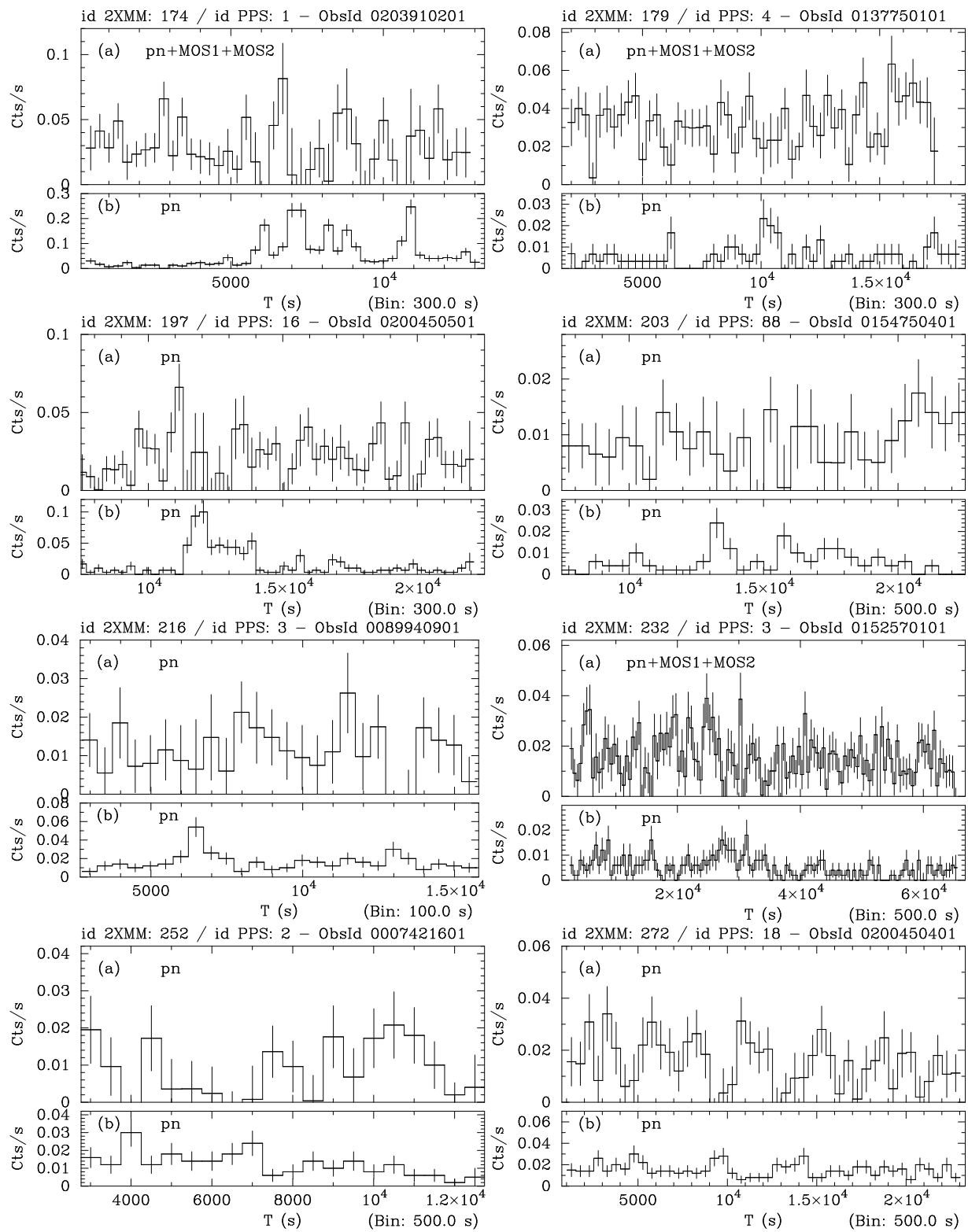


Figura 7.6 (Continuação).



## Capítulo 8

# Aglomerados abertos ricos em estrelas Be

### 8.1 Introdução

Aglomerados abertos são associações de estrelas com diferentes massas e similares histórias de formação, e portanto com aproximadamente a mesma idade e metalicidade. Em alguns casos, observa-se populações de idades diferentes em um mesmo aglomerado. Numa primeira aproximação, suas estrelas estão a uma mesma distância do observador, uma vez que as dimensões do aglomerado são pequenas comparadas com a sua distância. Estas características tornam os aglomerados abertos laboratórios ideais para a investigação da formação, evolução e estrutura estelar, das atividades fotosféricas e coronais, e das relações entre parâmetros estelares em diferentes populações. Dentre as ferramentas de diagnóstico utilizadas na exploração dos aglomerados abertos, destacamos os diagramas cor-magnitude (DCM), que permitem a caracterização do conteúdo estelar, distância e idade dos membros de um aglomerado.

Como discutido na Seção 6.6, três dos sistemas  $\gamma$  Cas investigados nesta tese são *blue stragglers* em aglomerados abertos de  $\sim 45\text{--}60 \times 10^6$  anos. Este fato sugere que pode haver uma relação entre o fenômeno  $\gamma$  Cas e o estágio evolutivo em que os objetos se encontram, e é a principal motivação da investigação apresentada neste capítulo. A seguir, exploramos aglomerados abertos como laboratórios de estrelas Be e, a partir da investigação das atividades em raios X desses objetos, buscamos por vínculos aos modelos aplicáveis à fenomenologia em raios X dos sistemas  $\gamma$  Cas, assim como ao próprio fenômeno Be. Para este propósito, selecionamos 7 aglomerados abertos especialmente ricos em estrelas Be ( $> 146$  estrelas, no total), e com idades de  $\sim 10$  a 300 milhões de anos. São eles: NGC 869, NGC 884, NGC 3766, NGC 663, NGC 7419, IC 4725 e NGC 3114 (Tabela 8.1). A investigação foi baseada em espectroscopia e fotometria em raios X a partir de observações XMM, e fez uso de informações espectroscópicas e fotométricas no óptico disponíveis no banco de dados Webda e informações fotométricas 2MASS no infravermelho. O satélite XMM, graças a sua sensibilidade, campo de visão e resolução espacial, nos permitiu investigar a incidência de atividades em raios X em estrelas Be de aglomerados abertos de um modo sistemático e sem precedentes.

---

Tabela 8.1: Propriedades dos aglomerados abertos investigados.

Aglomerado aberto	Coordenadas J2000 <sup>(1)</sup>		E(B-V)	Distância (kpc)	Idade (10 <sup>6</sup> anos)	#Be <sup>(2)</sup>	# fontes X detectadas
	RA	Decl.					
NGC 869	02:19:06	+57:09:00	$0,56 \pm 0,01$ <sup>(3)</sup>	2,3 <sup>(3)</sup> , 2,2 <sup>(4)</sup>	$12,8 \pm 1$ <sup>(3)</sup> , $12,6 \pm 1$ <sup>(4)</sup>	28	166
NGC 884	02:22:00	+57:08:00	$0,56 \pm 0,01$ <sup>(3)</sup>	2,3 <sup>(3)</sup> , 2,2 <sup>(4)</sup>	$12,8 \pm 1$ <sup>(3)</sup> , $12,6 \pm 1$ <sup>(4)</sup>	25	124
NGC 3766	11:36:13	-61:36:55	$0,20 \pm 0,08$ <sup>(5)</sup>	$2,2 \pm 0,3$ <sup>(5)</sup>	$\sim 24$ <sup>(5)</sup>	11	202
NGC 663	01:46:12	+61:14:00	$\sim 0,83$ <sup>(6)</sup>	2,1 <sup>(6,7)</sup>	$25^{+7}_{-5}$ <sup>(7)</sup>	34	90
NGC 7419	22:54:18	+60:50:00	$1,65 \pm 0,15$ <sup>(8)</sup>	$2,9 \pm 0,4$ <sup>(8)</sup>	$25 \pm 5$ <sup>(8)</sup>	37	63
IC 4725	18:31:42	-19:07:00	0,53 <sup>(9)</sup>	0,6 <sup>(10)</sup>	$\sim 94,5$ <sup>(10)</sup>	6	142
NGC 3114	10:02:00	-60:06:00	$0,07 \pm 0,03$ <sup>(11)</sup>	$0,92 \pm 0,05$ <sup>(11)</sup>	$\sim 300$ <sup>(11)</sup>	5	91

Referências: 1) Simbad, 2) Webda, 3) Slesnick et al. (2002), 4) Capilla & Fabregat (2002), 5) Moitinho et al. (1997), 6) Pigulski et al. (2001), 7) Fabregat & Capilla (2005), 8) Annapurni et al. (2006), 9) Schmidt (1982), 10) Tadross et al. (2002) e 11) Carraro & Patat (2001).

## 8.2 Alvos e observações XMM

Os aglomerados abertos investigados neste capítulo foram escolhidos por serem especialmente ricos em estrelas Be, e constituem uma amostra de pelo menos 146 estrelas que representa cerca de 30% do conteúdo em estrelas B.

- **NGC 3766** é um aglomerado aberto de aproximadamente  $24 \times 10^6$  anos localizado no complexo de Carina, a uma distância de  $\sim 2,2$  kpc (Moitinho et al. 1997). Esse aglomerado despertou o interesse da comunidade de pesquisadores de estrelas Be por conter um grande número deste tipo de objeto, e uma sequência bem definida de estrelas massivas em diagramas cor-magnitude.
- **NGC 663** está localizado em Cassiopeia, no braço de Perseus (Fabregat & Capilla 2005). É o único aglomerado de nossa amostra a conter um sistema Be/X clássico conhecido da literatura, RX J0146.9+6121.
- **NGC 869 (h Persei)** e **NGC 884 ( $\chi$  Persei)** estão localizados no braço espiral de Perseus e formam um par de aglomerados separados por cerca de 20 pc (ou 30' no plano do céu). Além de suas distâncias ( $\sim 2,3$  kpc), uma série de propriedades similares os tornam semelhantes um do outro: avermelhamento ( $\sim 0,56$ ), idade ( $\sim 13 \times 10^6$  anos), função de massa (consistente com Salpeter com  $\Gamma = -1,35$ ) e tamanho (Slesnick et al. 2002). Por outro lado, a densidade estelar e a massa total ( $3700 M_{\odot}$ ) de NGC 869 superam os valores de NGC 884 por um fator 2 e 1,3, respectivamente. Capilla & Fabregat (2002) notaram que o avermelhamento é fortemente variável ao longo da região nuclear de h Persei, enquanto é praticamente constante em  $\chi$  Persei. Estes aglomerados estão dentre os mais brilhantes e mais próximos do hemisfério norte e, pela riqueza em estrelas B, têm sido utilizados na calibração de relações de magnitude em vários sistemas fotométricos e como “laboratórios” de modelos evolutivos de estrelas massivas.
- **NGC 7419** está localizado em Cepheus. Este é o aglomerado mais distante ( $\sim 2,9$  kpc) e mais absorvido ( $E(B-V) \sim 1,65$ ) de nossa amostra.
- **IC 4725** é o aglomerado mais próximo dentre os investigados ( $\sim 0,6$  kpc), e tem uma idade aproximada de 94,5 milhões de anos.
- **NGC 3114** é o aglomerado mais velho da amostra ( $\sim 300$  milhões de anos), o menos afetado pelo avermelhamento Galáctico ( $E(B-V) \sim 0,07$ ) e o segundo mais próximo ( $\sim 0,9$  kpc).

Todos os aglomerados apresentados acima foram observados pelo satélite XMM em resposta a projetos encaminhados pelo nosso grupo, e que totalizaram  $\sim 250$  ks de exposição (Tabela 8.2). As observações dos 5 aglomerados mais jovens foram realizadas no início de 2004, e dos demais no final de 2006, por tempos que variaram de 20 a 40 ks. Em todos os casos, os dados coletados foram de excelente qualidade, e pouco afetados por partículas solares. A Tabela 8.2 apresenta os detalhes das observações, e inclui os limites de detecção em fluxo.

Tabela 8.2: Observações XMM de aglomerados abertos.

Alvo	Obs. ID	Câmera <sup>a</sup>	Data	Início	T <sub>obs</sub> (ks)	GTI (% T <sub>obs</sub> )	f <sub>lim</sub> <sup>b</sup> (erg s <sup>-1</sup> )
NGC 869	0201160201	<i>pn</i>	19/01/2004	T05:02:49	37,6	95%	4,0×10 <sup>30</sup>
		MOS1		T04:40:29	39,2	100%	
		MOS2		T04:40:34	39,2	100%	
NGC 884	0201160301	<i>pn</i>	04/02/2004	T15:36:30	38,7	68%	4,0×10 <sup>30</sup>
		MOS1		T15:14:10	40,3	84%	
		MOS2		T15:14:16	40,3	86%	
NGC 3766	0201160401	<i>pn</i>	13/01/2004	T04:26:25	40,0	97%	2,2×10 <sup>30</sup>
		MOS1		T04:04:06	41,6	98%	
		MOS2		T04:04:13	41,6	99%	
NGC 663	0201160101	<i>pn</i>	14/01/2004	T23:03:32	40,0	70%	4,0×10 <sup>30</sup>
		MOS1		T22:41:11	41,6	80%	
		MOS2		T22:41:11	41,6	80%	
NGC 7419	0201160501	<i>pn</i>	02/02/2004	T03:03:44	40,0	90%	2,6×10 <sup>31</sup>
		MOS1		T02:41:25	41,6	97%	
		MOS2		T02:41:29	41,6	98%	
IC 4725	0404720201	<i>pn</i>	11/10/2006	T23:52:38	28,5	100%	5,0×10 <sup>29</sup>
		MOS1		T23:30:20	30,1	100%	
		MOS2		T23:30:20	30,1	100%	
NGC 3114	0404720101	<i>pn</i>	09/08/2006	T20:49:34	20,0	74%	6,0×10 <sup>29</sup>
		MOS1		T20:27:16	21,6	100%	
		MOS2		T20:27:17	21,6	100%	

<sup>a</sup> As câmeras foram operadas em todas as ocasiões no modo FF e utilizando os filtros *medium*; <sup>b</sup> Em 0,2–12 keV.

## 8.3 Informações da literatura

### 8.3.1 Webda

Webda<sup>1</sup> é um projeto destinado à compilação de informações astrométricas, espectroscópicas e fotométricas de estrelas em aglomerados abertos, tais como posições e movimentos próprios, fotometria em diversos sistemas (p.ex., UBV, uvby, Geneva, Vilnius, DDO e outros), classificação espectral, velocidades radiais e rotacionais, probabilidade de pertinência das estrelas ao aglomerado em questão, elementos orbitais de binárias espectroscópicas e períodos associados a diferentes tipos de estrelas variáveis. Também, o Webda identifica as estrelas conhecidas como Be, Am/Ap, gigantes vermelhas, *blue stragglers* e *Wolf-Rayet*, e resume propriedades básicas dos aglomerados, como coordenadas, idade, metalicidade, distância e avermelhamento. As

<sup>1</sup>Webda: projeto desenvolvido e mantido por Jean-Claude Mermilliod e Ernst Paunzen, e operado no *Institute for Astronomy* da Universidade de Vienna. (<http://www.univie.ac.at/webda/>).



informações são acessíveis via uma interface (WEB) gráfica e na forma de arquivos a serem transferidos ao usuário.

### 8.3.2 2MASS

O projeto 2MASS<sup>2</sup> disponibiliza informações fotométricas de todo o céu nas bandas J (1,25  $\mu\text{m}$ ), H (1,65  $\mu\text{m}$ ) e Ks (2,17  $\mu\text{m}$ ) do infravermelho, derivadas de observações realizadas entre 1997 e 2001 a partir de dois telescópios automatizados de 1,3m – um no Mt. Hopkins, EUA, e outro no CTIO, Chile. Cada telescópio foi equipado com três câmeras constituídas por detectores HgCdTe (256 $\times$ 256 pixels) capazes de observar o céu simultaneamente nas diferentes bandas. Este projeto possibilitou a detecção e a caracterização de fontes pontuais mais brilhantes do que cerca de 1 mJy em cada banda, com razão sinal-ruído maior que 10, e com resolução angular de cerca de 2,0". Os dados 2MASS foram adquiridos a partir do pacote CDSCLIENT de acesso ao banco de dados do *Centre de Données Astronomiques de Strasbourg* (CDS), utilizando a ferramenta FIND2MASS. A seguir, utilizaremos apenas as magnitudes J e K, na construção de diagramas CDM. (Nenhum resultado relevante foi obtido com a inclusão da magnitude H na investigação, para os nossos propósitos). Os dados apresentam limites médios em magnitudes J e K de  $\sim 16,5$  e  $\sim 17$ , respectivamente.

## 8.4 Metodologia

A estratégia adotada na investigação dos aglomerados abertos foi:

- (i) - Identificar e caracterizar as fontes X dos aglomerados abertos.
- (ii) - Construir um catálogo com todas as informações das fontes 2MASS e Webda. Para o 2MASS, projeto que cobre todo o céu, reunimos as informações de fontes cujas distâncias angulares ao centro do aglomerado em questão são inferiores a 15 minutos de arco.
- (iii) - Buscar por contrapartidas das fontes de raios X no catálogo Webda+2MASS (vide item ii), a partir da correlação cruzada entre coordenadas em raios X, óptico e infravermelho.

Por ser um catálogo homogêneo, e por envolver uma região espacial superior àquelas dos aglomerados, o 2MASS permite avançar no estudo da distribuição de objetos face a densidade superficial local e possibilita uma avaliação estatística da qualidade da correlação entre uma fonte 2MASS e uma fonte X. Utilizando a distribuição  $\log N \times \log S$ , estimamos a probabilidade de encontrar dentro das incertezas da posição de uma fonte XMM, uma fonte 2MASS por acaso. O diagrama  $\log N \times \log S$  é a distribuição (cumulativa) da frequência de fontes mais brilhantes do que um valor S, em função do parâmetro S, em geral normalizado por unidade de área projetada. Aqui, o parâmetro de brilho é a magnitude. Diagramas  $\log N \times \log S$  foram criados para os campos de cada aglomerado, nos diferentes filtros 2MASS. Em tal processo, consideramos as fontes projetadas em regiões

---

<sup>2</sup>2MASS: *Two Micron All Sky Survey*: projeto da Universidade de Massachusetts e do Instituto de Tecnologia da Califórnia, suportado pela *National Aeronautics and Space Administration* (NASA) e *National Science Foundation* (NSF). (<http://www.ipac.caltech.edu/2mass/>).

---

circulares do céu de raios iguais a 15 minutos de arco centradas nos aglomerados, equivalentes ao campo de visão do XMM, e que correspondem a áreas de  $\sim 0,196$  graus<sup>2</sup> cada. A estimativa da probabilidade de associação entre uma fonte 2MASS e uma fonte 2XMMp foi feita a partir do método *likelihood ratio* (LR), expresso pela razão de duas probabilidades: a probabilidade de se ter uma fonte 2MASS associada a uma fonte X dentro das incertezas nas posições nos diferentes comprimentos de onda, e a probabilidade de uma correlação entre uma fonte 2MASS e uma fonte X do aglomerado ocorrer por acaso, e que é função da densidade local de objetos (ver de Ruiter et al. 1977; Oyabu et al. 2005, para detalhes). Consideramos associações nas quais a probabilidade de ser real é superior a 90% ( $LR > 2,4$ ).

- (iv) - Determinar a natureza das contrapartidas ópticas, com ênfase na identificação das fontes associadas às estrelas massivas – alvos principais deste trabalho.

Para as fontes Webda, em geral para as mais brilhantes, existe uma classificação como membro ou não-membro, e em certos casos a probabilidade de que sejam membros do aglomerado. Além disso, tipos espectrais são apresentados para alguns casos<sup>3</sup>. O 2MASS foi particularmente importante na investigação das fontes que não estavam incluídas no Webda (em geral por limitação em magnitude). Para estas, a pertinência ao aglomerado foi avaliada a partir de suas posições em diagramas cor-magnitude J×J-K, pela diferença entre a cor J-K (corrigida por absorção) do objeto com respeito a isócrona que define a Sequência Principal do aglomerado. Esta posição permite também estimar o tipo espectral do objeto comparando a temperatura efetiva prevista pela isócrona com as temperaturas típicas para os diversos tipos espectrais (Tabela 8.3) – ou pelo menos estimar se são estrelas massivas no aglomerado ou não. Utilizamos convenientemente as isócronas disponibilizadas pelo banco de dados Padova<sup>4</sup>, tomando como base a idade e E(B-V) apresentados na Tabela 8.1 – estes parâmetros são bem conhecidos na literatura, e não serão rediscutidos; notamos entretanto que há um bom acordo entre a Sequência Principal nos DCM e as isócronas utilizadas.

A correção das magnitudes estelares observadas pelo efeito do avermelhamento na linha de visada foi feita a partir do excesso de cor E(B-V) em cada caso. Segundo Indebetouw et al. (2005), as absorções nas bandas J, H e K estão relacionadas entre si por:

$$A_J/A_K \sim 2,50 ; \quad A_H/A_K \sim 1,55 ; \quad e \quad A_J/A_H \sim 1,65 .$$

Sendo  $A_K/A_V = 0,118$  (Dutra et al. 2002) e  $A_V = 3,1 \times E(B-V)$  (Cardelli et al. 1989), o avermelhamento nas bandas J, H e K pode ser estimado a partir do excesso E(B-V):

$$\begin{aligned} A_K &\sim 0,3658 \times E(B-V) ; \\ A_J &\sim 0,9145 \times E(B-V) ; \\ A_H &\sim 0,5670 \times E(B-V) . \end{aligned} \tag{8.1}$$

<sup>3</sup>Todas as classificações espectrais utilizadas foram obtidas no banco de dados Webda ou gentilmente fornecidas por I. Negueruela.

<sup>4</sup>Padova Database of Stellar Evolutionary Tracks and Isochrones. (<http://pleiadi.oapd.inaf.it/>).

Tabela 8.3: Temperaturas efetivas estelares ( $T_{\text{eff}}$ ) e valores de correção bolométrica (BC).

	$T_{\text{eff}}$ (K)			BC		
	SP	G	SG	SP	G	SG
	V	IV-III-II	I	V	IV-III-II	I
O3	48700	47000	45000	-4,30	-4,20	-4,00
O4	45000	43500	41000	-4,00	-3,90	-3,80
O5	43500	42000	39800	-3,90	-3,80	-3,70
O5,5	41800	40200	38000	-3,80	-3,70	-3,60
O6	40500	39300	37000	-3,70	-3,50	-3,50
O6,5	...	...	36000	...	...	-3,40
O7	37500	37400	35000	-3,60	-3,40	-3,30
O7,5	37000	35400	34000	-3,55	-3,25	-3,25
O8	36250	34500	33500	-3,50	-3,20	-3,20
O8,5	35000	33600	33000	-3,40	-3,10	-3,15
O9	34000	32800	32600	-3,30	-3,05	-3,10
O9,5	32750	31900	29900	-3,25	-3,00	-2,80
B0	29600	30300	28600	-3,00	-2,90	-2,70
B0,2	28100	27300	26300	-2,90	-2,60	-2,40
B0,5	25400	25900	23100	-2,60	-2,50	-2,00
B0,7	...	23400	21200	...	-2,20	-1,80
B1	24150	21100	20260	-2,50	-2,00	-1,70
B1,5	21800	20000	19400	-2,20	-1,80	-1,55
B2	19700	18000	18000	-2,00	-1,60	-1,35
B3	18700	17100	16300	-1,80	-1,50	-1,15
B4	...	16700	15600	...	-1,40	-1,05
B5	15200	16300	13700	...	-1,30	-0,82
B7	...	13200	12000	...	-1,07	-0,64
B8	11400	12550	10900	...	-0,72	-0,51
B9	...	11400	10250	...	-0,46	-0,38
B9,5	...	10550	...	...	-0,32	...

Notas: SP = Sequência Principal, G = gigante e SG = supergigante.

Fontes: Humphreys & McElroy (1984); *Allen's Astrophysical Quantities, Fourth Edition*, Ed. Arthur N. Cox para as temperaturas efetivas dos tipos de B5V a B8V.

Finalmente, estimamos a luminosidade bolométrica das estrelas com tipos espectrais conhecidos, utilizando os valores de correção bolométrica de acordo com a Tabela 8.3, a magnitude  $m_V$  (Webda) e avermelhamento  $A_V = 3,1 \times E(B-V)$  (Cardelli et al. 1989), via a equação clássica:

$$L_{\text{bol}}/L_{\odot} = d^2 10^{(m_V - A_V + BC + 0,26)/2,5} . \quad (8.2)$$

## 8.5 A natureza das fontes de raios X dos aglomerados

A Tabela 8.4 apresenta o número de fontes X detectadas nos campos dos aglomerados, e as taxas de correlação com contrapartidas Webda ( $\lesssim 20\%$ ) e 2MASS ( $\sim 40\text{--}75\%$ ) para distâncias relativas inferiores a  $5''$  entre as coordenadas espaciais em questão. Os resultados observacionais mais relevantes para o contexto deste trabalho se tornam evidentes na Tabela 8.5, onde apresentamos o número de contrapartidas ópticas com tipos conhecidos, e nos diagramas cor-magnitude apresentados nas Figuras 8.1,  $V \times (B-V)$ , e 8.2,  $J \times (J-K)$ :

- (i) - Somente  $\sim 8\%$  das estrelas massivas O-B foram detectadas em raios X. A população em raios X é dominada por estrelas do tipo solar, como sugerido nos diagramas cor-magnitude, ou por estrelas do campo. (A discussão dessa população foge do escopo desta tese). Em parte, esse baixo percentual de estrelas massivas detectadas é devido ao limite de detecção em fluxo das observações investigadas (ver Tabela 8.2). Dentre as estrelas massivas “normais”, o resultado mais relevante diz respeito aos aglomerados “gêmeos” de Perseus: as estrelas massivas detectadas em raios X são mais quentes em NGC 869 (B0.2-B1) do que em NGC 884 (B2-B9). A detecção em NGC 663 é similar a de NGC 884, ainda que este último tenha a metade da idade do primeiro. Para os outros 4 aglomerados da amostra, nenhuma das 88 estrelas massivas com tipos espectrais determinados foi detectada em raios X.
- (ii) - Nenhuma *blue straggler*, das 18 catalogadas como tais no Webda, foi detectada em raios X. Vale notar que 6 delas ( $\sim 30\%$ ) são estrelas Be.
- (ii) - Finalmente, o resultado mais relevante para este trabalho: somente 5 das 145 estrelas Be, excluindo o sistema RX J0146.9+6121 em NGC 663, foram detectadas em raios X. Como veremos mais adiante, apenas uma delas está associada a uma fonte de raios X relativamente duros ( $kT \sim 5$  keV; mas que não é bem determinada a partir dos dados disponíveis).

Tabela 8.4: Fontes de raios X dos aglomerados abertos investigados.

Aglomerado aberto	# fontes X detectadas	# fontes X correlacionadas	
		com fontes Webda	com fontes 2MASS
NGC 869	166	34 (20%)	83 (50%)
NGC 884	124	24 (19%)	60 (48%)
NGC 3766	202	12 (6%)	129 (64%)
NGC 663	90	14 (16%)	37 (41%)
NGC 7419	63	0 (0%)	26 (41%)
IC 4725	142	17 (12%)	108 (76%)
NGC 3114	91	10 (11%)	64 (70%)
Total	878	111 (13%)	507 (58%)

Tabela 8.5: Sumário das estrelas massivas com tipos espectrais conhecidos, e detecções em raios X.

Aglomerado	Be <sup>a</sup>	Blue stragglers <sup>a,b</sup>	Estrelas com tipos espectrais conhecidos <sup>a</sup>			
			Total	O–B	Detectadas em X (com $d < 5''$ ) <sup>c</sup>	
					Total	Be
NGC 869	28	0	83	78	5 (B0,2V; 2× B0.7III; B0.7II; B1Ib-II)	2 (7%)
NGC 884	25	1	72	59	5 (O6; B2III; B2V; B8V; B9V) <sup>d</sup>	3 (12%)
NGC 3766	11	4 (2 Be)	24	22	0	0
NGC 663	34	3 (1 Be)	27	18	5 (9.5V; B2V; B2.5IV; B8; A5II)	1 <sup>e</sup> (3%)
NGC 7419	37	0	10	5	0	0
IC 4725	6	5 (3 Be)	48	30	3 (A0V; A1V; K2V)	0
NGC 3114	5	5	53	36	2 (A7III; K0III)	0
Total	146	18	317	248	20	6 (4%)

<sup>a</sup> Informações Webda; <sup>b</sup> Nenhuma das *blue stragglers* listadas no Webda foi detectada em raios X; <sup>c</sup> Ver limites de detecção em fluxo na Tabela 8.2; <sup>d</sup> Tipos espectrais gentilmente fornecidos por I. Negueruela; <sup>e</sup> RX J0146.9+6121, uma Be/X persistente bem conhecida.

