

Observatório Nacional

Evandro Martinez Ribeiro

Caracterização de estrelas do tipo γ Cassiopeiae

Rio de Janeiro

2015

Evandro Martinez Ribeiro

Caracterização de estrelas do tipo γ Cassiopeiae

Dissertação apresentada à Divisão de Programas de Pós-Graduação do Observatório Nacional, Brasil, como requisito parcial para a obtenção do título de Mestre em Astronomia.

Orientador: Dr. Raimundo Lopes de Oliveira

Coorientador: Dr. Renato Dupke

Rio de Janeiro

2015

Evandro Martinez Ribeiro

Caracterização de estrelas do tipo γ Cassiopeiae

Dissertação apresentada à Divisão de Programas de Pós-Graduação do Observatório Nacional, Brasil, como requisito parcial para a obtenção do título de Mestre em Astronomia.

Trabalho aprovado. Rio de Janeiro, 20 de março de 2015.

Dr. Raimundo Lopes de Oliveira
Orientador

Dr. Marcelo Borges Fernandes
Observatório Nacional

Dra. Cláudia Vilega Rodrigues
Instituto Nacional de Pesquisas Espaciais

Rio de Janeiro
2015

*Este trabalho é dedicado a meus pais, Luiz e Lídia,
e a Raimundo por me suportarem até o final.*

Agradecimentos

A conclusão deste trabalho só foi possível devido a contribuição direta ou indireta de diversas pessoas, o número das quais com certeza é maior do que a minha memória e, por isso, me desculpo antecipadamente por aqueles que não são citados aqui, que não são poucos, por descuido de minha parte ou por falta de espaço. Agradeço a toda minha família, amigos de infância e da época da graduação, por sempre me suportarem apesar da distância. Entre estes agradeço Carina Oliveira por nunca desistir de manter contato, Raul Prado, Jessica Dipold, Joseana Soares, Maurício Alves, Eder Urbinate, Gustavo Salinas, Vinícius Aurichio, Krissia Zawadzki, Júlio Cardoso, Paulo Borges, Waldes Soares, Luan Buzato e todos das turmas 08 e 09 do IFSC, do Grupo de Teatro Atuando em Psi e colegas de trabalho no Observatório Dietrich Shiel e nos laboratórios de ensino de Física, pelos momentos que compartilhamos.

Este trabalho foi desenvolvido simultaneamente no Observatório Nacional e na Universidade Federal de Sergipe. Agradeço a ambas as instituições por oferecerem toda a infraestrutura necessária, e em especial agradeço ao ON pela disponibilização da moradia temporária em momentos cruciais. Agradeço também aos funcionários e ao corpo docente dessas duas instituições por todo o suporte, em especial aos funcionários da secretaria da pós-graduação do ON: Wallace França, Roberto Dias e Ellen Souza. Agradeço aos doutores Vinicius Placco, Mairan Teodoro, Tiago Ribeiro e Sérgio Scarano, pelos ensinamentos e discussões sobre a redução dos espectros ópticos e uso das rotinas do IRAF. Agradeço aos docentes Esdras dos Santos e Ikaró Barreto, ambos da UFS, pela ajuda em compreender conceitos de estatística.

Agradeço as colegas do ON, ou que passaram pelo ON, pelos momentos de descontração e de discussões sérias, por todas as contribuições pessoais, científicas e técnicas das quais me beneficieei durante nossa convivência. Em especial agradeço aos amigos com quem tive o prazer de residir como Sandro de Souza, Jorge Davalos, Eduardo Briceño, Diogo Souto, Mário De Prá, Diogo Coelho, Ricardo Beck, Ashley Smith, e o Dr. Alvaro Alvarez-Candal. Agradeço aos amigos sergipanos em especial a Ulisses Roque por ajudar na mudança, e meus colegas de moradia Arcêncio Augusto, David Teodoro e Luan Marcell.

Agradeço ao meu coorientador Dr. Renato Dupke e aos colaboradores Dr. Myron Smith e Dr. Christian Motch, com os quais tive a honra de trabalhar, pelas contribuições a este trabalho, pelas discussões científicas, pela disponibilidade em ajudar, por todos os ensinamentos e pelo excepcional profissionalismo. Em especial agradeço ao meu orientador Dr. Raimundo Lopes de Oliveira, por tudo, por acreditar neste trabalho, pela excelente orientação desta dissertação, pelo apoio em momentos de crise, pelo profissionalismo, por acreditar em minha carreira, por exigir sempre o melhor de mim e acima de tudo pela incrível amizade e todos os momentos de descontração que compartilhamos.

Este trabalho foi financiado pelas agências CAPES e FAPERJ (E-26/100.473/2014), este último através do edital Bolsa Nota 10 da instituição.

“The disc, being flat, has no real horizon. Any adventurous sailor who got funny ideas from staring at eggs and oranges for too long and set out for the antipodes soon learned that the reason why distant ships sometimes looked as though they were disappearing over the edge of the world was that they were disappearing over the edge of the world.”

– Terry Pratchett, *The Light Fantastic*

Resumo

As estrelas Be do tipo γ Cassiopeiae se destacam entre as estrelas massivas por apresentarem emissão variável de raios X energéticos de origem térmica. Depois de décadas sendo γ Cassiopeiae a única identificada como tal, outras estrelas Be similares foram descobertas em levantamentos de fontes de raios X. Atualmente essa classe de emissores de raios X é composta por 12 membros. A descoberta de novos sistemas possibilitou avanços na caracterização da classe mas a origem da emissão em raios X segue em debate: atividades magnéticas nas proximidades da superfície da estrela Be e em seu disco circum-estelar ou acreção de matéria por uma companheira degenerada do tipo anã branca. Ambos os cenários representam quebra de paradigmas sobre estrelas massivas. Não obstante, essas estrelas podem ser progenitores de *magnetares* ou membros de sistemas Be + anã branca, previstos em grande quantidade na nossa galáxia mas que ainda não foram identificados.

Um passo relevante para revelar a origem da emissão em raios X das estrelas do tipo γ Cassiopeiae é a caracterização do espaço de parâmetros associado a esses sistemas. Este trabalho tem como proposta contribuir nesse aspecto através de duas vertentes: (i) investigação da evolução temporal de características fotométricas e espectroscópicas em raios X da estrela HD 161103 a partir de duas observações realizadas com o satélite *XMM-Newton*; e (ii) monitoramento da estabilidade dos discos circum-estelares e busca por sinais de binaridade de quatro membros da classe (HD 161103, HD 110432, HD 119682 e HD 157832) através de campanhas no óptico realizadas durante 4 anos com o espectrógrafo *Coudé* do telescópio de 1,6 m do Observatório do Pico dos Dias (Brazópolis, MG).

Os espectros ópticos das estrelas γ Cassiopeiae não apresentam diferenças significativas em relação a outras estrelas Be clássicas. Como já apresentado na literatura, as estrelas investigadas ocupam uma faixa extremamente estreita em tipos espectrais, de B0e a B1, 5e, e classe de luminosidade entre III e V compatível com uma população relativamente velha da sequência principal.

As estrelas observadas em nossas campanhas apresentaram linhas do hidrogênio e do ferro intensas em emissão e relativamente estáveis no tempo coberto pela campanha, indicando discos circum-estelares densos ou extensos, e dinamicamente estáveis. Mesmo sob limitações climáticas e instrumentais severas, as observações no óptico revelaram indícios de variação em velocidade radial que podem superar ~ 32 km/s. Apenas γ Cassiopeiae entre todas as estrelas da classe é indicada na literatura como membro de um sistema binário. Sua companheira ainda tem natureza desconhecida e, até o momento, não foram identificadas relações entre a variação da posição orbital da companheira e a emissão em raios X.

A primeira observação de HD 161103 com o satélite *XMM-Newton*, em 2004, reportada na literatura, apresenta uma modulação no brilho em raios X com período de 3,2 ks. Se confirmada, essa oscilação pode ser reflexo da rotação de um objeto compacto. A investigação inédita da segunda observação da estrela com o mesmo satélite, realizada em 2012, mostrou não haver repetição da modulação vista nos dados colhidos em 2004. Com exceção do período de 3,2 ks observado em 2004, nenhuma das duas observações apresenta indicativo de periodicidade com frequências inferiores a 10,4 Hz – limite superior imposto pelos modos de operação da instrumentação do satélite. A luminosidade média em raios X inferida da nova observação é de dois terços da exibida em 2004, mostrando que há variação em escalas de tempo longas. Além disso, o espectro de HD 161103 apresenta um aumento em energia térmica em raios X (de $kT \approx 7,4$ para $kT \approx 9,9$ keV) e indício de abundância química subsolar em ferro. Nossa análise revelou a suspeita de variação da abundância do elemento ferro entre as observações de 2004 e 2012 que, se confirmada, é um indicativo de manifestação de efeito FIP (do acrônimo em inglês para “primeiro potencial de ionização”) inverso associado a atividades magnéticas. Apesar das variações em propriedades espectrais e luminosidade, é notável a constância da dureza espectral da fonte. Análises a partir da razão entre curvas de luz de bandas espectrais distintas e espectroscópicas mostram que a dureza permanece relativamente constante no tempo e em relação ao brilho da fonte mesmo quando comparadas as duas observações.

As mudanças espectrais de HD 161103 observadas em raios X não são esperadas no cenário de origem dos raios X por acreção mas podem ser acomodadas no cenário magnético. O modelo atualmente proposto para esse cenário prevê a existência de linhas de campos magnéticos multipolares na superfície da estrela e campos magnéticos no interior do disco circum-estelar, com ocorrência de fenômenos de reconexão magnética entre as duas componentes. Baseado no conjunto de evidências acumulado neste trabalho, concluímos que o cenário de atividades magnéticas é o mais provável para explicar a origem da emissão em raios X de HD 161103, e por consequência de todas as estrelas γ Cas.

Abstract

The γ Cassiopeiae-like stars comprise a class of Be stars with variable hard thermal X-ray emission. For a long time, γ Cas was the odd man out among X-ray emitters. More recently, observations of stars with similar features identified by X-ray surveys created new possibilities to test and understand the origin of their peculiar X-ray emission. As of now, there are 12 known members of such class. Two different scenarios were put forward to explain the X-ray emission from these objects: magnetic interactions close to the Be star surface and accretion onto a white dwarf companion. Both scenarios have profound impact in our understanding of massive stars. γ Cas stars can be plausible progenitors of magnetars or account for the missing number of Be + white dwarf which is expected in our galaxy.

The true nature of the γ Cassiopeiae-like stars can be revealed through a careful characterization of the parameter space of these systems. This work adds to this characterization with two main contributions: (i) investigation of the temporal evolution of photometric and spectroscopic X-ray properties of the star HD 161103 using two XMM-*Newton* observations; and (ii) searching for signs of binarity and monitoring the stability of the circumstellar disk of four members of the class (HD 161103, HD 110432, HD 119682, HD 157832) in the visible wavelengths, with a four-year long campaign carried out with the *Coudé* spectrograph at the 1,6 m telescope of the *Observatório do Pico dos Dias* (Brazópolis, MG - Brazil).

Optical spectra of γ Cassiopeiae-like stars does not differ significantly from others classical Be stars. All known γ Cas stars present spectral types between B0e and B1.5e, a surprisingly narrow interval, and luminosity classes between III and V, compatible with an old main-sequence population. The observed spectra of our sample show strong Hydrogen and Iron emission lines, which suggests the presence of a dense or large and stable circumstellar disk. In spite of climatic and instrumental duress, our spectra show signs of variability in radial velocity of at least ~ 32 km/s. Of all the γ Cas stars, only γ Cas itself is known to be member of a binary system. The nature of its companion is still unknown and no relation between the relative position of the stars and the X-ray emission has been identified.

The first XMM-*Newton* observation of HD 161103, in 2004, exhibited an oscillation of 3.2 ks in its light-curve. If confirmed, this oscillation could be due to the spin period of a putative accreting companion associated with the X-ray emission. In a newer XMM observation, carried out in 2012, the oscillation was not present. Our analysis did not revealed any periodicity with frequencies below 10.4 Hz, – limit imposed by the satellite instru-

mentation. On the other hand, the average X-ray luminosity in the new observation is two thirds of the one observed in 2004, revealing long scale variability. Also, the spectrum of the new observation shows higher temperature than previously ($kT \approx 9.9$ keV instead of $kT \approx 7.4$ keV) and signs of sub-solar Iron abundance. Our analysis shows variations in the Iron abundance between observations and could indicate the presence of an inverse FIP (First Ionization Potential) effect as results from magnetic activities. Spectral and broad band timing analyses show that the spectral hardness of the source remains reasonably constant when comparing both observations and even for each observation separately.

The spectral changes observed in X-rays are not expected in the accretion scenario and strengthens the interpretation of the X-ray emission being due to magnetic star-disk interactions. Based on the results of this work and evidences from the current literature, the magnetic scenario is the most likely to explain the origins of X-rays in HD 161103 and maybe for all γ Cassiopeiae-like stars.

Lista de ilustrações

Figura 1 – Exemplos de perfis de linhas em emissão de estrelas Be.	25
Figura 2 – Subestruturas migratórias no espectro UV de γ Cas.	26
Figura 3 – Esquema de um sistema Be/X.	29
Figura 4 – Espectros em raios X de γ Cassiopeiae e HD 34816.	30
Figura 5 – Espectros em raios X de γ Cassiopeiae em alta resolução.	31
Figura 6 – Detecção do período de ~ 70 dias em comum no óptico e raios X de γ Cassiopeiae.	33
Figura 7 – Representação artística da interação entre linhas de campos magnéticos do disco circum-estelar e da estrela.	34
Figura 8 – Representação artística de γ Cassiopeiae ilustrando a emissão em raios X por diferentes regiões na superfície da estrela segundo o modelo magnético.	35
Figura 9 – Subestruturas migratórias no espectro de HD 110432.	37
Figura 10 – Disposição dos instrumentos a bordo do satélite XMM-Newton.	44
Figura 11 – Esquema de funcionamento do sistema óptico para o telescópio de raios X.	45
Figura 12 – Esquema da dispersão de raios X para espectroscopia de alta resolução.	46
Figura 13 – Detalhe da grade de difração e da câmara focal de um dos espectrógrafos RGS.	46
Figura 14 – Uma das câmeras MOS do satélite XMM-Newton.	47
Figura 15 – Câmera PN do satélite XMM-Newton.	47
Figura 16 – Modos de operação da câmara PN do satélite XMM-Newton.	48
Figura 17 – Modos de operação das câmeras MOS do satélite XMM-Newton.	49
Figura 18 – Telescópio Perkin-Elmer de 1,6m no Observatório do Pico dos Dias.	52
Figura 19 – Eficiência dos espelhos utilizados com o espectrógrafo Coudé.	53
Figura 20 – Definição de regiões para extração de eventos utilizando o aplicativo ds9.	57
Figura 21 – Padrões de detecção e registro de eventos coletados pela câmara PN.	59
Figura 22 – Padrões de detecção e registro de eventos coletados pela câmeras MOS.	60
Figura 23 – Curvas de luz de HD 161103 em 2004 e 2012.	80
Figura 24 – Periodogramas das curva de luz em raios X de HD 161103 com dados XMM obtidos em 2004 e 2012, respectivamente.	81
Figura 25 – Curva de luz de HD 161103 extraída da câmara MOS2 da observação de 2004.	81
Figura 26 – Comportamento da dureza espectral de HD 161103 em relação ao brilho total.	82