Os diagramas  $V \times (B-V)$  (Webda) estão apresentados na Fig. 8.1. Neles, os círculos abertos representam as contrapartidas de fontes de raios X, e os quadrados os casos em que as contrapartidas são estrelas Be. Não houve identificações positivas entre fontes Webda e fontes em raios X de NGC 7419. Note entretanto que o limite de detecção em fluxo X para esse aglomerado foi o mais alto da nossa amostra ( $2,6 \times 10^{31} \text{ erg s}^{-1}$ ), e que as informações Webda são escassas para esse aglomerado. Para os demais casos, nota-se que a maioria das detecções positivas ( $\sim 95\%$ ) estão relacionadas a estrelas próximas da Sequência Principal e provavelmente associadas a membros dos aglomerados. Na maioria dos casos, as fontes X dos aglomerados são estrelas jovens do tipo solar.

A Figura 8.2 apresenta os diagramas  $J \times (J-K)$  (2MASS) dos aglomerados, e as respectivas isócronas adequadas para a descrição da Sequência Principal conforme os parâmetros da Tabela 8.1. Nelas estão demarcados os tipos espectrais dos objetos do *turn-off*<sup>5</sup>, e as posições equivalentes a temperatura efetiva de uma estrela B9V. Para NGC 3114, o alvo mais velho, estrelas mais quentes (massivas) do que B9 já saíram da Sequência Principal, enquanto este limite é de B0.5 para os aglomerados Perseus, os mais jovens. Nestes diagramas, os pontos pretos representam todas as estrelas 2MASS com distância inferior a 10 minutos de arco do centro do aglomerado em questão. Os vermelhos e azuis representam as estrelas associadas a fontes de raios X, sendo que as primeiras estão a menos de  $3\sigma$  de distância da isócrona, enquanto as outras estão a mais de  $3\sigma$  e portanto mais provavelmente associadas a fontes do campo e não a membros do aglomerado.

### 8.5.1 $L_x/L_{bol}$ das estrelas massivas

A razão  $L_x/L_{bol}$  é um indicador da atividade estelar e da presença de objetos compactos acretantes. A partir das contagens dos raios X observadas das estrelas massivas com tipos espectrais conhecidos (Tabela 8.5), estimamos luminosidades intrínsecas em raios X sob a hipótese de que todas apresentam uma temperatura  $kT = 0,5 \text{ keV}$  – típica de estrelas desse tipo. (Registramos que a classificação espectral, mesmo das estrelas mais brilhantes, é ainda incompleta). Nos casos em que foi possível realizar análises espectrais detalhadas, utilizamos as luminosidades derivadas dos próprios modelos espectrais. Em todos os casos, consideramos que as estrelas pertencem aos aglomerados em questão, e adotamos nos cálculos as distâncias apresentadas na Tabela 8.1. Utilizando a Equação 8.2, estimamos a luminosidade bolométrica das estrelas a partir de seus parâmetros básicos. Finalmente, construímos o diagrama  $L_x/L_{bol}$  apresentado na Figura 8.3. Nele estão apresentados também os casos de estrelas massivas com tipos espectrais conhecidos e que não foram detectadas em raios X, para os quais apresentamos os limites superiores de  $L_x$ , e os valores de  $L_{bol}$  via Equação 8.2. Os tipos espectrais dessas estrelas abrangem toda a faixa espectral de estrelas B. Para efeito de comparação, mostramos os valores derivados por Berghöfer et al. (1997) num estudo sistemático com o satélite ROSAT, e as tendências entre os parâmetros derivadas por aqueles autores (ver Seção 1.2.3).

Os resultados apresentados na Fig. 8.3 mostram que as estrelas massivas dos aglomerados investigados seguem a tendência comumente observada entre as luminosidades X e bolométrica em estrelas massivas, em especial para os tipos mais frios do que B1.5. Entretanto, é evidente que existe um déficit na detecção em raios X de estrelas massivas mais quentes do que

<sup>5</sup>O *turn-off* é definido como o mais azul (ou mais quente) na SP, a partir do qual estrelas mais quentes já teriam saído da Sequência Principal na idade do aglomerado

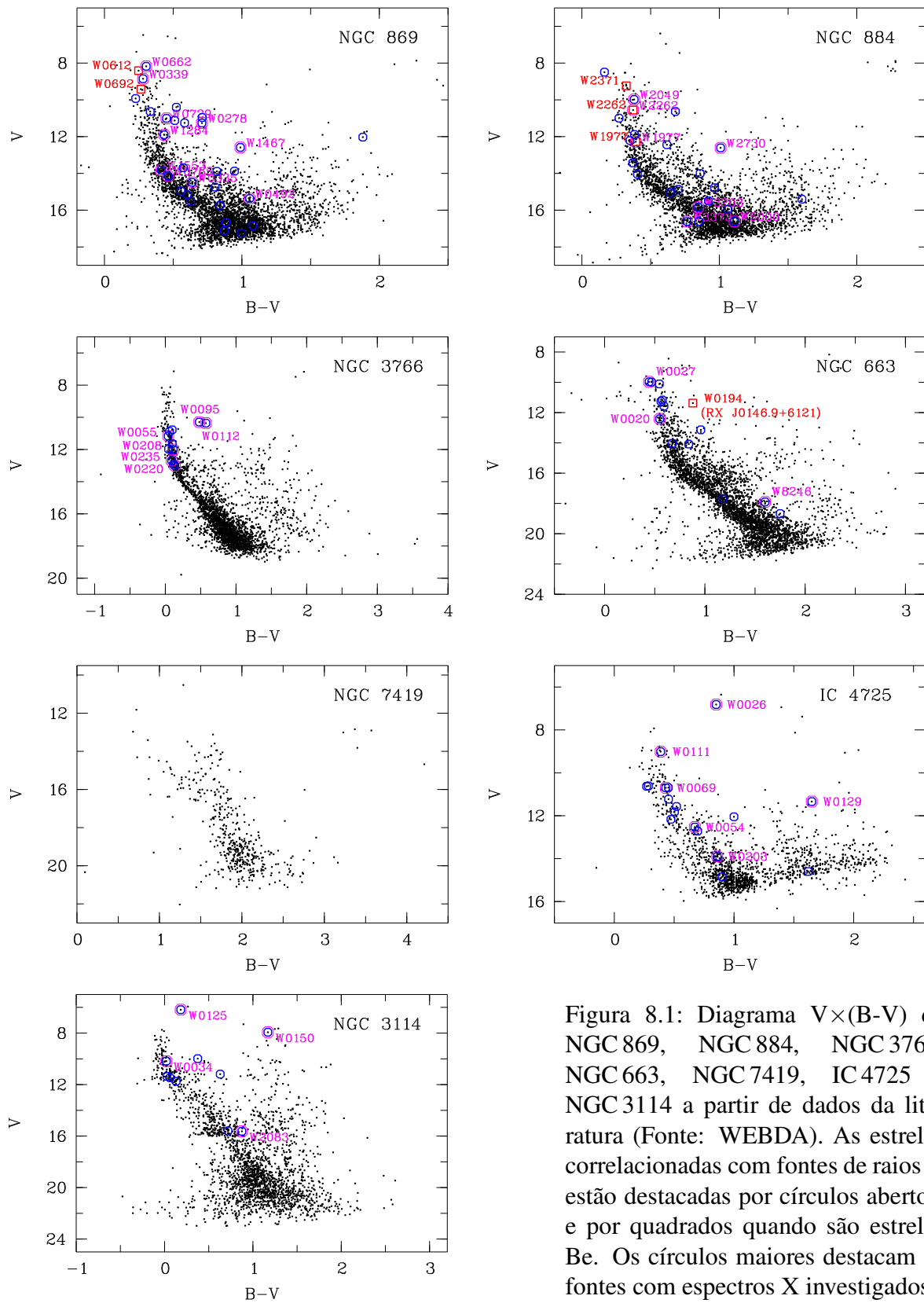


Figura 8.1: Diagrama  $V \times (B-V)$  de NGC 869, NGC 884, NGC 3766, NGC 663, NGC 7419, IC 4725 e NGC 3114 a partir de dados da literatura (Fonte: WEBDA). As estrelas correlacionadas com fontes de raios X estão destacadas por círculos abertos, e por quadrados quando são estrelas Be. Os círculos maiores destacam as fontes com espectros X investigados.

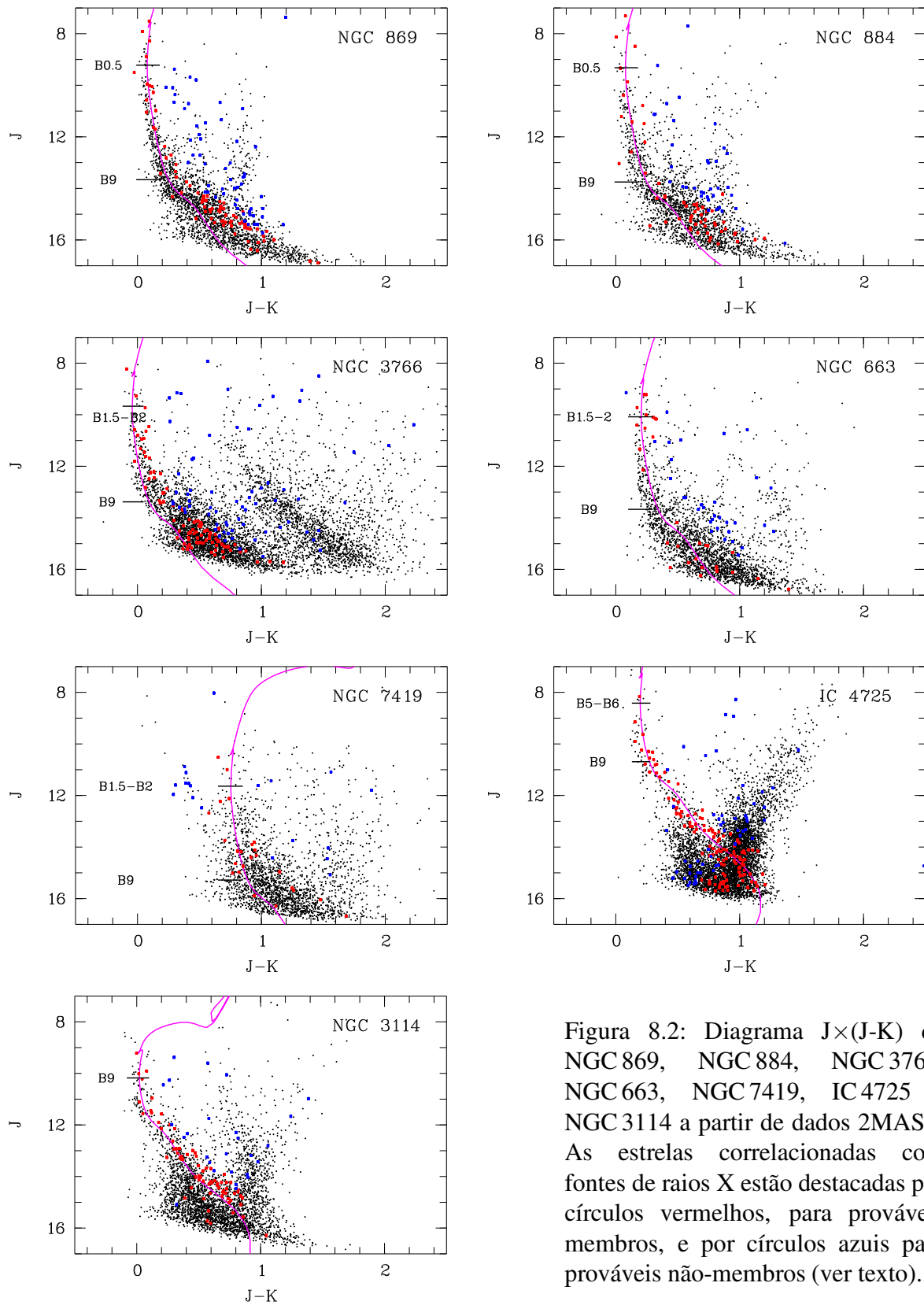


Figura 8.2: Diagrama  $J \times (J-K)$  de NGC 869, NGC 884, NGC 3766, NGC 663, NGC 7419, IC 4725 e NGC 3114 a partir de dados 2MASS. As estrelas correlacionadas com fontes de raios X estão destacadas por círculos vermelhos, para prováveis membros, e por círculos azuis para prováveis não-membros (ver texto).



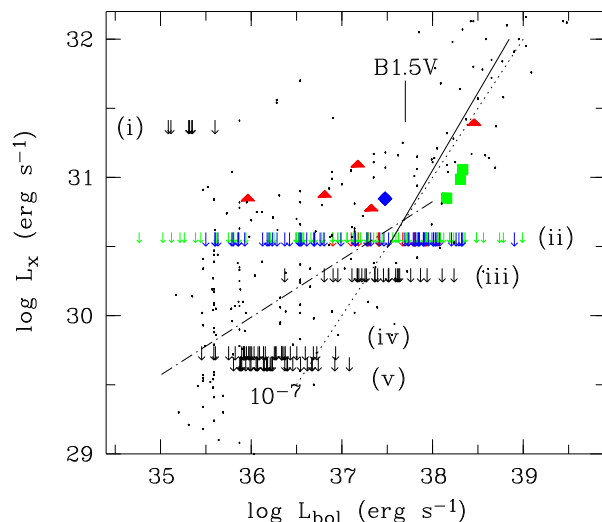


Figura 8.3: Diagrama  $L_{x;0,1-2,4\text{keV}}-L_{\text{bol}}$  das estrelas dos campos dos aglomerados, cujos tipos espectrais são conhecidos. As setas representam os limites máximos para  $L_x$  das estrelas não-detectadas em raios X: (i) para NGC 7419; (ii) para NGC 869, NGC 884 e NGC 663 ; (iii) para NGC 3766; (iv) para NGC 3114; e (v) para IC 4725. Os símbolos representam as estrelas massivas detectadas em raios X: quadrados para NGC 869, losângulo para NGC 884 e triângulos para NGC 663. Os pontos e as linhas sólidas representam, a título de comparação, as estrelas O-B-Be investigadas por Berghöfer et al. (1997) e as tendências já apresentadas na Fig. 1.2. (Ver texto, para detalhes).

B1.5, em especial para NGC 884, NGC 663 e NGC 3766, e mesmo para NGC 869, do qual algumas estrelas foram detectadas. Os limites de detecção das observações desses aglomerados foram definidos no projeto de modo a detectar binárias acretantes, mas é de 20% ( $\sim 14\%$  para NGC 3766) da luminosidade X esperada para estrelas massivas “normais”. Finalmente, não há evidência de fontes com emissão intensa e típica de binárias massivas de raios X.

### 8.5.2 Análise espectral

Todas as fontes de raios X brilhantes contidas nos campos dos aglomerados tiveram seus espectros e curvas de luz investigados, ainda que a contrapartida não seja conhecida ou que esteja associada a estrelas jovens do tipo solar. Ao todo, cerca de 230 espectros foram analisados, dos quais 191 tiveram razões sinal-ruído suficientes para permitir ajustes com boa qualidade estatística. Os espectros foram em geral bem descritos por um modelo térmico (baseado no código *mekal*) com uma ou duas componentes, ou por um modelo do tipo lei de potência, eventualmente associado a uma componente térmica. As temperaturas de plasmas derivadas giram em torno de 0,5 e 2 keV, como esperado para a emissão X coronal de estrelas do tipo solar. Em alguns casos observamos espectros relativamente duros, com temperaturas de até 8 keV. No entanto, a contrapartida para a maioria desses objetos é desconhecida (provavelmente AGNs). Os demais são provavelmente associados a estrelas do campo. A análise das curvas de luz foi limitada pela baixa taxa de contagem das fontes, mas foi útil na identificação de variabilidades intensas e de eventos do tipo *flare*, observados em cerca de 20 fontes X que na maioria dos casos estavam associadas a estrelas do tipo solar. A Tabela 8.6 apresenta os parâmetros espectrais das fontes X associadas a objetos catalogados na base de dados Webda, enquanto os parâmetros das

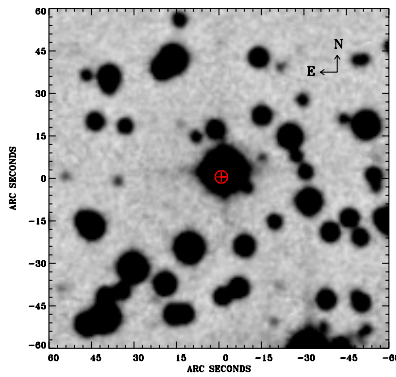


Figura 8.4: Correlação entre a posição óptico-X de MWC 39.

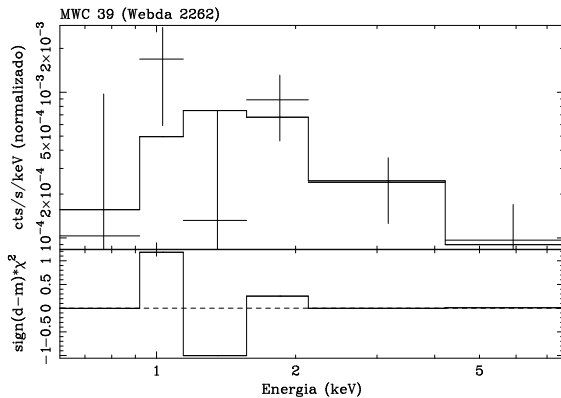


Figura 8.5: Espectro em raios X de MWC 39.

demais fontes investigadas estão apresentados na Tabela A.1.

### 8.5.3 MWC 39

Dentre as estrelas massivas detectadas em raios X, o único caso que merece destaque é o da estrela MWC 39 (Webda 2262), em NGC 884.<sup>6</sup> Todas as demais apresentam espectros típicos de estrelas massivas (térmico e de baixa temperatura). MWC 39 é uma estrela B1.5 IIIe de  $10,9 M_{\odot}$ , em rotação elevada ( $204 \text{ km s}^{-1}$ ) e sem indicação de ser um sistema binário (Slesnick et al. 2002; Strom et al. 2005). Schild (1978) determinou um tipo espectral B2Vn para MWC 39, enquanto Bragg & Kenyon (2002) um tipo B3. Schild & Romanishin (1976) apontaram a linha  $H\alpha$  em emissão com uma largura equivalente  $EW \sim -17,9 \text{ \AA}$ . Bragg & Kenyon (2002) detectaram via espectroscopia a linha  $H\alpha$  em emissão em 13 de janeiro de 1999, e em absorção em 29 de outubro de 2000 ( $EW \sim -0,23$  a  $0,11$ ). MWC 39 foi observada por I. Negueruela em outubro de 2007 (comunicação pessoal), e nenhuma linha em emissão foi constatada. I. Negueruela sugere um tipo espectral B1 IV-V. O espectro obtido por Negueruela, de baixa resolução, não permitiu a busca por indícios de “binaridade”. De acordo com as observações XMM realizadas em 4 de fevereiro de 2004, MWC 39 apresentou uma emissão X relativamente dura, com uma temperatura de plasma  $kT \sim 5,6 \text{ keV}$  e luminosidade (0,3–12 keV) de  $\sim 10^{31} \text{ erg s}^{-1}$ . Os dados XMM não ofereceram razão sinal-ruído suficiente para determinar os parâmetros espectrais com boa

<sup>6</sup>MWC: Mount Wilson Catalogue.

precisão, mas as cores em raios X confirmam que a fonte é mais dura do que o normalmente observado em estrelas massivas. A temperatura em raios X pode ser ainda mais elevada do que 5,6 keV, mas não descartamos a possibilidade da emissão ser de origem não-térmica. Não encontramos registros de observação dessa estrela no óptico na época da observação XMM, de modo a verificar a presença do disco naquela ocasião. No momento, podemos apenas especular a respeito da natureza da fonte. Seria MWC 39 um sistema do tipo  $\gamma$  Cas, observado numa época de perda do disco circunestelar? Ou seria uma estrela de nêutrons ou um buraco negro acretando matéria do vento da estrela B? Um teste observacional relevante seria a realização de observações em raios X num momento em que o disco circunestelar esteja denso.

---

Tabela 8.6.: Raios X: parâmetros espectrais das fontes mais brilhantes nos campos dos aglomerados, associadas a fontes Webda.

Id.	Mod. <sup>a</sup>	$N_{\text{H}}$ ( $10^{22} \text{ cm}^{-2}$ )	$kT_1$ (keV)	$kT_2$ (keV)	Abund. ( $Z_{\odot}$ )	$\Gamma$	$\chi^2_{\text{v}}/\text{d.o.f.}$	$f_{x;0,3-10 \text{ keV}}$ ( $\text{erg s}^{-1} \text{cm}^{-2}$ )	Notas <sup>b</sup>
<b>NGC 869</b>									
1	wm	$< 0,03$	$0,77^{+0,05}_{-0,06}$	...	$0,10^{+0,04}_{-0,03}$	...	1,26/51	$1,5 \times 10^{-13}$	W1467; pb. 0; V?
2	wm	$0,06^{+0,06}_{-0,04}$	$0,60^{+0,05}_{-0,10}$	...	$0,10^{+0,05}_{-0,04}$	...	1,02/34	$1,3 \times 10^{-13}$	W278
9	wm	$0,82^{+0,28}_{-0,22}$	$0,24^{+0,63}_{-0,10}$	...	$1^a$	...	0,96/8	$3,8 \times 10^{-13}$	W492; pb. 0,73
18	wm	$0,18^{+0,20}_{-0,12}$	$2,24^{+1,06}_{-0,61}$	...	$1^a$	...	0,75/6	$1,9 \times 10^{-14}$	W1284; pb. 0,16; F
19	wm	$0,19^{+0,20}_{-0,13}$	$> 3,49$	...	$1^a$	...	0,83/6	$5,3 \times 10^{-14}$	W1553; F
22	wm	$0,42^{+0,56}_{-0,24}$	$3,29^{+5,12}_{-1,63}$	...	$1^a$	...	0,47/6	$2,5 \times 10^{-14}$	W765; pb. 0,71; F
38	wm	$< 2,01$	$0,79^{+2,79}_{-0,50}$	...	$1^a$	...	1,38/4	$1,0 \times 10^{-13}$	W335 (F)
40	wm	$< 0,44$	$> 3,63$	...	$1^a$	...	0,82/4	$2,5 \times 10^{-14}$	W729 (V)
40	wp	$< 0,67$	...	...	...	$1,35^{+1,14}_{-0,50}$	0,83/4	$2,6 \times 10^{-14}$	
48	wm	$< 0,74$	$0,44^{+0,16}_{-0,24}$	...	$1^a$	...	1,02/6	$7,3 \times 10^{-15}$	W662; HD 14052; B1 Ib-II <sup>c</sup> ; pb. 0,76; V?
80	wm	$< 2,79$	$0,90^{+1,06}_{-0,64}$	...	$1^a$	...	0,34/3	$3,8 \times 10^{-15}$	W339; B0.7 III <sup>c</sup>
97	wm	$< 1,56$	$1,82^{+3,66}_{-1,68}$	...	$1^a$	...	0,10/2	$7,2 \times 10^{-15}$	W3169
<b>NGC 884</b>									
1	wm	$0,30^{+0,11}_{-0,07}$	$3,21^{+1,22}_{-0,88}$	...	$1^a$	...	0,78/14	$7,9 \times 10^{-14}$	W5000; F
8	wm	$< 0,58$	$0,56^{+0,19}_{-0,48}$	...	$1^a$	...	0,38/1	$5,4 \times 10^{-14}$	W2049; pb. 0,62
13	wm	$< 0,80$	$> 2,50$	...	$1^a$	...	0,73/4	$3,1 \times 10^{-14}$	W3373
27	wm	$< 1,98$	$1,10^{+1,55}_{-1,02}$	...	$1^a$	...	0,67/1	$1,5 \times 10^{-14}$	W2730
30	wm	$< 0,27$	$> 2,42$	...	$1^a$	...	1,16/4	$1,9 \times 10^{-14}$	W3203; pb. 0,11; V
100	wm	$< 7,18$	$5,64^{+74,26}_{-5,49}$	...	$1^a$	...	0,62/4	$1,7 \times 10^{-14}$	W2262; MWC 39; pb. 0,59; V?
<b>NGC 3766</b>									
10	wm	$< 0,77$	$0,26^{+0,42}_{-0,09}$	...	$1^a$	...	1,91/7	$6,9 \times 10^{-14}$	W95
11	wm	$< 0,18$	$0,63^{+0,10}_{-0,13}$	...	$0,22^{+0,54}_{-0,14}$	...	0,99/7	$1,5 \times 10^{-14}$	W112
32	wm	$1,05^{+0,34}_{-0,50}$	$0,23^{+0,40}_{-0,09}$	...	$1^a$	...	1,18/5	$4,1 \times 10^{-13}$	W235

Continua...

Tabela 8.6: Continuação.

Id.	Mod. <sup>a</sup>	N <sub>H</sub> (10 <sup>22</sup> cm <sup>-2</sup> )	kT <sub>1</sub> (keV)	kT <sub>2</sub> (keV)	Abund. (Z <sub>⊙</sub> )	Γ	χ <sub>v</sub> <sup>2</sup> /d.o.f.	f <sub>x,0,3-10 keV</sub> (erg s <sup>-1</sup> cm <sup>-2</sup> )	Notas <sup>b</sup>
35	wm	< 0,75	0,56 <sup>+0,17</sup> <sub>-0,31</sub>	...	1 <sup>a</sup>	...	0,94/3	1,1 × 10 <sup>-14</sup>	W208; V?
49	wp	0,92 <sup>+2,98</sup> <sub>-0,83</sub>	...	...	...	1,88 <sup>+2,26</sup> <sub>-1,01</sub>	0,79/8	2,6 × 10 <sup>-14</sup>	W55
52	wm	0,84 <sup>+0,90</sup> <sub>-0,45</sub>	0,71 <sup>+0,39</sup> <sub>-0,57</sub>	...	1 <sup>a</sup>	...	0,32/3	3,1 × 10 <sup>-14</sup>	W1170
<b>NGC 663</b>									
4	wm	< 0,50	0,28 <sup>+0,13</sup> <sub>-0,05</sub>	...	1 <sup>a</sup>	...	0,45/10	1,5 × 10 <sup>-13</sup>	W8246
15	wm	0,64 <sup>+0,57</sup> <sub>-0,61</sub>	0,18 <sup>+0,50</sup> <sub>-0,10</sub>	...	1 <sup>a</sup>	...	0,87/3	2,1 × 10 <sup>-13</sup>	W27; A5 II
25	wp	< 1,60	...	...	...	1,57 <sup>+7,19</sup> <sub>-0,77</sub>	0,86/4	9,4 × 10 <sup>-15</sup>	W20; B2.5 IV <sup>c</sup> ; V?
<b>IC 4725</b>									
1	wmm	< 0,08	< 0,02	0,37 <sup>+0,04</sup> <sub>-0,03</sub>	...	...	1,31/52	4,7 × 10 <sup>-13</sup>	W26; K2 V; HD 170475
4	wm	0,08 <sup>+0,06</sup> <sub>-0,05</sub>	1,72 <sup>+0,38</sup> <sub>-0,23</sub>	...	...	...	1,40/10	3,9 × 10 <sup>-14</sup>	W54; pb. 0,98
5	wm	< 0,07	0,51 <sup>+0,06</sup> <sub>-0,07</sub>	...	...	...	1,21/10	2,2 × 10 <sup>-14</sup>	W111; A1 V
18	wm	< 0,26	> 2,62	...	...	...	1,12/5	3,8 × 10 <sup>-14</sup>	W129
27	wm	1,45 <sup>+0,86</sup> <sub>-1,44</sub>	0,11 <sup>+0,92</sup> <sub>-0,03</sub>	...	...	...	1,11/4	1,0 × 10 <sup>-11</sup>	W69; pb. 0,99
34	wm	< 1,50	0,18 <sup>+0,69</sup> <sub>-0,10</sub>	...	...	...	1,73/3	3,0 × 10 <sup>-13</sup>	W109
<b>NGC 3114</b>									
1	wm	0,17 <sup>-0,04</sup> <sub>-0,03</sub>	1,00 <sup>+0,13</sup> <sub>-0,16</sub>	...	0,04 <sup>+0,04</sup> <sub>-0,02</sub>	...	1,94/25	2,6 × 10 <sup>-13</sup>	W2083; HD 86981
1	wmm	1,03 <sup>-0,08</sup> <sub>-0,08</sub>	0,08 <sup>+0,02</sup> <sub>-0,01</sub>	1,07 <sup>+0,22</sup> <sub>-0,11</sub>	...	...	1,37/24	2,3 × 10 <sup>-10</sup>	
1	wp	0,36 <sup>-0,08</sup> <sub>-0,07</sub>	...	...	...	3,45 <sup>+0,48</sup> <sub>-0,38</sub>	1,13/26	8,6 × 10 <sup>-13</sup>	
18	wm	1,13 <sup>-0,59</sup> <sub>-0,03</sub>	0,13 <sup>+0,11</sup> <sub>-0,04</sub>	...	...	...	1,35/4	1,2 × 10 <sup>-11</sup>	W125; A7III; pb.0,1; HD87436
19	wm	0,010 <sup>-0,276</sup> <sub>-0,001</sub>	0,70 <sup>+0,14</sup> <sub>-0,24</sub>	...	...	...	1,53/9	1,1 × 10 <sup>-14</sup>	W150; K0 III; HD 87479
91	wm	< 1,1	0,49 <sup>+0,23</sup> <sub>-0,30</sub>	...	...	„	1,73/2	4,0 × 10 <sup>-15</sup>	W34; HD 304837

<sup>a</sup> Modelos aplicados, onde w = *wabs*, m = *mekal* e p = lei de potência. <sup>b</sup> Identificação Webda, probabilidade de pertinência da fonte ao aglomerado (pb.), e tipos espectrais extraídos da base Webda. <sup>c</sup> Tipos espectrais que foram gentilmente cedidos por I. Negueruela. As letras V e F indicam a atividade da fonte X, se variável (V) e se observado eventos do tipo *flare* (F).