Figura 27 – Comportamento do brilho e da dureza espectral de HD 161103 com o tempo.	83
Figura 28 – Periodogramas Z_n^2 de HD 161103 em unidades de fração pulsada.	84
Figura 29 – Correlação cruzada entre as curvas de luz de HD 161103 nas faixas 0,3–2,0 keV e 2,0–10,0 keV, com dados EPIC/XMM obtidos em 2004.	85
Figura 30 – Distribuição normal das curvas de luz simuladas.	86
Figura 31 – Distribuição de possíveis atrasos construída a partir de 10.000 simulações da correlação entre curvas de luz em 0,3–2,0 keV e 2,0–10,0 keV obtidas em 2004.	87
Figura 32 – Correlação cruzada entre as curvas de luz de HD 161103 nas faixas 0,3–2,0 keV e 2,0–10,0 keV, com dados EPIC/XMM obtidos em 2012.	87
Figura 33 – Distribuição de possíveis atrasos construída a partir de 10.000 simulações da correlação entre curvas de luz em 0,3–2,0 keV e 2,0–10,0 keV obtidas em 2012.	88
Figura 34 – Espectros EPIC/XMM de HD 161103 em 2004 ajustado pelo modelo M2.	91
Figura 35 – Ajustes das linhas de ferro do espectro PN/XMM HD 161103 com dados da observação de 2004.	94
Figura 36 – Espectros EPIC/XMM de HD 161103 em 2012 ajustado pelo modelo M2.	95
Figura 37 – Ajustes das linhas de ferro do espectro PN/XMM de HD 161103 da observação de 2012.	99
Figura 38 – Espectros ópticos representativos das regiões espectrais I e II apresentadas no texto.	102
Figura 39 – Variação no perfil da linha $H\alpha$ das estrelas γ Cas.	103
Figura 40 – Variação da intensidade das linhas $H\alpha$ e $H\beta$ das estrelas γ Cas.	104
Figura 41 – Velocidades radiais das estrelas γ Cas observadas, medidas através das linhas do hélio.	106
Figura 42 – Linhas do hélio utilizadas para as medidas de velocidade radial.	107
Figura 43 – Velocidades radiais de θ Car utilizada como padrão.	108
Figura 44 – Perfis das linhas de He I de θ Car utilizadas como padrão.	108
Figura 45 – Detecção do período de ~ 226 dias em raios X de HD 110432.	111
Figura 46 – Curva de luz de HD 110432 a partir da combinação dos dados das câmeras EPIC/XMM obtidos em 2007.	112
Figura 47 – Relação entre luminosidade em raios X e energia associada a temperatura da componente espectral “quente” das estrelas γ Cas considerando os valores disponíveis na literatura.	118
Figura 48 – Relação entre a razão L_X/L_{bol} e a energia associada a temperatura da componente espectral “quente” das estrelas γ Cas.	120
Figura 49 – Relação entre as luminosidades em raios X e bolométrica das estrelas γ Cas.	120

Lista de tabelas

Tabela 1 – Resoluções temporais das câmeras EPIC de acordo com o modo de operação.	50
Tabela 2 – Observações em raios X com o satélite XMM- <i>Newton</i> exploradas neste trabalho.	77
Tabela 3 – Observações no óptico com o espectrógrafo <i>Coudé</i> /OPD exploradas neste trabalho.	78
Tabela 4 – Resultados de ajustes dos modelos <i>mekal</i> aos espectros EPIC/XMM de HD 161103 obtidos em 2004.	92
Tabela 5 – Resultados de ajustes dos modelos <i>cemekl</i> aos espectros EPIC/XMM de HD 161103 obtidos em 2004.	92
Tabela 6 – Resultados de ajustes dos modelos <i>gadem</i> aos espectros EPIC/XMM de HD 161103 obtidos em 2004	93
Tabela 7 – Estimativas da largura equivalente e fluxo das linhas de ferro para a observação de HD 161103 realizada em 2004.	94
Tabela 8 – Resultados de ajustes dos modelos <i>mekal</i> aos espectros EPIC/XMM de HD 161103 obtidos em 2012.	96
Tabela 9 – Resultados de ajustes dos modelos <i>cemekl</i> aos espectros EPIC/XMM de HD 161103 obtidos em 2012.	97
Tabela 10 – Resultados de ajustes dos modelos <i>gadem</i> aos espectros EPIC/XMM de HD 161103 obtidos em 2012.	98
Tabela 11 – Estimativas da largura equivalente e fluxo das linhas de ferro para a observação de HD 161103 realizada em 2012.	98
Tabela 12 – Estimativa de limites para variação de velocidade radial das estrelas γ Cas observadas.	105
Tabela 13 – Lista das estrelas do tipo γ Cassiopeiae conhecidas e algumas de suas propriedades.	117
Tabela 14 – Tipos espectrais e classe de luminosidade adotados para cálculo de luminosidade bolométrica.	119

Sumário

1	INTRODUÇÃO	21
1.1	Estrelas Be clássicas	21
1.1.1	Contexto evolutivo	23
1.1.2	Propriedades observacionais	24
1.1.3	Campos magnéticos	24
1.2	Emissão em raios X de estrelas de alta massa	26
1.3	Binárias de raios X de alta massa e os sistemas Be/X	27
1.4	γ Cassiopeiae e sua emissão em raios X	29
1.5	Sistemas análogos à γ Cas	35
1.5.1	HD 110432	36
1.5.2	HD 161103	38
1.5.3	Demais estrelas do tipo γ Cassiopeiae	38
1.6	Objetivos deste trabalho	40
2	OBSERVATÓRIOS E INSTRUMENTOS	43
2.1	XMM-Newton	43
2.1.1	Telescópios	44
2.1.2	Espectrógrafos RGS	45
2.1.3	Câmeras EPIC	45
2.1.4	Monitor óptico	50
2.1.5	Monitor de radiação	51
2.2	O telescópio Perkin Elmer de 1,6m e o espectrógrafo Coudé	51
3	FERRAMENTAS E METODOLOGIA	55
3.1	SAS	55
3.2	IRAF	61
3.3	Periodogramas e a transformada de Fourier	62
3.4	HEASOFT	65
3.4.1	Xspec e modelos espectrais em raios X	65
3.4.2	Xronos	70
3.5	Python	72
3.6	Ferramentas desenvolvidas	74
4	RESULTADOS	77
4.1	HD 161103	79
4.1.1	Propriedades temporais	79

4.1.2	Propriedades espectrais em 2004	89
4.1.3	Propriedades espectrais em 2012	95
4.2	Espectros ópticos de estrelas do tipo γ Cas	100
4.2.1	Classificação espectral	101
4.2.2	Variações no perfil das linhas	101
4.2.3	Busca por variação de velocidade radial	103
5	DISCUSSÃO	109
5.1	A emissão em raios X de HD 161103	109
5.2	Monitoramento do espectro óptico das estrelas γ Cas	115
5.3	Contexto atual das estrelas γ Cas	116
6	PERSPECTIVAS	123
	REFERÊNCIAS	127

1 Introdução

Entre 1863 e 1867, nos primórdios da espectroscopia astronômica, o padre Angelo Secchi obteve o espectro de diversas estrelas utilizando o espectrógrafo do telescópio do *Collegio Romano* - que veio a se tornar o Observatório do Vaticano - onde exercia a função de diretor. As sucessivas observações indicavam que espectros estelares são marcados por linhas em absorção sobrepostas a um contínuo até que a estrela γ Cassiopeiae apresentou algo a mais. Secchi notou que o espectro da estrela γ Cassiopeiae também apresentava uma linha em emissão que era mais luminosa que todo o resto do espectro (Secchi, 1867). A linha em questão correspondia à transição $H\beta$ do hidrogênio ($\lambda = 4861 \text{ \AA}$), mas rapidamente foi notado que essa não era a única em emissão. As linhas em absorção no espectro de γ Cassiopeiae a caracterizam como uma estrela de tipo espectral B, segundo o sistema de classificação espectral MK proposto em 1953 (Johnson & Morgan, 1953), e, devido a presença de linhas em emissão, recebe o título de “estrela Be”. Não bastasse o título de protótipo de uma classe no óptico/infravermelho, foram observadas particularidades na emissão em raios X de γ Cassiopeiae que revelaram uma subclasse de estrelas Be: as estrelas do tipo γ Cassiopeiae. Essas são as estrelas alvo deste trabalho. Neste capítulo é feita uma introdução ao tema, incluindo uma revisão bibliográfica que culmina com a apresentação do estado da arte da área e que contextualiza este trabalho.

1.1 Estrelas Be clássicas

A definição mais utilizada, cunhada por Collins II (1987), classifica como estrelas Be as estrelas de tipo espectral B que não são supergigantes e que têm ou tiveram em algum momento linhas da série de *Balmer* do hidrogênio em emissão. Essa definição engloba objetos estelares de diferentes tipos nos quais ambientes astrofísicos podem dar origem a linhas de emissão, e por isso é necessário uma segunda restrição para a distinção de estrelas Be. No escopo deste trabalho nos referimos, salvo menção em contrário, às estrelas Be *clássicas*, isto é, a estrelas B na sequência principal com linhas em emissão *permitidas*, de baixa ionização, oriundas do material circum-estelar ejetado pela estrela. Essa definição exclui, por exemplo, os objetos do tipo Herbig, nos quais o material circum-estelar é residual da formação estelar, assim como no caso de estrelas B[e], que apresentam linhas proibidas (de alta ionização) em emissão e componentes pronunciadas devido a presença de poeira.

O material circum-estelar de estrelas Be tem a tendência a assumir uma distribuição do tipo disco, disposto preferencialmente no plano equatorial estelar. Essa interpretação foi inicialmente proposta para explicar, além das linhas em emissão no óptico, duas

outras constatações observacionais: excesso no contínuo em infravermelho comparado com a emissão de estrelas de tipo B e a emissão em ultravioleta, acomodando em um único cenário componentes de matéria fria e de ventos quentes, rarefeitos e em expansão rápida. Uma revisão do tema é feita por Rivinius, Carciofi & Martayan (2013). A proposta de distribuição discoidal de matéria fria é corroborada por constatações de picos duplos em perfis de linhas espectrais em emissão observados em certos casos (Struve, 1931), de polarização da linha $H\alpha$ (Poeckert & Marlborough, 1977) e por observações interferométricas (ver Smith et al., 2012, para resultados recentes).

As estrelas Be *clássicas* estão entre as estrelas que possuem maior velocidade de rotação (Slettebak, 1982), com valores que comumente superam 80% da velocidade de ruptura gravitacional¹ (Townsend, Owocki & Howarth, 2004). A rotação rápida favorece ejeção de matéria da estrela, especialmente em regiões próximas ao plano equatorial, por diminuição da gravidade efetiva. No entanto algum mecanismo adicional deve estar em ação para que a matéria seja efetivamente ejetada da estrela e forme o disco circum-estelar com momento angular suficiente para que o material não caia de volta na estrela

Ainda não se conhece o mecanismo físico responsável pela ejeção do material que forma o disco mas na literatura é usual se referir a esse fenômeno, juntamente com o disco em si, como “fenômeno Be”. Inicialmente a presença de pulsações foi utilizada para explicar tanto a formação do disco, quanto a variabilidade de estrelas Be (Baade, 1988). Porém alguns trabalhos argumentam que as amplitudes de pulsações não são suficientes, mesmo combinadas com a rotação em velocidade elevada, para colocar material estelar em órbita (e.g., Rivinius, Carciofi & Martayan, 2013).

Campos magnéticos também foram sugeridos como fontes adicionais de momento angular no processo de formação do disco (Brown, Cassinelli & Maheswaran, 2008), por exemplo pelo modelo de disco impulsionado magneticamente (MTD segundo o acrônimo em inglês para *Magnetically Torqued Disk*). O problema nesse modelo se deve principalmente na necessidade de haver uma transição clara entre regiões afetadas por campos magnéticos na superfície da estrela e regiões livres de campos magnéticos no disco. Essa transição é necessária para acomodar observações que revelaram um comportamento kepleriano do disco de estrelas Be, isto é, de que a velocidade de rotação das partículas no disco circum-estelar só depende do potencial gravitacional, livre de forças externas. Essa propriedade cinemática do disco foi confirmada através de interferometria resolvida espectralmente (Meilland et al., 2012).

Binaridade também é apontada como uma possível explicação para a formação do disco por induzir interações de maré. Uma análise teórica dessa hipótese sugere que, assim como para pulsações, a interação não seria suficiente sem uma rotação ainda mais rápida por parte da estrela Be (Harmanec et al., 2002). Argumentos estatísticos também

¹ Velocidade em que a força centrífuga se iguala à força gravitacional na superfície.

desfavorecem essa hipótese. Segundo Oudmaijer & Parr (2010), apenas cerca de 30% das estrelas Be fazem parte de sistemas binários. Além disso, segundo os mesmos autores, a proporção de sistemas binários em populações de estrelas B e de estrelas Be são praticamente idênticas, bem como a distribuição de separação entre as estrelas e a razão de massa dos sistemas binários, indicando pouca ou nenhuma diferença entre o comportamento de estrelas B e Be com relação a binaridade.

A presença de discos não é uma característica particular às estrelas Be. Discos de matéria são encontrados nos mais diversos contextos astrofísicos, de discos protoplanetários a núcleos ativos de galáxias. Apesar de estarem presentes em contextos e dimensões diferentes, os discos astrofísicos compartilham uma gama de similaridades de processos e características físicas. Assim, um melhor entendimento da formação, estrutura e dinâmica do disco de estrelas Be pode ajudar também para um melhor entendimento de discos em outros sistemas astrofísicos. A principal diferença entre os discos desses vários sistemas e os discos de estrelas Be é que nesse último, e em estrelas B[e], o material é ejetado da estrela – e por isso são chamados discos de “decreção”².

O modelo aceito atualmente para a descrição do disco circum-estelar de estrelas Be é o modelo de disco viscoso de “decreção” (VDD no acrônimo em inglês para *Viscous Decretion Disk*), proposto originalmente por Lee, Saio & Osaki (1991). A descrição do modelo é basicamente a mesma para discos viscosos de acreção em objetos estelares jovens, onde a matéria que compõe o disco gira com velocidades keplerianas e se move radialmente devido a efeitos de viscosidade. Os modelos para discos de decreção e acreção são diferentes em dois pontos: o sentido do fluxo de matéria através do disco (\dot{M}) e a necessidade de assumir uma fonte de torque na borda interna do disco de decreção para impedir a acreção do material.

1.1.1 Contexto evolutivo

O contexto das estrelas Be na evolução de estrelas de tipo B não é bem compreendido. Sabe-se que essas estrelas podem perder o disco circum-estelar e transitar entre os estados $Be \rightarrow B \rightarrow Be$, porém ainda se discute se o fenômeno Be é restrito à alguma fase específica da vida de estrelas B (Porter & Rivinius, 2003). γ Cassiopeiae, por exemplo, passou por dois eventos em 1935 e 1939 quando o perfil das linhas em emissão apresentou uma forte componente de absorção central, semelhante às estrelas *Be-shell*. Após o segundo evento as linhas em emissão perderam intensidade e seu espectro passou a exibir características de uma estrela B, indicando a perda do disco. As linhas em emissão voltaram a aparecer no fim da década de 1940 e suas intensidades aumentaram gradualmente como resultado da reconstrução do disco (Edwards, 1956).

² Termo cunhado com significado oposto a um “disco de acreção”.

Estudos de populações de estrelas B/Be em aglomerados abertos não apresentam evidências suficientes para definir se a formação do disco é mais comum em determinados tipos espectrais, com resultados contraditórios na literatura. Por exemplo, Zorec & Briot (1997) defendem que o fenômeno Be não é restrito à estrelas de um tipo espectral em especial, enquanto Fabregat & Torrejón (2000) defendem que o fenômeno é mais comum em estrelas “tardias”. Os diagramas H-R de aglomerados estelares mostram que estrelas Be podem estar presentes em qualquer estágio evolutivo (Slettebak, 1985). Além disso, estruturas circum-estelares são observadas em objetos de tipos espectrais O e A indicando que esses objetos podem ser extensões naturais do fenômeno que ocorre em estrelas Be para os tipos espectrais adjacentes (Slettebak, 1986).

1.1.2 Propriedades observacionais

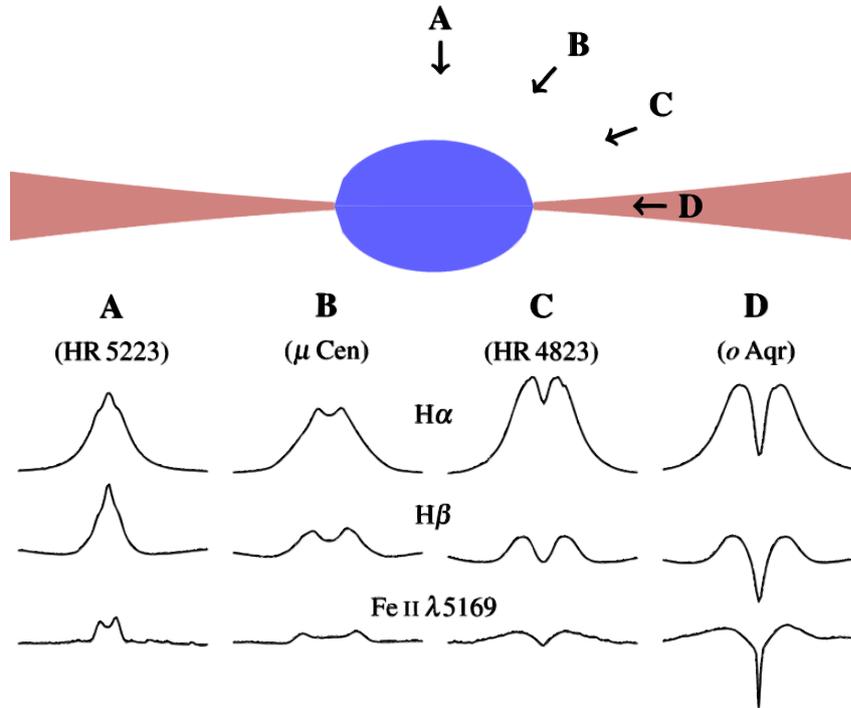
As linhas em emissão das estrelas Be em geral apresentam um perfil largo e picos duplos (Figura 1) devido à extensão e rotação do disco, e que dependem da orientação do disco em relação ao observador. As linhas em emissão mais comuns são do H I, He I e Fe II, e às vezes também linhas do Si II e Mg II. Enquanto as linhas em absorção têm origem na fotosfera da estrela, as linhas em emissão originam-se de transições atômicas do material circum-estelar excitadas por fótons do contínuo estelar. Dessa forma as linhas em emissão são traçadores das propriedades estruturais e dinâmicas do material ao redor da estrela.

Todas as estrelas Be apresentam algum nível de mudança espectral com linhas variando em intensidade em diferentes escalas de tempo, incluindo desaparecimento e reaparecimento em escalas de tempo que podem ser da ordem de década. A intensidade dos picos duplos de uma mesma linha também pode variar e são chamadas de variações V/R (do inglês *Violet-to-Red*). As variações espectrais mais intensas normalmente ocorrem antes de mudanças bruscas observadas no meio circum-estelar, como a que ocorreu antes das duas fases *shell* de γ Cas observadas entre 1932–1940 (Edwards, 1956). No ultravioleta são observadas linhas de ressonância e com perfil assimétrico, indicando ventos estelares com velocidade da ordem de $\sim 1.000 \text{ km s}^{-1}$ (Snow & Marlborough, 1976). A emissão UV de estrelas Be não difere significativamente da de estrelas B comuns (Porter & Rivinius, 2003).

1.1.3 Campos magnéticos

O mecanismo de dínamo, fundamentalmente baseado em rotação diferencial de camadas convectivas, é apontado como gerador de campos magnéticos pelo menos para as estrelas de tipo solar. A existência de campos magnéticos em estrelas de alta massa foi por muito tempo desacreditada devido à ausência (ou pelo menos suposta ausência) de uma camada estelar convectiva nas partes mais externas desses objetos. Contrariamente às

Figura 1 – Exemplos de perfis de linhas em emissão de estrelas Be.



Fonte: adaptada da Figura 1 de Rivinius, Carciofi & Martayan (2013).

Nota: a figura exhibe casos de estrelas vistas desde a direção do polo (linha de visada A) até a direção paralela ao disco (D).

expectativas, e ainda carente de explicação conclusiva para a origem, campos magnéticos vem sendo identificados em estrelas de tipo O e B e podem ser tão altos quanto 11 kG (Petit et al., 2012). Estima-se que cerca de 5–10% das estrelas O e B possuam campos magnéticos de grande escala e essencialmente dipolares (Grunhut & Wade, 2013).

A presença do envelope circum-estelar e o alargamento de linhas provocado pela alta rotação em estrelas Be dificultam a detecção direta de campos magnéticos nesses objetos através do efeito *Zeeman*³. A presença de material circum-estelar causa polarização linear da luz, o que dificulta também a detecção de campos magnéticos a partir dos parâmetros de *Stokes*⁴. Até hoje nenhuma estrela Be apresentou evidências comprovadas de campo magnético em grande escala. Detecções já foram reportadas em diferentes ocasiões (Neiner et al., 2003; Hubrig et al., 2007; Hubrig et al., 2009), mas sempre com grande valores de incerteza associados. O levantamento MiMeS (*Magnetism in Massive Stars*) é um levantamento voltado para a detecção de campos magnéticos em estrelas massivas e tem parte do seu tempo dedicado ao monitoramento de estrelas Be. A conclusão dos

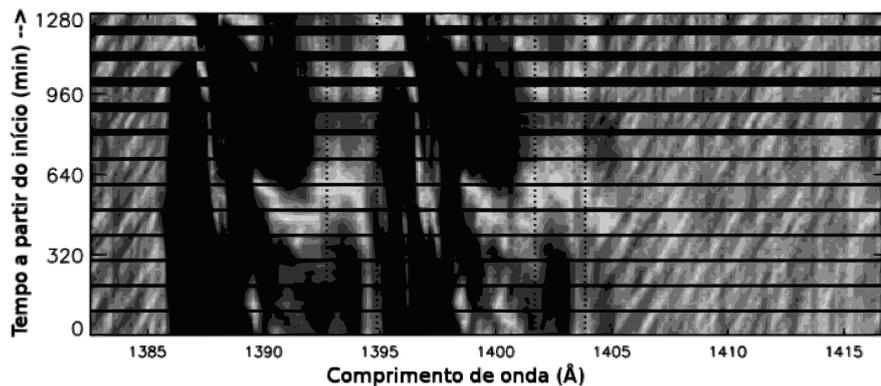
³ Efeito que causa multiplicidade ou alargamento de linhas espectrais devido à separação, na presença de campo magnético, de níveis de energia degenerados.

⁴ Parâmetros que descrevem o estado de polarização da radiação.

resultados mais recentes é que estrelas Be, em geral, não apresentam campos magnéticos em grande escala (Neiner et al., 2012; Wade et al., 2014). Esse fato não exclui a possibilidade da existência de campos magnéticos em pequena escala. Por exemplo, alguns modelos preveem que picos de opacidade do ferro podem favorecer a formação de zonas convectivas que por sua vez poderiam produzir campos magnéticos na superfície da estrela (Cantiello & Braithwaite, 2011).

Apesar das propriedades já mencionadas que dificultam ou mesmo impossibilitam a detecção direta de campos magnéticos em estrelas Be, é possível buscar por indicações indiretas da presença de supostos campos. Por exemplo, γ Cas apresenta subestruturas migratórias no perfil de linhas no UV e no óptico que são indícios da presença de campos magnéticos (Figura 2). Essas estruturas no espectro podem estar associadas a nuvens de material denso que se movem na superfície da estrela e que são mantidas coesas, como bolsões de plasma, por linhas de campos magnéticos (Smith & Robinson, 1999).

Figura 2 – Subestruturas migratórias no espectro UV de γ Cas.



Fonte: adaptada da Figura 1 de Smith & Robinson (1999).

Nota: As subestruturas mencionadas no texto se mostram como um padrão diagonal na figura. As duas regiões escuras no diagrama são complexos de absorção do Si IV devido à componentes discretas de absorção (CDA) do vento. As linhas pontilhadas indicam os limites do perfil rotacional das linhas em 1394 Å e 1403 Å do Si IV.

1.2 Emissão em raios X de estrelas de alta massa

As estrelas massivas isoladas detectadas em raios X são geralmente caracterizadas por emissão térmica de um gás opticamente fino com energia equivalente a $kT \approx 0,5$ keV (temperatura $T \approx 0,58 \times 10^7$ K) e com luminosidade $L_X \approx 10^{31}$ erg s⁻¹ em 0,5–2,0 keV (Berghöfer & Schmitt, 1997). Tal emissão é usualmente associada ao vento estelar, via termalização por choque entre material expelido pela estrela com velocidades e densidades diferentes (Lucy & White, 1980; Lucy, 1982). Espectroscopia de alta resolução em raios X

e em outras regiões do espectro eletromagnético revelam inhomogeneidades e estruturas no vento estelar (Puls, Vink & Najarro, 2008). Por outro lado, o choque de ventos de estrelas massivas em sistemas binários pode dar origem a temperaturas superiores a de estrelas massivas isoladas, chegando a $kT \approx 2,0 \text{ keV}$, como é, por exemplo, o caso do sistema Cyg OB2 #8A (De Becker et al., 2006). Por sua vez, a detecção de campos magnéticos em estrelas de alta massa promove modelos que levantam a possibilidade de ventos estelares serem confinados por linhas de campo (Ud-Doula et al., 2014), e que dessa forma podem alcançar temperaturas de plasma e luminosidades mais altas que as usuais, como é o caso da estrela $\theta^1 \text{ Ori C}$ ($kT \approx 2,5 \text{ keV}$; Gagne et al., 2005).

Sistemas binários compostos por uma estrela massiva e um objeto compacto (como uma anã branca, estrela de nêutrons ou buraco negro) também podem ser fontes notáveis de raios X. Nesse caso, a depender da órbita do sistema, parte do material circum-estelar da estrela pode ser capturada gravitacionalmente (acretada) pelo objeto compacto. O material em queda sobre o objeto compacto tem transformada a sua energia potencial gravitacional em energia cinética, e por fim em energia luminosa. Essa energia é tipicamente liberada na faixa de raios X e por isso esses sistemas são chamados de binárias de raios X. A seção a seguir aborda os casos de relevância no contexto deste trabalho.

1.3 Binárias de raios X de alta massa e os sistemas Be/X

Dá-se o nome de binária de raios X de alta massa (BRXAM) a sistemas compostos por uma estrela “normal” de alta massa ($> 8 M_{\odot}$) e um objeto compacto, nos quais o objeto compacto captura parte da matéria perdida por sua companheira resultando em emissão de raios X. A emissão no óptico desse tipo de sistema é dominada pela estrela de alta massa. A transferência de matéria e a acreção em BRXAM podem ocorrer de diferentes modos de acordo com as propriedades intrínsecas às estrelas e com parâmetros orbitais do sistema. Normalmente distingue-se três tipos de “reservatórios de matéria” para acreção: vento estelar, transbordamento do lóbulo de *Roche* e discos circum-estelares. Esse último caso ocorre em cerca de 2/3 dos sistemas BRXAM (Liu, Paradijs & Heuvel, 2006), e são chamados de sistemas Be/X (Figura 3). Os modos de captura pelo objeto acretante em geral são: direta sobre a superfície da estrela (intermediada ou não por campo magnético do objeto acretante), via disco de acreção e magnetosférica.

A luminosidade, o espectro em raios X, a existência de pulsações e/ou a intensidade de campos magnéticos associados ao objeto compacto dos sistemas Be/X bem conhecidos (42 de 64 na Via Láctea; Belczynski & Ziolkowski, 2009) indicam que todos abrigam uma estrela de nêutrons como objeto acretante, com uma exceção: HD 215227. A estrela HD 215227 foi identificada recentemente como membro de um sistema Be + buraco negro de luminosidade em raios X inferior a 10^{32} erg/s (Casares et al., 2014; Munar-Adrover

et al., 2014). A expectativa de um número baixo desse tipo de sistema (Belczynski & Ziolkowski, 2009), com o agravante de eventualmente terem baixa luminosidade, pode ser a explicação de haver somente um desses casos conhecido até então. Por outro lado a falta de sistemas Be + anã branca é um mistério ainda sem solução, já que são previstos em número superior ao de Be + estrela de nêutrons em proporções de até 10 para 1 (Pols et al., 1991). Candidatos a sistemas Be + anã branca já foram identificados nas Nuvens de Magalhães (Kahabka et al., 2006; Sturm et al., 2012), mas em nossa galáxia γ Cassiopeiae é considerada a melhor candidata a estar em um sistema desse tipo, embora a natureza da estrela de menor massa não seja conhecida, como discutiremos na Seção 1.4.

Os espectros em raios X de sistemas Be/X abrigando uma estrela de nêutrons são descritos por um modelo de lei-de-potência devido a uma combinação de mecanismos, como espalhamento *Compton*, espalhamento *Compton* inverso e síncrotron (processos “não-térmicos”)⁵. Ocasionalmente também apresentam uma componente de corpo negro (processo térmico) originada na superfície da estrela de nêutrons e/ou no disco de acreção. A maior parte desses sistemas apresenta variabilidade em raios X associada aos períodos de rotação e orbital da estrela de nêutrons, podendo apresentar variações bruscas de brilho (chamados “*outbursts*” daqui em diante), que os separam em dois grandes grupos: os sistemas persistentes e os sistemas transientes em raios X.

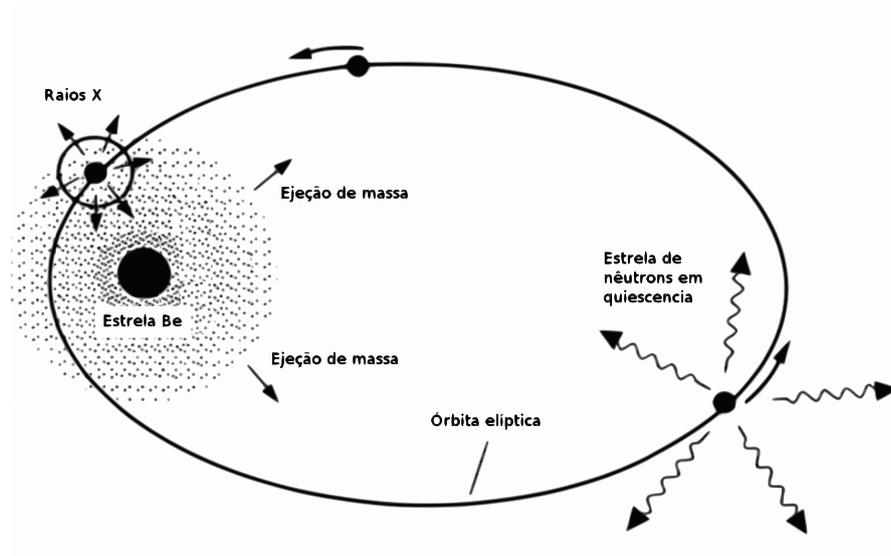
Os sistemas persistentes são caracterizados por um comportamento relativamente estável e não apresentam *outbursts*. Esses sistemas são pouco luminosos ($L_X \lesssim 10^{35}$ erg/s, na faixa de energia de 2 a 20 keV) em relação aos sistemas transientes ($L_X \approx 10^{36-37}$ erg/s) e apresentam variações de brilho menores que uma ordem de grandeza. O protótipo dessa classe é o sistema χ Per. A maioria das Be/X está na categoria dos transientes, que são marcados por dois tipos de *outbursts*:

- a) *Outbursts tipo I*: São periódicos (ou quasi-periódicos) e em geral estão associados a passagens do objeto compacto pelo periastro orbital. A luminosidade durante esse episódio comumente supera em uma ordem de grandeza a emissão em quiescência, podendo alcançar $L_X \approx 10^{37}$ erg/s.
- b) *Outbursts tipo II*: Podem alcançar luminosidade X de 3 a 4 ordens de grandeza superior a de quiescência, se aproximando do limite de Eddington⁶ para a estrela de nêutrons. Em geral não estão associados a uma fase orbital específica, podendo persistir durante grande parte da órbita ou mesmo por várias órbitas (Reig, 2011). A causa de *outbursts* desse tipo é discutida na literatura e pode, por exemplo, ser devido a excentricidade do disco da estrela Be (Martín et al., 2014) ou a deformações no disco (Okazaki, Hayasaki & Moritani, 2013).

⁵ São considerados fenômenos não-térmicos aqueles cuja distribuição das partículas em energia não segue a distribuição de *Maxwell-Boltzmann*.

⁶ Luminosidade em que a pressão de radiação exerce força equivalente à atração gravitacional, impedindo o processo de acreção.

Figura 3 – Esquema de um sistema Be/X.



Fonte: adaptada da Figura 11.20 de Seward & Charles (1995) por Ed van den Heuvel.

Nota: a taxa de acreção aumenta durante a passagem pelo periastro, marcada por regiões mais densas do disco circum-estelar, e o sistema pode apresentar *outbursts tipo I*.