## 8.6 Discussão

A investigação de estrelas Be em aglomerados abertos é de fundamental importância para o entendimento da origem da alta rotação desses objetos e da formação de seus discos circunstelares. Estes fenômenos ainda não são compreendidos em sua totalidade, embora exista um consenso de que os processos físicos que promovem a formação do disco estejam relacionados com a alta rotação desses objetos. A busca do porquê dessas estrelas girarem tão rápido está há anos na pauta dos projetos conduzidos por estudiosos de estrelas Be. Dentre as linhas de pesquisas, está a busca por correlações entre idade, rotação, metalicidade e presença de discos circunstelares, em estrelas do campo e especialmente em aglomerados abertos. No que diz respeito a alta rotação, as hipóteses se baseiam nos seguintes pilares: (i) as estrelas Be nasceram com rotação rápida; ou giraram mais rápido após a formação, seja pela (ii) transferência de matéria e de momento angular em sistemas binários seja pela (iii) evolução ao longo da Sequência Principal, e mudanças estruturais no interior da estrela. Enquanto alguns trabalhos sugerem que o fenômeno Be ocorre preferencialmente na segunda metade do tempo da estrela Be na Sequência Principal (e.g., Fabregat & Torrejón 2000), favorecendo o cenário no qual as estrelas giram mais rápido após a formação (isoladamente ou em sistemas binários), outros mostram que o fenômeno pode ocorrer ao longo de toda a Sequência Principal (e.g., Zorec et al. 2005), favorecendo a idéia de que as estrelas já nascem em rotação rápida. Se as estrelas Be nascem em rotação rápida, entretanto, espera-se que ocorra uma diminuição da rotação ao longo do tempo de vida na Sequência Principal (Meynet & Maeder 2000), e o fenômeno deveria se mostrar menos frequente em estrelas evoluídas do que o observado. McSwain et al. (2005) investigaram a população de estrelas Be em 55 aglomerados abertos, e sugeriram que a distribuição observada de estrelas Be não pode ser explicada pela rotação associada à evolução na Sequência Principal. Segundo estes autores, a transferência de matéria em sistemas binários deve ter ocorrido em até 73% das estrelas Be investigadas, e somente as restantes devem estar em rotação rápida desde a época de formação. McSwain et al. (2005) concluíram também que o fenômeno Be não é fortemente dependente da metalicidade ou densidade estelar do aglomerado. De acordo com Wisniewski & Bjorkman (2006) e Martayan et al. (2007), que investigaram aglomerados abertos de metalidades e idades distintas, o fenômeno Be é provavelmente mais frequente em ambientes de baixa metalicidade, contrariamente ao achado de McSwain et al. (2005), e segundo Wisniewski & Bjorkman (2006) deve ocorrer ao longo de toda a Sequência Principal, contrariamente a conclusão de Fabregat & Torrejón (2000).

Por outro lado, do ponto de vista teórico baseado em modelos evolutivos, van Bever & Vanbeveren (1997) argumentaram que a fração de estrelas Be formadas como consequência da troca de matéria em sistemas binários deve ser da ordem de 5 a 20% de todas as estrelas Be. Eventualmente, uma das estrelas do sistema binário evolui para a fase de objeto degenerado, passa a capturar matéria do disco circunstelar da estrela Be e a produzir raios X por acreção, e a binária se mostra como um sistema Be/X. Este pode ser o caso da estrela Be do sistema Be/X clássico RX J0146.9+6121 em NGC 663, e das companheiras massivas dos sistemas Be/X conhecidos. O conhecimento da população de sistemas Be/X fornece portanto vínculos aos modelos de evolução de binárias massivas. Entretanto, desta informação infere-se, no melhor dos casos, um limite inferior para o número de estrelas Be que participaram ao longo da evolução de um processo de troca de matéria entre estrelas próximas. Por exemplo, um certo número de estrelas Be formadas originalmente em sistemas binários não estão mais

---

em sistemas binários em consequência da explosão de supernova de uma das estrelas, que causou a “ruptura gravitacional” do sistema. Uma outra possibilidade é que esse impulso possa não ser suficiente para romper o sistema mas suficiente para colocar a estrela de nêutrons formada numa órbita tão grande que a quantidade de matéria do disco circunstelar seja pequena (ou mesmo nula) para que ocorra a manifestação do sistema em raios X por acreção. O efeito da explosão de supernova é uma das justificativas utilizadas para explicar a grande excentricidade e longos períodos orbitais de vários sistemas Be/X clássicos. Todavia, vale registrar que existe um pequeno número de sistemas Be/X clássicos com órbitas quase circulares (Liu et al. 2006).

O exposto acima ilustra brevemente que os trabalhos observacionais e teóricos concordam que uma fração de estrelas Be deve ser formada via troca de matéria em sistemas binários, ainda que as frações observadas e preditas sejam divergentes. Um obstáculo maior surge com a previsão de modelos evolutivos de binárias massivas de que cerca de 70% das estrelas Be formadas em sistemas binários devem conter uma companheira do tipo anã branca, 10% devem ser sistemas Be + estrela de nêutrons, e o restante ter uma sub-anã como companheira (Raguzova 2001; Waters et al. 1989; Pols et al. 1991). Contrariamente a alta frequência esperada para sistemas Be + anã branca, até o presente momento nenhum sistema desse tipo foi claramente identificado. Todos os sistemas Be/X conhecidos são associações binárias de estrelas Be e estrelas de nêutrons. Os únicos candidatos a sistemas Be + anã branca são os sistemas  $\gamma$  Cas, alvos deste trabalho – de acordo com as semelhanças com a emissão X de algumas Variáveis Cataclísmicas (ver Seção 6.5.1) –, e a fonte de raios X super-moles XMMU J052016.0–692505 (Kahabka et al. 2006).

Os 7 aglomerados investigados neste trabalho contêm pelo menos 146 estrelas Be (Tabela 8.1), e as previsões apresentadas acima implicam que 5 a 20 dessas estrelas podem ter uma companheira do tipo anã branca, e 1 a 3 sejam binárias com estrelas de nêutrons. De fato, um sistema Be + estrela de nêutrons está presente (RX J0146.9+6121, em NGC 663), concordando com as previsões. Entretanto, nós não encontramos evidência de sistemas Be + anã branca na amostra de Be investigada, com base na emissão em raios X das fontes detectadas. Espera-se uma emissão em raios X duro desses sistemas, que os destaquem de estrelas Be normais. (Como discutido no Capítulo 6, não descartamos a possibilidade de que os sistemas Be + anã branca não emitam em raios X). A única estrela massiva associada a uma emissão de raios X duro foi MWC 39, cuja a natureza é desconhecida (Seção 8.5.3). A discussão a seguir é apresentada no contexto dos sistemas  $\gamma$  Cas, sendo estes sistemas Be + anã branca ou estrelas isoladas com atividades magnéticas. Assim, o principal resultado observacional é: não há evidência de sistemas do tipo  $\gamma$  Cas dentre as 146 estrelas Be investigadas, das quais 135 estão em aglomerados jovens ( $\lesssim$  25 milhões de anos), 6 num aglomerado de  $\sim$  95 milhões de anos, e as outras 5 num aglomerado de 300 milhões de anos. Por outro lado, 3 dos 7 sistemas  $\gamma$  Cas apresentados nesta tese estão em aglomerados de  $\sim$  40–50 milhões de anos (e pobres em estrelas Be). Finalmente, discutimos as implicações no contexto do fenômeno Be.

### 8.6.1 Implicações da distribuição de sistemas $\gamma$ Cas em aglomerados abertos

A presença de três sistemas do tipo  $\gamma$  Cas em aglomerados abertos de 40 a 60 milhões de anos e a ausência desse tipo de sistema nos aglomerados jovens investigados ( $\lesssim$  25 milhões de anos), e que contêm um grande número de estrelas Be (pelo menos 135 estrelas), permite especular que

o fenômeno  $\gamma$  Cas ocorre preferencialmente em estrelas Be de idades avançadas. Corroborando esta afirmativa adiciona-se o fato dos três sistemas  $\gamma$  Cas conhecidos serem *blue stragglers* (ver Seção 6.6). Nesse sentido, duas conclusões são imediatas para os modelos propostos para explicar a origem desses sistemas:

(i) - Favorecimento do cenário Be + anã branca.

A ausência dos sistemas  $\gamma$  Cas em aglomerados jovens, especialmente nos tão jovens como NGC 869 e NGC 884, pode ser explicada com base em modelos evolutivos. Segundo esses modelos uma binária massiva deve ter idade superior a  $\gtrsim 20$  milhões de anos de modo que uma das estrelas tenha evoluído para um estágio de estrela degenerada do tipo anã branca (e.g., Raguzova 2001), e favorecem portanto a idéia de formação de sistemas Be + anã branca em aglomerados mais velhos. A presença de três sistemas  $\gamma$  Cas em aglomerados de  $\sim 45$ – $60$  milhões de anos está de acordo com essa previsão.

(ii) - Desfavorecimento do cenário de atividades magnéticas.

Observações recentes de campos magnéticos em estrelas massivas (Herbig, Ap/Bp e O) apontam que tais campos são provavelmente de origem fóssil (Donati et al. 2006b; Landstreet et al. 2007; Wade et al. 2007). Em estrelas Ap, é sabido que campos magnéticos são detectados ao longo de toda a Sequência Principal (Landstreet et al. 2007). Como tal, deveriam se manifestar ao longo de toda evolução da estrela, ou favorecer os estágios iniciais de sua formação. A ausência de sistemas  $\gamma$  Cas em aglomerados jovens e a presença de alguns deles em aglomerados velhos (vide acima) é portanto um argumento contra a ocorrência de atividades magnéticas como fonte dos raios X dos sistemas  $\gamma$  Cas ou, se existe de fato a atividade magnética, que o campo que a produz não seja fóssil.

Por outro lado, não podemos descartar a possibilidade de que o fenômeno  $\gamma$  Cas seja temporário e portanto raro, e a ausência de sistemas em aglomerados jovens e presença em aglomerados mais velhos seja um efeito de seleção resultante do ainda baixo número de aglomerados observados. O aumento da população de objetos provavelmente ajudará a responder essa questão.

### 8.6.2 Emissão X de estrelas Be e implicações para o fenômeno Be

A existência de apenas uma estrela Be com emissão X característica de sistemas acretantes, o caso de RX J0146.9+6121, sugere que o “canal binário” para explicar o fenômeno Be não é o cenário predominante. Se considerarmos que a população de estrelas Be em sistemas binários seja dominada por sistemas do tipo Be + companheira degenerada, e que ocorre acreção em todos eles de modo que sejam distinguíveis de estrelas O-B normais via raios X, os nossos resultados implicam que o canal binário pode estar atuando em  $\sim 1\%$  (1/146) das estrelas Be. É relevante notar que os modelos evolutivos não prevêm sistemas do tipo Be + anã branca em aglomerados jovens, em especial em aglomerados tão jovens quanto NGC 869 e NGC 884 ( $\sim 12,5$  milhões de anos). Se as estrelas Be desses sistemas estivessem em sistemas Be + companheira degenerada, uma estrela de nêutrons seria essa companheira. De modo alternativo, estas estrelas estariam num sistema binário com um objeto ainda não-degenerado (e que pode eventualmente evoluir para um estágio de anã branca).

---



---

## 8.7 Conclusões

Nós investigamos acerca de atividades em raios X de 146 estrelas Be localizadas em 7 aglomerados abertos e de estrelas O-B em geral, com ênfase na identificação por binárias de raios X.

- Estrelas O-B:

As estrelas menos massivas do que B1.5 seguem a tendência  $L_x/L_{bol}$  normalmente observada para as estrelas O-B, enquanto as estrelas mais massivas se mostram menos luminosas em raios X. Em especial, destacamos o caso dos aglomerados “gêmeos” de Perseus: NGC 884 apresenta um maior número de estrelas massivas associadas a fontes X do que NGC 869, ainda que estes aglomerados possuam propriedades físicas semelhantes. A origem da baixa atividade em raios X das estrelas massivas é desconhecida.

- Estrelas Be:

Somente 5 das 146 estrelas Be contidas nos 7 aglomerados investigados foram detectadas em raios X. Um dos casos é o do sistema RX J0146.9+6121, bem conhecido da literatura. O segundo caso é o da estrela MWC 39, com emissão térmica de raios X duros ( $kT \sim 5,6$  keV), mas cuja natureza não é clara: um sistema  $\gamma$  Cas sem disco circunstelar ou um sistema do tipo Sequência Principal + estrela de nêutrons. As outras 3 estrelas Be apresentam emissão térmica típica de estrelas massivas, compatível com  $kT \sim 0,5$  keV. Embora uma amostra numerosa de estrelas Be tenha sido investigada, nenhum sistema  $\gamma$  Cas foi identificado. A ausência de sistemas  $\gamma$  Cas nos aglomerados jovens investigados ( $\lesssim 25$  milhões de anos), e a presença de três deles em aglomerados mais antigos ( $\sim 40$ – $60$  milhões de anos) está em acordo com a hipótese de Be + anã branca e em desacordo com o esperado por atividades magnéticas com campos de origem fóssil. A ocorrência de binárias de raios X pode ser tão pequena quanto  $\sim 1\%$  da população dessas estrelas, e sugere que a contribuição do “canal binário” esteja no limite inferior previsto pelos modelos evolutivos ( $\sim 5\%$ ).

---



---

## Capítulo 9

# Sumário das conclusões e perspectivas

### 9.1 Conclusões

Esta tese, de cunho observacional, se propõe a auxiliar no avanço do conhecimento do *fenômeno*  $\gamma$  Cas em raios X. As investigações foram fundamentalmente baseadas em observações em raios X realizadas pelo satélite XMM-Newton e informações disponíveis na literatura, e para alguns dos alvos investigados contaram com espectroscopia no óptico e infravermelho realizada em diversos telescópios terrestres. Os principais resultados são sumarizados a seguir:

(i) Investigação de observações em raios X inéditas de  $\gamma$  Cas.

Observações XMM de  $\gamma$  Cas realizadas em 2004 confirmam os resultados apresentados na literatura de que a emissão X desse objeto é dominada ( $\sim 80\%$ ) por uma componente térmica de temperatura  $kT \sim 12$  keV, com contribuições adicionais de plasmas mais frios ( $kT \lesssim 2$  keV). Além disso, confirmam a presença de *flares* superpostos a uma variação em fluxo que ocorre em longas escalas de tempo ( $\sim$  milhares de segundos). Por outro lado, tais observações revelaram alguns comportamentos inéditos. O mais importante é que o plasma mais quente está mais fracamente absorvido em 2004 (por um fator  $\sim 1/100$ – $1/10$ ) do que em 2001, tomando como base a observação Chandra investigada por Smith et al. (2004). O valor da absorção que afeta  $\sim 68\%$  do plasma quente derivado das observações XMM é consistente com o avermelhamento Galáctico na direção desse objeto. No nosso entendimento, a diminuição da absorção entre 2001 e 2004 põe em dúvida a validade do modelo no qual a emissão X de  $\gamma$  Cas ocorre próximo à superfície estelar, que prevê uma absorção fotoelétrica mais intensa, e favorece a hipótese de Be + anã branca. A intensidade da linha do Fe por fluorescência em 6,4 keV é aparentemente anti-correlacionada com a densidade de coluna de Hidrogênio, corroborando a interpretação anterior, e favorecendo o cenário de fluorescência na superfície de um anã branca. A alta resolução temporal dos dados *pn*/XMM associados a sua resolução espectral moderada permitiram também a detecção de intensas variações na dureza espectral em tempos tão curtos quanto poucos segundos, e recorrente em dezenas de segundos. Finalmente, detectamos uma oscilação com um período de  $\sim 10$  ks. Entretanto, acreditamos que esta seja mais uma modulação dentre as que aparecem e desaparecem em  $\gamma$  Cas.

(ii) Descoberta de novos objetos com emissões em raios X similares a de  $\gamma$  Cas, e que constituem uma nova classe estelar de emissores em raios X: *os sistemas  $\gamma$  Cas*.

---

O mistério dos raios X de  $\gamma$ Cas, exclusivo a essa estrela por duas décadas, agora é compartilhado por outros 6 objetos: HD 161103, SAO 49725, SS 397, HD 119682, HD 110432 e USNO 0750-13549725. Todas são estrelas B0.5e-B1e com discos circunstelares densos/extensos, e com propriedades em raios X bem definidas: emissão térmica em raios X duros dominada por uma componente com temperatura  $kT \gtrsim 7$  keV, de luminosidade moderada ( $\sim 10^{32-33}$  erg s<sup>-1</sup>, em 0,2–12 keV), e de fluxo variável em curtas ( $\sim$  poucos segundos) e longas ( $\sim$  horas) escalas de tempo. Nenhuma atividade de *outburst* foi observada nesses sistemas. Para os mais brilhantes ( $\gamma$ Cas e HD 110432), eventos do tipo *flare* foram observados e superpostos a uma variação em fluxo com uma modulação em longas escalas de tempo (milhares de segundos), acompanhados por comportamentos similares na dureza espectral. Não é claro se a variabilidade na dureza se deve a alterações locais de absorção fotoelétrica ou na distribuição de energia espectral.

(iii) Descoberta de 41 candidatos a sistemas do tipo  $\gamma$ Cas.

Uma investigação sistemática do catálogo 2XMMp resultou na identificação de 41 candidatos a sistemas  $\gamma$ Cas. A caracterização óptica de suas contrapartidas, em investigações futuras, é necessária para a classificação desses candidatos. O aumento da população de sistemas  $\gamma$ Cas tornará possível a descoberta de eventuais correlações entre os diversos parâmetros (como luminosidade, temperatura em raios X, tipo espectral, e condição do disco circunstelar, se denso/extenso ou não), e que podem ajudar a esclarecer a origem de seus raios X. Além disso, permitirá avaliar a contribuição dessa população para a emissão em raios X duros Galáctica – tópico de muitos debates. Ainda que os objetos identificados não sejam sistemas  $\gamma$ Cas, a caracterização revelará novos objetos de outras classes já definidas, ou novos tipos de objetos, como pode ser o caso de um dos sistemas no qual suspeitamos que uma estrela de nêutrons está acretaando matéria do vento de uma estrela massiva de Sequência Principal.

(iv) A frequência de sistemas  $\gamma$ Cas em aglomerados abertos.

Três dos sistemas  $\gamma$ Cas são *blue stragglers* em aglomerados abertos de  $\sim 45$ –60 milhões de anos: HD 119682 em NGC 5281, HD 110432 em NGC 4609 e USNO 0750-13549725 em NGC 6649. Por outro lado, não há evidência da presença de sistemas  $\gamma$ Cas em 5 aglomerados abertos especialmente ricos em estrelas Be ( $> 135$  no total): NGC 869, NGC 884, NGC 3766, NGC 663 e NGC 7419. Outros dois aglomerados velhos que contêm  $> 11$  estrelas Be foram observados, e também não apresentaram objetos do tipo  $\gamma$ Cas: IC 4725 e NGC 3114, de  $\sim 95$  e  $\sim 300$  milhões de anos, respectivamente. O baixo número de estrelas Be nos aglomerados mais velhos não permite avaliar a frequência de sistemas  $\gamma$ Cas com essas idades. Por outro lado, o relativamente grande número de estrelas Be nos aglomerados jovens nos permite especular que o fenômeno  $\gamma$ Cas é pouco frequente ou mesmo ausente em objetos jovens. Se assumirmos que campos magnéticos em estrelas massivas são de origem fóssil como sugerido por vários trabalhos recentes, e como tal, resquício da época de formação da estrela (por exemplo, da nuvem que a formou ou de fenômenos convectivos no momento da formação), os seus efeitos seriam visíveis durante toda a evolução estelar ou favorecer objetos jovens. A ausência de sistemas  $\gamma$ Cas nos aglomerados jovens sugere: ou a exclusão da hipótese de atividades magnéticas em sistemas  $\gamma$ Cas, ou que a origem do campo magnético que gera a fenomenologia em raios X não é de natureza fóssil. Por outro lado, a ausência de sistemas  $\gamma$ Cas em aglomerados

jovens ( $< 25$  milhões de anos), e a presença de três deles em aglomerados de  $\sim 45\text{--}60$  milhões de anos, está de acordo com o esperado para a hipótese de Be + anã branca, uma vez que os sistemas mais jovens não tiveram tempo de evoluir até que uma das estrelas se tornasse anã branca.

O debate está entretanto aberto: não podemos descartar uma origem não-fóssil para o campo magnético de estrelas massivas, tampouco excluir a possibilidade de que o fenômeno  $\gamma$  Cas seja temporário e portanto raro, e a ausência de sistemas  $\gamma$  Cas em aglomerados jovens e a presença deles em aglomerados mais velhos seja um efeito de seleção resultante do ainda baixo número de aglomerados investigados. O aumento da população de objetos provavelmente ajudará a responder essa questão.

(v) Investigação de estrelas Be em aglomerados abertos.

A investigação das estrelas Be resumida no item anterior pode ser estendida para o entendimento do fenômeno Be de formação do disco circunstelar. Segundo os modelos evolutivos e observações desse tipo de estrela, uma certa fração delas deve ser Be como consequência da troca de matéria entre estrelas próximas. Estes modelos prevêem que a fração de estrelas Be formadas de tal modo deve representar de 5 a 20% do total de estrelas Be. Destas, cerca de 70% devem ser sistemas do tipo Be + anã branca. Todos os sistemas Be/X conhecidos são Be + estrelas de nêutrons. Na amostra investigada, apenas uma das 146 estrelas Be conhecidas se mostra num sistema binário na companhia de uma estrela de nêutrons (o bem conhecido sistema RX J0146.9+6121). Não há evidência da presença de sistemas Be + anã branca. A ausência pode ser aparente, uma vez que tais sistemas podem não emitir em raios X. A baixa frequência de sistemas Be/X sugere que o “canal binário” na formação de estrelas Be pode representar uma fração tão baixa quanto 1% das estrelas Be.

## 9.2 Perspectivas

A continuidade da linha de pesquisa deste trabalho será baseada, numa próxima etapa, na:

- Caracterização das contrapartidas ópticas dos candidatos a sistemas  $\gamma$  Cas apresentados no Capítulo 7, e dos eventuais discos circunstelares.

O aumento do número de sistemas  $\gamma$  Cas conhecidos permitirá, dentre outras coisas: (i) verificar a ocorrência do fenômeno em função do tipo espectral da estrela Be, e (ii) verificar a dependência da densidade ou extensão dos discos circunstelares com a luminosidade e com a temperatura em raios X. Como apresentado nesta tese, todos os sistemas  $\gamma$  Cas conhecidos até o momento são estrelas B0.5e-B1e com discos circunstelares densos/extensos.

- Busca por assinaturas de binaridade nos novos sistemas  $\gamma$  Cas, e os eventuais parâmetros orbitais.

$\gamma$  Cas é a única da classe conhecida como membro de um sistema binário. A constatação de binaridade em outros sistemas e a determinação dos eventuais parâmetros orbitais fornecerão vínculos à hipótese de que são sistemas do tipo Be + anã branca.

- Investigação dos raios X de HD 110432 em  $E > 12$  keV, a partir do satélite Suzaku.  
As observações XMM que apresentamos nesta tese mostram que a emissão X de HD 110432 é de origem térmica, mas não descartamos a possibilidade de existência de uma componente não-térmica em altas energias ( $E \gtrsim 10$  keV). Pretendemos verificar a natureza dessa componente e a ocorrência de variabilidade em altas energias ( $E \gtrsim 10$  keV), e a dependência do comportamento nessa região espectral com o comportamento observado em baixas energias ( $E \lesssim 2$  keV). Observações com o satélite Suzaku podem ajudar a responder essas questões.
  - Investigação de HD 110432 a partir de espectroscopia X de alta resolução.  
Esta investigação será especialmente útil para uma determinação mais precisa da(s) absorção(ões) local(is) que afeta(m) os diversos plasmas que compõem a emissão de HD 110432 e a distribuição das medidas de emissão desses plasmas, e a natureza da excitação das linhas em baixas energias (se dominadas por processos colisionais ou por fotoionização).
  - Realização de observações simultâneas em raios X e no óptico de sistemas  $\gamma$  Cas.  
Para  $\gamma$  Cas, observações simultâneas nesses comprimentos de onda apresentadas na literatura sugeriram que os fenômenos em raios X estavam relacionados a variabilidades no óptico. O avermelhamento da modulação nas bandas  $B,V$  sugeriu que o fenômeno poderia estar ocorrendo no interior do disco circunstelar.
  - Busca por evidências indiretas de atividades magnéticas, como subestruturas que se movem ao longo de perfis de linhas no óptico.  
Estruturas desse tipo foram observadas em  $\gamma$  Cas e HD 110432, como apresentado na literatura desses objetos, e interpretadas como manifestações de nuvens de plasmas confinados nas proximidades da estrela Be pelas linhas de campos magnéticos. Pretendemos verificar se tal ocorrência é um atributo dos sistemas  $\gamma$  Cas.
  - Acompanhamento óptico dos sistemas  $\gamma$  Cas, de modo a identificar fases de perda do envelope circunstelar e, nestas fases, buscar por assinaturas de campo magnético intenso e por atividades em raios X.  
O aumento do número de objetos permitirá, de um ponto de vista estatístico, que uma dessas estrelas seja observada numa fase de perda de envelope. A verificação de atividades em raios X na ausência do disco circunstelar excluiria a possibilidade da emissão em raios X ser uma consequência da acreção sobre um objeto compacto. A ausência do disco circunstelar, que interfere negativamente na determinação do campo magnético via efeito Zeeman, facilitará a detecção direta de campos magnéticos nesses objetos.
  - Busca por oscilações periódicas na emissão X de sistemas  $\gamma$  Cas.  
A detecção de uma oscilação periódica e estável em longas escalas de tempo na emissão em raios X de um dos sistemas  $\gamma$  Cas sustentaria a presença de um objeto compacto acretando matéria. Os esforços serão inicialmente concentrados na investigação de HD 161103 e HD 119682, nos quais existe a suspeita de modulações periódicas.
-

## **Apêndice A**

### **Aglomerados abertos**

Tabela A.1.: Raios X: parâmetros espectrais das fontes mais brilhantes nos campos dos aglomerados, que não estão associadas a fontes Webda.