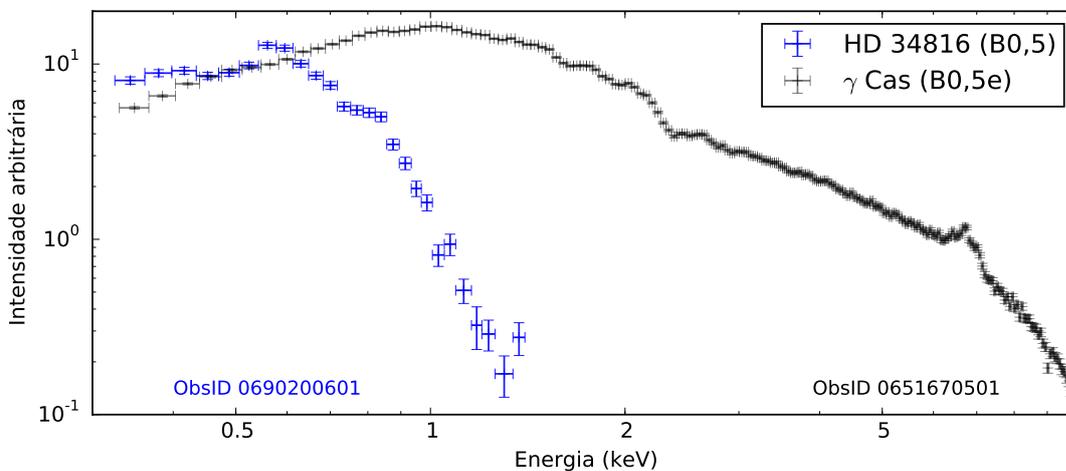
1.4 γ Cassiopeiae e sua emissão em raios X

A emissão em raios X de γ Cas foi notada pela primeira vez por Jernigan (1976) com dados do detector MIT a bordo do satélite OSO-7 e, por não ter sido detectada pelo satélite Uhuru no início da década de 1970, foi proposto se tratar de uma fonte de raios X variável. Marlborough, Snow & Slettebak (1978) propuseram um modelo segundo o qual a emissão em UV de γ Cas se origina pelo choque de nuvens densas no vento estelar e sugeriram que a emissão em raios X poderia ter a mesma origem, de modo similar às demais estrelas isoladas de alta massa. Porém White et al. (1982) notaram similaridades entre γ Cas e a estrela χ Per, uma Be/X persistente, e concluiu que a emissão em raios X de γ Cas se deve a acreção de material da estrela Be por uma companheira compacta. Esse cenário apresenta pelo menos dois problemas: investigações posteriores mostraram que os raios X de γ Cas tem origem térmica enquanto χ Per tem origem “não-térmica”, e não há oscilações periódicas nos raios X de γ Cas relacionadas à rotação da suposta companheira, como presentes em χ Per. Emissão por estrela isolada ou acreção de matéria por uma companheira? A disputa entre esses dois cenários para explicar a origem dos raios X persiste até os dias atuais.

A luminosidade em raios X de γ Cas ($L_X \approx 10^{32-33}$ erg/s; em 0,2–12,0 keV) é intermediária entre a luminosidade usual de estrelas OB isoladas ($\lesssim 10^{32}$ erg/s) e de sistemas Be/X em quiescência ($\gtrsim 10^{33}$ erg/s). Além disso a distribuição espectral em raios

X de γ Cas é distinta daquelas de estrelas massivas isoladas e de binárias massivas de raios X. Enquanto a emissão em raios X de γ Cas é dominada por uma componente espectral térmica de alta temperatura ($T \approx 10^8$ K) e tem fluxo variável, estrelas Be usualmente apresentam temperaturas mais baixas ($T \approx 10^{6-7}$ K) e pouca variabilidade em fluxo. A Figura 4 ilustra a diferença entre os espectros em raios X de uma estrela B “comum” e de γ Cas vistos com a câmera PN do XMM, na qual é notável o excesso em emissão de γ Cas para energias superiores a ~ 2 keV. Por outro lado, diferentemente de γ Cas, binárias de raios X apresentam uma distribuição de energia “não-térmica”, do tipo lei-de-potência, e variações periódicas devido aos períodos orbital e/ou de rotação do objeto compacto.

Figura 4 – Espectros em raios X de γ Cassiopeiae e HD 34816.

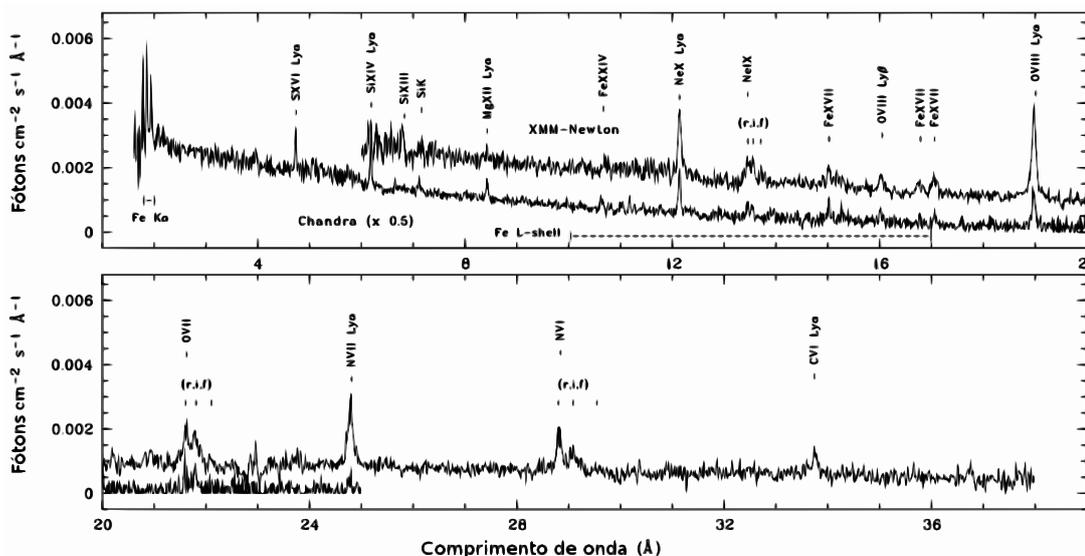


Nota: espectros em raios X da estrela HD 34816 (azul), compatível com a emissão por um plasma com $kT \lesssim 0,3$ keV, e γ Cas (preto), com temperatura equivalente a $kT_{quente} \approx 13,0$ keV (Smith et al., 2012). Dados da câmera PN do satélite XMM-Newton. O eixo y foi normalizado para facilitar a comparação entre os espectros. Figura meramente ilustrativa.

O avanço do nosso conhecimento a cerca de γ Cas correu em ritmo acelerado a partir da década de 1990. Mesmo com limitação severa em resolução espectral, a detecção de linhas em emissão do complexo Fe K α em raios X, proveniente das espécies altamente ionizadas do ferro, sustentam uma natureza térmica para a emissão (Murakami et al., 1986; Kubo et al., 1998). Essa natureza foi confirmada por espectros de alta resolução (Figura 5) com a detecção de diversas linhas em emissão (Smith et al., 2004; Lopes de Oliveira, Smith & Motch, 2010). O contínuo espectral em raios X é devido à radiação *bremsstrahlung* oriunda de interações livre-livre de elétrons e prótons. Por sua vez, a formação de linhas em emissão como as do Fe ionizado do complexo Fe K α ocorrem devido a transições de estados ligado-ligado. Enquanto Kubo et al. (1998) favoreceram a hipótese de acreção em uma companheira do tipo anã branca devido a algumas similaridades espectrais Variáveis Cataclísmicas, Smith (1995) revisitou a discussão sobre a natureza da emissão em raios X de γ Cas e favoreceu um cenário no qual os raios X são produzidos

na proximidades da superfície da estrela. Até que essa controvérsia seja resolvida, γ Cas é atualmente considerada a única candidata a sistema Be + anã branca na Via Láctea (Haberl, 1995). As únicas candidatas a sistemas desse tipo identificadas estão nas Nuvens de Magalhães (Kahabka et al., 2006; Sturm et al., 2012), e são caracterizadas por um espectro relativamente “macio” em raios X sem emissão considerável em energias superiores a 1 keV.

Figura 5 – Espectros em raios X de γ Cassiopeiae em alta resolução.



Fonte: adaptada da Figura 4 de Lopes de Oliveira, Smith & Motch (2010).

Nota: o espectro obtido com o XMM-Newton corresponde aos dados dos espectrógrafos RGS1+RGS2 combinando primeira e segunda ordens. O espectro do satélite Chandra correspondem aos dados dos espectrógrafos HEG+MEG combinando espectros em primeira ordem.

Harmanec et al. (2000) mostraram a partir do monitoramento de variação de velocidade radial da linha $H\alpha$ de γ Cassiopeiae que essa estrela é membro de um sistema binário com período de 203 dias e excentricidade $e \approx 0,26$. Posteriormente, Miroshnichenko, Bjorkman & Krugov (2002) e Nemravová et al. (2012) encontraram soluções orbitais com excentricidade próxima a zero, indicando uma órbita circular. Smith et al. (2012) mostraram, via interferometria na região da linha $H\alpha$, que o disco circum-estelar de γ Cas possui uma extensão de aproximadamente 10 vezes o diâmetro da estrela e uma inclinação de $\sim 42^\circ$. Esses autores também refinaram a solução orbital para o sistema binário obtida inicialmente por Harmanec et al. (2000), encontrando um período de $203,59 \pm 0,21$ dias e excentricidade $e = 0,03 \pm 0,02$. Nessa situação a distância entre γ Cas e sua companheira é superior a 30 vezes o raio da estrela Be (assumindo $R_* = 10R_\odot$), e portanto muito além da extensão do disco circum-estelar que é estimada em 10 vezes o diâmetro estelar.

De acordo com Stee et al. (2012), dados interferométricos nos comprimentos de

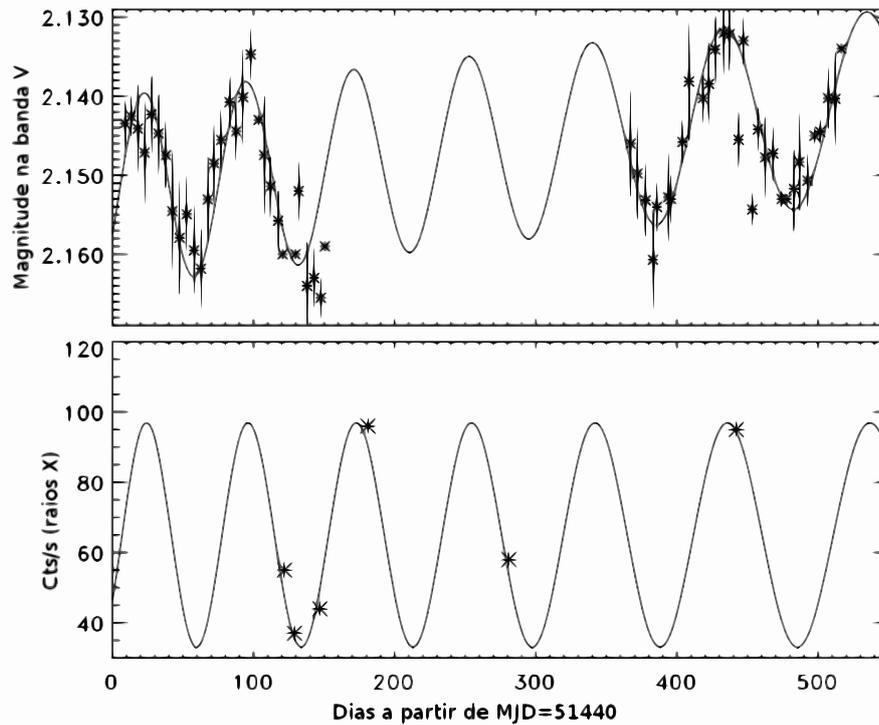
onda visível indicam que o disco parece estar em contato com a superfície da estrela mas através dos dados no infravermelho próximo não é possível excluir a possibilidade de ser uma estrutura anelar. Se houver separação entre o disco e superfície da estrela induzida pela presença de uma magnetosfera, por exemplo, essa separação deve ser menor que três vezes o raio estelar. Segundo Stee et al. (2012), o fato da estrela companheira não ter sido detectada pela interferometria óptica está de acordo com a hipótese de que essa estrela possui baixa massa ou é um objeto degenerado com luminosidade muito menor do que a estrela principal. Somente com as informações orbitais, e sem conhecer a natureza do objeto companheiro, não é possível resolver o conflito sobre a origem dos raios X.

Várias tentativas foram feitas para identificar oscilações coerentes nas curvas de luz de γ Cassiopeiae. Por exemplo, Frontera et al. (1987) reportaram a detecção de um período de 6 ks em uma curva de luz em raios X obtida com o satélite EXOSAT. Porém essa periodicidade não foi confirmada posteriormente por Parmar et al. (1993) utilizando uma nova observação com o mesmo satélite e reanalisando os dados anteriores. Esses autores atribuem o período encontrado por Frontera et al. (1987) a flutuações estatísticas. Smith, Robinson & Corbet (1998) mostraram a partir de observações simultâneas que há anticorrelação entre o fluxo no UV e a intensidade da emissão em raios X de γ Cas com período que é consistente com o de rotação da estrela, de $\sim 1,1$ dias. Esse resultado é indicativo de uma relação entre a origem dos raios X e dos fótons UV e os autores sugerem que a emissão em raios X ocorra próxima a superfície da estrela, supostamente devido a atividades magnéticas. A partir de uma observação longa (~ 54 h) com o satélite RXTE, Robinson & Smith (2000) notaram que γ Cas apresentava quedas de brilho em raios X com recorrência de aproximadamente 7,5 h, e perceberam que essa periodicidade também estava presente nos dados explorados anteriormente por Smith, Robinson & Corbet (1998). Esse período é consistente com o observado por Cranmer, Smith & Robinson (2000) de recorrência de componentes discretas de absorção no espectro UV de γ Cas, reforçando que pode haver uma relação causal entre a emissão em raios X e UV.

A partir de uma série de observações em raios X com o satélite RXTE, Robinson, Smith & Henry (2002) perceberam que a recorrência de quedas no brilho em raios X ocorria com diferentes períodos como 3,5 h, 5,8 h, 7,0 h e 7,5 h. A interpretação dada pelos autores é de que os ciclos permanecem relativamente estáveis por alguns meses (ou mais), até desaparecerem, e não possuem um período específico como o de 7,5 h encontrado por Robinson & Smith (2000). Robinson, Smith & Henry (2002) também derivaram um período de aproximadamente 70,1 dias a partir de 6 observações com o satélite RXTE. Nesse mesmo trabalho foi investigada uma série de observações fotométricas no óptico (bandas B e V) realizadas entre 1999 e 2001. Os autores detectaram uma periodicidade diferente para cada observação, com valores variando entre 55 e 93 dias. Um período de ~ 75 dias detectado durante uma das sessões de observação apresentou uma forte correlação com o período observado em raios X. Os autores apontam que a pequena

amostragem temporal das observações em raios X não permite uma comparação direta com as observações no óptico e a correlação foi encontrada pela comparação do ajuste senoidal das curvas de luz nos dois comprimentos de onda (Figura 6).

Figura 6 – Detecção do período de ~ 70 dias em comum no óptico e raios X de γ Cassiopeiae.