Id.	Modelo <sup>a</sup>	N <sub>H</sub> (10 <sup>22</sup> cm <sup>-2</sup> )	kT <sub>1</sub> (keV)	kT <sub>2</sub> (keV)	Abund. (Z <sub>⊙</sub> )	Γ	X <sub>ν</sub> <sup>2</sup> /d.o.f.	f <sub>x</sub> [0,3–10 keV] (erg s <sup>-1</sup> cm <sup>-2</sup> )
<b>NGC 869</b>								
3	wm	0,33 <sup>+0,09</sup> <sub>-0,07</sub>	4,45 <sup>+1,49</sup> <sub>-0,93</sub>	...	1 <sup>a</sup>	...	1,29/23	1,4 × 10 <sup>-13</sup>
4	wm	0,20 <sup>+0,08</sup> <sub>-0,07</sub>	7,47 <sup>+6,15</sup> <sub>-2,20</sub>	...	1 <sup>a</sup>	...	0,88/20	9,8 × 10 <sup>-14</sup>
4	wmm	1,11 <sup>+0,26</sup> <sub>-0,27</sub>	0,14 <sup>+0,06</sup> <sub>-0,04</sub>	3,48 <sup>+1,28</sup> <sub>-0,82</sub>	1 <sup>a</sup>	...	0,76/18	3,5 × 10 <sup>-12</sup>
4	wp	0,30 <sup>+0,11</sup> <sub>-0,07</sub>	...	...	...	1,81 <sup>+0,26</sup> <sub>-0,22</sub>	0,69/20	1,1 × 10 <sup>-13</sup>
5	wm	0,26 <sup>+0,18</sup> <sub>-0,16</sub>	> 4,60	...	1 <sup>a</sup>	...	1,37/7	9,5 × 10 <sup>-14</sup>
5	wp	0,33 <sup>+0,25</sup> <sub>-0,16</sub>	...	...	...	1,63 <sup>+0,50</sup> <sub>-0,38</sub>	1,35/7	9,5 × 10 <sup>-14</sup>
7	wm	0,27 <sup>+0,13</sup> <sub>-0,08</sub>	2,53 <sup>+0,86</sup> <sub>-0,56</sub>	...	1 <sup>a</sup>	...	0,77/12	4,1 × 10 <sup>-14</sup>
8	wm	0,86 <sup>+0,21</sup> <sub>-0,18</sub>	0,12 <sup>+0,04</sup> <sub>-0,03</sub>	...	1 <sup>a</sup>	...	1,99/8	8,0 × 10 <sup>-12</sup>
8	wmm	< 0,37	0,10 <sup>+0,24</sup> <sub>-0,02</sub>	0,76 <sup>+0,09</sup> <sub>-0,15</sub>	1 <sup>a</sup>	...	1,47/6	2,2 × 10 <sup>-14</sup>
10	wm	< 0,46	> 3,36	...	1 <sup>a</sup>	...	1,05/7	4,1 × 10 <sup>-14</sup>
10	wp	0,26 <sup>+0,28</sup> <sub>-0,24</sub>	...	...	...	1,79 <sup>+0,67</sup> <sub>-0,41</sub>	1,05/7	4,5 × 10 <sup>-14</sup>
11	wm	0,18 <sup>+0,22</sup> <sub>-0,14</sub>	3,42 <sup>+2,28</sup> <sub>-1,11</sub>	...	1 <sup>a</sup>	...	1,61/7	3,2 × 10 <sup>-14</sup>
13	wm	< 0,09	1,35 <sup>+0,46</sup> <sub>-0,21</sub>	...	1 <sup>a</sup>	...	0,98/5	1,8 × 10 <sup>-14</sup>
14	wm	< 0,18	0,80 <sup>+0,25</sup> <sub>-0,21</sub>	...	0,08 <sup>+0,21</sup> <sub>-0,07</sub>	...	1,92/7	2,3 × 10 <sup>-14</sup>
16	wm	0,43 <sup>+0,34</sup> <sub>-0,20</sub>	> 8,54	...	1 <sup>a</sup>	...	1,03/7	5,6 × 10 <sup>-14</sup>
16	wp	0,38 <sup>+0,48</sup> <sub>-0,29</sub>	...	...	...	1,16 <sup>+0,47</sup> <sub>-0,35</sub>	1,00/7	5,7 × 10 <sup>-14</sup>
17	wm	25,45 <sup>+31,21</sup> <sub>-17,85</sub>	0,91 <sup>+1,51</sup> <sub>-0,44</sub>	...	1 <sup>a</sup>	...	1,58/4	9,7 × 10 <sup>-12</sup>
21	wm	0,92 <sup>+0,23</sup> <sub>-0,22</sub>	0,17 <sup>+0,08</sup> <sub>-0,06</sub>	...	1 <sup>a</sup>	...	1,78/6	1,6 × 10 <sup>-12</sup>
21	wmm	< 1,03	0,43 <sup>+0,43</sup> <sub>-0,23</sub>	1,84 <sup>+2,30</sup> <sub>-1,76</sub>	1 <sup>a</sup>	...	1,19/4	2,1 × 10 <sup>-14</sup>
23	wm	< 2,08	> 1,75	...	1 <sup>a</sup>	...	1,24/5	3,2 × 10 <sup>-14</sup>
24	wm	0,39 <sup>+0,48</sup> <sub>-0,28</sub>	5,21 <sup>+74,69</sup> <sub>-3,59</sub>	...	1 <sup>a</sup>	...	0,94/3	4,8 × 10 <sup>-14</sup>

Continua...



Tabela A.1: Continuação.

Id.	Modelo <sup>a</sup>	N <sub>H</sub> (10 <sup>22</sup> cm <sup>-2</sup> )	kT <sub>1</sub> (keV)	kT <sub>2</sub> (keV)	Abund. (Z <sub>⊙</sub> )	Γ	X <sub>V</sub> <sup>2</sup> /d.o.f.	f <sub>x</sub> [0,3–10 keV] (erg s <sup>-1</sup> cm <sup>-2</sup> )
24	wp	0,49 <sup>+0,65</sup> <sub>-0,40</sub>	...	...	...	1,94 <sup>+1,63</sup> <sub>-0,97</sub>	0,87/3	5,5 × 10 <sup>-14</sup>
25	wm	< 0,46	> 2,89	...	1 <sup>a</sup>	...	0,41/3	3,4 × 10 <sup>-14</sup>
26	wm	2,17 <sup>+0,63</sup> <sub>-1,69</sub>	0,30 <sup>+1,92</sup> <sub>-0,12</sub>	...	1 <sup>a</sup>	...	0,61/3	1,6 × 10 <sup>-12</sup>
27	wm	< 0,53	7,06 <sup>+72,84</sup> <sub>-4,43</sub>	...	1 <sup>a</sup>	...	0,74/4	6,6 × 10 <sup>-14</sup>
27	wp	< 0,65	...	...	...	1,53 <sup>+1,00</sup> <sub>-0,70</sub>	0,75/4	7,3 × 10 <sup>-14</sup>
28	wm	0,20 <sup>+0,25</sup> <sub>-0,14</sub>	> 3,13	...	1 <sup>a</sup>	...	1,65/4	2,8 × 10 <sup>-14</sup>
28	wp	0,25 <sup>+0,37</sup> <sub>-0,22</sub>	...	...	...	1,55 <sup>+0,92</sup> <sub>-0,56</sub>	1,56/4	2,9 × 10 <sup>-14</sup>
29	wm	0,75 <sup>+0,99</sup> <sub>-0,35</sub>	2,70 <sup>+26,22</sup> <sub>-1,56</sub>	...	1 <sup>a</sup>	...	0,67/2	3,3 × 10 <sup>-14</sup>
31	wp	< 0,58	...	...	...	1,04 <sup>+1,09</sup> <sub>-0,83</sub>	1,47/4	5,3 × 10 <sup>-14</sup>
32	wm	0,89 <sup>+0,74</sup> <sub>-0,41</sub>	3,37 <sup>+8,67</sup> <sub>-1,83</sub>	...	1 <sup>a</sup>	...	0,70/5	4,9 × 10 <sup>-14</sup>
33	wm	0,24 <sup>+0,25</sup> <sub>-0,12</sub>	2,92 <sup>+2,85</sup> <sub>-1,10</sub>	...	1 <sup>a</sup>	...	0,35/7	5,1 × 10 <sup>-14</sup>
35	wm	< 1,37	> 1,17	...	1 <sup>a</sup>	...	0,92/4	2,8 × 10 <sup>-14</sup>
36	wm	0,29 <sup>+1,28</sup> <sub>-0,22</sub>	3,41 <sup>+21,01</sup> <sub>-2,40</sub>	...	1 <sup>a</sup>	...	0,70/5	1,8 × 10 <sup>-14</sup>
37	wm	< 1,05	0,31 <sup>+0,11</sup> <sub>-0,23</sub>	...	1 <sup>a</sup>	...	0,44/6	3,6 × 10 <sup>-15</sup>
39	wm	0,21 <sup>+0,21</sup> <sub>-0,15</sub>	5,52 <sup>+49,29</sup> <sub>-2,73</sub>	...	1 <sup>a</sup>	...	0,43/4	7,1 × 10 <sup>-14</sup>
39	wp	0,28 <sup>+0,30</sup> <sub>-0,21</sub>	...	...	...	1,83 <sup>+0,78</sup> <sub>-0,44</sub>	0,51/4	8,0 × 10 <sup>-14</sup>
44	wm	0,28 <sup>+1,01</sup> <sub>-0,25</sub>	> 2,86	...	1 <sup>a</sup>	...	0,57/6	2,8 × 10 <sup>-14</sup>
44	wp	< 1,30	...	...	...	1,13 <sup>+1,23</sup> <sub>-0,79</sub>	0,56/6	2,9 × 10 <sup>-14</sup>
47	wm	0,26 <sup>+1,49</sup> <sub>-0,18</sub>	2,51 <sup>+4,58</sup> <sub>-1,88</sub>	...	1 <sup>a</sup>	...	0,18/4	1,8 × 10 <sup>-14</sup>
50	wm	0,11 <sup>+0,16</sup> <sub>-0,10</sub>	2,47 <sup>+1,89</sup> <sub>-0,71</sub>	...	1 <sup>a</sup>	...	0,87/9	1,3 × 10 <sup>-14</sup>
57	wm	< 1,53	0,87 <sup>+0,51</sup> <sub>-0,54</sub>	...	1 <sup>a</sup>	...	0,52/4	4,9 × 10 <sup>-15</sup>
62	wm	0,15 <sup>+0,22</sup> <sub>-0,12</sub>	2,93 <sup>+3,14</sup> <sub>-1,17</sub>	...	1 <sup>a</sup>	...	1,06/4	1,2 × 10 <sup>-14</sup>
64	wm	0,29 <sup>+0,30</sup> <sub>-0,27</sub>	> 2,01	...	1 <sup>a</sup>	...	1,35/4	5,2 × 10 <sup>-14</sup>
64	wp	< 0,66	...	...	...	1,56 <sup>+1,12</sup> <sub>-0,74</sub>	1,40/4	6,3 × 10 <sup>-14</sup>
65	wm	< 1,49	1,76 <sup>+2,02</sup> <sub>-1,24</sub>	...	1 <sup>a</sup>	...	0,32/3	8,9 × 10 <sup>-15</sup>

Continua...

Tabela A.1: Continuação.

Id.	Modelo <sup>a</sup>	N <sub>H</sub> (10 <sup>22</sup> cm <sup>-2</sup> )	kT <sub>1</sub> (keV)	kT <sub>2</sub> (keV)	Abund. (Z <sub>⊙</sub> )	Γ	X <sub>V</sub> <sup>2</sup> /d.o.f.	f <sub>x</sub> [0,3–10 keV] (erg s <sup>-1</sup> cm <sup>-2</sup> )
66	wm	< 3,29	2,27 <sup>+6,74</sup> <sub>-1,66</sub>	...	1 <sup>a</sup>	...	0,48/2	1,4 × 10 <sup>-14</sup>
77	wm	< 0,30	> 2,14	...	1 <sup>a</sup>	...	0,49/2	1,1 × 10 <sup>-14</sup>
88	wm	2,71 <sup>+4,93</sup> <sub>-1,89</sub>	0,42 <sup>+2,23</sup> <sub>-0,34</sub>	...	1 <sup>a</sup>	...	1,35/1	4,5 × 10 <sup>-13</sup>
138	wm	2,02 <sup>+2,22</sup> <sub>-1,91</sub>	0,30 <sup>+3,60</sup> <sub>-0,21</sub>	...	1 <sup>a</sup>	...	0,25/2	9,9 × 10 <sup>-13</sup>
<b>NGC 884</b>								
2	wm	0,28 <sup>+0,29</sup> <sub>-0,20</sub>	> 5,26	...	1 <sup>a</sup>	...	0,58/7	7,1 × 10 <sup>-14</sup>
2	wm	0,30 <sup>+0,28</sup> <sub>-0,22</sub>	> 4,97	...	0,06 <sup>+16,02</sup> <sub>-0,06</sub>	...	0,63/6	6,9 × 10 <sup>-14</sup>
2	wp	0,37 <sup>+0,35</sup> <sub>-0,25</sub>	...	...	...	1,57 <sup>+0,46</sup> <sub>-0,38</sub>	0,53/7	7,3 × 10 <sup>-14</sup>
3	wm	0,19 <sup>+0,14</sup> <sub>-0,11</sub>	> 13,5	...	1 <sup>a</sup>	...	0,77/8	9,6 × 10 <sup>-14</sup>
3	wp	< 0,28	...	...	...	0,94 <sup>+0,39</sup> <sub>-0,34</sub>	0,57/8	1,1 × 10 <sup>-13</sup>
6	wm	< 0,38	0,86 <sup>+0,51</sup> <sub>-0,57</sub>	...	0,05 <sup>+0,13</sup> <sub>-0,05</sub>	...	0,36/3	3,5 × 10 <sup>-14</sup>
7	wm	0,24 <sup>+0,26</sup> <sub>-0,16</sub>	4,07 <sup>+4,51</sup> <sub>-1,67</sub>	...	1 <sup>a</sup>	...	1,81/8	3,6 × 10 <sup>-14</sup>
9	wm	0,47 <sup>+0,41</sup> <sub>-0,25</sub>	> 4,13	...	1 <sup>a</sup>	...	0,60/6	7,1 × 10 <sup>-14</sup>
12	wm	< 0,47	> 4,39	...	1 <sup>a</sup>	...	0,91/5	4,0 × 10 <sup>-14</sup>
14	wm	1,81 <sup>+0,61</sup> <sub>-1,52</sub>	0,57 <sup>+2,96</sup> <sub>-0,23</sub>	...	1 <sup>a</sup>	...	0,80/2	8,1 × 10 <sup>-13</sup>
15	wm	0,41 <sup>+0,46</sup> <sub>-0,30</sub>	4,72 <sup>+29,49</sup> <sub>-2,60</sub>	...	1 <sup>a</sup>	...	1,77/4	4,9 × 10 <sup>-14</sup>
16	wm	0,97 <sup>+1,87</sup> <sub>-0,60</sub>	2,52 <sup>+16,43</sup> <sub>-1,89</sub>	...	1 <sup>a</sup>	...	1,18/4	4,5 × 10 <sup>-14</sup>
18	wm	0,70 <sup>+1,08</sup> <sub>-0,49</sub>	3,94 <sup>+37,98</sup> <sub>-2,62</sub>	...	1 <sup>a</sup>	...	1,79/4	5,4 × 10 <sup>-14</sup>
19	wm	0,17 <sup>+0,25</sup> <sub>-0,13</sub>	2,32 <sup>+4,77</sup> <sub>-0,71</sub>	...	1 <sup>a</sup>	...	0,62/2	1,6 × 10 <sup>-14</sup>
20	wm	1,03 <sup>+1,11</sup> <sub>-0,62</sub>	7,55 <sup>+72,35</sup> <sub>-4,67</sub>	...	1 <sup>a</sup>	...	0,27/4	5,8 × 10 <sup>-14</sup>
28	wm	< 1,18	> 1,19	...	1 <sup>a</sup>	...	0,72/2	2,9 × 10 <sup>-14</sup>
31	wm	< 0,43	4,62 <sup>+30,73</sup> <sub>-2,49</sub>	...	1 <sup>a</sup>	...	0,27/2	2,0 × 10 <sup>-14</sup>
32	wm	1,93 <sup>+4,45</sup> <sub>-1,08</sub>	> 2,31	...	1 <sup>a</sup>	...	1,43/3	6,1 × 10 <sup>-14</sup>
41	wm	< 2,45	> 2,11	...	1 <sup>a</sup>	...	0,46/1	1,9 × 10 <sup>-13</sup>
41	wp	< 2,75	...	...	...	1,58 <sup>+1,39</sup> <sub>-1,02</sub>	0,53/1	1,9 × 10 <sup>-13</sup>

Continua...

Tabela A.1: Continuação.

Id.	Modelo <sup>a</sup>	N <sub>H</sub> (10 <sup>22</sup> cm <sup>-2</sup> )	kT <sub>1</sub> (keV)	kT <sub>2</sub> (keV)	Abund. (Z <sub>⊙</sub> )	Γ	X <sub>V</sub> <sup>2</sup> /d.o.f.	f <sub>x</sub> [0,3–10 keV] (erg s <sup>-1</sup> cm <sup>-2</sup> )
46	wm	< 1,25	2,33 <sup>+4,65</sup> <sub>-1,83</sub>	...	1 <sup>a</sup>	...	0,91/3	9,8 × 10 <sup>-15</sup>
<b>NGC 3766</b>								
1	wm	0,13 <sup>+0,04</sup> <sub>-0,03</sub>	3,98 <sup>+1,00</sup> <sub>-0,81</sub>	...	1 <sup>a</sup>	...	1,16/39	1,0 × 10 <sup>-13</sup>
2	wm	< 0,32	0,38 <sup>+0,13</sup> <sub>-0,13</sub>	...	1 <sup>a</sup>	...	1,04/11	2,2 × 10 <sup>-14</sup>
3	wm	0,81 <sup>+0,12</sup> <sub>-0,22</sub>	0,15 <sup>+0,06</sup> <sub>-0,04</sub>	...	1 <sup>a</sup>	...	1,60/11	2,1 × 10 <sup>-12</sup>
3	wmm	< 1,11	0,33 <sup>+0,53</sup> <sub>-0,16</sub>	1,27 <sup>+18,83</sup> <sub>-1,19</sub>	1 <sup>a</sup>	...	1,13/9	1,6 × 10 <sup>-14</sup>
4	wm	0,07 <sup>+0,05</sup> <sub>-0,04</sub>	2,16 <sup>+0,77</sup> <sub>-0,48</sub>	...	1 <sup>a</sup>	...	1,50/19	2,5 × 10 <sup>-14</sup>
4	wm	0,23 <sup>+0,11</sup> <sub>-0,09</sub>	0,84 <sup>+0,29</sup> <sub>-0,20</sub>	...	0,05 <sup>+0,06</sup> <sub>-0,04</sub>	...	0,97/18	3,9 × 10 <sup>-14</sup>
4	wmm	1,01 <sup>+0,23</sup> <sub>-0,09</sub>	0,14 <sup>+0,03</sup> <sub>-0,04</sub>	1,74 <sup>+2,02</sup> <sub>-0,58</sub>	1 <sup>a</sup>	...	0,59/17	5,8 × 10 <sup>-12</sup>
5	wm	0,38 <sup>+0,33</sup> <sub>-0,21</sub>	> 4,64	...	1 <sup>a</sup>	...	0,61/19	8,4 × 10 <sup>-14</sup>
5	wp	0,36 <sup>+0,34</sup> <sub>-0,21</sub>	...	...	...	1,37 <sup>+0,23</sup> <sub>-0,23</sub>	0,62/19	8,8 × 10 <sup>-14</sup>
6	wm	0,92 <sup>+0,20</sup> <sub>-0,20</sub>	0,14 <sup>+0,05</sup> <sub>-0,04</sub>	...	1 <sup>a</sup>	...	1,19/10	3,7 × 10 <sup>-12</sup>
7	wm	0,86 <sup>+0,15</sup> <sub>-0,30</sub>	0,21 <sup>+0,15</sup> <sub>-0,05</sub>	...	1 <sup>a</sup>	...	0,94/10	6,1 × 10 <sup>-13</sup>
12	wm	0,27 <sup>+0,35</sup> <sub>-0,16</sub>	> 22,08	...	1 <sup>a</sup>	...	1,84/9	4,7 × 10 <sup>-14</sup>
12	wp	< 0,22	...	...	...	0,46 <sup>+0,35</sup> <sub>-0,30</sub>	0,83/9	6,4 × 10 <sup>-14</sup>
13	wm	0,30 <sup>+0,22</sup> <sub>-0,13</sub>	0,80 <sup>+0,32</sup> <sub>-0,35</sub>	...	< 0,15	...	1,72/9	3,8 × 10 <sup>-14</sup>
13	wmm	0,90 <sup>+0,24</sup> <sub>-0,30</sub>	0,17 <sup>+0,15</sup> <sub>-0,04</sub>	2,42 <sup>+8,77</sup> <sub>-1,09</sub>	1 <sup>a</sup>	...	1,32/8	1,2 × 10 <sup>-12</sup>
14	wm	0,84 <sup>+0,17</sup> <sub>-0,36</sub>	0,16 <sup>+0,13</sup> <sub>-0,04</sub>	...	1 <sup>a</sup>	...	1,50/11	1,2 × 10 <sup>-12</sup>
14	wmm	< 0,66	0,33 <sup>+0,38</sup> <sub>-0,13</sub>	1,09 <sup>+0,88</sup> <sub>-0,89</sub>	1 <sup>a</sup>	...	1,03/9	9,4 × 10 <sup>-15</sup>
16	wm	< 0,20	2,19 <sup>+6,57</sup> <sub>-1,95</sub>	...	1 <sup>a</sup>	...	1,09/8	9,0 × 10 <sup>-15</sup>
17	wm	1,11 <sup>+1,24</sup> <sub>-0,47</sub>	> 3,95	...	1 <sup>a</sup>	...	0,58/4	8,6 × 10 <sup>-14</sup>
17	wp	0,88 <sup>+1,30</sup> <sub>-0,64</sub>	...	...	...	1,01 <sup>+0,89</sup> <sub>-0,69</sub>	0,52/4	8,6 × 10 <sup>-14</sup>
21	wm	< 0,18	1,03 <sup>+0,09</sup> <sub>-0,12</sub>	...	1 <sup>a</sup>	...	1,40/9	1,4 × 10 <sup>-14</sup>
22	wm	< 0,11	1,01 <sup>+0,15</sup> <sub>-0,24</sub>	...	1 <sup>a</sup>	...	1,03/4	8,5 × 10 <sup>-15</sup>
25	wm	2,05 <sup>+2,30</sup> <sub>-1,03</sub>	> 2,59	...	1 <sup>a</sup>	...	0,97/6	6,2 × 10 <sup>-14</sup>

Continua...

Tabela A.1: Continuação.

Id.	Modelo <sup>a</sup>	N <sub>H</sub> (10 <sup>22</sup> cm <sup>-2</sup> )	kT <sub>1</sub> (keV)	kT <sub>2</sub> (keV)	Abund. (Z <sub>⊙</sub> )	Γ	X <sub>V</sub> <sup>2</sup> /d.o.f.	f <sub>x</sub> [0,3–10 keV] (erg s <sup>-1</sup> cm <sup>-2</sup> )
25	wp	2,60 <sup>+8,33</sup> <sub>-2,06</sub>	...	...	...	1,51 <sup>+2,16</sup> <sub>-1,02</sub>	0,93/6	7,2 × 10 <sup>-14</sup>
27	wm	0,66 <sup>+0,72</sup> <sub>-0,61</sub>	0,50 <sup>+0,35</sup> <sub>-0,39</sub>	...	1 <sup>a</sup>	...	1,81/2	6,2 × 10 <sup>-14</sup>
28	wm	< 0,51	2,82 <sup>+77,08</sup> <sub>-1,53</sub>	...	1 <sup>a</sup>	...	1,42/3	1,7 × 10 <sup>-14</sup>
29	wm	< 0,06	3,77 <sup>+6,52</sup> <sub>-1,64</sub>	...	1 <sup>a</sup>	...	1,07/10	1,2 × 10 <sup>-14</sup>
30	wm	< 0,09	> 1,6	...	1 <sup>a</sup>	...	1,84/2	1,6 × 10 <sup>-14</sup>
30	wm	< 0,36	0,97 <sup>+26,99</sup> <sub>-0,65</sub>	...	< 0,45	...	1,42/1	1,1 × 10 <sup>-14</sup>
36	wm	< 0,57	1,03 <sup>+0,29</sup> <sub>-0,64</sub>	...	1 <sup>a</sup>	...	0,88/4	9,5 × 10 <sup>-15</sup>
38	wm	< 0,35	12,31 <sup>+67,59</sup> <sub>-10,34</sub>	...	1 <sup>a</sup>	...	0,47/7	1,1 × 10 <sup>-14</sup>
38	wp	< 0,75	...	...	...	1,66 <sup>+3,21</sup> <sub>-1,02</sub>	0,46/7	1,1 × 10 <sup>-14</sup>
39	wm	0,86 <sup>+0,34</sup> <sub>-0,33</sub>	0,15 <sup>+0,10</sup> <sub>-0,06</sub>	...	1 <sup>a</sup>	...	0,50/5	8,1 × 10 <sup>-13</sup>
40	wm	< 0,10	4,36 <sup>+13,80</sup> <sub>-2,27</sub>	...	1 <sup>a</sup>	...	1,13/7	1,9 × 10 <sup>-14</sup>
40	wp	0,15 <sup>+0,21</sup> <sub>-0,05</sub>	...	...	...	2,37 <sup>+0,75</sup> <sub>-0,79</sub>	0,93/7	2,6 × 10 <sup>-14</sup>
42	wm	0,51 <sup>+0,50</sup> <sub>-0,41</sub>	0,62 <sup>+0,23</sup> <sub>-0,23</sub>	...	1 <sup>a</sup>	...	1,46/8	3,9 × 10 <sup>-14</sup>
46	wm	< 0,32	4,60 <sup>+75,30</sup> <sub>-2,50</sub>	...	1 <sup>a</sup>	...	0,58/11	2,3 × 10 <sup>-14</sup>
46	wmm	< 0,49	0,56 <sup>+79,34</sup> <sub>-0,48</sub>	4,67 <sup>+75,23</sup> <sub>-4,54</sub>	1 <sup>a</sup>	...	0,70/9	2,3 × 10 <sup>-14</sup>
48	wm	0,97 <sup>+0,54</sup> <sub>-0,36</sub>	0,39 <sup>+0,43</sup> <sub>-0,28</sub>	...	1 <sup>a</sup>	...	1,11/2	9,6 × 10 <sup>-14</sup>
50	wm	< 0,94	0,44 <sup>+0,31</sup> <sub>-0,30</sub>	...	1 <sup>a</sup>	...	0,96/1	9,9 × 10 <sup>-15</sup>
51	wm	< 0,67	1,80 <sup>+2,95</sup> <sub>-0,63</sub>	...	1 <sup>a</sup>	...	0,99/6	4,8 × 10 <sup>-15</sup>
53	wm	0,52 <sup>+0,29</sup> <sub>-0,39</sub>	0,83 <sup>+0,30</sup> <sub>-0,35</sub>	...	1 <sup>a</sup>	...	0,45/3	1,5 × 10 <sup>-14</sup>
54	wp	< 0,30	...	...	...	1,23 <sup>+0,80</sup> <sub>-0,54</sub>	0,50/2	2,0 × 10 <sup>-14</sup>
56	wm	< 0,46	1,82 <sup>+4,04</sup> <sub>-0,54</sub>	...	1 <sup>a</sup>	...	0,79/2	1,3 × 10 <sup>-14</sup>
57	wm	0,44 <sup>+1,86</sup> <sub>-0,43</sub>	> 0,98	...	1 <sup>a</sup>	...	0,18/1	1,3 × 10 <sup>-14</sup>
59	wm	1,39 <sup>+2,44</sup> <sub>-1,05</sub>	> 1,47	...	1 <sup>a</sup>	...	0,90/6	4,3 × 10 <sup>-14</sup>
61	wm	1,06 <sup>+0,37</sup> <sub>-0,36</sub>	0,09 <sup>+0,09</sup> <sub>-0,01</sub>	...	1 <sup>a</sup>	...	1,57/5	1,7 × 10 <sup>-11</sup>
62	wm	< 2,11	0,11 <sup>+1,01</sup> <sub>-0,03</sub>	...	1 <sup>a</sup>	...	0,80/6	7,5 × 10 <sup>-12</sup>

Continua...

Tabela A.1: Continuação.

Id.	Modelo <sup>a</sup>	N <sub>H</sub> (10 <sup>22</sup> cm <sup>-2</sup> )	kT <sub>1</sub> (keV)	kT <sub>2</sub> (keV)	Abund. (Z <sub>⊙</sub> )	Γ	X <sub>ν</sub> <sup>2</sup> /d.o.f.	f <sub>x</sub> [0,3–10 keV] (erg s <sup>-1</sup> cm <sup>-2</sup> )
63	wm	< 0,23	0,93 <sup>+0,31</sup> <sub>-0,18</sub>	...	1 <sup>a</sup>	...	0,88/4	4,4 × 10 <sup>-15</sup>
64	wm	< 1,25	> 1,78	...	1 <sup>a</sup>	...	0,11/4	1,4 × 10 <sup>-14</sup>
65	wm	< 0,15	3,50 <sup>+8,42</sup> <sub>-1,69</sub>	...	1 <sup>a</sup>	...	0,42/2	8,4 × 10 <sup>-15</sup>
66	wm	< 1,46	0,54 <sup>+0,44</sup> <sub>-0,42</sub>	...	1 <sup>a</sup>	...	0,58/2	3,8 × 10 <sup>-15</sup>
68	wm	< 1,66	0,51 <sup>+0,95</sup> <sub>-0,43</sub>	...	1 <sup>a</sup>	...	0,77/6	3,0 × 10 <sup>-14</sup>
69	wm	< 0,13	2,93 <sup>+23,54</sup> <sub>-1,24</sub>	...	1 <sup>a</sup>	...	1,49/4	5,6 × 10 <sup>-15</sup>
70	wm	1,27 <sup>+0,63</sup> <sub>-1,19</sub>	0,16 <sup>+0,79</sup> <sub>-0,07</sub>	...	1 <sup>a</sup>	...	1,22/2	1,6 × 10 <sup>-12</sup>
71	wm	0,73 <sup>+0,48</sup> <sub>-0,43</sub>	0,40 <sup>+0,37</sup> <sub>-0,23</sub>	...	1 <sup>a</sup>	...	0,23/5	5,9 × 10 <sup>-14</sup>
72	wm	< 0,49	1,23 <sup>+1,44</sup> <sub>-0,51</sub>	...	1 <sup>a</sup>	...	1,29/5	3,5 × 10 <sup>-15</sup>
78	wm	< 2,18	1,04 <sup>+0,55</sup> <sub>-0,70</sub>	...	1 <sup>a</sup>	...	0,35/2	3,9 × 10 <sup>-15</sup>
80	wm	< 0,52	1,15 <sup>+1,08</sup> <sub>-0,38</sub>	...	1 <sup>a</sup>	...	0,20/7	2,9 × 10 <sup>-15</sup>
87	wm	< 0,18	1,59 <sup>+1,64</sup> <sub>-0,52</sub>	...	1 <sup>a</sup>	...	0,62/6	5,7 × 10 <sup>-15</sup>
88	wm	< 1,13	0,16 <sup>+0,28</sup> <sub>-0,05</sub>	...	1 <sup>a</sup>	...	1,51/5	7,5 × 10 <sup>-13</sup>
94	wm	< 2,95	0,45 <sup>+4,07</sup> <sub>-0,34</sub>	...	1 <sup>a</sup>	...	0,31/3	1,2 × 10 <sup>-13</sup>
96	wm	2,29 <sup>+6,90</sup> <sub>-1,96</sub>	0,30 <sup>+79,60</sup> <sub>-0,19</sub>	...	1 <sup>a</sup>	...	0,84/7	3,4 × 10 <sup>-13</sup>
98	wm	< 2,05	0,84 <sup>+0,49</sup> <sub>-0,76</sub>	...	1 <sup>a</sup>	...	0,28/4	8,9 × 10 <sup>-15</sup>
99	wm	< 2,08	0,44 <sup>+1,91</sup> <sub>-0,36</sub>	...	1 <sup>a</sup>	...	0,62/3	4,6 × 10 <sup>-14</sup>
107	wm	< 0,28	3,89 <sup>+76,01</sup> <sub>-2,34</sub>	...	1 <sup>a</sup>	...	1,43/2	1,4 × 10 <sup>-14</sup>
107	wp	< 0,90	...	...	...	2,02 <sup>+4,71</sup> <sub>-0,80</sub>	1,18/2	1,4 × 10 <sup>-14</sup>
118	wm	1,09 <sup>+0,65</sup> <sub>-0,75</sub>	0,21 <sup>+0,40</sup> <sub>-0,12</sub>	...	1 <sup>a</sup>	...	0,80/5	3,9 × 10 <sup>-13</sup>
166	wm	< 1,28	0,57 <sup>+1,18</sup> <sub>-0,42</sub>	...	1 <sup>a</sup>	...	1,09/5	4,2 × 10 <sup>-14</sup>
197	wm	< 0,88	0,66 <sup>+0,19</sup> <sub>-0,46</sub>	...	1 <sup>a</sup>	...	1,36/4	1,2 × 10 <sup>-14</sup>
202	wm	< 2,21	0,14 <sup>+2,23</sup> <sub>-0,06</sub>	...	1 <sup>a</sup>	...	0,18/2	1,7 × 10 <sup>-12</sup>
<b>NGC 663</b>								
2	wm	< 0,04	1,67 <sup>+0,74</sup> <sub>-0,35</sub>	...	0,17 <sup>+0,14</sup> <sub>-0,09</sub>	...	1,69/38	1,3 × 10 <sup>-13</sup>

Continua...

Tabela A.1: Continuação.

Id.	Modelo <sup>a</sup>	N <sub>H</sub> (10 <sup>22</sup> cm <sup>-2</sup> )	kT <sub>1</sub> (keV)	kT <sub>2</sub> (keV)	Abund. (Z <sub>⊙</sub> )	Γ	X <sub>V</sub> <sup>2</sup> /d.o.f.	f <sub>x</sub> [0,3–10 keV] (erg s <sup>-1</sup> cm <sup>-2</sup> )
2	wmm	<0,007	0,82 <sup>+0,10</sup> <sub>-0,12</sub>	3,64 <sup>+1,00</sup> <sub>-0,72</sub>	1 <sup>a</sup>	...	1,08/37	1,5 × 10 <sup>-13</sup>
3	wm	0,88 <sup>+0,20</sup> <sub>-0,18</sub>	> 10,5	...	1 <sup>a</sup>	...	0,83/32	4,0 × 10 <sup>-13</sup>
3	wp	0,99 <sup>+0,28</sup> <sub>-0,23</sub>	...	...	...	1,48 <sup>+0,23</sup> <sub>-0,21</sub>	0,79/32	4,2 × 10 <sup>-13</sup>
5	wm	0,29 <sup>+0,12</sup> <sub>-0,10</sub>	3,63 <sup>+1,91</sup> <sub>-0,97</sub>	...	1 <sup>a</sup>	...	1,48/9	1,9 × 10 <sup>-13</sup>
5	wm	0,28 <sup>+0,16</sup> <sub>-0,11</sub>	3,91 <sup>+2,62</sup> <sub>-2,03</sub>	...	1,33 <sup>+8,27</sup> <sub>-1,29</sub>	...	1,65/8	1,9 × 10 <sup>-13</sup>
7	wm	1,04 <sup>+0,58</sup> <sub>-0,41</sub>	3,90 <sup>+8,01</sup> <sub>-1,46</sub>	...	1 <sup>a</sup>	...	1,09/9	1,1 × 10 <sup>-13</sup>
9	wm	1,00 <sup>+0,86</sup> <sub>-0,52</sub>	> 2,00	...	1 <sup>a</sup>	...	0,70/5	1,2 × 10 <sup>-13</sup>
<b>NGC 7419</b>								
1	wm	0,18 <sup>+0,02</sup> <sub>-0,02</sub>	0,81 <sup>+0,03</sup> <sub>-0,03</sub>	...	0,12 <sup>+0,02</sup> <sub>-0,02</sub>	...	1,35/109	8,3 × 10 <sup>-13</sup>
1	wmm	0,08 <sup>+0,02</sup> <sub>-0,02</sub>	0,71 <sup>+0,06</sup> <sub>-0,03</sub>	1,66 <sup>+0,16</sup> <sub>-0,11</sub>	1 <sup>a</sup>	...	1,16/108	5,9 × 10 <sup>-13</sup>
2	wm	< 0,07	0,69 <sup>+0,12</sup> <sub>-0,11</sub>	...	0,09 <sup>+0,07</sup> <sub>-0,05</sub>	...	0,67/12	3,7 × 10 <sup>-14</sup>
2	wmm	< 0,07	0,26 <sup>+0,05</sup> <sub>-0,17</sub>	0,96 <sup>+0,15</sup> <sub>-0,81</sub>	1 <sup>a</sup>	...	0,62/11	3,3 × 10 <sup>-14</sup>
4	wm	< 0,22	0,98 <sup>+0,44</sup> <sub>-0,40</sub>	...	< 0,28	...	0,86/5	3,8 × 10 <sup>-14</sup>
4	wmm	1,01 <sup>+0,17</sup> <sub>-0,97</sub>	0,09 <sup>+0,30</sup> <sub>-0,01</sub>	1,15 <sup>+2,58</sup> <sub>-0,48</sub>	1 <sup>a</sup>	...	0,17/4	3,6 × 10 <sup>-11</sup>
5	wm	4,36 <sup>+6,67</sup> <sub>-2,58</sub>	0,78 <sup>+1,19</sup> <sub>-0,55</sub>	...	1 <sup>a</sup>	...	0,21/1	7,1 × 10 <sup>-13</sup>
6	wm	0,82 <sup>+0,20</sup> <sub>-0,20</sub>	0,14 <sup>+0,04</sup> <sub>-0,03</sub>	...	1 <sup>a</sup>	...	1,60/5	2,8 × 10 <sup>-12</sup>
7	wm	1,48 <sup>+1,02</sup> <sub>-0,61</sub>	1,83 <sup>+1,33</sup> <sub>-0,75</sub>	...	1 <sup>a</sup>	...	0,36/5	5,3 × 10 <sup>-14</sup>
8	wmm	< 0,18	0,64 <sup>+0,13</sup> <sub>-0,14</sub>	> 5,11	1 <sup>a</sup>	...	1,13/5	3,2 × 10 <sup>-14</sup>
11	wm	< 1,22	0,09 <sup>+0,44</sup> <sub>-0,01</sub>	...	1 <sup>a</sup>	...	0,71/5	1,5 × 10 <sup>-11</sup>
13	wm	0,78 <sup>+0,34</sup> <sub>-0,56</sub>	0,15 <sup>+0,16</sup> <sub>-0,06</sub>	...	1 <sup>a</sup>	...	1,81/4	5,9 × 10 <sup>-13</sup>
14	wm	< 1,41	> 4,63	...	1 <sup>a</sup>	...	1,95/1	2,7 × 10 <sup>-14</sup>
14	wp	< 1,10	...	...	...	0,74 <sup>+0,87</sup> <sub>-0,51</sub>	0,70/1	3,2 × 10 <sup>-14</sup>
17	wm	1,01 <sup>+0,55</sup> <sub>-0,98</sub>	0,56 <sup>+1,79</sup> <sub>-0,37</sub>	...	1 <sup>a</sup>	...	1,64/5	5,6 × 10 <sup>-14</sup>
18	wm	2,09 <sup>+5,64</sup> <sub>-1,63</sub>	2,31 <sup>+4,76</sup> <sub>-1,74</sub>	...	1 <sup>a</sup>	...	1,38/4	4,7 × 10 <sup>-14</sup>
21	wm	< 2,32	1,81 <sup>+36,98</sup> <sub>-1,62</sub>	...	1 <sup>a</sup>	...	1,66/3	1,8 × 10 <sup>-14</sup>

Continua...

Tabela A.1: Continuação.

Id.	Modelo <sup>a</sup>	N <sub>H</sub> (10 <sup>22</sup> cm <sup>-2</sup> )	kT <sub>1</sub> (keV)	kT <sub>2</sub> (keV)	Abund. (Z <sub>⊙</sub> )	Γ	X <sub>v</sub> <sup>2</sup> /d.o.f.	f <sub>x</sub> [0,3–10 keV] (erg s <sup>-1</sup> cm <sup>-2</sup> )
40	wp	< 2,26	...	...	...	1,21 <sup>+5,35</sup> <sub>-1,03</sub>	0,45/3	7,1 × 10 <sup>-15</sup>
48	wp	< 3,23	...	...	...	0,57 <sup>+8,39</sup> <sub>-1,61</sub>	1,45/3	2,1 × 10 <sup>-14</sup>
<b>IC 4725</b>								
2	wm	0,17 <sup>+0,05</sup> <sub>-0,04</sub>	3,18 <sup>+0,63</sup> <sub>-0,52</sub>	...	...	...	1,28/19	1,2 × 10 <sup>-13</sup>
2	wmm	1,00 <sup>+0,19</sup> <sub>-0,24</sub>	0,15 <sup>+0,04</sup> <sub>-0,03</sub>	2,10 <sup>+0,57</sup> <sub>-0,40</sub>	...	...	0,96/17	4,8 × 10 <sup>-12</sup>
2	wp	0,37 <sup>+0,09</sup> <sub>-0,08</sub>	...	...	...	2,51 <sup>+0,31</sup> <sub>-0,26</sub>	1,118/19	1,9 × 10 <sup>-13</sup>
3	wmm	0,17 <sup>+0,09</sup> <sub>-0,07</sub>	0,61 <sup>+0,10</sup> <sub>-0,12</sub>	3,43 <sup>+3,61</sup> <sub>-1,20</sub>	...	...	1,27/8	7,0 × 10 <sup>-14</sup>
7	wm	0,87 <sup>+0,43</sup> <sub>-0,23</sub>	0,54 <sup>+0,16</sup> <sub>-0,31</sub>	...	...	...	1,76/5	1,5 × 10 <sup>-13</sup>
7	wp	0,60 <sup>+0,47</sup> <sub>-0,43</sub>	...	...	...	4,80 <sup>+2,39</sup> <sub>-0,99</sub>	1,012/5	1,5 × 10 <sup>-13</sup>
8	wm	0,29 <sup>+0,22</sup> <sub>-0,13</sub>	0,83 <sup>+0,26</sup> <sub>-0,22</sub>	...	0,07 <sup>+0,11</sup> <sub>-0,06</sub>	...	0,606/4	5,3 × 10 <sup>-14</sup>
8	wp	0,59 <sup>+0,34</sup> <sub>-0,25</sub>	...	...	...	4,41 <sup>+1,80</sup> <sub>-1,27</sub>	1,356/5	4,2 × 10 <sup>-13</sup>
9	wmm	1,10 <sup>+0,20</sup> <sub>-0,17</sub>	0,14 <sup>+0,06</sup> <sub>-0,05</sub>	> 1,17	...	...	0,54/4	6,5 × 10 <sup>-12</sup>
10	wm	0,94 <sup>+0,29</sup> <sub>-0,16</sub>	0,51 <sup>+0,10</sup> <sub>-0,20</sub>	...	...	...	1,60/6	3,0 × 10 <sup>-13</sup>
11	wp	0,61 <sup>+0,47</sup> <sub>-0,19</sub>	...	...	...	2,34 <sup>+0,77</sup> <sub>-0,56</sub>	1,367/6	6,5 × 10 <sup>-14</sup>
12	wmm	0,13 <sup>+0,16</sup> <sub>-0,10</sub>	0,92 <sup>+0,29</sup> <sub>-0,19</sub>	> 2,25	...	...	1,72/5	3,4 × 10 <sup>-14</sup>
13	wm	0,30 <sup>+0,24</sup> <sub>-0,19</sub>	0,73 <sup>+0,57</sup> <sub>-0,29</sub>	...	< 0,13	...	1,11/6	5,1 × 10 <sup>-14</sup>
13	wp	0,59 <sup>+0,30</sup> <sub>-0,26</sub>	...	...	...	4,51 <sup>+1,60</sup> <sub>-1,28</sub>	0,98/7	4,6 × 10 <sup>-13</sup>
14	wm	< 0,20	2,19 <sup>+2,06</sup> <sub>-0,60</sub>	...	...	...	1,02/7	3,7 × 10 <sup>-14</sup>
15	wm	< 0,20	1,37 <sup>+0,38</sup> <sub>-0,19</sub>	...	...	...	1,79/6	1,8 × 10 <sup>-14</sup>
15	wp	0,77 <sup>+0,32</sup> <sub>-0,30</sub>	... <sup>+0,00</sup> <sub>-0,00</sub>	...	...	5,46 <sup>+1,78</sup> <sub>-1,58</sub>	1,06/6	1,3 × 10 <sup>-12</sup>
16	wmm	1,87 <sup>+0,46</sup> <sub>-0,72</sub>	< 0,11	1,98 <sup>+1,77</sup> <sub>-0,74</sub>	...	...	1,28/2	1,4 × 10 <sup>-10</sup>
17	wmm	< 0,88	0,16 <sup>+0,61</sup> <sub>-0,08</sub>	2,39 <sup>+12,31</sup> <sub>-1,15</sub>	...	...	0,39/3	4,7 × 10 <sup>-13</sup>
17	wp	< 0,33	...	...	...	2,70 <sup>+1,70</sup> <sub>-0,44</sub>	0,47/5	2,5 × 10 <sup>-14</sup>
20	wm	0,67 <sup>+0,34</sup> <sub>-0,41</sub>	0,63 <sup>+0,24</sup> <sub>-0,30</sub>	...	...	...	1,46/3	6,7 × 10 <sup>-14</sup>
21	wm	< 0,96	0,68 <sup>+0,33</sup> <sub>-0,17</sub>	...	...	...	0,93/2	...

Continua...

Tabela A.1: Continuação.

Id.	Modelo <sup>a</sup>	N <sub>H</sub> (10 <sup>22</sup> cm <sup>-2</sup> )	kT <sub>1</sub> (keV)	kT <sub>2</sub> (keV)	Abund. (Z <sub>⊙</sub> )	Γ	X <sub>ν</sub> <sup>2</sup> /d.o.f.	f <sub>x</sub> [0,3–10 keV] (erg s <sup>-1</sup> cm <sup>-2</sup> )
22	wp	< 0,50	...	...	...	2,56 <sup>+1,39</sup> <sub>-0,95</sub>	0,62/4	2,4 × 10 <sup>-14</sup>
22	wmm	< 1,66	< 5,36	1,42 <sup>+2,07</sup> <sub>-0,64</sub>	...	...	0,50/2	5,4 × 10 <sup>-12</sup>
23	wmp	1,37 <sup>+0,18</sup> <sub>-0,69</sub>	> 1,21	...	...	9,94 <sup>+0,06</sup> <sub>-4,08</sub>	0,48/2	4,1 × 10 <sup>-10</sup>
24	wm	< 0,28	1,10 <sup>+0,35</sup> <sub>-0,17</sub>	...	...	...	0,84/3	1,2 × 10 <sup>-14</sup>
26	wm	0,70 <sup>+0,26</sup> <sub>-0,24</sub>	0,47 <sup>+0,17</sup> <sub>-0,22</sub>	...	...	...	1,47/3	8,5 × 10 <sup>-14</sup>
29	wm	1,14 <sup>+0,60</sup> <sub>-0,81</sub>	0,19 <sup>+0,84</sup> <sub>-0,09</sub>	...	...	...	1,13/2	1,1 × 10 <sup>-12</sup>
30	wm	0,38 <sup>+0,93</sup> <sub>-0,26</sub>	> 3,13	...	...	...	0,68/4	7,0 × 10 <sup>-14</sup>
30	wp	< 1,33	...	...	...	0,93 <sup>+1,27</sup> <sub>-0,60</sub>	0,64/4	7,1 × 10 <sup>-14</sup>
31	wm	< 2,75	0,67 <sup>+1,63</sup> <sub>-0,59</sub>	...	...	...	0,37/2	6,7 × 10 <sup>-14</sup>
35	wm	0,81 <sup>+0,27</sup> <sub>-0,48</sub>	0,16 <sup>+0,24</sup> <sub>-0,05</sub>	...	...	...	1,07/4	1,3 × 10 <sup>-12</sup>

<sup>a</sup> Modelos aplicados, onde w = *wabs*, m = *mekal* e p = lei de potência.



Tabela A.2.: Fontes X detectadas e as prováveis correlações com fontes Webda e 2MASS: coordenadas e dados fotométricos.

Id. XMM	RA	Decl.	Id. Webda	Id. 2MASS	V	B-V	J	J-K
NGC 869								
1	34,966	57,0	1467	02195172+5659594	12,59	0,99	10,67	0,67
2	34,423	57,251	278	02174136+5715044	11,26	0,71	9,79	0,47
3	34,534	57,084	...	...	...	...	...	...
4	34,795	57,125	...	02191082+5707324	...	...	11,83	0,07
5	34,63	56,983	...	...	...	...	...	...
6	34,588	57,174	580	02182106+5710265	15,73	0,84	14,18	0,49
7	34,645	57,18	...	02183473+5710476	...	...	12,39	0,95
8	34,818	57,352	...	02191652+5721062	...	...	13,56	0,85
9	34,552	57,223	492	02181257+5713224	15,37	1,06	13,23	0,71
10	34,633	57,13	...	...	...	...	...	...
11	34,574	57,181	...	...	...	...	...	...
12	35,041	56,97	...	02200954+5658101	...	...	16,43	1,15
13	35,035	57,12	...	02200834+5707122	...	...	10,91	0,85
14	34,399	57,205	...	02173572+5712185	...	...	13,54	0,86
15	34,959	57,032	...	...	...	...	...	...
16	34,757	57,208	...	...	...	...	...	...
17	34,533	57,047	...	...	...	...	...	...
18	34,872	57,163	1284	02192922+5709481	11,9	0,43	10,98	0,15
19	35,039	57,02	1553	02200931+5701122	13,82	0,41	12,81	0,23
20	34,587	57,109	...	...	...	...	...	...
21	35,161	57,146	...	02203872+5708463	...	...	13,01	0,75
22	34,663	57,22	765	02183920+5713126	14,14	0,46	13,07	0,31
23	34,673	57,071	...	...	...	...	...	...
24	34,395	57,265	...	...	...	...	...	...
25	34,617	56,993	...	...	...	...	...	...
26	34,84	56,967	...	02192123+5658034	...	...	15,9	0,83
27	35,19	57,047	...	...	...	...	...	...
28	34,551	57,184	...	...	...	...	...	...
29	34,93	57,182	...	...	...	...	...	...
30	34,573	57,125	...	02181738+5707308	...	...	14,68	0,67
31	35,025	57,221	...	...	...	...	...	...
32	34,53	57,033	...	...	...	...	...	...
33	35,106	57,262	...	...	...	...	...	...
34	34,561	57,159	...	02181449+5709318	...	...	15,28	0,86
35	34,953	57,038	...	...	...	...	...	...
36	34,734	57,012	...	...	...	...	...	...
37	34,802	57,064	...	02191263+5703519	...	...	13,83	0,84
38	34,459	57,318	335	02174998+5719057	14,49	0,64	12,99	0,41
39	34,815	57,115	...	02191588+5706533	...	...	15,39	0,94
40	34,641	57,321	729	02183424+5719173	11,01	0,45	10,05	0,12
41	35,027	57,131	...	...	...	...	...	...

Continua...

Tabela A.2: Continuação.

Id. XMM	RA	Decl.	Id. Webda	Id. 2MASS	V	B-V	J	J-K
42	34,845	56,981	1239	02192280+5658516	13,88	0,95	11,91	0,5
43	34,764	57,05	...	02190304+5702598	...	...	16,99	1,22
44	34,929	57,101	...	...	...	...	...	...
45	34,671	57,102	...	02184103+5706083	...	...	14,79	0,6
46	34,856	56,992	...	02192523+5659300	...	...	13,99	0,78
47	34,962	57,199	...	02195078+5711559	...	...	14,31	1,0
48	34,616	57,208	662	02182814+5712301	8,18	0,3	7,51	0,09
49	34,731	57,15	3170	02185497+5708599	17,11	0,87	15,08	0,36
50	34,705	57,121	...	...	...	...	...	...
51	34,583	56,977	...	...	...	...	...	...
52	34,85	57,005	1242	02192394+5700158	10,4	0,52	9,37	0,3
53	34,784	57,103	...	02190802+5706083	...	...	15,66	1,04
54	34,734	57,371	...	...	...	...	...	...
55	34,595	57,009	611	02182296+5700301	...	...	10,65	0,3
56	34,756	57,003	...	02190150+5700110	...	...	13,66	0,75
57	34,98	57,22	...	02195542+5713119	...	...	13,95	0,81
58	34,822	57,249	1196	02191759+5714576	10,64	0,33	10,01	0,1
59	34,773	57,161	...	...	...	...	...	...
60	34,97	57,121	...	...	...	...	...	...
61	35,146	57,214	...	02203525+5712535	...	...	10,71	0,41
62	34,753	57,123	...	...	...	...	...	...
63	34,705	57,215	851	02184933+5712551	10,96	0,71	9,68	0,42
64	34,557	57,339	...	...	...	...	...	...
65	34,732	57,117	...	...	...	...	...	...
66	35,123	57,199	...	...	...	...	...	...
67	34,905	56,994	...	...	...	...	...	...
68	34,564	57,116	...	...	...	...	...	...
69	34,611	56,969	...	02182686+5658095	...	...	7,37	1,2
70	34,808	57,03	...	02191407+5701474	...	...	14,79	0,92
71	34,761	57,16	1034	02190276+5709381	15,16	0,6	13,74	0,4
72	34,831	57,242	...	02191962+5714263	...	...	14,27	1,04
73	34,981	57,174	...	...	...	...	...	...
74	34,802	57,205	...	02191258+5712130	...	...	11,46	0,55
75	34,595	57,183	...	02182301+5710567	...	...	14,47	0,55
76	34,993	57,013	...	02195782+5700444	...	...	15,29	0,77
77	34,792	57,138	...	...	...	...	...	...
78	34,485	57,177	...	02175651+5710368	...	...	15,77	0,79
79	34,677	57,094	...	02184251+5705383	...	...	15,04	0,71
80	34,457	57,09	339	02174984+5705257	8,85	0,28	8,28	0,1
81	34,472	57,068	...	...	...	...	...	...
82	34,628	57,065	...	02183113+5703530	...	...	14,98	0,86
83	35,015	57,033	...	...	...	...	...	...
84	34,789	57,372	...	...	...	...	...	...
85	34,82	57,034	...	...	...	...	...	...

Continua...

Tabela A.2: Continuação.

Id. XMM	RA	Decl.	Id. Webda	Id. 2MASS	V	B-V	J	J-K
86	34,44	57,028	...	02174545+5701346	...	...	16,55	0,9
87	34,752	57,141	3164	...	15,52	0,63	...	...
88	34,732	56,986	...	...	...	...	...	...
89	35,073	57,148	...	02201719+5708513	...	...	15,03	0,91
90	34,564	57,096	519	...	14,96	0,56	...	...
91	34,596	57,218	...	02182351+5712557	...	...	16,88	1,11
92	34,77	57,139	3185	02190501+5708192	...	...	12,53	-0,67
93	34,582	57,222	...	02181951+5713148	...	...	13,62	0,25
94	35,034	57,191	...	...	...	...	...	...
95	34,477	57,081	...	02175437+5704537	...	...	15,26	0,69
96	34,999	57,254	...	...	...	...	...	...
97	34,741	57,103	3169	...	...	...	...	...
98	34,839	56,999	...	...	...	...	...	...
99	34,809	57,184	1171	...	13,69	0,57	...	...
100	34,858	57,156	...	...	...	...	...	...
101	34,96	57,088	...	...	...	...	...	...
102	34,88	57,154	...	...	...	...	...	...
103	34,801	57,376	...	...	...	...	...	...
104	34,609	57,303	...	...	...	...	...	...
105	34,871	57,153	...	02192904+5709161	...	...	11,04	0,07
106	34,783	57,151	...	...	...	...	...	...
107	34,685	57,129	...	02184417+5707468	...	...	15,39	0,86
108	34,775	56,983	...	...	...	...	...	...
109	34,862	57,015	...	...	...	...	...	...
110	35,18	57,089	...	...	...	...	...	...
111	34,702	57,074	855	02184873+5704252	14,74	0,81	13,35	0,31
112	34,581	57,04	...	02181905+5702282	...	...	15,05	0,94
113	35,099	57,151	1625	02202408+5709011	12,03	1,88	11,99	-1,17
114	34,535	57,187	...	...	...	...	...	...
115	34,559	57,298	...	...	...	...	...	...
116	34,522	57,025	...	02180589+5701276	...	...	15,97	0,97
117	34,752	57,171	...	02190061+5710199	...	...	15,32	0,71
118	34,667	57,127	3125	02183975+5707398	16,66	0,88	14,51	0,66
119	34,52	57,346	...	...	...	...	...	...
120	34,605	56,953	...	02182456+5657132	...	...	12,37	0,22
121	34,63	57,032	...	02183093+5701520	...	...	16,82	1,39
122	34,842	57,233	...	02192224+5713559	...	...	15,05	0,78
123	34,841	57,221	...	02192169+5713150	...	...	15,43	0,69
124	35,032	57,337	...	...	...	...	...	...
125	34,725	57,053	...	02185334+5703095	...	...	15,13	0,8
126	34,891	57,059	...	02193390+5703313	...	...	14,91	0,67
127	34,921	56,967	1382	...	13,89	0,82	...	...
128	34,574	57,282	...	02181801+5716579	...	...	15,29	0,84
129	34,797	57,159	...	02191103+5709320	...	...	15,53	0,87

Continua...

Tabela A.2: Continuação.