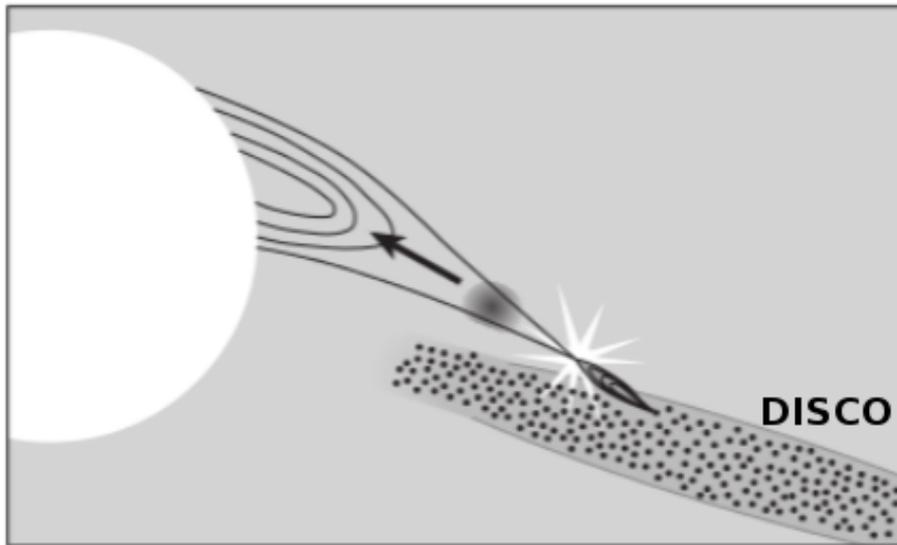
Fonte: adaptada da Figura 5 de Robinson, Smith & Henry (2002).

Nota: Painel superior: média em 5 dias da magnitude na banda V de γ Cassiopeiae durante observações no período 1999–2001. Barras de erros representam a variação *rms* dos dados. A linha sólida representa um ajuste experimental por um sinal senoidal com período e fase que aumentam com o tempo como descrito por Robinson, Smith & Henry (2002), sendo o período correspondente a 65 dias no início e 79 dias ao final. Painel inferior: média da taxa de contagens do satélite RXTE durante as seis observações obtidas no ano 2000. A linha sólida representa o sinal senoidal que ajusta os dados do óptico, com a amplitude modificada para ajustar os dados em raios X.

Com base nas correlações entre a emissão em raios X e no óptico, e entre raios X e UV, Robinson, Smith & Henry (2002) propuseram um cenário, anteriormente sugerido por Smith & Robinson (1999), com um mecanismo alternativo de dínamo atuando no interior do disco equatorial. Esse dínamo daria origem a regiões de campo magnético nas regiões internas do disco e conectadas por linhas de campo à superfície da estrela. Segundo esse modelo, interações de linhas de campos magnéticos do disco e da superfície da estrela podem causar ejeção de material do disco em direção a estrela, que ao atingi-la aquece o material presente na superfície dando origem aos fenômenos de *flares*⁷ observados em

raios X (Figura 7). Um mecanismo similar foi proposto por Haisch (2000) para explicar raios X em sistemas com discos de acreção em processo de formação estelar.

Figura 7 – Representação artística da interação entre linhas de campos magnéticos do disco circum-estelar e da estrela.



Fonte: adaptada da Figura 14 de Smith & Robinson (1999).

Nota: a figura mostra o sistema visto a partir de um ponto no plano do disco. O emaranhamento dos campos cria reconexão magnética e transferência de energia de campo para o material do disco, que cai sobre a estrela.

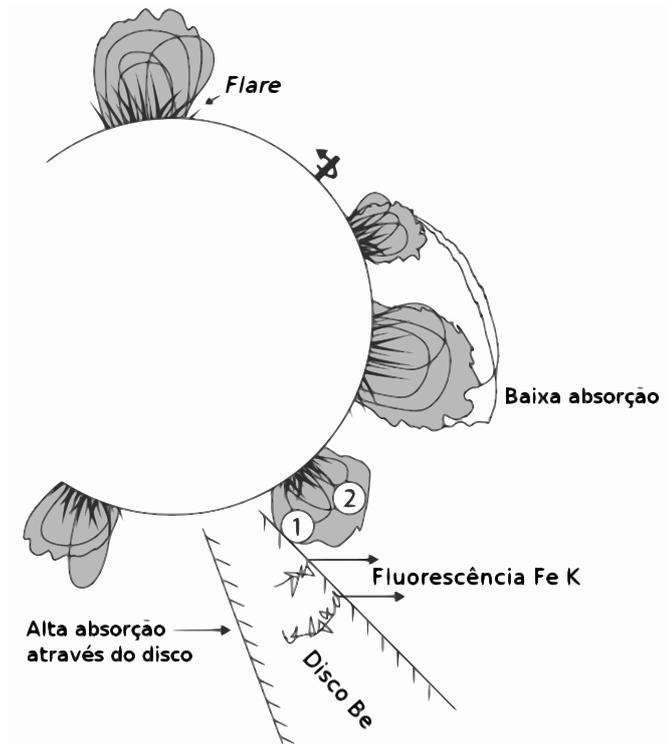
Smith, Robinson & Corbet (1998) argumentam que a duração de *flares* na curva de luz em raios X de γ Cassiopeiae, quando analisados sob o ponto de vista de resfriamento de plasma, indicam que a emissão ocorre em ambientes com densidades relativamente altas (10^{13} – 10^{14} cm^{-3}) e portanto próximos a superfície da estrela (Smith et al., 2012). Os espectros de alta resolução em raios X de γ Cassiopeiae explorados por Smith et al. (2004) revelaram a existência de diferentes componentes térmicas responsáveis pelas linhas em emissão de espécies em diferentes estados de ionização e a densidade inferida através da análise de tripletos de linhas heliônicas corroboram os valores de alta densidade obtidos a partir da análise do tempo de resfriamento dos *flares*.

A emissão em raios X de γ Cassiopeiae é dominada por uma componente “quente”, com $kT = 12 \pm 1$ keV, responsável por $\sim 85\%$ do contínuo e pelas linhas ionizadas do complexo Fe K, e outras três componentes com kT equivalente a 1–4 keV, 0,3 keV e 0,1 keV responsáveis pelas linhas de mais baixa ionização como O VII e Ne VII. Segundo Smith et al. (2004), a componente “quente” e as demais componentes apresentam diferentes abundâncias do elemento ferro (0,34 e 1, respectivamente, em múltiplos da abundância solar).

⁷ No sentido observacional de estruturas na curva de luz. Não confundir com o fenômeno físico de *flares*, como os observados no Sol.

Esses autores mostraram também que a emissão “quente” é afetada por uma componente extra de absorção fotoelétrica, e que é portanto um indício de que a emissão ocorre em diferentes regiões separadas espacialmente (Figura 8). A absorção fotoelétrica afetando as componentes “frias” do espectro em raios X de γ Cas apresenta variações de até 100% entre diferentes observações, sem correspondência com a posição orbital da companheira em relação ao observador (Smith et al., 2012).

Figura 8 – Representação artística de γ Cassiopeiae ilustrando a emissão em raios X por diferentes regiões na superfície da estrela segundo o modelo magnético.



Fonte: adaptada da Figura 4 de Smith et al. (2004).

Nota: Nesse cenário, o disco equatorial é responsável pelo acréscimo de absorção da componente “quente” do espectro e pelas linhas de fluorescência do Fe K e Si K. Os símbolos “1” e “2” indicam os locais onde os raios X das componentes “frias” podem ser gerados por colisão do plasma com o disco (1) ou por colisões internas nas nuvens de plasma aprisionadas magneticamente (2).

1.5 Sistemas análogos à γ Cas

As propriedades “exóticas” em raios X de γ Cassiopeiae eram únicas em sistemas massivos até o ano 2000. Essa situação foi mudada com a descoberta de outras estrelas Be com emissões em raios X com propriedades similares. Alguns objetos foram detectados por levantamentos dos satélites ROSAT e *BeppoSAX* voltados para estrelas OB, e que foram inicialmente interpretados como sendo binárias de raios X de alta massa (Motch et

al., 1997; Torrejón & Orr, 2001). Apenas com o advento dos satélites atuais, como XMM-Newton (operado pela Agência Espacial Europeia, ESA) e Chandra X-ray Observatory (operado pela Agência Espacial Americana, NASA), a “conexão” entre alguns desses objetos e a emissão de γ Cassiopeiae se tornou evidente e foi possível definir uma nova classe de objetos emissores de raios X do tipo γ Cassiopeiae (Lopes de Oliveira et al., 2006; Motch et al., 2007). Os percursos dessa classe juntamente com γ Cas foram as estrelas HD 110432, HD 161103, SAO 49725, SS 397 e USNO-A2.0 0750-13549725. Atualmente a classe é composta de 12 objetos confirmados (incluindo γ Cas), os quais são alvos de discussão deste trabalho. Vale a pena notar que não há registro na literatura de sinais de binaridade para sistemas análogos a γ Cas – a história recente da classe não permitiu acúmulo de observações suficientes para esse fim.

γ Cassiopeiae e HD 110432 possuem velocidade de rotação muito próxima à velocidade crítica, confirmadas através de estudos interferométricos utilizando dados no óptico e infravermelho próximo (Stee et al., 2012; Stee et al., 2013). Baseado nesse fato é possível especular que a alta rotação pode ser um fator decisivo no processo de produção de raios X. Além disso, pelo menos três dos sistemas similares à γ Cas são candidatas à estrelas *blue stragglers*⁸ em aglomerados abertos: HD 110432, HD 119682 e USNO-A2.0 0750-13549725. (e.g., Lopes de Oliveira et al., 2007), o que também pode ser relevante para a produção dos raios X nessas estrelas. As propriedades de HD 110432 e HD 161103 são descritas em mais detalhes a seguir - a primeira por se tratar do segundo membro mais estudado da classe até o momento, perdendo apenas para γ Cas, e a segunda por se tratar do alvo principal dos estudos em raios X deste trabalho. As propriedades dos demais membros, ainda pouco estudados, são descritas na Seção 1.5.3.

1.5.1 HD 110432

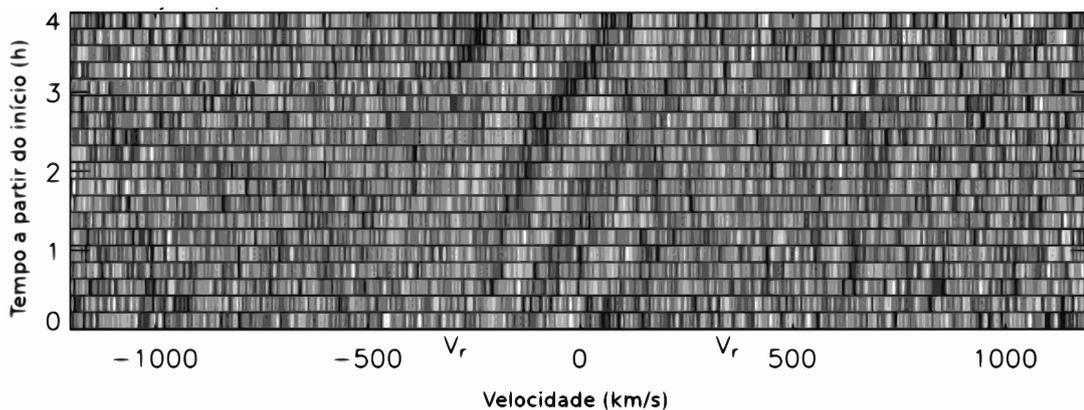
HD 110432 é uma estrela de tipo B1 IVe (Smith & Balona, 2006) na constelação do Cruzeiro do Sul. É supostamente membro do aglomerado NGC 4609, que possui cerca de 60 milhões de anos (Feinstein & Marraco, 1971). Essa idade corresponde a pelo menos o dobro da idade máxima esperada para estrelas B0.5–1 na sequência principal (Smith, Lopes de Oliveira & Motch, 2012), e portanto HD 110432 é candidata à classe de estrelas *blue stragglers*. A emissão em raios X de HD 110432 foi reportada primeiramente por Torrejón & Orr (2001) mas o seu “parentesco” com a emissão de γ Cassiopeiae só foi discutido brevemente por Robinson, Smith & Henry (2002). A caracterização espectral em raios X conduzida por Lopes de Oliveira et al. (2007) classificou HD 110432 como membro da classe de estrelas do tipo γ Cas. Essa estrela apresenta um espectro em raios X relativamente duro e com linhas em emissão do Fe K α indicando emissão por um processo térmico. Sua curva de luz em raios X apresenta variações em diferentes escalas de

⁸ Estrelas que se mostram mais “azuis” do que o esperado de acordo com sua idade e estágio evolutivo.

tempo, mas não exibe sinais de pulsação coerente (Lopes de Oliveira et al., 2007). Por ser relativamente brilhante do óptico ($m_v = 5,3$) aos raios X, e por estar relativamente próxima ao Sol ($d \approx 392$ pc; Megier et al., 2009), HD 110432 se tornou a candidata mais apropriada para investigação de propriedades em comum com γ Cas.

Algumas das similaridades entre γ Cas e HD 110432 também são notadas no óptico. Por exemplo, Smith & Balona (2006) mostraram que HD 110432 apresenta subestruturas migratórias nos perfis de linhas como é o caso para a linha He I 6678 Å (Figura 9). O deslocamento das subestruturas se dá com aceleração de aproximadamente 100 km/s/h, que é compatível com o valor de migração de manchas na superfície da estrela e também com migração de nuvens em corotação próximas a superfície. No que diz respeito a variabilidade no óptico, Smith & Balona (2006) reportaram a detecção de uma oscilação com período de ~ 130 dias, e discutiram os aspectos similares entre esses ciclos e os observados em γ Cas.

Figura 9 – Subestruturas migratórias no espectro de HD 110432.



Fonte: adaptada da Figura 7 de Smith & Balona (2006).

Nota: Espectros da região da linha de He I 6678 Å subtraídos do espectro médio durante a noite (25–26 de janeiro de 2005).

Outras similaridades entre HD 110432 e γ Cas dizem respeito a variabilidade de brilho e a características espectrais em raios X. Essas similaridades confirmam a classificação de HD 110432 como membro da classe de emissores de raios X do tipo γ Cassiopeiae (Lopes de Oliveira et al., 2007). O espectro de HD 110432 tem pelo menos três componentes térmicas, com uma componente “quente” dominante ($T \approx 2 \times 10^8$ K; $kT \approx 20$ keV), e exibe linhas do complexo Fe K α (Smith, Lopes de Oliveira & Motch, 2012). De acordo com Lopes de Oliveira et al. (2007), a temperatura da emissão em raios X de HD 110432 a coloca como a mais “quente” entre as estrelas do tipo γ Cas conhecidas – e portanto entre todas as estrelas Be conhecidas.

Assim como γ Cas, HD 110432 apresenta variações de brilho em raios X em escalas

de tempo de meses, horas, minutos e segundos. Lopes de Oliveira et al. (2007) apontam que a presença e comportamento de *flares* (variações rápidas) na curva de luz de HD 110432 parecem não estar relacionados com o nível “base” da curva de luz, que pode variar entre diferentes observações (variações longas). Smith, Lopes de Oliveira & Motch (2012) notaram a presença de um período longo de 226 dias nas curvas de luz em raios X de HD 110432 obtidas com o satélite RXTE. Também foram notadas quedas prolongadas na emissão em raios X, similares a quedas rápidas e quasi-periódicas observadas na emissão em raios X de γ Cassiopeiae.

1.5.2 HD 161103

HD 161103 é uma estrela B0,5 Ve cuja emissão em raios X foi notada por Motch et al. (1997) e explorada em detalhes por Lopes de Oliveira et al. (2006) (LO06, daqui em diante). Os espectros ópticos apresentados por LO06 indicam uma velocidade de rotação projetada de HD 161103 de 234 ± 34 km/s. A intensidade e perfil simétrico da linha H α em emissão indicam a presença de um disco relativamente estável e denso (ou extenso) em uma escala de tempo de pelo menos 10 anos. LO06 estimaram que a distância de HD 161103 ao Sol é de $\sim 1,1$ kpc ou $\sim 2,0$ kpc, se a classe de luminosidade for V ou III, respectivamente.

O espectro em raios X de HD 161103 explorado por LO06 tem natureza térmica sustentada pelo contínuo e pelas linhas do complexo Fe K α detectadas. A sua descrição é feita com duas componentes térmicas: uma delas é “quente”, com energia $kT \approx 7-9$ keV, e a outra é “fria”, com $kT \approx 0,8$ keV. Ambas foram observadas sob efeito de absorção fotoelétrica correspondente a uma coluna equivalente de hidrogênio de $\sim 0,35 \times 10^{22}$ cm $^{-2}$. A energia térmica associada à componente dominante do espectro de HD 161103 é a mais baixa entre as estrelas do tipo γ Cas.