Id. XMM	RA	Decl.	Id. Webda	Id. 2MASS	V	B-V	J	J-K
130	34,983	57,047	...	02195638+5702494	...	...	15,52	0,54
131	34,513	57,11	...	02180322+5706328	...	...	15,69	1,23
132	34,9	56,958	...	...	...	...	...	...
133	34,964	57,251	...	02195077+5715035	...	...	14,29	0,54
134	34,433	57,154	...	02174344+5709167	...	...	10,91	0,38
135	34,563	57,133	...	...	...	...	...	...
136	34,811	56,957	...	...	...	...	...	...
137	34,733	57,023	943	02185570+5701259	11,12	0,51	10,1	0,28
138	35,164	57,078	...	02203939+5704352	...	...	16,32	-0,13
139	34,627	57,081	...	02183057+5704538	...	...	15,31	0,86
140	34,584	57,272	...	02182066+5716254	...	...	15,16	0,47
141	34,546	57,24	...	...	...	...	...	...
142	34,396	57,086	245	02173510+5705084	9,93	0,23	9,5	-0,03
143	34,624	57,226	...	02183007+5713326	...	...	15,99	1,1
144	34,463	57,197	...	...	...	...	...	...
145	34,696	56,957	...	02184709+5657234	...	...	16,31	2,12
146	34,481	57,217	...	02175564+5713075	...	...	11,64	0,13
147	34,936	57,174	...	...	...	...	...	...
148	34,791	57,152	4927	...	16,85	1,08	...	...
149	34,341	57,173	...	...	...	...	...	...
150	34,704	57,024	860	02184914+5701271	11,26	0,58	10,07	0,23
151	34,548	56,96	...	...	...	...	...	...
152	35,067	57,094	...	...	...	...	...	...
153	34,763	57,143	...	...	...	...	...	...
154	34,828	57,133	...	02191871+5707596	...	...	16,1	0,93
155	34,755	57,098	...	...	...	...	...	...
156	34,624	57,151	692	02182983+5709031	9,42	0,26	8,9	0,07
157	34,891	57,344	...	...	...	...	...	...
158	34,995	57,311	...	...	...	...	...	...
159	34,662	57,349	...	...	...	...	...	...
160	34,778	57,139	...	...	...	...	...	...
161	34,443	57,151	...	...	...	...	...	...
162	34,864	57,322	...	...	...	...	...	...
163	34,599	57,113	5107	...	17,25	0,99	...	...
164	34,467	57,014	...	...	...	...	...	...
165	34,868	57,019	...	...	...	...	...	...
166	35,115	57,11	...	...	...	...	...	...
NGC 884								
1	35,421	57,098	5000	02214076+5705545	16,61	1,11	15,31	0,69
2	35,381	57,109	...	...	...	...	...	...
3	35,302	57,016	...	...	...	...	...	...
4	35,695	57,323	...	...	...	...	...	...
5	35,767	57,035	...	...	...	...	...	...
6	35,629	57,331	...	02223074+5719519	...	...	12,44	0,87

Continua...

Tabela A.2: Continuação.

Id. XMM	RA	Decl.	Id. Webda	Id. 2MASS	V	B-V	J	J-K
7	35,413	57,138	...	02213897+5708180	...	...	16,36	1,38
8	35,399	57,296	2049	02213571+5717472	9,98	0,38	9,33	0,04
9	35,59	57,178	...	02222146+5710429	...	...	16,13	1,37
10	35,515	57,201	...	02220365+5712034	...	...	12,94	0,74
11	35,162	57,146	1704	02203872+5708463	15,4	1,6	13,01	0,75
12	35,41	57,043	...	...	...	...	...	...
13	35,513	57,106	3373	02220288+5706243	16,62	0,76	15,2	0,52
14	35,777	57,298	...	...	...	...	...	...
15	35,334	57,002	...	...	...	...	...	...
16	35,73	57,09	...	...	...	...	...	...
17	35,443	56,914	...	02214607+5654498	...	...	13,96	0,91
18	35,789	57,086	...	...	...	...	...	...
19	35,575	57,114	...	02221792+5706482	...	...	14,34	0,74
20	35,449	57,189	...	...	...	...	...	...
21	35,147	57,215	1680	02203525+5712535	11,89	0,38	10,71	0,41
22	35,569	56,967	...	...	...	...	...	...
23	35,792	57,17	2688	02230977+5710152	12,44	0,62	11,12	0,32
24	35,329	57,147	...	...	...	...	...	...
25	35,669	57,207	...	02224031+5712243	...	...	14,9	0,64
26	35,489	56,98	...	...	...	...	...	...
27	35,825	57,065	2730	02231805+5703540	12,61	1,01	10,47	0,51
28	35,742	57,174	...	...	...	...	...	...
29	35,614	57,055	2433	02222743+5703174	10,99	0,27	10,38	0,06
30	35,544	57,103	3203	...	15,84	0,85	...	...
31	35,459	57,069	...	...	...	...	...	...
32	35,461	57,248	...	...	...	...	...	...
33	35,709	57,143	...	...	...	...	...	...
34	35,532	57,022	...	...	...	...	...	...
35	35,757	57,212	...	...	...	...	...	...
36	35,787	57,203	...	...	...	...	...	...
37	35,911	57,081	...	02233858+5704522	...	...	14,14	0,69
38	35,631	57,06	...	...	...	...	...	...
39	35,583	57,09	2388	02222021+5705221	14,87	0,7	15,91	0,77
40	35,494	57,161	...	02215848+5709402	...	...	15,78	0,96
41	35,671	56,992	...	...	...	...	...	...
42	35,246	57,013	1816	02205890+5700438	10,63	0,68	9,23	0,34
43	35,514	57,309	...	02220351+5718316	...	...	14,55	0,55
44	35,345	57,12	...	02212251+5707134	...	...	15,31	0,87
45	35,506	57,08	2237	02220110+5704474	15,04	0,64	13,8	0,35
46	35,654	57,108	...	02223653+5706287	...	...	15,31	0,4
47	35,467	57,206	...	...	...	...	...	...
48	35,354	57,197	1977	...	12,28	0,39	...	...
49	35,73	56,983	...	02225592+5658525	...	...	16,07	2,18
50	35,822	57,223	...	02231726+5713238	...	...	14,18	0,71

Continua...

Tabela A.2: Continuação.

Id. XMM	RA	Decl.	Id. Webda	Id. 2MASS	V	B-V	J	J-K
51	35,411	57,127	...	...	...	...	...	...
52	35,463	57,337	...	02215046+5720095	...	...	14,57	0,47
53	35,725	57,126	...	02225402+5707340	...	...	14,02	0,77
54	35,425	56,96	2083	02214202+5657349	14,0	0,86	12,32	0,46
55	35,463	57,027	...	...	...	...	...	...
56	35,253	57,225	...	02210065+5713317	...	...	12,95	0,81
57	35,466	57,277	...	02215243+5716379	...	...	15,23	0,67
58	35,568	57,095	...	02221618+5705399	...	...	14,74	0,7
59	35,36	57,007	1998	02212627+5700284	14,78	0,96	13,18	0,46
60	35,528	57,128	...	02220727+5707335	...	...	15,93	1,2
61	35,443	57,046	...	02214644+5702442	...	...	14,45	0,75
62	35,342	57,16	...	02212207+5709385	...	...	16,15	0,83
63	35,211	57,292	...	02205049+5717324	...	...	14,26	0,93
64	35,614	57,025	2436	02222780+5701314	15,49	0,92	13,75	0,44
65	35,384	57,147	...	02213222+5708485	...	...	15,66	0,86
66	35,507	57,099	3376	02220198+5705550	16,61	0,85	14,59	0,65
67	35,255	57,12	...	...	...	...	...	...
68	35,526	57,067	...	...	...	...	...	...
69	35,541	57,158	...	...	...	...	...	...
70	35,372	57,134	...	...	...	...	...	...
71	35,529	56,961	...	...	...	...	...	...
72	35,293	57,078	...	...	...	...	...	...
73	35,6	57,148	...	...	...	...	...	...
74	35,388	57,134	...	...	...	...	...	...
75	35,648	57,04	...	02223526+5702231	...	...	15,57	0,89
76	35,725	57,032	...	...	...	...	...	...
77	35,214	57,301	...	...	...	...	...	...
78	35,804	57,205	...	...	...	...	...	...
79	35,721	57,175	...	...	...	...	...	...
80	35,213	57,176	...	...	...	...	...	...
81	35,618	57,037	...	...	...	...	...	...
82	35,278	57,056	...	02210647+5703185	...	...	14,65	0,65
83	35,799	57,323	...	...	...	...	...	...
84	35,604	57,204	...	...	...	...	...	...
85	35,285	57,23	...	...	...	...	...	...
86	35,436	57,265	...	...	...	...	...	...
87	35,747	57,138	...	02225941+5708150	...	...	14,22	0,86
88	35,805	57,122	...	02231312+5707211	...	...	14,63	0,63
89	35,27	57,129	5032	02210462+5707456	15,95	1,06	13,94	0,54
90	35,471	57,116	...	02215291+5706595	...	...	15,26	0,6
91	35,909	57,124	...	...	...	...	...	...
92	35,89	57,243	...	02233370+5714261	...	...	13,96	0,57
93	35,382	57,059	...	...	...	...	...	...
94	35,511	56,999	...	02220254+5659599	...	...	14,62	0,7

Continua...

Tabela A.2: Continuação.

Id. XMM	RA	Decl.	Id. Webda	Id. 2MASS	V	B-V	J	J-K
95	35,313	57,135	...	...	...	...	...	...
96	35,508	57,134	...	02220165+5708042	...	...	15,78	1,24
97	35,649	56,957	...	...	...	...	...	...
98	35,454	57,117	...	02214847+5706578	...	...	15,83	0,85
99	35,597	57,127	...	...	...	...	...	...
100	35,52	57,177	2262	02220456+5710388	10,56	0,37	9,86	0,09
101	35,458	57,202	...	02215000+5712040	...	...	15,04	0,86
102	35,828	57,303	...	...	...	...	...	...
103	35,862	57,074	...	...	...	...	...	...
104	35,651	57,205	...	02223622+5712192	...	...	16,03	0,76
105	35,183	56,999	...	02204365+5659553	...	...	17,0	1,94
106	35,19	57,048	...	...	...	...	...	...
107	35,298	57,197	...	...	...	...	...	...
108	35,155	57,237	...	...	...	...	...	...
109	35,285	56,957	...	02210834+5657268	...	...	13,99	0,83
110	35,742	56,975	...	...	...	...	...	...
111	35,477	57,068	...	02215458+5704049	...	...	15,54	0,6
112	35,866	57,146	...	...	...	...	...	...
113	35,227	56,955	...	02205479+5657157	...	...	15,79	0,87
114	35,518	57,142	2259	02220432+5708355	13,43	0,37	12,58	0,12
115	35,573	57,124	2371	02221768+5707246	9,23	0,32	8,48	0,16
116	35,739	57,253	...	...	...	...	...	...
117	35,47	56,905	2172	02215242+5654180	8,49	0,16	8,13	...
118	35,46	57,093	...	02215073+5705322	...	...	15,12	0,88
119	35,223	57,09	...	02205352+5705219	...	...	15,03	0,69
120	35,159	57,19	...	...	...	...	...	...
121	35,725	57,054	...	02225359+5703183	...	...	15,92	0,62
122	35,608	57,012	...	02222506+5700441	...	...	14,68	0,57
123	35,643	57,191	...	02223443+5711284	...	...	15,22	0,69
124	35,142	57,212	...	...	...	...	...	...
NGC 3766								
1	174,034	-61,6	...	11360848-6135585	...	...	12,82	0,07
2	174,01	-61,787	...	11360246-6147102	...	...	9,35	0,26
3	173,758	-61,576	...	11350178-6134316	...	...	12,98	0,92
4	174,112	-61,578	...	11362676-6134397	...	...	14,61	0,46
5	174,237	-61,498	...	11365680-6129519	...	...	13,45	0,95
6	174,221	-61,565	...	11365293-6133545	...	...	13,35	0,8
7	174,051	-61,595	...	11361158-6135440	...	...	14,06	0,52
8	174,373	-61,677	...	11372927-6140371	...	...	7,93	0,57
9	174,057	-61,452	...	...	...	...	...	...
10	174,024	-61,678	95	11360572-6140409	10,3	0,48	9,15	0,32
11	173,954	-61,602	112	11354889-6136067	10,36	0,57	9,18	0,35
12	173,977	-61,537	...	...	...	...	...	...
13	174,004	-61,523	...	...	...	...	...	...

Continua...

Tabela A.2: Continuação.

Id. XMM	RA	Decl.	Id. Webda	Id. 2MASS	V	B-V	J	J-K
14	174,02	-61,591	...	11360449-6135226	...	...	8,22	-0,09
15	174,476	-61,563	...	11375412-6133442	...	...	15,77	0,21
16	174,214	-61,65	...	11365139-6139005	...	...	15,26	0,75
17	173,706	-61,601	...	11344988-6136091	...	...	15,61	2,3
18	174,287	-61,476	...	...	...	...	...	...
19	174,397	-61,619	...	11373524-6137077	...	...	14,48	0,56
20	173,678	-61,738	...	11344261-6144184	...	...	13,75	0,64
21	173,984	-61,626	...	11355527-6137265	...	...	15,9	0,39
22	174,295	-61,617	...	...	...	...	...	...
23	174,341	-61,557	...	11372230-6133238	...	...	12,86	0,24
24	173,676	-61,763	...	11344214-6145457	...	...	13,68	0,87
25	174,354	-61,654	...	11372524-6139143	...	...	16,01	0,95
26	174,137	-61,638	...	11363278-6138157	...	...	14,5	1,46
27	174,304	-61,627	...	11371279-6137333	...	...	9,05	1,33
28	173,871	-61,439	...	11352901-6126195	...	...	14,93	0,65
29	174,209	-61,617	...	11364980-6137032	...	...	13,33	1,11
30	174,035	-61,635	...	11360869-6138030	...	...	13,65	0,76
31	173,874	-61,73	...	11352883-6143491	...	...	11,77	2,01
32	174,086	-61,694	235	11362108-6141405	12,69	0,09	12,22	0,13
33	174,022	-61,649	90	...	11,64	0,1	...	...
34	173,957	-61,516	...	11354952-6130528	...	...	12,97	1,14
35	174,249	-61,64	208	11365964-6138228	12,0	0,11	11,68	0,1
36	173,978	-61,713	...	11355425-6142497	...	...	13,36	0,03
37	173,901	-61,753	...	11353609-6145115	...	...	10,49	0,81
38	174,044	-61,722	...	11361047-6143216	...	...	15,44	0,81
39	174,03	-61,69	...	11360793-6141251	...	...	13,86	0,36
40	174,018	-61,445	...	11360481-6126413	...	...	14,46	0,41
41	173,805	-61,637	...	11351291-6138158	...	...	15,94	1,44
42	173,973	-61,634	...	...	...	...	...	...
43	173,906	-61,518	...	11353762-6131097	...	...	13,27	1,3
44	174,022	-61,417	...	11360524-6125014	...	...	13,58	0,85
45	173,996	-61,433	...	11355829-6125571	...	...	15,42	0,59
46	173,886	-61,468	...	11353268-6128098	...	...	14,59	0,5
47	173,986	-61,759	...	11355597-6145317	...	...	13,41	1,27
48	173,944	-61,562	...	11354632-6133451	...	...	14,35	0,51
49	174,08	-61,617	55	11361886-6137038	11,17	0,04	10,92	0,05
50	174,252	-61,647	...	11370068-6138505	...	...	14,6	0,59
51	174,143	-61,614	...	...	...	...	...	...
52	174,158	-61,684	220	11363759-6141040	13,01	0,14	12,28	0,19
53	174,063	-61,62	...	11361520-6137145	...	...	14,52	0,54
54	174,056	-61,627	...	11361297-6137332	...	...	14,4	0,42
55	174,035	-61,735	...	11360812-6144070	...	...	14,55	0,47
56	173,72	-61,608	...	11345257-6136305	...	...	13,52	0,29
57	174,111	-61,7	...	11362660-6141590	...	...	14,36	1,15

Continua...



Tabela A.2: Continuação.

Id. XMM	RA	Decl.	Id. Webda	Id. 2MASS	V	B-V	J	J-K
58	174,165	-61,598	...	11363934-6135439	...	...	14,35	1,48
59	174,461	-61,659	...	11375075-6139271	...	...	14,97	0,47
60	174,446	-61,5	...	11374666-6130074	...	...	15,72	1,7
61	173,978	-61,463	...	11355469-6127468	...	...	11,73	0,44
62	174,235	-61,594	...	11365661-6135390	...	...	14,97	0,53
63	173,998	-61,707	...	...	...	...	...	...
64	174,068	-61,666	...	...	...	...	...	...
65	173,994	-61,64	...	...	...	...	...	...
66	173,715	-61,538	...	11345105-6132190	...	...	15,68	1,48
67	173,907	-61,636	...	...	...	...	...	...
68	174,119	-61,619	...	11362884-6137151	...	...	14,98	0,57
69	174,015	-61,609	...	11360338-6136332	...	...	13,68	0,36
70	173,878	-61,6	...	11353049-6135595	...	...	15,38	1,0
71	174,066	-61,644	...	...	...	...	...	...
72	174,016	-61,568	...	11360364-6134051	...	...	15,45	1,49
73	174,282	-61,456	...	11370808-6127183	...	...	15,42	0,98
74	173,803	-61,484	...	...	...	...	...	...
75	174,246	-61,614	193	11365913-6136457	10,88	0,06	13,54	0,42
76	173,92	-61,823	...	11354069-6149177	...	...	16,08	1,41
77	174,296	-61,572	...	11371095-6134183	...	...	15,9	0,9
78	174,31	-61,728	...	11371434-6143406	...	...	9,02	0,73
79	174,058	-61,615	...	...	...	...	...	...
80	174,105	-61,596	...	11362486-6135507	...	...	13,47	-0,31
81	173,918	-61,509	...	11354053-6130288	...	...	14,13	0,49
82	174,2	-61,676	...	11364745-6140350	...	...	14,77	0,41
83	174,124	-61,759	...	11362901-6145356	...	...	15,28	2,45
84	173,851	-61,626	...	11352419-6137315	...	...	14,66	0,52
85	173,802	-61,582	...	11351258-6134547	...	...	14,25	0,86
86	174,044	-61,586	...	11361042-6135083	...	...	14,51	0,54
87	173,951	-61,583	...	...	...	...	...	...
88	174,125	-61,661	...	11362990-6139470	...	...	12,01	0,06
89	174,391	-61,577	...	11373386-6134400	...	...	13,33	0,18
90	173,96	-61,732	...	11355003-6143518	...	...	15,44	0,93
91	173,767	-61,534	...	...	...	...	...	...
92	174,229	-61,679	...	...	...	...	...	...
93	173,881	-61,53	...	11353065-6131498	...	...	15,64	0,97
94	173,926	-61,556	...	11354173-6133207	...	...	15,12	0,73
95	173,685	-61,645	...	11344369-6138467	...	...	16,15	1,39
96	174,247	-61,706	...	11365847-6142194	...	...	8,49	1,46
97	173,865	-61,707	...	...	...	...	...	...
98	173,997	-61,534	...	...	...	...	...	...
99	173,937	-61,569	...	...	...	...	...	...
100	174,358	-61,596	...	11372553-6135438	...	...	17,09	2,3
101	173,771	-61,501	...	11350488-6130051	...	...	14,26	0,64

Continua...

Tabela A.2: Continuação.

Id. XMM	RA	Decl.	Id. Webda	Id. 2MASS	V	B-V	J	J-K
102	173,964	-61,694	...	...	...	...	...	...
103	174,216	-61,542	...	11365119-6132281	...	...	15,81	0,82
104	174,009	-61,547	...	...	...	...	...	...
105	173,995	-61,547	...	...	...	...	...	...
106	173,754	-61,649	...	11350029-6138511	...	...	12,24	0,11
107	173,654	-61,474	...	11343756-6128262	...	...	13,59	0,34
108	174,024	-61,535	...	11360488-6132130	...	...	15,64	0,83
109	173,879	-61,587	...	11353059-6135144	...	...	14,97	0,49
110	174,229	-61,625	...	11365564-6137281	...	...	15,63	1,85
111	174,243	-61,67	...	...	...	...	...	...
112	174,161	-61,659	...	...	...	...	...	...
113	174,088	-61,594	1031	11362123-6135384	...	...	10,58	-0,02
114	174,231	-61,553	...	11365592-6133081	...	...	12,64	1,05
115	174,148	-61,52	...	11363626-6131152	...	...	14,35	0,25
116	173,935	-61,713	...	11354353-6142473	...	...	11,15	0,74
117	174,283	-61,55	...	11370803-6133005	...	...	13,03	0,22
118	174,004	-61,627	...	...	...	...	...	...
119	173,896	-61,555	...	11353414-6133226	...	...	15,42	0,93
120	174,2	-61,69	...	...	...	...	...	...
121	174,08	-61,661	...	11361908-6139413	...	...	15,87	-0,3
122	173,932	-61,731	...	...	...	...	...	...
123	173,835	-61,557	...	11351963-6133264	...	...	14,33	1,35
124	173,799	-61,5	...	...	...	...	...	...
125	174,198	-61,515	...	...	...	...	...	...
126	174,391	-61,505	...	...	...	...	...	...
127	174,042	-61,66	...	11360931-6139407	...	...	15,65	1,53
128	173,927	-61,746	244	11354280-6144390	10,78	0,1	14,86	0,63
129	174,188	-61,683	...	11364511-6140597	...	...	14,31	0,37
130	174,167	-61,636	...	...	...	...	...	...
131	174,112	-61,533	...	...	...	...	...	...
132	174,202	-61,749	...	11364850-6144597	...	...	15,34	0,6
133	173,849	-61,652	...	11352374-6139088	...	...	13,65	0,38
134	173,989	-61,752	...	11355749-6145101	...	...	14,19	0,51
135	173,748	-61,604	...	11345965-6136185	...	...	16,05	1,54
136	173,863	-61,58	...	11352696-6134514	...	...	13,42	0,18
137	174,023	-61,551	...	11360499-6133000	...	...	13,26	1,14
138	173,989	-61,444	...	11355707-6126390	...	...	15,5	1,01
139	173,983	-61,683	...	...	...	...	...	...
140	174,058	-61,566	...	11361400-6133592	...	...	14,65	0,66
141	173,841	-61,683	...	...	...	...	...	...
142	174,022	-61,489	...	11360507-6129124	...	...	15,29	1,56
143	174,402	-61,549	...	11373651-6133003	...	...	9,29	1,09
144	174,192	-61,713	...	11364514-6142464	...	...	15,72	1,81
145	174,046	-61,67	...	11361091-6140125	...	...	15,04	0,42

Continua...

Tabela A.2: Continuação.

Id. XMM	RA	Decl.	Id. Webda	Id. 2MASS	V	B-V	J	J-K
146	174,005	-61,513	...	...	...	...	...	...
147	173,969	-61,577	...	11355329-6134330	...	...	15,41	0,69
148	174,412	-61,623	...	11373817-6137183	...	...	11,22	0,16
149	174,168	-61,474	...	11364059-6128257	...	...	12,93	0,43
150	174,113	-61,708	...	...	...	...	...	...
151	174,166	-61,694	...	...	...	...	...	...
152	173,85	-61,553	...	11352406-6133105	...	...	14,78	0,49
153	173,74	-61,431	...	...	...	...	...	...
154	173,844	-61,77	...	...	...	...	...	...
155	174,117	-61,633	...	11362748-6137560	...	...	12,84	1,0
156	174,237	-61,524	...	11365742-6131269	...	...	15,26	0,47
157	173,937	-61,507	...	11354375-6130249	...	...	11,98	1,54
158	173,762	-61,641	...	...	...	...	...	...
159	174,387	-61,54	...	11373294-6132261	...	...	13,38	0,28
160	174,282	-61,604	...	11370784-6136133	...	...	15,32	1,62
161	174,335	-61,712	...	...	...	...	...	...
162	174,089	-61,646	...	11362139-6138454	...	...	14,95	0,48
163	174,161	-61,67	...	11363852-6140118	...	...	14,9	0,66
164	174,263	-61,752	...	11370314-6145080	...	...	15,25	2,29
165	173,83	-61,656	...	11351905-6139213	...	...	14,87	0,55
166	173,913	-61,601	...	11353944-6136007	...	...	14,55	0,48
167	173,986	-61,815	...	11355648-6148543	...	...	15,31	0,69
168	173,815	-61,573	...	...	...	...	...	...
169	174,409	-61,468	...	11373831-6128018	...	...	10,8	0,58
170	174,089	-61,755	...	...	...	...	...	...
171	174,529	-61,574	...	11380702-6134246	...	...	11,69	0,45
172	174,449	-61,504	...	...	...	...	...	...
173	174,465	-61,498	...	11375177-6129477	...	...	13,41	1,68
174	174,506	-61,648	...	11380107-6138556	...	...	14,88	0,99
175	173,802	-61,659	...	11351316-6139370	...	...	14,86	0,7
176	173,661	-61,624	...	11343894-6137350	...	...	11,62	0,07
177	174,416	-61,767	...	...	...	...	...	...
178	174,3	-61,736	...	11371208-6144102	...	...	14,05	0,82
179	174,175	-61,714	...	11364185-6142485	...	...	14,51	0,34
180	174,133	-61,52	...	...	...	...	...	...
181	174,412	-61,748	...	...	...	...	...	...
182	173,774	-61,612	...	11350556-6136386	...	...	17,24	1,94
183	174,032	-61,624	...	11360785-6137265	...	...	13,46	0,29
184	174,236	-61,617	...	...	...	...	...	...
185	174,36	-61,739	...	11372543-6144170	...	...	15,56	0,49
186	174,348	-61,789	...	11372384-6147180	...	...	14,12	0,47
187	174,048	-61,736	...	11361159-6144056	...	...	13,04	0,2
188	173,979	-61,76	...	...	...	...	...	...
189	174,441	-61,753	...	...	...	...	...	...

Continua...

Tabela A.2: Continuação.

Id. XMM	RA	Decl.	Id. Webda	Id. 2MASS	V	B-V	J	J-K
190	174,066	-61,77	...	11361503-6146095	...	...	14,33	1,75
191	174,468	-61,724	...	...	...	...	...	...
192	174,127	-61,724	...	...	...	...	...	...
193	173,867	-61,725	...	...	...	...	...	...
194	173,858	-61,602	...	...	...	...	...	...
195	174,475	-61,488	...	11375426-6129039	...	...	13,73	1,07
196	173,913	-61,525	...	11353958-6131311	...	...	11,19	2,03
197	173,917	-61,622	...	...	...	...	...	...
198	173,986	-61,646	...	...	...	...	...	...
199	174,274	-61,621	196	11370583-6137172	11,98	0,05	11,63	1,05
200	173,825	-61,62	...	...	...	...	...	...
201	173,771	-61,618	...	11350540-6137033	...	...	15,12	0,73
202	174,374	-61,694	...	...	...	...	...	...
NGC 663								
1	26,751	61,356	194	01470019+6121236	11,37	0,88	9,9	0,41
2	26,371	61,125	...	01452893+6107292	...	...	14,41	0,82
3	26,775	61,144	...	...	...	...	...	...
4	26,664	61,15	8246	01463901+6109007	17,9	1,6	14,95	0,88
5	26,811	61,461	...	01471474+6127387	...	...	10,58	1,06
6	26,782	61,349	...	...	...	...	...	...
7	26,465	61,068	...	01455176+6104035	...	...	15,89	0,74
8	26,842	61,106	...	...	...	...	...	...
9	26,942	61,183	...	...	...	...	...	...
10	26,279	61,361	...	01450704+6121399	...	...	15,34	0,94
11	26,298	61,142	...	...	...	...	...	...
12	26,689	61,107	...	...	...	...	...	...
13	26,794	61,356	...	...	...	...	...	...
14	26,785	61,34	...	...	...	...	...	...
15	26,645	61,205	27	01463475+6112175	9,97	0,44	9,22	0,23
16	26,374	61,302	198	01452957+6118081	11,17	0,58	10,17	0,33
17	26,489	61,281	127	01455741+6116527	10,11	0,55	9,22	0,24
18	26,876	61,421	...	01473002+6125182	...	...	10,87	0,3
19	26,494	61,138	...	01455847+6108182	...	...	16,35	1,15
20	26,894	61,239	...	...	...	...	...	...
21	26,58	61,074	...	...	...	...	...	...
22	27,02	61,119	...	01480486+6107040	...	...	13,74	0,94
23	26,405	61,091	...	...	...	...	...	...
24	26,714	61,202	69	01465148+6112060	14,08	0,84	12,48	0,44
25	26,605	61,208	20	01462560+6112323	12,41	0,55	11,33	0,19
26	26,558	61,21	...	...	...	...	...	...
27	26,523	61,165	...	...	...	...	...	...
28	26,584	61,165	...	01462008+6109513	...	...	16,11	0,94
29	27,016	61,213	...	01480370+6112437	...	...	13,67	0,67
30	26,446	61,124	211	01454688+6107247	11,26	0,56	10,1	0,3

Continua...