LO06 também detectaram uma modulação no brilho em raios X de HD 161103 com escala de tempo de $\sim 3,2$ ks. Os autores argumentaram que, se estável, essa modulação pode estar associada ao período de rotação de uma companheira acretante. A investigação da estabilidade desse período é um dos pontos chave desta dissertação, e foi realizada através da análise de novas observações de HD 161103 obtidas com o satélite XMM-Newton.

1.5.3 Demais estrelas do tipo γ Cassiopeiae

Além de HD 161103, LO06 investigaram a emissão em raios X de outras três estrelas identificadas por Motch et al. (1997): SAO 49725, SS 397 e USNO-A2.0 0750-13549725 (NGC 6649-9). SAO 49725 apresenta propriedades espectrais em raios X e no óptico que são muito parecidas com as de HD 161103. Seu espectro em raios X é descrito por duas

componentes térmicas, sendo uma com $kT_{quente} \approx 12$ keV e outra com $kT_{fria} \approx 0,9$ keV. Nenhuma periodicidade foi detectada na curva de luz em raios X de SAO 49725 por LO06. A estrela NGC 6649-9 é uma estrela B1 IIIe candidata à *blue straggler* no aglomerado aberto que a nomeia e que possui uma idade estimada de ~ 50 milhões de anos (Walker & Laney, 1987). Os espectros em raios X disponíveis para essa estrela não tem razão S/N suficiente para um estudo aprofundado, mas é suficiente para indicar que a emissão é térmica com $kT \approx 9-11$ keV (Lopes de Oliveira, 2007). O espectro em raios X de SS 397 também não é de boa qualidade mas é possível notar a presença do complexo de linhas do Fe K e seu ajuste resulta em uma componente térmica com $kT \approx 9-14$ keV (Lopes de Oliveira, 2007). O espectro óptico de SS 397 obtido por Lopes de Oliveira (2007) é compatível com uma estrela B1 Ve. Lopes de Oliveira (2007) também não encontrou nenhum sinal de periodicidade nas curvas de luz em raios X de NGC 6649-9 e SS 397. A partir dos resultados dessas estrelas, LO06 definiu a classe de objetos do tipo γ Cas e a caracterizou como populada por estrelas Be com as seguintes propriedades: emissores de raios X duros de origem térmica, variabilidade em curtas e longas escalas de tempo, luminosidade moderada, e discos circum-estelares relativamente estáveis e densos (ou extensos). A partir de então, outras estrelas do tipo γ Cas foram identificadas.

HD 119682 é uma estrela B0.5 Ve cuja emissão em raios X foi caracterizada por Rakowski et al. (2006) e Lopes de Oliveira (2007). Essa estrela pertence ao aglomerado aberto NGC 5281 ($\tau \approx 40$ milhões de anos; Marco et al., 2009), completando a lista das três estrelas análogas a γ Cas em raios X que são candidatas conhecidas a *blue straggler* (HD 110432, NGC 6649-9 e HD 119682). Torrejón et al. (2013) apresentaram um ajuste do espectro em raios X de HD 119682 com duas componentes térmicas com $kT_{quente} \approx 15$ keV e $kT_{fria} \approx 0,2$ keV. Safi-Harb et al. (2007) detectaram um período de 1,5 ks que poderia estar associado a rotação de um objeto compacto, porém essa periodicidade foi associada a uma falsa detecção de acordo com as análises de Torrejón et al. (2013) e Lopes de Oliveira (2007).

HD 157832, uma estrela B1,5 Ve relativamente brilhante mas pouco estudada ($m_V \approx 6,6$), foi descoberta como membro da classe de γ Cas a partir de observações do satélite XMM (Lopes de Oliveira & Motch, 2011). Seu tipo espectral a coloca como a estrela com tipo espectral mais avançado entre os objetos análogos a γ Cas. De acordo com Lopes de Oliveira & Motch (2011) o perfil das linhas presentes no espectro óptico de HD 157832 indicam uma inclinação do disco circum-estelar moderada ou alta em relação a linha de visada. Esses autores estimam uma distância de 530 pc para a estrela. HD 157832 não foi detectada pelo levantamento ROSAT de todo o céu em raios X, indicando que seu brilho em raios X aumentou em pelo menos 2,7 vezes entre 1990 e 2008, compatível com variações de longo termo observadas para γ Cas. Segundo Lopes de Oliveira & Motch (2011) o espectro em raios X dessa estrela é descrito por duas componentes com $kT \approx 11$ keV e $kT \approx 0,8$ keV, sem sinal de periodicidade em sua curva de luz em raios X.

A emissão em raios X de HD 45314, um dos membros mais recentes da classe, foi identificada em um estudo voltado para a caracterização de estrelas Oe (Rauw et al., 2013). Embora inicialmente classificada como estrela Oe (Conti & Alschuler, 1971), atualmente é sabido que trata-se na verdade de uma estrela B0 IVe (Negueruela, Steele & Bernabeu, 2004). Mason et al. (1998) identificaram uma possível companheira de HD 45314 utilizando imagens interferométricas, com separação angular de 0,05 segundos de arco. Porém a suposta companheira não foi detectada em investigação posterior conduzida por Mason et al. (2009). Segundo Rauw et al. (2013), o espectro em raios X de HD 45314 pode ser descrito por apenas uma componente térmica com $kT \approx 21$ keV. A curva de luz em raios X dessa estrela apresenta variabilidade em diferentes escalas de tempo porém sem sinal de pulsações coerentes.

Outros três objetos foram identificados em levantamentos do satélite XMM-*Newton* e fazem parte da classe de γ Cas: 2MASS J18301593-1045384 (XGPS-36-1), 2MASS J01155905+5909141 (TYC 3681-695-1) e 2XMM J180816.6-191939 (Motch et al., 2010; Nebot Gómez-Morán et al., 2013). Assim como SS 397 e NGC 6649-9, a baixa razão sinal/ruído do espectro desses objetos não permite um estudo aprofundado de suas propriedades, mas todos eles apresentam emissão de raios X relativamente duros e sinais de variabilidade em suas curvas de luz.

1.6 Objetivos deste trabalho

A natureza da emissão em raios X duros, de origem térmica e variável de γ Cassiopeiae continua envolvida em mistério e contradições desde as primeiras observações realizadas por Jernigan (1976): emissão por acreção de matéria por um objeto compacto, companheiro da estrela Be, ou por atividades magnéticas na própria estrela Be? Esses são cenários completamente diferentes e o entendimento da natureza da emissão em raios X desses objetos passa necessariamente pela resposta a esta questão (LO06). Os estudos em raios X, por si só, não permitiram respondê-la e o debate acerca dos dois cenários se estende na literatura até os dias de hoje. Houve uma evolução expressiva na caracterização dessa estrela no óptico e no UV, com base em fotometria e espectroscopia, inclusive com comparações diretas entre propriedades vistas em diferentes comprimentos de onda, mas a discussão segue em aberto (Smith, Robinson & Corbet, 1998; Smith & Balona, 2006; Lopes de Oliveira, Smith & Motch, 2010; Smith et al., 2012). A descoberta de novos sistemas similares a γ Cas (LO06) resultou em novas oportunidades, uma vez que a caracterização de propriedades em uma amostra de objetos permite uma melhor determinação do espaço de parâmetros no qual a emissão em raios X ocorre e assim contribuir para a elucidação do mistério. As investigações, antes restritas a uma única estrela, agora são possíveis de serem conduzidas em outros objetos.

Seja qual for a origem dos raios X nesses sistemas, haverá quebras de paradigmas no nosso entendimento de estrelas massivas e/ou sistemas binários quando o mistério for elucidado. A presença de campos magnéticos nas estrelas γ Cas, se confirmado, levanta a possibilidade desses sistemas serem progenitores de *magnetares*, além de alimentarem uma área recém explorada de atividades magnéticas em estrelas massivas e de propriedades de discos em tais condições. Por outro lado, se o cenário de acreção se mostrar verdadeiro, os espectros das estrelas γ Cas diferem significativamente dos de binárias de raios X usuais sugerindo parâmetros para o mecanismo de acreção diferentes dos conhecidos atualmente, e resolvendo o mistério da falta de sistemas do tipo Be + anã branca conhecidos em nossa galáxia.

O fato da estrela γ Cassiopeiae pertencer a um sistema binário é relevante para os dois cenários citados acima. Até então não houve sucesso em encontrar relações entre a emissão em raios X e os parâmetros orbitais da própria estrela γ Cas, minando a confiança no cenário de acreção (Smith et al., 2012). Por outro lado, o fato de que pelo menos três estrelas do tipo γ Cas são candidatas a *blue stragglers* abre espaço para a especulação de que esses sistemas podem ter passado por fases em que ocorreu troca de matéria com eventuais companheiras. Com exceção de γ Cas, que é conhecida como membro de um sistema binário (e.g., Smith et al., 2012), o *status* em relação a binaridade para as estrelas γ Cas é indeterminado até então. Mesmo sem troca de matéria, a presença de uma companheira da estrela Be pode influenciar a sua evolução e a evolução dinâmica do disco circum-estelar, através de interações de maré. Interações dessa espécie podem alterar a estrutura estelar e conseqüentemente a evolução de uma estrela, por exemplo, com possíveis mudanças na taxa de perda de massa.

A presença do disco circum-estelar extenso, ou denso, e relativamente estável é notada em todas as estrelas da classe. Embora não se conheça o papel definitivo do disco para a emissão em raios X, sua presença é relevante para ambos os cenários propostos. No cenário de atividades magnéticas acredita-se que o disco abrigue um dínamo responsável pelo campo magnético em seu interior, e que tentativamente participe de reconexão magnética com linhas de campos da própria estrela Be. Porém diversas estrelas Be possuem discos estáveis, que são densos ou extensos, e não apresentam as propriedades em raios X observadas para as estrelas γ Cas. A faixa limitada de tipos espectrais na qual as estrelas γ Cas se encontram, sistematicamente de B0e a B1,5e, cria ainda mais dúvidas sobre sua relação com outras estrelas Be clássicas. Assim como a relação evolutiva entre estrelas Be e estrelas B, a conexão entre estrelas γ Cas e estrelas Be é incerta e a mesma questão principal a esse respeito se aplica a ambos os casos: trata-se de um momento peculiar na evolução da estrela, é influenciado por fatores externos ou a diferença é definida durante a formação estelar?

Este trabalho pretende contribuir com novas “peças” para a elucidação do misté-

rio sobre a emissão em raios X das estrelas γ Cas em dois pontos-chaves: (i) investigação de uma nova observação em raios X da estrela HD 161103 com o satélite XMM-Newton, confrontando-a com uma observação anterior realizada com o mesmo satélite, e (ii) acompanhamento da evolução de características espectrais no óptico de quatro estrelas do tipo γ Cas do hemisfério sul celeste (HD 161103, HD 110432, HD 119682 e HD 157832).

2 Observatórios e Instrumentos

2.1 XMM-Newton

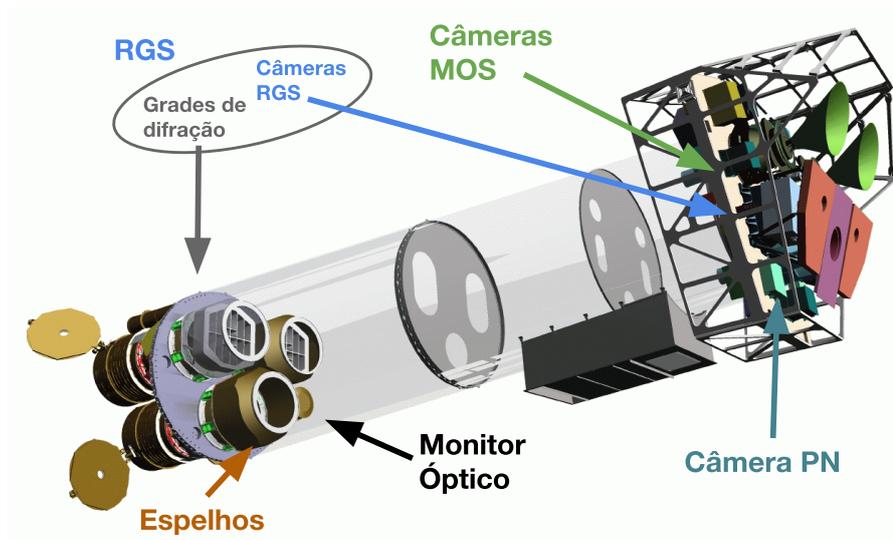
Os dados em raios X utilizados neste trabalho foram obtidos com o satélite XMM-Newton (apenas XMM daqui em diante), administrado pela Agência Espacial Europeia (ESA). Em conjunto com o satélite *Chandra* da agência espacial americana (NASA), o satélite XMM marcou uma nova era na Astrofísica de Raios X com resoluções espectrais e espaciais sem precedentes.

A bordo do satélite XMM estão três telescópios em raios X e um telescópio no óptico/UV que alimentam seis instrumentos com fins científicos: três câmeras CCD para espectrofotometria em raios X (MOS1, MOS2 e PN; as chamadas câmeras EPIC, como apresentado a seguir), duas câmeras CCD para espectroscopia por dispersão de raios X (RGS1 e RGS2) e uma câmera para imageamento óptico/UV (UVOT). Todos os instrumentos operam de modo independente. O satélite dispõe também de um monitor de radiação, como parte de um sistema de salvaguarda de sua instrumentação científica, que a desliga em caso de exposição excessiva. A distribuição dos instrumentos de ciência no corpo da nave é mostrada na Figura 10 e cada um deles é descrito nas seções seguintes. Neste trabalho exploramos dados que foram coletados pelas câmeras EPIC, mas por completeza apresentamos brevemente neste capítulo os aspectos mais relevantes de todos os instrumentos do XMM.

As câmeras PN, MOS1 e MOS2 tem um campo de visão de até 30 minutos de arco de diâmetro, variando de acordo com os modos de operação, com apontamento para uma região em comum no plano do céu (Seção 2.1.3). Essas câmeras são capazes de registrar eventos com energias entre 0,15 e 15,0 keV (efetivamente utilizável de 0,2 a 12,0 keV) com resolução espectral $\Delta E/E \approx 20\text{--}50$. A função de dispersão espacial (PSF, do acrônimo em inglês para *point spread function*) é de $\sim 12,5$ e $\sim 4,5$ segundos de arco para as câmeras PN e MOS, respectivamente (largura máxima a meia altura a 1,5 keV; ESA: XMM-Newton SOC, 2014b). A resolução temporal pode variar de 7,0 μs a 2,6 s a depender do modo de operação utilizado (ver Tabela 1 adiante). Os espectrógrafos RGS cobrem a faixa de 0,33 a 2,5 keV (5 a 35 Å) com poder de resolução entre 150 e 800. A câmera no óptico/UV cobre a faixa de 170 nm a 650 nm, de acordo com o filtro utilizado, e pode ser utilizada com grismas¹ que possuem dispersão de 0,25 nm/*pixel* e 0,5 nm/*pixel* para as regiões espectrais do UV e óptico, respectivamente (ESA: XMM-Newton SOC, 2014b).

¹ A palavra “grisma” não existe na língua portuguesa e é utilizada aqui como uma adaptação da palavra *grism* em inglês, abreviação da expressão *grating prism*. Trata-se de uma combinação entre prisma e

Figura 10 – Disposição dos instrumentos a bordo do satélite XMM-Newton.



Fonte: imagem de Dornier Satellitensysteme GmbH e ESA na qual foram adicionados textos para identificação dos instrumentos.

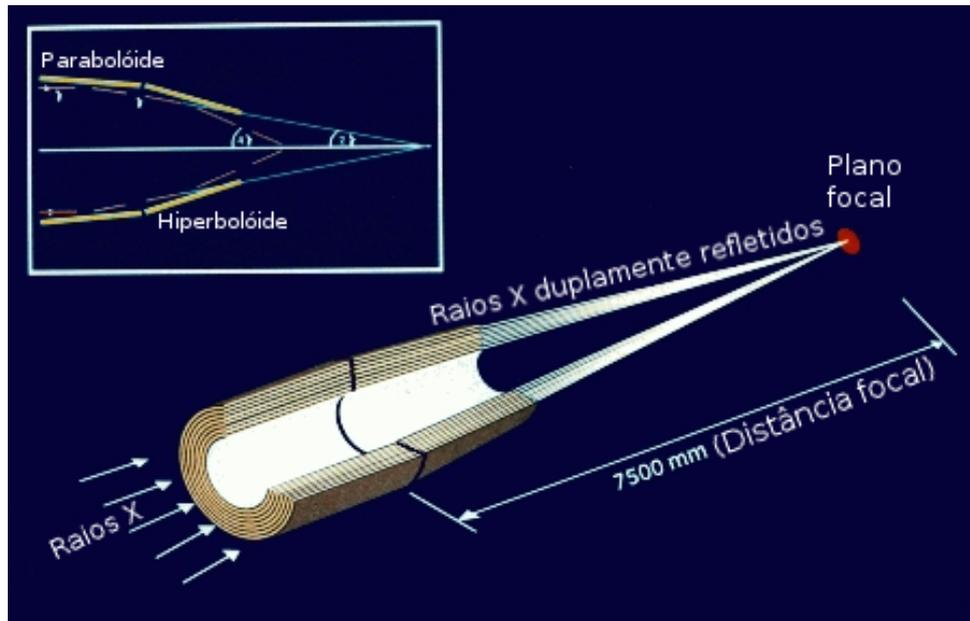
2.1.1 Telescópios

O satélite XMM-Newton possui quatro telescópios independentes, sendo três para raios X e um para a região espectral do óptico e UV próximo. Devido a alta energia dos fótons, a focalização de raios X precisa ser realizada com ângulos críticos de reflexão da ordem de 0,5 graus. Os espelhos dos telescópios de raios X são compostos por superfícies parabólicas e hiperbólicas acomodadas de forma a guiar os fótons com duas reflexões até o plano focal onde estão os detectores. Os espelhos são cobertos por camadas de ouro para que tenham uma melhor eficiência. A Figura 11 ilustra o caminho percorrido por um fóton desde sua incidência em um espelho até o plano focal principal.

Essa configuração de superfícies parabólicas e hiperbólicas é conhecida como configuração Wolter I em homenagem ao cientista Hans Wolter, que estudou a óptica de raios X (Wolter, 1952). A grande área efetiva de cada um dos telescópios de raios X do XMM (1550 cm^2 em 1,5 keV) é obtida por associações de 58 camadas de espelhos concêntricas. A distância focal dos telescópios é de 7,5 m e o diâmetro da estrutura do espelho externo é de 70 cm. O telescópio óptico, para uso da câmera UVOT, consiste em um telescópio Ritchey-Chretien de 30 cm de diâmetro e 2 m de comprimento fixado ao suporte dos telescópios de raios X.

rede de difração que atua como elemento dispersor para a radiação incidente, permitindo obter um espectro de baixa resolução para cada objeto no campo observado.

Figura 11 – Esquema de funcionamento do sistema óptico para os telescópio de raios X.



Fonte: adaptada da Figura 2 de ESA: XMM-Newton SOC (2014b).

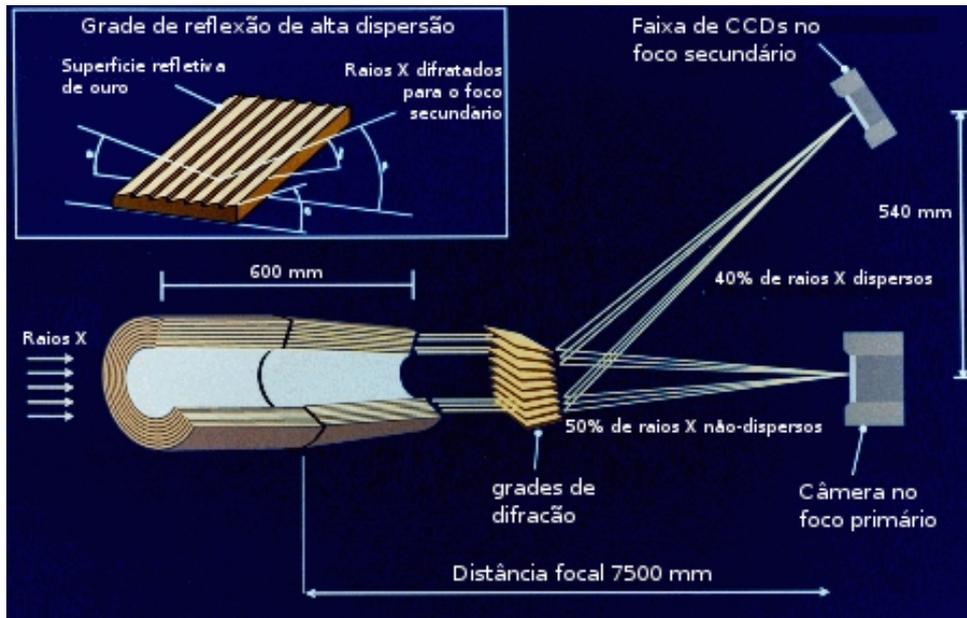
2.1.2 Espectrógrafos RGS

Dois dos telescópios para raios X do satélite possuem grades de reflexão dispersivas para espectroscopia de alta resolução. Cerca de 40% dos fótons são desviados pela grade e direcionados para dois detectores CCDs, como ilustrado na Figura 12. Esses fótons atingem posições diferentes no detector (de tipo p-n) de acordo com suas energias, dando origem a um espectro em raios X de “alta” resolução na região espectral entre 0,33 e 2,5 keV (5 e 35 Å). Os dois espectrógrafos de alta resolução recebem o nome de RGS (*Reflection Grating Spectrometers*) e são diferenciados pelos nomes RGS1 e RGS2. A Figura 13 mostra uma das grades de difração e uma das câmeras que compõem o sistema RGS.

2.1.3 Câmeras EPIC

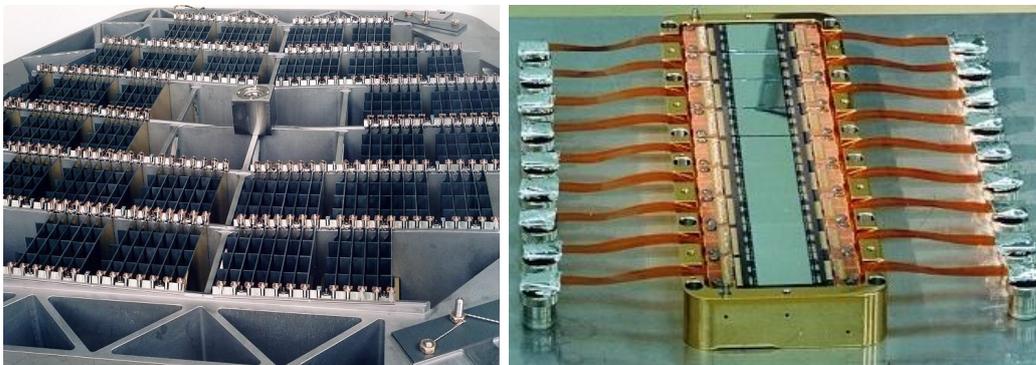
O satélite XMM possui três detectores para espectrofotometria de raios X chamados de câmeras EPIC, como acrônimo de *European Photon Imaging Cameras*. Cada uma delas está associada a um dos telescópios de raios X. Duas dessas câmeras são compostas por semicondutores do tipo MOS (*Metal Oxide Semiconductor*, Figura 14) e são chamadas de câmeras MOS1 e MOS2. Essas duas câmeras estão alocadas no foco principal dos dois telescópios que abrigam as grades de dispersão do RGS (ver Subseção 2.1.2) e recebem apenas ~ 50% dos fótons efetivamente coletados pelos espelhos (cerca de 10% dos fótons são perdidos durante a dispersão). Os detectores dessas câmeras tem a mesma montagem

Figura 12 – Esquema da dispersão de raios X para espectroscopia de alta resolução.



Fonte: adaptada da Figura 3 de ESA: XMM-Newton SOC (2014b).

Figura 13 – Detalhe da grade de difração e da câmera focal de um dos espectrógrafos RGS.

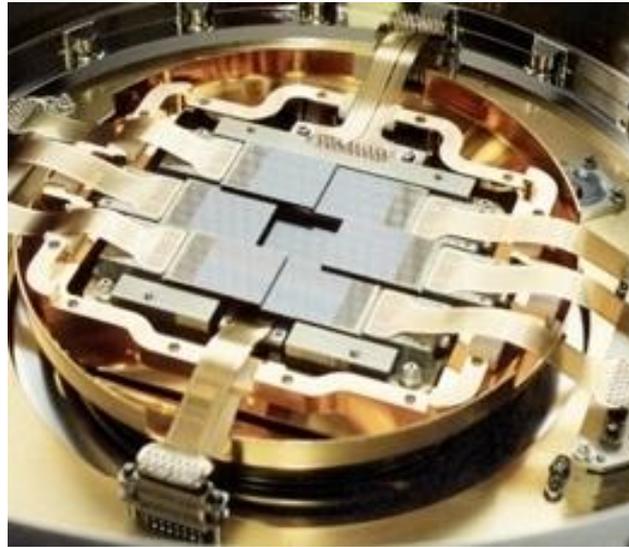


Fonte: ESA (2014b).

mas se encontram rotacionados de 90 graus entre si, de modo que a cobertura de uma das câmeras nas bordas – especialmente as internas – de seus CCDs seja compensada pela outra câmera.

A terceira câmera, PN, é composta por semicondutores do tipo p-n (Figura 15). Esse detector se encontra no foco do telescópio sem a rede de dispersão RGS e portanto recebe mais fótons do que as câmeras MOS. Cada coluna de *pixels* da câmera PN pode ser lida independentemente e por isso o tempo de leitura da câmera é muito menor que o das câmeras MOS (Tabela 1). Outra diferença importante entre as câmeras é o fato dos CCDs

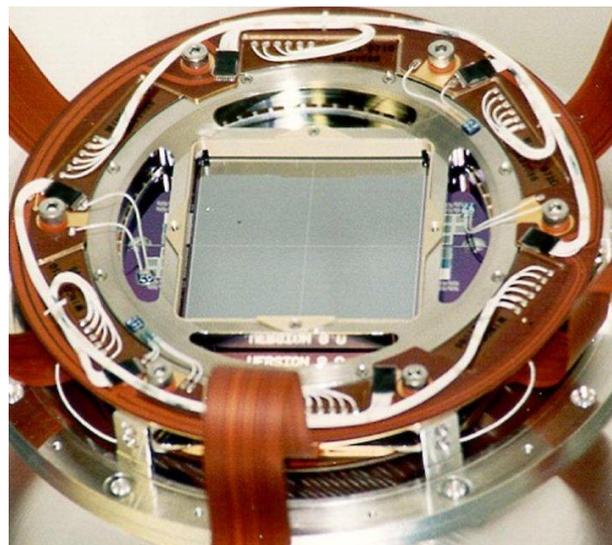
Figura 14 – Uma das câmeras MOS do satélite XMM-Newton.



Fonte: ESA (2014a).

da PN serem iluminados pela parte traseira enquanto os das câmeras MOS são iluminados pela parte dianteira, resultando em eficiências quânticas distintas para os diferentes tipos de câmera - sendo as câmeras MOS as mais “sensíveis”, porém alimentadas por menos fótons do que a câmera PN.

Figura 15 – Câmera PN do satélite XMM-Newton.



Fonte: ESA (2014a).

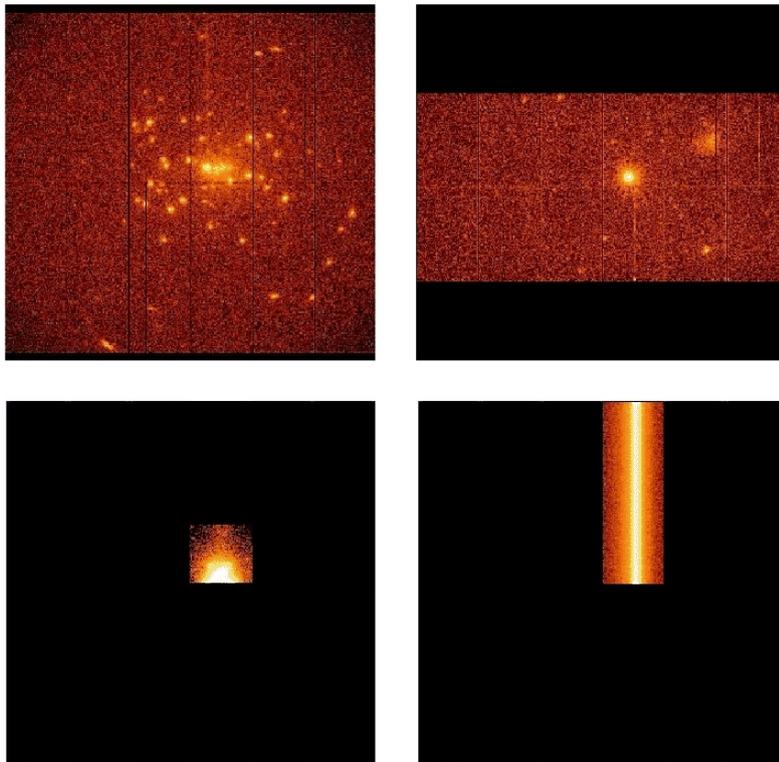
Todas as câmeras EPIC operam com contagem de fótons e produzem como resultado uma lista de eventos. Essa lista consiste de uma tabela na qual cada linha está

associada a um evento detectado pela câmera e registra propriedades, tais como posição, “tempo” da detecção, localização e energia associada ao evento. A partir desse arquivo de eventos são feitas seleções para construção de imagens, curvas de luz e espectros.

As câmeras EPIC podem operar em diferentes modos de acordo com a resolução temporal desejada (ver Tabela 1, e as figuras 16 e 17) ou por limitações impostas pelo brilho da(s) fonte(s) no campo. Em última análise, sem considerar casos de saturação dos instrumentos e degradação de informações, essas limitações estão relacionadas a velocidade de leitura das câmeras e a restrições de telemetria satélite-Terra: menor região de coleta de informações pelo(s) CCD(s) implica em possibilidade de leitura instrumental mais rápida e menor quantidade de dados acumulados. A escolha dos modos obedece portanto critérios científicos e/ou técnicos, em detrimento do campo de visão e, para os modos de melhor resolução temporal, em detrimento da resolução espectral. Os modos de operação das câmeras EPIC são:

- a) “Quadro completo” ou “quadro completo estendido” (esse último somente para

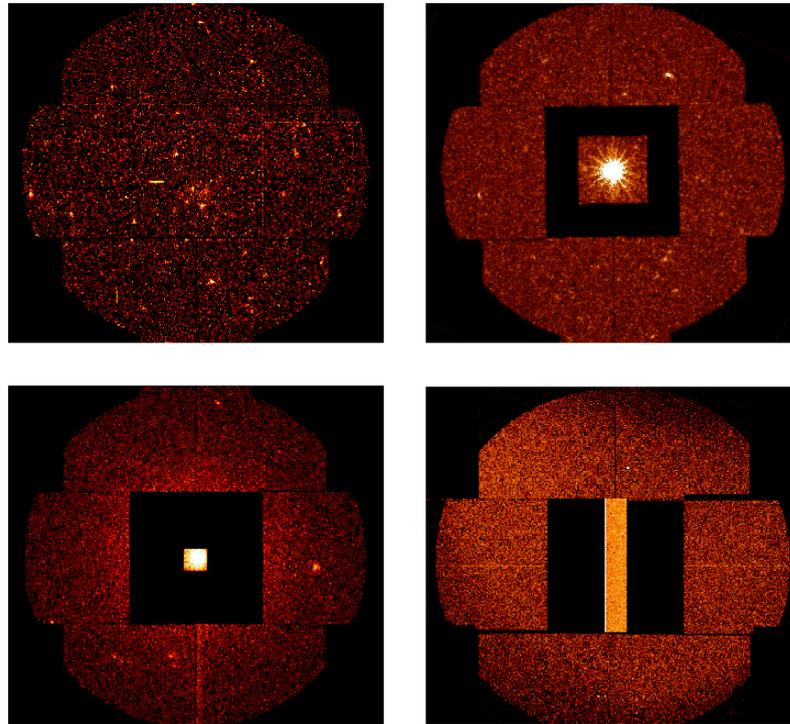
Figura 16 – Modos de operação da câmera PN do satélite XMM-Newton.



Fonte: ESA: XMM-Newton SOC (2014b).