Tabela A.2: Continuação.

Id. XMM	RA	Decl.	Id. Webda	Id. 2MASS	V	B-V	J	J-K
31	26,471	61,32	162	...	9,99	0,47	...	...
32	26,639	61,056	...	01463343+6103215	...	...	14,84	0,88
33	26,531	61,112	...	01460748+6106447	...	...	15,93	0,7
34	26,723	61,45	...	...	...	...	...	...
35	27,049	61,274	...	...	...	...	...	...
36	26,656	61,316	...	...	...	...	...	...
37	26,51	61,422	...	01460232+6125216	...	...	14,53	1,27
38	26,839	61,279	...	...	...	...	...	...
39	26,391	61,064	...	01453411+6103565	...	...	15,4	1,15
40	26,584	61,264	43	01461959+6115488	11,57	0,59	10,4	0,17
41	26,342	61,202	...	...	...	...	...	...
42	26,833	61,086	...	01472014+6105103	...	...	15,44	0,99
43	26,32	61,133	6252	01451681+6108008	18,67	1,75	13,99	0,84
44	26,262	61,11	...	...	...	...	...	...
45	26,378	61,208	...	...	...	...	...	...
46	26,287	61,318	...	01450819+6119036	...	...	14,07	0,78
47	26,686	61,225	...	01464416+6113376	...	...	14,2	0,96
48	26,747	61,159	...	...	...	...	...	...
49	26,7	61,152	...	...	...	...	...	...
50	26,554	61,195	...	...	...	...	...	...
51	26,461	61,293	...	...	...	...	...	...
52	26,916	61,265	...	...	...	...	...	...
53	26,913	61,181	...	...	...	...	...	...
54	26,626	61,027	...	...	...	...	...	...
55	26,604	61,295	...	...	...	...	...	...
56	26,758	61,45	...	01470250+6127014	...	...	11,05	0,31
57	26,862	61,183	186	01472654+6110595	13,14	0,96	11,74	0,45
58	26,735	61,357	...	...	...	...	...	...
59	26,804	61,346	...	...	...	...	...	...
60	26,361	61,301	...	...	...	...	...	...
61	26,467	61,3	...	01455238+6117538	...	...	16,08	1,58
62	26,476	61,323	...	...	...	...	...	...
63	26,49	61,345	...	01455797+6120287	...	...	14,16	0,85
64	26,677	61,355	...	...	...	...	...	...
65	26,32	61,281	...	01451700+6116550	...	...	13,49	0,69
66	26,388	61,345	...	...	...	...	...	...
67	26,744	61,106	...	01465817+6106217	...	...	16,28	0,51
68	26,957	61,17	...	...	...	...	...	...
69	26,551	61,208	...	...	...	...	...	...
70	26,698	61,368	...	...	...	...	...	...
71	26,41	61,369	...	01453776+6122055	...	...	16,24	0,68
72	26,322	61,356	...	...	...	...	...	...
73	26,451	61,304	...	...	...	...	...	...
74	26,922	61,259	...	01474060+6115378	...	...	16,76	1,3

Continua...

Tabela A.2: Continuação.

Id. XMM	RA	Decl.	Id. Webda	Id. 2MASS	V	B-V	J	J-K
75	26,177	61,141	...	01444239+6108278	...	...	13,6	0,71
76	26,585	61,438	...	01461994+6126166	...	...	14,99	0,68
77	26,523	61,438	...	...	...	...	...	...
78	26,589	61,372	...	01462081+6122243	...	...	15,96	1,03
79	26,363	61,178	...	...	...	...	...	...
80	26,25	61,16	6052	01445999+6109325	17,69	1,18	15,08	0,74
81	26,453	61,363	...	...	...	...	...	...
82	26,564	61,338	...	...	...	...	...	...
83	26,635	61,16	...	...	...	...	...	...
84	26,584	61,092	...	...	...	...	...	...
85	26,507	61,347	...	...	...	...	...	...
86	26,85	61,026	...	01472353+6101281	...	...	15,46	0,54
87	26,615	61,15	...	...	...	...	...	...
88	26,387	61,006	...	...	...	...	...	...
89	26,183	61,128	...	...	...	...	...	...
90	26,656	61,35	...	...	...	...	...	...
NGC 7419								
1	343,191	60,916	...	22524582+6054583	...	...	5,99	0,57
2	343,588	60,995	...	...	...	...	...	...
3	343,903	60,843	...	...	...	...	...	...
4	343,189	60,934	...	22524537+6056019	...	...	14,16	0,81
5	343,492	60,934	...	22535786+6056037	...	...	15,07	1,55
6	343,845	60,97	...	22552285+6058113	...	...	12,12	0,74
7	343,471	60,814	...	22535308+6048491	...	...	14,45	1,53
8	343,949	60,75	...	22554790+6044584	...	...	11,52	0,39
9	343,549	60,924	...	22541155+6055257	...	...	10,88	0,38
10	343,663	60,684	...	22543906+6041035	...	...	11,62	0,43
11	343,348	60,77	...	22532322+6046135	...	...	14,19	0,84
12	343,425	61,062	...	22534124+6103435	...	...	11,11	0,39
13	343,337	60,686	...	22532077+6041095	...	...	13,81	0,94
14	343,712	60,725	...	...	...	...	...	...
15	343,913	60,845	...	...	...	...	...	...
16	343,531	60,732	...	22540741+6043543	...	...	14,42	1,09
17	343,731	60,795	...	22545571+6047415	...	...	14,97	0,82
18	343,397	60,887	...	...	...	...	...	...
19	343,55	60,797	...	22541231+6047502	...	...	14,11	0,95
20	343,47	61,084	...	...	...	...	...	...
21	343,202	60,834	...	22524864+6050000	...	...	13,75	1,25
22	343,503	60,806	...	...	...	...	...	...
23	343,576	60,813	...	...	...	...	...	...
24	343,554	60,766	...	22541294+6045589	...	...	14,74	0,85
25	343,841	60,898	...	...	...	...	...	...
26	343,818	60,902	...	22551627+6054063	...	...	11,09	1,56
27	343,628	60,803	...	...	...	...	...	...

Continua...

Tabela A.2: Continuação.

Id. XMM	RA	Decl.	Id. Webda	Id. 2MASS	V	B-V	J	J-K
28	343,432	60,995	...	22534288+6059397	...	...	14,32	0,96
29	343,631	60,62	...	...	...	...	...	...
30	343,456	60,728	...	...	...	...	...	...
31	343,742	60,924	...	...	...	...	...	...
32	343,4	60,931	...	...	...	...	...	...
33	343,755	60,884	...	...	...	...	...	...
34	343,689	60,714	...	...	...	...	...	...
35	343,892	60,706	...	...	...	...	...	...
36	343,984	60,947	...	22555629+6056480	...	...	14,4	0,92
37	343,274	60,952	...	...	...	...	...	...
38	343,648	60,834	...	...	...	...	...	...
39	343,615	60,809	...	...	...	...	...	...
40	343,736	60,761	...	22545598+6045423	...	...	16,11	1,25
41	343,606	60,653	...	22542540+6039069	...	...	12,08	0,45
42	343,27	60,966	...	...	...	...	...	...
43	343,341	60,968	...	22532237+6058093	...	...	8,03	0,62
44	343,643	60,712	...	...	...	...	...	...
45	343,585	60,82	...	...	...	...	...	...
46	343,521	60,752	...	22540530+6045061	...	...	16,5	1,36
47	343,562	60,822	...	...	...	...	...	...
48	343,367	60,881	...	...	...	...	...	...
49	343,168	60,76	...	22524033+6045334	...	...	15,01	0,77
50	343,095	60,852	...	...	...	...	...	...
51	343,293	60,78	...	...	...	...	...	...
52	343,144	60,793	...	22523472+6047362	...	...	14,64	0,79
53	343,126	60,758	...	...	...	...	...	...
54	343,623	60,599	...	...	...	...	...	...
55	343,683	60,734	...	...	...	...	...	...
56	343,272	60,655	...	...	...	...	...	...
57	343,678	60,744	...	22544262+6044368	...	...	14,04	1,54
58	343,568	60,843	...	22541682+6050400	...	...	14,96	1,15
59	343,772	60,612	...	...	...	...	...	...
60	343,883	60,861	...	...	...	...	...	...
61	343,946	60,781	...	...	...	...	...	...
62	343,62	60,73	...	22542912+6043501	...	...	12,48	0,52
63	343,5	60,904	...	...	...	...	...	...
IC 4725								
1	277,829	-18,909	26	18311897-1854314	6,82	0,85	5,29	0,58
2	277,926	-19,111	...	18314235-1906370	...	...	14,54	0,96
3	277,934	-19,003	...	18314371-1900087	...	...	14,67	0,84
4	277,875	-19,162	54	18312996-1909433	12,53	0,67	11,0	0,42
5	277,961	-19,17	111	18315053-1910103	9,02	0,39	8,16	0,19
6	277,877	-19,259	...	18313040-1915329	...	...	14,73	2,49
7	277,847	-19,176	...	18312323-1910337	...	...	13,31	0,65

Continua...

Tabela A.2: Continuação.

Id. XMM	RA	Decl.	Id. Webda	Id. 2MASS	V	B-V	J	J-K
8	278,049	-19,207	...	18321179-1912260	...	...	13,16	0,71
9	278,07	-19,076	...	18321666-1904321	...	...	12,7	0,79
10	278,051	-19,267	...	18321228-1916024	...	...	12,91	0,83
11	277,871	-19,029	...	18312905-1901433	...	...	14,63	0,97
12	278,02	-19,079	...	18320481-1904467	...	...	13,05	0,87
13	277,806	-19,122	...	18311350-1907201	...	...	13,21	0,62
14	278,095	-19,162	...	18322304-1909414	...	...	13,89	0,96
15	278,003	-19,061	...	18320088-1903384	...	...	12,5	0,44
16	278,117	-19,25	...	18322822-1915003	...	...	14,73	0,81
17	277,882	-18,997	...	18313166-1859475	...	...	13,35	0,75
18	277,973	-19,282	129	18315340-1916533	11,34	1,65	10,82	1,17
19	277,879	-19,249	46	18313105-1914570	11,82	0,5	10,62	0,31
20	277,845	-19,215	...	18312275-1912551	...	...	13,48	0,8
21	277,837	-19,244	...	18312097-1914382	...	...	13,29	0,77
22	277,927	-19,17	...	18314280-1910109	...	...	15,86	1,0
23	278,009	-18,984	...	18320221-1859044	...	...	12,78	1,05
24	277,923	-19,217	...	18314202-1913050	...	...	8,93	0,95
25	277,888	-19,271	...	18313322-1916162	...	...	12,9	0,7
26	278,024	-19,149	...	18320569-1908574	...	...	13,47	0,82
27	277,879	-19,064	69	18313080-1903544	10,7	0,43	14,82	0,58
28	278,058	-19,017	...	...	...	...	...	...
29	278,091	-19,113	...	18322193-1906442	...	...	8,86	0,89
30	278,116	-19,188	...	...	...	...	...	...
31	277,848	-19,265	...	18312363-1915537	...	...	12,82	0,53
32	277,928	-18,947	...	18314264-1856481	...	...	13,11	0,65
33	277,915	-19,115	...	18313964-1906565	...	...	13,95	0,96
34	277,943	-19,16	203	18314632-1909349	13,9	0,86	9,63	0,22
35	277,757	-19,093	...	18310182-1905363	...	...	13,06	0,6
36	277,815	-18,938	...	18311553-1856168	...	...	12,68	0,49
37	277,881	-19,097	...	18313161-1905474	...	...	15,49	2,17
38	277,798	-19,032	...	18311147-1901569	...	...	13,36	0,78
39	277,855	-19,0	...	18312503-1859589	...	...	13,87	0,96
40	277,833	-19,183	...	18312008-1910567	...	...	14,61	0,92
41	277,816	-19,121	...	18311577-1907176	...	...	14,33	0,93
42	277,812	-19,197	...	18311491-1911516	...	...	13,96	0,76
43	278,173	-19,12	...	18324137-1907123	...	...	15,92	0,96
44	277,901	-19,201	...	...	...	...	...	...
45	277,962	-19,201	117	18315084-1911595	11,57	0,52	13,29	1,03
46	278,009	-19,183	...	18320216-1911020	...	...	14,19	0,95
47	277,998	-18,955	...	18315949-1857191	...	...	13,61	0,79
48	277,927	-18,956	...	18314276-1857248	...	...	15,51	1,19
49	277,895	-18,923	...	...	...	...	...	...
50	277,797	-19,179	...	18311143-1910448	...	...	13,49	0,93
51	277,889	-19,19	...	18313356-1911300	...	...	14,94	0,96

Continua...



Tabela A.2: Continuação.

Id. XMM	RA	Decl.	Id. Webda	Id. 2MASS	V	B-V	J	J-K
52	277,888	-19,107	...	18313314-1906253	...	...	13,4	0,78
53	277,945	-19,123	...	18314692-1907241	...	...	14,52	0,87
54	278,034	-19,14	...	18320818-1908273	...	...	14,09	0,87
55	277,917	-19,079	90	18314025-1904436	12,05	1,0	10,1	0,55
56	277,773	-19,1	...	18310590-1906001	...	...	11,85	1,18
57	278,173	-19,137	...	18324125-1908117	...	...	15,44	0,87
58	278,04	-19,092	...	18320981-1905292	...	...	12,51	0,48
59	278,152	-19,039	...	18323678-1902177	...	...	14,97	0,95
60	278,105	-19,125	...	18322514-1907315	...	...	10,81	0,32
61	278,023	-18,897	...	18320518-1853504	...	...	15,35	0,87
62	277,887	-19,122	...	18313295-1907182	...	...	16,41	1,35
63	277,931	-19,178	...	18314342-1910420	...	...	13,66	1,1
64	278,054	-18,999	...	...	...	...	...	...
65	278,012	-19,212	...	18320304-1912416	...	...	13,57	0,87
66	277,911	-19,147	...	18313898-1908454	...	...	15,41	1,22
67	277,911	-19,137	...	...	...	...	...	...
68	277,856	-19,132	...	18312580-1907528	...	...	12,32	1,12
69	277,807	-19,084	...	18311359-1905037	...	...	12,11	0,43
70	277,996	-19,138	...	18315894-1908177	...	...	13,81	0,98
71	277,927	-19,234	...	18314263-1914006	...	...	16,21	0,07
72	277,979	-19,187	...	18315513-1911126	...	...	12,61	0,53
73	277,891	-19,26	...	18313383-1915356	...	...	12,57	0,7
74	278,119	-18,962	...	18322839-1857393	...	...	12,71	0,64
75	278,02	-19,103	...	18320479-1906110	...	...	14,51	1,03
76	277,925	-19,139	...	18314200-1908240	...	...	13,41	0,64
77	277,834	-19,117	...	18311997-1907011	...	...	14,08	0,81
78	277,884	-19,238	...	...	...	...	...	...
79	277,955	-19,109	...	18314943-1906328	...	...	15,1	1,02
80	277,95	-19,08	...	18314800-1904491	...	...	14,91	1,1
81	277,875	-19,27	...	18313013-1916118	...	...	15,56	0,79
82	278,196	-19,134	...	18324695-1908127	...	...	15,2	0,93
83	277,97	-19,053	...	18315309-1903059	...	...	13,46	1,07
84	278,201	-19,163	...	18324865-1909408	...	...	11,37	0,38
85	278,156	-19,201	...	18323759-1912054	...	...	13,35	0,88
86	277,947	-19,268	...	18314797-1915587	...	...	15,52	1,97
87	278,002	-18,95	...	...	...	...	...	...
88	277,842	-18,96	...	...	...	...	...	...
89	277,993	-18,893	...	...	...	...	...	...
90	277,916	-19,266	...	18313974-1915583	...	...	12,43	0,47
91	278,154	-19,06	...	...	...	...	...	...
92	277,863	-19,126	...	...	...	...	...	...
93	277,985	-19,015	...	18315645-1900549	...	...	15,07	1,04
94	278,111	-19,059	...	...	...	...	...	...
95	277,917	-19,088	...	18313970-1905188	...	...	13,39	1,03

Continua...

Tabela A.2: Continuação.

Id. XMM	RA	Decl.	Id. Webda	Id. 2MASS	V	B-V	J	J-K
96	277,997	-18,965	...	18315939-1857505	...	...	14,78	1,38
97	277,792	-19,126	4404	18311004-1907401	10,63	0,27	13,37	0,84
98	278,145	-19,155	...	18323474-1909204	...	...	14,78	1,0
99	277,97	-19,197	116	18315236-1911527	12,72	0,7	15,23	0,9
100	277,935	-19,188	...	18314451-1911132	...	...	14,54	0,66
101	277,932	-18,981	...	18314391-1858530	...	...	14,06	0,79
102	277,914	-19,049	...	...	...	...	...	...
103	277,833	-18,984	...	18311958-1859022	...	...	15,04	0,67
104	278,015	-18,937	...	18320346-1856128	...	...	13,14	0,85
105	277,894	-18,946	...	18313468-1856399	...	...	15,11	0,89
106	278,103	-19,082	...	...	...	...	...	...
107	278,087	-19,187	...	18322110-1911123	...	...	14,28	0,95
108	278,011	-19,093	201	18320237-1905331	14,85	0,9	9,15	0,16
109	278,134	-19,227	...	18323187-1913358	...	...	15,08	0,4
110	277,993	-19,056	...	18315901-1903179	...	...	15,43	0,98
111	278,112	-19,077	...	18322706-1904388	...	...	14,3	0,78
112	277,957	-19,029	...	18314935-1901483	...	...	11,61	1,02
113	277,767	-19,019	...	18310406-1901088	...	...	12,11	0,99
114	277,785	-19,119	...	18310836-1907072	...	...	15,47	1,21
115	277,8	-18,997	...	...	...	...	...	...
116	278,045	-18,928	...	...	...	...	...	...
117	278,057	-19,252	...	18321370-1915126	...	...	15,09	0,96
118	278,078	-19,189	...	...	...	...	...	...
119	278,102	-19,207	...	18322451-1912253	...	...	12,78	0,58
120	277,852	-19,183	...	...	...	...	...	...
121	277,995	-19,125	199	18315875-1907299	14,6	1,62	10,23	0,21
122	277,928	-19,069	89	18314284-1904087	12,17	0,47	11,09	0,27
123	277,962	-18,906	...	...	...	...	...	...
124	277,824	-19,009	...	18311772-1900320	...	...	14,4	1,0
125	277,798	-19,234	...	18311153-1913597	...	...	12,48	0,49
126	277,836	-18,946	...	...	...	...	...	...
127	277,837	-19,021	...	...	...	...	...	...
128	278,123	-19,186	...	18322924-1911028	...	...	14,6	0,55
129	277,786	-18,955	...	...	...	...	...	...
130	277,816	-19,029	...	...	...	...	...	...
131	277,853	-19,121	...	18312468-1907127	...	...	15,84	-0,31
132	277,972	-19,007	...	...	...	...	...	...
133	277,914	-19,356	...	18313917-1921232	...	...	11,1	0,4
134	277,819	-19,193	...	18311636-1911347	...	...	13,44	1,14
135	277,772	-19,114	...	18310528-1906474	...	...	14,35	0,79
136	277,987	-19,088	...	18315695-1905212	...	...	15,31	1,02
137	277,911	-19,002	...	...	...	...	...	...
138	278,015	-19,293	...	18320340-1917392	...	...	13,8	1,12
139	277,72	-19,055	...	18305319-1903260	...	...	15,27	0,75

Continua...

Tabela A.2: Continuação.

Id. XMM	RA	Decl.	Id. Webda	Id. 2MASS	V	B-V	J	J-K
140	278,058	-19,081	...	18321372-1904436	...	...	14,36	0,59
141	277,818	-19,283	...	18311604-1916597	...	...	14,12	0,9
142	277,958	-19,339	...	...	...	...	...	...
NGC 3114								
1	150,512	-60,087	2083	10020281-6005130	15,63	0,88	10,06	0,73
2	150,545	-60,229	...	...	...	...	...	...
3	150,618	-60,148	...	10022839-6008513	...	...	12,52	0,82
4	150,885	-60,08	...	...	...	...	...	...
5	150,674	-60,013	...	...	...	...	...	...
6	150,301	-60,006	...	...	...	...	...	...
7	150,76	-59,967	...	10030242-5957596	...	...	14,2	0,6
8	150,463	-60,063	...	...	...	...	...	...
9	150,765	-59,95	...	10030348-5956589	...	...	13,11	0,72
10	150,596	-60,003	...	...	...	...	...	...
11	150,476	-60,027	...	10015437-6001351	...	...	13,93	0,89
12	150,752	-60,055	...	10030053-6003159	...	...	14,6	0,82
13	150,538	-59,903	...	10020927-5954069	...	...	15,36	1,07
14	150,67	-59,921	...	10024083-5955168	...	...	14,03	0,9
15	150,56	-59,912	...	...	...	...	...	...
16	150,863	-60,019	...	10032726-6001099	...	...	15,4	0,78
17	150,743	-59,973	...	10025817-5958232	...	...	13,82	0,76
18	150,749	-60,179	125	10025995-6010433	6,18	0,18	5,69	0,17
19	150,838	-59,948	150	10032106-5956534	7,93	1,17	6,0	0,67
20	150,612	-59,914	...	10022668-5954479	...	...	12,0	0,27
21	150,768	-60,185	...	10030383-6011055	...	...	11,67	1,24
22	150,87	-60,203	...	...	...	...	...	...
23	150,512	-60,04	50	10020284-6002242	11,47	0,06	10,96	0,12
24	150,694	-59,895	...	10024708-5953428	...	...	12,42	0,44
25	150,574	-59,983	...	10021776-5958563	...	...	14,76	0,69
26	150,75	-59,843	...	10025985-5950360	...	...	13,18	0,92
27	150,31	-59,917	...	10011462-5954573	...	...	11,98	0,28
28	150,507	-60,154	...	10020213-6009150	...	...	15,01	0,74
29	150,63	-60,059	...	10023108-6003308	...	...	14,56	0,7
30	150,313	-60,111	...	10011533-6006418	...	...	13,25	0,57
31	150,55	-60,045	61	10021195-6002433	11,19	0,63	10,26	0,26
32	150,486	-60,018	...	...	...	...	...	...
33	150,353	-59,995	...	10012463-5959408	...	...	14,65	0,79
34	150,69	-59,856	...	10024542-5951209	...	...	14,46	0,8
35	150,785	-60,173	...	10030824-6010229	...	...	14,3	0,58
36	151,009	-60,029	...	10040167-6001480	...	...	14,61	0,96
37	150,871	-59,959	...	10032890-5957333	...	...	13,29	0,36
38	150,482	-60,058	2074	10015606-6003319	15,6	0,72	12,92	0,32
39	150,257	-59,962	...	10010162-5957443	...	...	13,78	0,62
40	150,735	-60,009	...	...	...	...	...	...

Continua...

Tabela A.2: Continuação.

Id. XMM	RA	Decl.	Id. Webda	Id. 2MASS	V	B-V	J	J-K
41	150,699	-59,842	107	10024714-5950320	9,98	0,38	9,38	0,3
42	150,981	-60,012	...	...	...	...	...	...
43	150,626	-60,154	...	10023038-6009134	...	...	13,8	0,56
44	150,725	-59,913	...	10025435-5954467	...	...	14,58	0,64
45	150,457	-59,98	...	...	...	...	...	...
46	150,851	-59,92	...	10032431-5955127	...	...	14,76	0,84
47	150,662	-59,961	...	10023883-5957424	...	...	14,71	0,32
48	150,597	-60,123	...	10022340-6007232	...	...	16,36	1,04
49	150,611	-60,078	...	10022638-6004424	...	...	13,08	0,47
50	150,54	-59,987	...	10020978-5959082	...	...	15,09	0,32
51	150,737	-60,105	...	...	...	...	...	...
52	150,746	-59,834	...	10025897-5950014	...	...	14,18	0,54
53	150,606	-60,034	...	10022592-6002023	...	...	15,48	0,71
54	150,781	-59,863	...	10030723-5951498	...	...	14,33	0,65
55	150,948	-59,934	...	10034769-5956023	...	...	15,73	0,57
56	150,908	-59,877	...	10033794-5952365	...	...	9,6	0,57
57	150,522	-59,96	...	10020538-5957316	...	...	13,78	0,53
58	150,749	-60,071	...	10030012-6004181	...	...	11,9	0,18
59	150,654	-60,11	...	10023647-6006344	...	...	14,61	0,42
60	150,392	-59,939	...	...	...	...	...	...
61	150,606	-60,136	...	10022568-6008114	...	...	14,93	0,76
62	150,938	-59,825	...	10034489-5949297	...	...	14,31	0,8
63	150,512	-59,998	...	10020302-5959510	...	...	13,45	0,59
64	150,808	-60,051	145	10031373-6003006	11,35	0,03	11,1	0,02
65	150,624	-59,938	...	10022975-5956125	...	...	15,31	0,8
66	150,437	-59,977	...	...	...	...	...	...
67	150,831	-60,048	...	...	...	...	...	...
68	150,765	-60,08	...	...	...	...	...	...
69	150,726	-59,968	...	...	...	...	...	...
70	150,428	-59,993	...	10014259-5959372	...	...	16,28	1,05
71	151,051	-60,056	...	...	...	...	...	...
72	150,683	-59,928	...	10024469-5955434	...	...	14,87	1,1
73	150,297	-59,991	...	10011110-5959349	...	...	15,4	0,6
74	150,326	-60,056	...	...	...	...	...	...
75	150,774	-59,791	...	10030603-5947279	...	...	14,45	0,66
76	150,424	-59,852	...	...	...	...	...	...
77	150,669	-60,126	...	10024058-6007315	...	...	12,94	0,3
78	150,939	-59,865	...	...	...	...	...	...
79	150,549	-59,877	...	10021194-5952347	...	...	10,45	0,21
80	151,066	-59,923	...	...	...	...	...	...
81	150,733	-59,766	...	10025503-5946001	...	...	12,6	1,01
82	150,698	-59,981	...	...	...	...	...	...
83	150,876	-60,162	...	10033024-6009416	...	...	14,23	0,68
84	150,398	-59,967	...	10013522-5958011	...	...	12,29	0,8

Continua...

Tabela A.2: Continuação.

---

---

Id. XMM	RA	Decl.	Id. Webda	Id. 2MASS	V	B-V	J	J-K
85	150,601	-59,852	...	...	...	...	...	...
86	150,699	-60,105	...	10024749-6006182	...	...	16,67	1,35
87	150,708	-60,168	...	10025032-6010024	...	...	14,25	0,61
88	150,727	-60,056	119	10025463-6003189	11,75	0,13	12,91	0,35
89	150,935	-59,853	...	10034499-5951112	...	...	13,59	0,89
90	150,2	-60,021	...	10004816-6001228	...	...	11,45	0,11
91	150,485	-60,01	34	10015637-6000338	10,18	0,02	10,02	0,02

---

---



# Apêndice B

## Lista de publicações

### Artigos relacionados à tese:

- **New  $\gamma$  Cassiopeiae-like objects: X-ray and optical observations of SAO 49725 and HD 161103**

Lopes de Oliveira, R., Motch, C., Haberl, F., Negueruela, I., & Janot-Pacheco, E. 2006, A&A, 454, 265

- **XMM-Newton observations of low luminosity Be/X-ray candidates**

Lopes de Oliveira, R., Motch, C., Haberl, F., Negueruela, I., & Janot-Pacheco, E. 2006, Advances in Space Research, 38, 2782

- **On the X-ray and optical properties of the Be star HD 110432: a very hard-thermal X-ray emitter**

Lopes de Oliveira, R., Motch, C., Smith, M.A., Negueruela, I., & Torrejón, J.M. 2007, A&A, 474, 983

### Proceedings em eventos:

- **X-ray and optical properties of new Gamma Cas-like objects discovered in X-ray surveys**

Motch, C., Lopes de Oliveira, R., Negueruela, I., Haberl, F., & Janot-Pacheco, E. 2006,

In “Active OB Stars: Laboratories for Stellar & Circumstellar Physics”, 29 August - 2 September 2005, Sapporo, Japan, ed. S. Stefl, S. P. Owocki, & A. Okazaki, ASP Conf. Ser. 2006, 361, p. 117 [ASTRO-PH 0512556]

- **X-ray emission from stars in five young and Be-stars rich open clusters**

Lopes de Oliveira, R., Motch, C., Negueruela, I., Haberl, F., & Janot-Pacheco, E. 2006,

In “The X-ray Universe 2005”, 26-30 September 2005, El Escorial, Madrid, Spain. Ed. by A. Wilson. ESA SP-604, Volume 1, Noordwijk: ESA Publications Division, ISBN 92-9092-915-4, 2006, p. 93

---

**Outros artigos:**

- **Discovery of a cluster of galaxies behind the Milky Way: X-ray and optical observations**

Lopes de Oliveira, R., Lima Neto, G.B., Mendes de Oliveira, C., Janot-Pacheco, E., & Motch, C. 2006, A&A, 459, 415

- **Exploring the connection between the stellar wind and the non-thermal emission in LS 5039**

Bosch-Ramon, V., Motch, C., Ribó, M., Lopes de Oliveira, R., Janot-Pacheco, E., Negueruela, I., Paredes, J.M., & Martocchia, A. 2007, A&A, 473, 545

---



# Referências

- Anders, E., & Grevesse, N. 1989, *Geochim. et Cosmochim. Acta*, 53, 197
- Anders, E., & Ebihara, M. 1982, *Geochimica et Cosmochimica Acta*, 46, 2363
- Andrillat, Y., Jaschek, M., & Jaschek, C. 1988, *A&AS*, 72, 129
- Angelini, L., White, N.E., Nagase, F., et al. 1995, *ApJ*, 449, 41
- Annapurni, S., Blesson, M., Bhuwan Chandra, B., & Ramya, J. 2006, *MNRAS*, 370, 743
- Arnaud, M., & Rothenflug, M. 1985, *A&A*, 60, 425
- Audard, M., Gudel, M., Sres, A., Raassen, A.J.J., & Mewe, R. 2003, *A&A*, 398, 1137
- Baade, D. 1982, *A&A*, 105, 65
- Ballereau, D., Chauville, J., & Zorec, J. 1995, *A&AS*, 111, 423
- Balucinska-Church, M., & McCammon, D. 1992, *ApJ*, 400, 699
- Barrera, L.H., Mennickent, R.E., & Vogt, N. 1991, *AAS*, 185, 79
- Basko, M.M. 1978, *ApJ*, 223, 268
- Beauchamp, A., Moffat, A.F.J., & Drissen, L. 1994, *ApJS*, 93, 187
- Becker, P.A., & Wolff, M.T. 2007, *ApJ*, 654, 435
- Bely-Dubau, F., Faucher, P., Dubau, J., & Gabriel, A.H. 1982, *MNRAS*, 198, 239
- Berghöfer, T.W., Schmitt, J.H.M.M., & Cassinelli, J.P. 1996, *A&AS*, 118, 481
- Berghöfer, T.W., Schmitt, J.H.M.M., Danner, R., & Cassinelli, J.P. 1997, *A&A*, 322, 167
- Berio, P., Stee, Ph., Vakili, F., et al. 1999, *A&A*, 345, 203
- Bildsten, L., Chakrabarty, D., Chiu, J., et al. 1997, *ApJS*, 113, 367
- Bjorkman, J.E., & Cassinelli, J.P. 1993, *ApJ*, 409, 429
- Blackburn, J. K. 1995, in *ASP Conf. Ser.*, Vol. 77, *Astronomical Data Analysis Software and Systems IV*, ed. R. A. Shaw, H. E. Payne, and J. J. E. Hayes (San Francisco: ASP), 367
- Bohlin, R.C. 1970, *ApJ*, 162, 571
- Bohlin, R.C., Svage, B.D., & Drake, J.F. 1978, *ApJ*, 224, 132
- Bonnarel, F., Fernique, P., Bienaymé, O., et al. 2000, *A&AS*, 143, 33
- Bouret, J.-C., Lanz, T., & Hillier, D.J. 2005, *A&A*, 438, 301
- Bragg, A.E., & Kenyon, S. 2002, *ApJ*, 124, 3289
- Braithwaite, J. 2006, *A&A*, 449, 451
- Brinkman, A.C., et al. 2001, *A&A*, 365, L324
- Buccheri, R., Bennett, K., Bignami, G.F., et al. 1983, *A&A*, 128, 245
- Burleigh, M.R., & Barstow, M.A. 1998, *MNRAS*, 295, L15
- Burleigh, M.R., & Barstow, M.A. 1999, *A&A*, 341, 795
- Burleigh, M.R., & Barstow, M.A. 2000, *A&A*, 359, 977
- Campana, S., Gastaldello, F., Stella, L., et al. 2001, *ApJ*, 561, 924
- Campana, S., Stella, L., Israel, G.L., et al. 2002, *ApJ*, 580, 389
- Campana, S. 2004, *AIP Conference Proceedings*, Volume 703, pp. 260-265
- Capilla, G., & Fabregat, J. 2002, *A&A*, 394, 479
- Cardelli, J.A., Clayton, G.C., & Mathis, J.S. 1989, *ApJ*, 345, 245
- Carraro, G., & Patat, F. 2001, *A&A*, 379, 136
- Cassinelli, J.P., Cohen, D. H., Macfarlane, J.J., Sanders, W.T., & Welsh, B.Y. 1994, *ApJ*, 421, 705
- Cassinelli, J.P., Brown, J.C., Maheswaran, M., Miller, N.A., & Telfer, D.C. 2002, *ApJ*, 578, 951
- Chalonge, D., & Safir, H. 1936, *C.R. Acad. Sci. Paris*, 230, 1329
- Charbonneau, P., & MacGregor, K.B. 2001, *ApJ*, 559, 1094
- Clark, J.S., Tarasov, A.E., & Panko, E.A. 2003, *A&A*, 403, 239
- Coburn, W., Heindl, W.A., Gruber, D.E., et al. 2001, *ApJ*, 552, 738
- Coburn, W., Heindl, W.A., Rothschild, R.E., et al. 2002, *ApJ*, 580, 394
- Codina, S.J., de Freitas Pacheco, J.A., Lopes, D.F., & Gilra, D. 1984, *A&AS*, 57, 239
- Cohen, D.H., Cassinelli, J.P., & MacFarlane, J.J. 1997, *ApJ*, 487, 867

- Cohen, D.H. 2000, in *The Be Phenomenon in Early-Type Stars*, IAU Colloq. 175, ed. M. Smith, H. F. Henrichs, & J. Fabregat (ASP, San Francisco), 156
- Collier Cameron, A., & Robinson, R.D. 1989, *MNRAS*, 236, 57
- Coyne, G.V., & McLean, I.S. 1982, *IAUS*, 98, 77
- Corbet, R.H.D. 1984, *A&A*, 141, 91
- Corbet, R.H.D. 1996, *ApJ*, 457, L31
- Corbet, R.H.D., Charles, P.A., Southwell, K.A., & Smale, A.P. 1997, *ApJ*, 476, 833
- Coté, J., & Waters, L.B.F.M. 1987, *A&A*, 176, 93
- Cranmer, S.R., & Owocki, S.P. 1995, *ApJ*, 440, 308
- Cranmer, S.R., Smith, M.A., & Robinson, R.D. 2000, *ApJ*, 537, 433
- Dachs, J., Hanuschik, R., Kaiser, D., & Rohe, D. 1986, *A&A*, 159, 276
- Damineli, A., & de Freitas-Pacheco, J.A. 1982, *MNRAS*, 198, 659
- de Araújo, F.X., & de Freitas Pacheco, J.A. 1989, *MNRAS*, 241, 543
- de Becker, M., Rauw, G., Sana, H., et al. 2006, *MNRAS*, 371, 1280
- de Ruitter, H.R., Arp, H.C., & Willis, A.G. 1977, *A&AS*, 28, 211
- Dickey, J.M., & Lockman, F.J. 1990, *ARAA*, 28, 215
- Diplas, A., & Savage, B.D. 1994, *ApJS*, 93, 211
- Domiciano de Souza, A., Kervella, P., Jankov, S., et al. 2003, *A&A*, 407, 47
- Donati, J.-F., Wade, G., Babel, J., et al. 2001, *MNRAS*, 326, 1256
- Donati, J.-F., Babel, J., Harries, T.J., et al. 2002, *MNRAS*, 333, 55
- Donati, J.-F., Howarth, I.D., Bouret, J.-C., et al. 2006a, *MNRAS*, 365, L6
- Donati, J.-F., Howarth, I.D., Jardine, M.M., et al. 2006b, *MNRAS*, 370, 629
- Dougherty, S.M., Taylor, A.R., & Waters, L.B.F.M. 1991, *A&A*, 248, 175
- Dougherty, S.M., & Taylor, A.R. 1992, *Nature*, 359, 808
- Draper P.W., Taylor, M., & Allan 2000, *Starlink Users Note* 139.12, R.A.L.
- Dutra, C.M., Santiago, B.X., & Bica, E. 2002, *A&A*, 381, 219
- Eversberg, T., Lepine, S., & Moffat, A.F.J. 1998, *ApJ*, 494, 799
- Ezuka, H., & Ishida, M. 1999, *ApJSS*, 120, 277
- Fabregat, J., & Torrejón, J.M. 2000, *A&A*, 357, 451
- Fabregat, J., & Capilla, G., 2005, *MNRAS*, 358, 66
- Fabregat, J., & Gutierrez-Soto, J. 2005, *Publ. Astron. Inst. ASCR*, 93, 9
- Feinstein, A., & Marraco, H.G. 1971, *PASP*, 83, 218
- Ferrario, L., & Wickramasinghe, D.T. 2005, *MNRAS*, 356, 615
- Finger, M.H., Wilson, R.B., & Harmon, B.A. 1996, *ApJ*, 459, 288
- Finley, J.P., Belloni, T., & Cassinelli, J.P. 1992, *A&A*, 262, L25
- Firt, R., & Harmanec, P. 2006, *A&A*, 447, 277
- Frémat, Y., Zorec, J., Hubert, A.-M., & Floquet, M. 2005, *A&A*, 440, 305
- Frontera, F., Dal Fiume, D., Robba, N.R., et al. 1987, *ApJL*, 320, 127
- Gabriel, A.H., & Jordan, C. 1969, *MNRAS*, 145, 241
- Gagné, M., Oksala, M.E., Cohen, D.H., et al. 2005, *ApJ*, 628, 986
- Garcia, M.R., McClintock, J.E., Narayan, R., et al. 2001, *ApJ*, 553, L47
- Gehrz, R.D., Hackwell, J.A., & Jones, T.W. 1974, *ApJ*, 191, 675
- Gies, D.R., Bagnuolo, W.G., Ferrara, E.C., et al. 1998, *ApJ*, 493, 440
- Groh, J.H., Damineli, A., & Jablonski, F. 2007, *A&A*, 465, 993
- Grundstrom, E.D., & Gies, D.R. 2006, *ApJ*, 651, 53
- Grundstrom, E.D., Boyajian, T.S., Finch, C., et al. 2007, *ApJ*, 660, 1398
- Haberl, F. 1995, *A&A*, 296, 685
- Haigh, N.J., Coe, M.J., & Fabregat, J. 2004, *MNRAS*, 350, 1457
- Hamaguchi, K., Yamauchi, S., & Koyama, K. 2005, *ApJ*, 618, 360
- Hameury, J.-M., Barret, D., Lasota, J.-P., et al. 2003, *A&A*, 399, 631
- Hanuschik, R. W. 2000, in *The Be Phenomenon in Early-Type Stars*, IAU Colloq. 175, ed. M. Smith, H. F. Henrichs, & J. Fabregat (ASP, San Francisco), 518
- Harmanec, P., Habuda, P., Stefl, S., et al. 2000, *A&A*, 364, L85
- Hayasaki, K., & Okazaki, A.T. 2004, *MNRAS*, 350, 971
- Hellier, C., Mukai, K., & Osborne, J.P. 1998, *MNRAS*, 297, 526
- Hellier, C., & Mukai, K. 2004, *MNRAS*, 352, 1037
- Hony, S., Waters, L.B.F.M., Zaal, P.A., et al. 2000, *A&A*, 355, 187
- Horaguchi, T., Kogure, T., Hirata, R. et al. 1994, *PASJ*, 46, 9
- Howk, J.C., Cassinelli, J.P., Bjorkman, J.E., & Lamers, H.J.G.L.M. 2000, *ApJ*, 534, 348
- Humphreys, R.M., & McElroy, D.B. 1984, *ApJ*, 284, 565
- Indebetouw, R., Mathis, J. S., Babler, B.L., et al. 2005, *ApJ*, 619, 931

- Jaschek, M., & Egret, D. 1982, IAU Symp. 98: Be stars, ed. M. Jaschek & H.-G. Groth, 261
- Jernigan, J.G. 1976, IAU 2900
- Joye, W.A., & Mandel, E. 2003, ASPC, 295, 489
- Juett, A.M., Psaltis, D., & Chakrabarty, D. 2001, ApJ, 560, 59
- Kaastra, J.S. 1992, An X-Ray Spectral Code for Optically Thin Plasmas (Internal SRON-Leiden Report, updated version 2.0)
- Kahabka, P., Haberl, F., Payne, J.L., & Filipović, M.D. 2006, A&A, 458, 285
- Karzas, W.J., & Latter, R. 1961, ApJS, 6, 167
- Kaspi, V.M., Lyne, A.G., Manchester, R.N., et al. 2000, ApJ, 543, 321
- Kellogg, E., Baldwin, J.R., & Koch, D. 1975, ApJ, 199, 299
- Kharchenko, N.V., Piskunov, A.E., Röser, S., Schilbach, E., & Scholz, R.-D. 2005, A&A, 438, 1163
- Kilkenny, D., Whittet, D.C.B., Davies, J.K., et al. 1985, SAAOC, 9, 55
- Kong, A.K.H., McClintock, J.E., Garcia, M.R., Murray, S.S., & Barret, D. 2002, ApJ, 570, 277
- Kubat, J. 2006, in proceedings of the conference on Active O-B stars, Sapporo, Sept 2005, ASP Conference Series, Ed. S. Stefl, S. Owocki, & A. Okazaki
- Kubo, S., Murakami, T., Ishida, M., & Corbet, R.H.D. 1998, PASJ, 50, 417
- Kudritzki, R., & Puls, J. 2000, ARA&A, 38, 613
- La Palombara, N., & Mereghetti, S. 2006, A&A, 455, 283
- La Palombara, N., & Mereghetti, S. 2007, A&A, 474, 137
- Landstreet, J.D., Bagnulo, S., Andretta, V., et al. 2007, A&A, 470, 685
- Lee, U., Saio, H., & Osaki, Y. 1991, MNRAS, 250, 432
- Leutenegger, M.A., Paerels, F.B.S., Kahn, S.M., & Cohen, D.H. 2006, ApJ, 650, 1096
- Levenhagen, R.S., & Leister, N.V. 2004, AJ, 127, 1176
- Levenhagen, R.S., & Leister, N.V. 2006, MNRAS, 371, 252
- Liu, Q.Z., van Paradijs, J., & van den Heuvel, E.P.J. 2006, A&A, 455, 1165
- Loden, L.O. 1979, A&AS, 38, 355
- Lopes de Oliveira, R. 2003, Dissertação de Mestrado, IAG/USP
- Lopes de Oliveira, R., Motch, C., Haberl, F., Negueruela, I., & Janot-Pacheco, E. 2006a, A&A, 265, 276
- Lopes de Oliveira, R., Lima Neto, G.B., Mendes de Oliveira, C., Janot-Pacheco, E., & Motch, C. 2006b, A&A, 459, 415
- Lopes de Oliveira, R., Motch, C., Smith, M.A., Negueruela, I., & Torrejón, J.M. 2007, A&A, 474, 983
- Lorimer, D.R., Stairs, I.H., Freire, P.C.C., et al. 2006, ApJ, 640, 428
- Lucy, L.B., & White, R.L. 1980, ApJ, 241, 300
- Lucy, L.B. 1982, ApJ, 255, 286
- McSwain, M.V., Gies, D.R., Huang, W., et al. 2004, ApJ, 600, 927
- McSwain, M.V., & Gies, D.R. 2005, ApJS, 161, 118
- Macfarlane, J.J., Cassinelli, J.P., Welsh, B. Y., et al. 1991, ApJ, 380, 564
- MacGregor, K.B., & Cassinelli, J.P. 2003, ApJ, 586, 480
- Marco, A., Negueruela, I., & Motch, C. 2006, in Moffat, A.F.J., & St.-Louis, N. (eds.), Proceedings of Massive Stars in Interacting Binaries, Hotel Sacacomie, Montreal, Quebec, Canada, August 2004, ASP Conference Series, in press
- Markova, N., Puls, J., Scuderi, S., & Markov, H. 2005, A&A, 440, 1133
- Marlborough, J.M., Snow, T.P., & Slettebak, A. 1978, ApJ, 224, 157
- Martayan, C., Floquet, F., Hubert, A.-M. et al. 2007, A&A, 472, 577
- Masetti, N., Dal Fiume, D., Amati, L., et al. 2004, A&A, 423, 311
- Mason, K.O., White, N.E., & Sanford, P.W. 1976, Nature, 260, 690
- Meynet, G., & Maeder, A. 2000, A&A, 361, 101
- Meilland, A., Stee, Ph., Vannier, M., et al. 2007, A&A, 464, 59
- Mereghetti, S., Tiengo, A., Israel, G.L., & Stella, L. 2000, A&A, 354, 567
- Meurs, E.J.A., et al. 1992, A&A, 265, L41
- Mewe, R., Gronenschild, E.H.B.M., & van den Oord, G.H.J. 1985, A&A, 62, 197
- Mewe, R., Lemen, J.R., & van den Oord, G.H.J. 1986, A&A, 65, 511
- Miroshnichenko, A.S., Bjorkman, K.S., & Krugov, V.D. 2002, PASP, 114, 1226
- Moitinho, A., Alfaro, E.J., Yun, J.L., & Phelps, R.L. 1997, AJ, 113, 1359
- Monet, D., Bird, A., Canzian, B., et al. 1998, USNO-A V2.0, *A Catalog of Astrometric Standards, U.S. Naval Observatory Flagstaff Station (USNOFS) and Universities Space Research Association (USRA) stationed at USNOFS*
- Morrison, R., & McCammon, D. 1983, ApJ, 270, 119
- Motch, C., Stella, L., Janot-Pacheco, E., & Mouchet, M. 1991, ApJ, 369, 490
- Motch, C., Haberl, F., Dennerl, K., Pakull, M., & Janot-Pacheco, E. 1997, A&A, 323, 853
- Motch, C., Herent, O., & Guillout, P. 2003, Astron. Nachr., 324, 61

- Motch, C., Lopes de Oliveira, R., Negueruela, I., Haberl, F., Janot-Pacheco, E. 2006a, in proceedings of the conference on Active O-B stars, Sapporo, Sept 2005, ASP Conference Series, Ed. S. Stefl, S. Owocki, & A. Okazaki
- Motch, C., Barcons, X., Carrera, F., et al. 2006b, submetido ao A&A
- Murakami, T., Koyama, K., Inoue, H., & Agrawal, P.C. 1986, ApJ, 310, L31
- Neiner, C., Hubert, A.-M., Frmat, Y., et al. 2003, A&A, 409, 275
- Nicolet, B. 1978, A&AS, 34, 1
- Negueruela, I., & Okazaki, A.T. 2001, A&A, 369, 108
- Okazaki, A.T. 1991, PASJ, 43, 75
- Okazaki, A.T. 1997, A&A, 318, 548
- Okazaki, A.T., & Negueruela, I. 2001, A&A, 377, 161
- Okazaki, A.T., Bate, M.R., Ogilvie, G.I., & Pringle, J.E. 2002, MNRAS, 337, 967
- Oskinova, L. M., Feldmeier, A., & Hamann, W.-R. 2006, MNRAS, 372, 313
- Owens, A., Oosterbroek, T., Parmar, A.N., Schulz, R., Stewe, J.A., & Haberl, F. 1999, A&A, 348, 170
- Oyabu, S., Yun, M.S., Murayama, T., et al. 2005, AJ, 130, 2019
- Paerels, F.B.S., & Kahn, S.M. 2003, ARA&A, 41, 291
- Pandel, D., Córdova, F.A., Mason, K.O., & Priedhorsky, W.C. 2005, ApJ, 626, 396
- Parmar, A.N., White, N.E., Stella, L., Izzo, C., & Ferri, P. 1989, ApJ, 338, 359
- Parmar, A.N., Israel, G.L., Stella, L., & White, N.E. 1993, A&A, 275, 227
- Paunzen, E., & Maitzen, H. M. 2001, A&A, 373, 153
- Perryman, M.A.C. 1997, The Hipparcos and Tycho Catalogues, ESA SP-1200 (Noordwijk: ESA)
- Pigulski, A., & Kopacki, G. 2000, A&AS, 146, 465
- Pigulski, A., Kopacki, G., & Kolaczowski, Z. 2001, A&A, 376, 144
- Pollock, A.M.T., Corcoran, M.F., Stevens, I.R., & Williams, P.M. 2005, ApJ, 629, 482
- Pols, O.R., Coté, J., Waters, L.B.F.M., & Heise, J. 1991, A&A, 241, 419
- Porquet, D., & Dubau, J. 2000, A&AS, 143, 495
- Porquet, D., Mewe, R., Dubau, J., Raassen, A.J.J., & Kaastra, J.S. 2001, A&A, 376, 1113
- Porter, J.M. 1999, A&A, 348, 512
- Quirrenbach, A., Bjorkman, K.S., Bjorkman, J.E., et al. 1997, ApJ, 479, 477
- Rakowski, C.E., Schulz, N.S., Wolk, S.J., & Testa, P. 2006, ApJ, 649, L111
- Rachford, B.L., Snow, T.P., Tumlinson, J., et al. 2001, ApJ, 555, 839
- Raguzova, N.V. 2001, A&A, 367, 848
- Raymond, J.C. 1999, Space Sci. Rev., 87, 55
- Reig, P., Negueruela, I., Buckley, D.A.H., et al. 2001, A&A, 367, 266
- Reig, P., Fabregat, J., & Coe, M.J. 1997, A&A, 322, 193
- Reig, P. 2007, MNRAS, 377, 867
- Robinson, R.D., & Smith, M.A. 2000, ApJ, 540, 474
- Robinson, R.D., Smith, M.A., & Henry, G.W. 2002, ApJ, 575, 435
- Rutledge, R.E., Bildsten, L., Brown, E.F., et al. 2007, ApJ, 658, 514
- Safi-Harb, S., Ribo, M., Butt, Y., et al. 2007, ApJ, 659, 407
- Sanner, J., Brunzendorf, J., Will, J.-M., & Geffert, M. 2001, A&A, 369, 511
- Scargle, J.D. 1982, ApJ, 263, 835
- Schild, R.E., & Romanishin, W. 1976, ApJ, 204, 493
- Schild, R.E. 1978, ApJS, 37, 77
- Schmidt, E.G. 1982, AJ, 87, 650
- Secchi, A. 1867, Astron. Nachr., 68, 63
- Shortridge K., Meyerdicks, H., Currie, M., et al. 1997, Starlink User Note 86, 15, R.A.L.
- Shull, J.M., & van Steenberg, M.E. 1985, ApJ, 294, 599
- Skinner, S.L., Güdel, M., Audard, M., & Smith, K. 2004, ApJ, 614, 221
- Slesnick, C.L., Hillenbrand, L.A., & Massey, P. 2002, AJ, 576, 880
- Slettebak, A., Collins, G.W., Boyce, P.B., White, N.M., & Parkinson, T.D. 1975, ApJS, 281, 137
- Slettebak, A. 1982, ApJS, 50, 55
- Slettebak, A., Collins, G.W., & Truax, R. 1992, ApJS, 81, 335
- Smith, M.A. 1995, ApJ, 442, 812
- Smith, M.A., Robinson, R.D., & Corbet, R.H. 1998a, ApJ, 503, 877
- Smith, M.A., Robinson, R.D., & Hatzes, A.P. 1998b, ApJ, 507, 945
- Smith, M.A., & Robinson, R.D. 1999, ApJ, 517, 866
- Smith, R.K., Brickhouse, N.S., Liedahl, D.A., & Raymond, J.C. 2001, ApJ, 556, L91
- Smith, M.A., Cohen, D.H., Gu, M.F., et al. 2004, ApJ, 600, 972
- Smith, M.A., & Balona, L. 2006, ApJ, 640, 491
- Smith, M.A., Henry, G.W., & Vishniac, E. 2006, ApJ, 647, 1375
- Stee, Ph., de Araújo, F.X., Vakili, F., et al. 1995, A&A, 300, 219
- Stee, Ph., Vakili, F., Bonneau, D., & Mourard, D. 1998, A&A, 332, 268
- Stee, Ph. 2003, A&A, 403, 1023

- 
- Steele, I.A., Negueruela, I., & Clark, J.S. 1999, *A&AS*, 137, 147
- Stella, L., White, N.E., & Rosner, R. 1986, *ApJ*, 308, 669
- Strom, S.E., Wolff, S.C., & Dror, D.H.A. 2005, *AJ*, 129, 809
- Struve, O. 1931, *ApJ*, 73, 94
- Stryker, L.L. 1993, *PASP*, 105, 1081
- Tadross, A.L., Marie, M.A., Osman, A.I., & Hassan, S.M. 2002, *Ap&SS*, 282, 607
- Tycner, C., Lester, J.B., Hajian, A.R., et al. 2005, *ApJ*, 624, 359
- Torrejón, J.M., & Orr, A. 2001, *A&A*, 377, 148
- Townsend, R.H.D., Owocki, S.P., & Howarth, I.D. 2004, *MNRAS*, 350, 189
- Tuohy, I.R., Buckley, D.A.H., Remillard, R.A., et al. 1988, in *Physics of Neutron Stars & Black Holes* (Universal Academy Press, Tokyo), 93
- Tout, C.A., & Pringle, J.E. 1995, *MNRAS*, 272, 528
- Turner, D.G. 1981, *AJ*, 86, 231
- Urban S.E., Corbin T.E., & Wycoff G.L. 1997, *The ACT Reference Catalog, U.S. Naval Observatory, Washington D.C.*
- van Bever, J., & Vanbeveren, D. 1997, *A&A*, 322, 116
- van den Heuvel, E.P.J., & Rappaport, S.A. 1987, in *Physics of Be Stars*, IAU Coll. 92, Ed. A. Slettebak & T. P. Snow (Cambridge University Press), 291
- van Kerkwijk, M.H., & Kulkarni, S.R. 1999, *ApJ*, 516, L25
- van Steenberg, M.E., & Shull, J.M. 1988, *ApJS*, 67, 225
- Vennes, S., Berghofer, T.W., & Christian, D.J. 1997, *ApJ*, 491, L85
- Vennes, S. 2000, *A&A*, 354, 995
- Vinicius, M.M.F., Zorec, J., Leister, N.V., & Levenhagen, R.S. 2006, *A&A*, 446, 643
- Wade, G.A., Bagnulo, S., Drouin, D., Landstreet, J. D., & Monin, D. 2007, *MNRAS*, 376, 1145
- Waldron, W.L. & Cassinelli, J.P. 2001, *ApJ*, 548, 45
- Waldron, W.L. & Cassinelli, J.P. 2007, *ApJ*, 668, 456
- Walker, A.R., & Laney, C.D. 1987, *MNRAS*, 224, 61
- Waters, L.B.F.M., Cote, J., & Lamers, H.J.G.L.M. 1987, *A&A*, 185, 206
- Waters, L.B.F.M., Pols, O.R., Hogeveen, S.J., Coté, J., & van den Heuvel, E.P.J. 1989, *A&A*, 220, L1
- Waters, L.B.F.M., & van Kerkwijk, M.H. 1989, *A&A*, 223, 196
- Wegner, W. 1994, *MNRAS*, 270, 229
- Welsh, B.Y., Vedder, P.W., & Vallergera, J.V. 1990, *ApJ*, 358, 473
- White, N.E., Mason, K.O., Sanford, P.W., & Murdin, P. 1976, *MNRAS*, 176, 201
- White, N.E., Swank, J.H., & Holt, S.S. 1982, *ApJ*, 263, 277
- Wilson, C.A., Finger, M.H., Coe, M.J., Laycock, S., & Fabregat, J. 2002, *ApJ*, 570, 287
- Wisniewski, J.P., & Bjorkman, K.S. 2006, *ApJ*, 652, 458
- Wolf, N.J., Stein, W.A., & Strittmatter, P.A. 1970, *A&A*, 9, 252
- Yang, S., Ninkov, Z., & Walker, G.A. 1988, *PASP*, 100, 233
- Zavlin, V.E., Pavlov, G.G., Sanwal, D., & Trümper, J. 2000, *ApJ*, 540, 25
- Zhang, F., Li, X.-D., & Wang, Z.-R. 2004, *ApJ*, 603, 663
- Zorec, J., & Briot, D. 1997, *A&A*, 318, 443
- Zorec, J., Frémat, Y., & Cidale, L. 2005, *A&A*, 441, 235
-