Nota: o painel superior esquerdo exibe os modos “quadro completo” e “quadro completo estendido”, o painel superior direito o modo “janela grande”, o painel inferior esquerdo o modo “janela pequena” e o painel inferior direito o modo “temporal”.

Figura 17 – Modos de operação das câmeras MOS do satélite XMM-Newton.



Fonte: ESA: XMM-Newton SOC (2014b).

Nota: o painel superior esquerdo exibe o modo quadro completo, o painel superior direito o modo janela grande, o painel inferior esquerdo o modo janela pequena e o painel inferior direito o modo “temporal”. No modo “temporal” o eixo X do CCD central representa a imagem projetada da fonte e portanto não possui informação espacial.

a câmera PN): nesses modos todos os *pixels* de todos os CCDs são lidos e portanto todo o campo de visão é coberto (região quase circular de raio equivalente a 15 minutos de arco). O intervalo de tempo de coleta de cada CCD é maior no segundo caso.

b) “Janela parcial”:

- MOS: nesse modo o CCD central de cada uma das câmeras MOS pode ser operado de modo independente permitindo a leitura de somente parte do *chip*. No modo “janela pequena” um conjunto de 100×100 *pixels* centrais é lido, enquanto no modo “janela grande” um conjunto de 300×300 *pixels* centrais é lido.
- PN: no modo “janela grande” somente o equivalente a metade da área de cada um dos 12 CCDs é lida, enquanto no modo “janela pequena” somente parte de um dos CCDs (onde se encontra a fonte) é utilizada.

c) “Modos temporais”:

- Modo “temporal” para PN e MOS: nesse caso o imageamento é feito em

apenas uma dimensão. Ao longo da outra dimensão os dados de uma área pré-determinada do CCD são “colapsados” em uma única linha, permitindo uma taxa de leitura maior e oferecendo melhor resolução temporal.

- Modo “temporal rápido” (somente) para PN: modo de mais alta resolução temporal do XMM. Nesse modo apenas 3% do tempo da observação é dedicado para a integração de dados (o restante do tempo é utilizado para a leitura do CCD).

Tabela 1 – Resoluções temporais das câmeras EPIC de acordo com o modo de operação.

Câmeras MOS (<i>pixels</i> ativos) [1pixel = 1, 1'']	Resolução temporal	Tempo útil de exposição [†] (%)
Quadro completo (600 × 600)	2,6 s	100
Janela grande (300 × 300)	0,9 s	99,5
Janela pequena (100 × 100)	0,3 s	97,5
Temporal (100 × 600)	1,75 ms	100
Câmera PN (<i>pixels</i> ativos) [1pixel = 4, 1'']	Resolução temporal	Tempo útil de exposição (%)
Quadro completo (376 × 384)	73,4 ms	99,9
Quadro completo estendido (376 × 384)	199,1 ms	100,0
Janela grande (198 × 384)	47,7 ms	94,9
Janela pequena (63 × 64)	5,7 ms	71,0
Temporal (64 × 200)	0,03 ms	99,5
Temporal rápido (64 × 180)	7 μs	3,0

Nota: adaptada da Tabela 3 de ESA: XMM-Newton SOC (2014b).

[†] Razão entre o tempo efetivo de exposição e o tempo total dedicado a observação incluindo, por exemplo, o tempo necessário para registro dos dados.

Os CCDs das câmeras EPIC não são sensíveis apenas a raios X, mas também a fótons do infravermelho ao ultravioleta. Utiliza-se filtros ópticos aluminizados para reduzir a contaminação proveniente desses fótons. Cada câmera é equipada com três opções de filtros: “fino”, “médio” e “grosso”. O observador deve escolher o tipo de filtro de acordo com o brilho óptico de objetos no campo a ser observado, sendo o filtro “grosso” para o caso de fontes mais brilhantes e o que altera de modo mais significativo a resposta espectral da câmera – fato que se manifesta mais intensamente para energias baixas (inferiores a 3 keV).

2.1.4 Monitor óptico

O monitor óptico a bordo do satélite XMM consiste de um telescópio óptico, de dois CCDs “intensificados”² e de duas rodas de filtros. Cada conjunto composto por CCD + filtros opera individualmente. Eles são dispostos de maneira redundante para o caso de falha em um dos componentes. Um espelho colocado a 45° direciona o feixe de

luz a um ou outro conjunto. Cada roda de filtros contém onze opções: uma abertura vazia; seis filtros de banda larga relativos às bandas U, B, V, UVW1, UVM2 e UVW2; um filtro neutro; uma lente de ampliação para imagem com maior resolução espacial no óptico; um grisma óptico e um grisma para o UV. Assim, é possível realizar fotometria ou espectroscopia.

2.1.5 Monitor de radiação

Além dos instrumentos para aquisição de dados para ciência, o satélite conta com um monitor de radiação que mede continuamente a quantidade de partículas energéticas usualmente de origem solar que banham o equipamento. Esse monitor está associado a mecanismos de proteção que desligam as câmeras caso o nível de radiação ultrapasse limites preestabelecidos. A informação do monitor de radiação também é utilizada para auxiliar na calibração das câmeras EPIC com adição de indicadores à lista de eventos, definidos de acordo com o nível de radiação recebida pelo satélite.

2.2 O telescópio Perkin Elmer de 1,6m e o espectrógrafo Coudé

O Observatório do Pico dos Dias (OPD) é um complexo de telescópios administrado pelo Laboratório Nacional de Astrofísica (LNA) em operação desde 1980. Localizado no sul do estado de Minas Gerais, a 1864m acima do nível do mar (900m acima do nível médio da região) o observatório abriga o maior telescópio óptico em território brasileiro: um telescópio Perkin-Elmer³ que possui um espelho primário de 1,6m de diâmetro (PE-1,6m; Figura 18). As análises espectrais no óptico conduzidas neste trabalho foram baseadas em observações realizadas com o espectrógrafo instalado no foco Coudé do telescópio PE-1,6m. Esse telescópio possui montagem óptica do tipo Ritchey-Chrétien, com razão focal $f/31,2$ no foco Coudé, e pode ser utilizado para realização de fotometria, polarimetria e espectroscopia.

O espectrógrafo Coudé do telescópio PE-1,6m é alojado em uma sala com acesso pela cúpula. Após reflexão pelos espelhos primário e secundário, a luz coletada pelo telescópio é desviada por um espelho terciário para o foco Coudé do telescópio e guiada pelo interior do eixo principal da montagem em direção aos elementos ópticos que compõem o espectrógrafo. A instrumentação dispõe de três opções de rede de dispersão: com 316 ranhuras/mm, 600 ranhuras/mm e 1800 ranhuras/mm⁴.

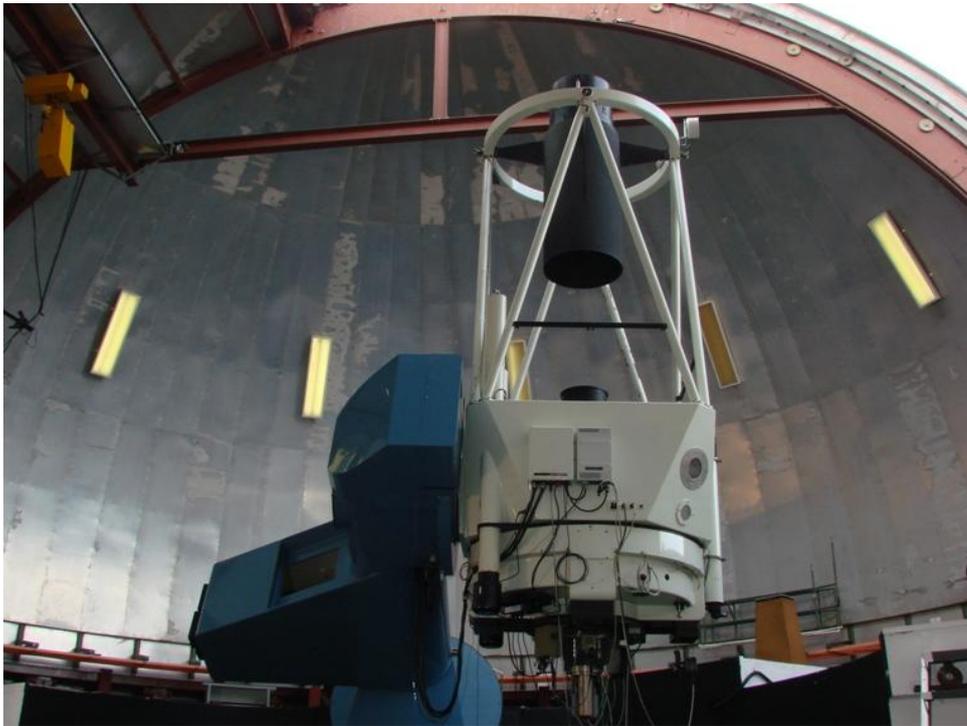
Durante campanha conduzida de 2010 a 2013 observamos quatro estrelas do tipo γ Cassiopeiae visíveis a partir do hemisfério sul terrestre: HD 110432, HD 161103, HD 119682

² CCDs acoplados a placas de microcanais para amplificação do sinal.

³ O nome do telescópio corresponde ao nome da companhia responsável pelo aparato óptico e o diâmetro do espelho principal.

⁴ <<http://www.lna.br/opd/instrum/instrumentos.html>>

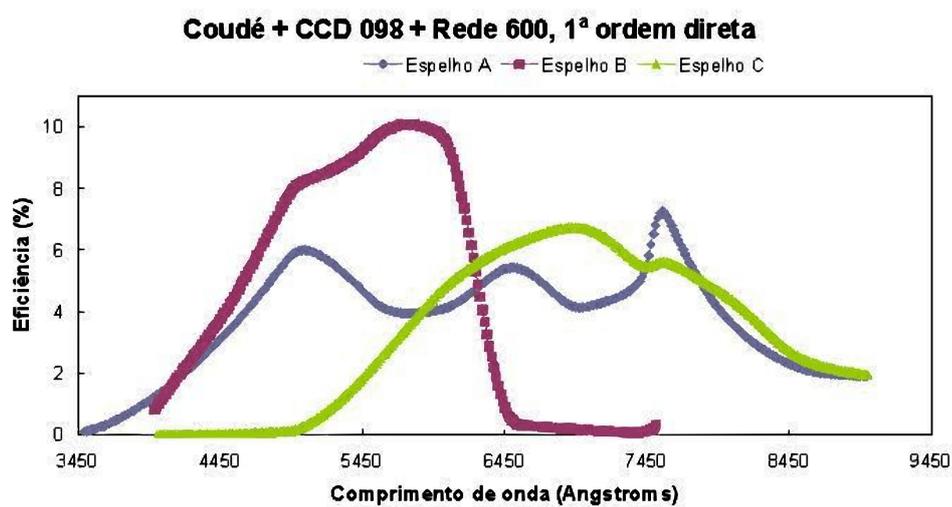
Figura 18 – Telescópio Perkin-Elmer de 1,6m no Observatório do Pico dos Dias.



Fonte: LNA (2014).

e HD 157832. Utilizamos o espectrógrafo *Coudé* com a rede de dispersão de 600 ranhuras/mm em primeira ordem e o CCD #098, que nos proporciona cobertura de faixa espectral com $\Delta\lambda \approx 1130 \text{ \AA}$ e dispersão de $0,25 \text{ \AA/pixel}$ para um comprimento de onda central $\lambda_c = 6500 \text{ \AA}$. As observações cobriram duas regiões espectrais distintas definidas pelo contexto científico apresentado na Seção 4.2 e selecionadas de acordo com a orientação espacial (ângulo) da rede de difração: 3950–5050 \AA (Região I), com foco em linhas estelares fotosféricas e linhas circum-estelares em emissão, e 5750–6850 \AA (Região II), para investigação da linha $H\alpha$ de origem circum-estelar.

O sistema *Coudé* tem três opções de espelhos terciários (A, B e C) que se diferenciam pela eficiência de reflexão em diferentes faixas espectrais. A escolha do espelho usado em cada observação foi baseada em consulta feita a equipe técnica do observatório, uma vez que as curvas de eficiência apresentadas na documentação não representam mais as condições atuais dos espelhos (Figura 19). O espelho B foi utilizado para observações na Região I, enquanto a Região II foi observada com o uso dos espelhos A e C, em épocas distintas.

Figura 19 – Eficiência dos espelhos utilizados com o espectrógrafo *Coudé*.

Fonte: LNA (2014).

3 Ferramentas e Metodologia

Este trabalho tem cunho observacional e como tal fez uso de uma série de programas de computador (*softwares*) nas etapas de redução, tratamento e análise de dados. Uma parcela desses programas é de pacotes profissionais de uso público, para os quais há atualizações regulares e documentação na forma de manuais, enquanto outra parte foi desenvolvida e/ou implementada em linguagem de programação Python durante o mestrado. A seguir são apresentadas descrições dessas ferramentas com foco em conceitos e detalhes técnicos que são importantes para a compreensão deste trabalho. É fortemente recomendado ao leitor interessado em proceder com análises similares as que são realizadas neste trabalho que, no momento de realização de seu trabalho, leia a documentação referenciada.

3.1 SAS

A redução de dados do satélite XMM é feita com o pacote de aplicativos SAS, acrônimo de *Science Analysis System*, desenvolvido pela Agência Espacial Europeia (ESA, da designação em inglês). Nesse pacote estão incorporadas rotinas que automatizam processos de manipulação, calibração e redução de dados armazenados em arquivos de formato FITS (*Flexible Image Transport System*). Como resultado, são obtidos produtos científicos como imagens, espectros e curvas de luz construídos a partir dos dados coletados pelo satélite. Esta seção trata do caso das câmeras EPIC/XMM, que são as fontes dos dados em raios X explorados neste trabalho. A análise dos dados propriamente dita foi feita com as ferramentas descritas nas demais seções deste capítulo.

A redução dos dados do XMM explorados neste trabalho seguiu os procedimentos recomendados pela equipe do satélite (NASA/GSFC: XMM-Newton Guest Observer Facility et al., 2014), na execução dos seguintes passos:

- a) Geração do índice de arquivos de calibração.

Os dados necessários para calibração são disponibilizados separadamente em banco de dados específico e são frequentemente atualizados, compondo o CCF (*Current Calibration Files*). A rotina `cifbuild/SAS` gera um índice (`ccf.cif`) dos arquivos de calibração que devem ser utilizados para redução dos dados de cada instrumento de uma dada observação. Foram utilizados os arquivos mais recentes disponibilizados pela equipe do satélite na ocasião do tratamento dos dados explorados neste trabalho.

- b) Geração do sumário da observação.

Tarefa realizada com a rotina `odfingest`, que gera um arquivo com extensão `.SAS` com as informações essenciais da observação, como data, horário, duração e modo de operação das exposições de cada instrumento.

c) Geração de listas de eventos.

Uma lista dos eventos detectados por cada instrumento é criada com as rotinas `eprocc` para a câmera PN e `emproc` para as câmeras MOS. Nessas listas estão informações dos fótons detectados pelo instrumento (eventos) como momento de detecção, energia e localização espacial.

d) Verificação de contaminação de fundo.

Nesta etapa são criadas imagens e curvas de luz com eventos de toda a câmera com o intuito de verificar a ocorrência pronunciada de contaminação de fundo durante a observação (passo seguinte).

e) Determinação do “intervalo de bom-tempo” (*Good Time Interval*; GTI, de agora em diante).

A partir das curvas de luz citadas acima são identificados os intervalos de tempo durante os quais não houve contaminação em excesso por partículas comumente associadas ao vento solar. Essa etapa é realizada com a rotina `tabgtigen`. Foram seguidas as recomendações técnicas do satélite de exclusão dos eventos coletados em períodos durante os quais a taxa de contagem de eventos com energias superiores a 10 keV, considerando todo o campo de visão da câmera, excede os valores de 0,4 contagens/s para a câmera PN e 0,35 contagens/s para as câmeras MOS - esses limites podem ser alterados de acordo com o brilho da(s) fonte(s) em investigação.

f) Geração de arquivos de eventos filtrados.

Utiliza-se a rotina `evselect` para filtrar o arquivo de eventos original e gerar um novo arquivo contendo apenas os eventos detectados durante os GTI.

g) Extração de espectros e curvas de luz.

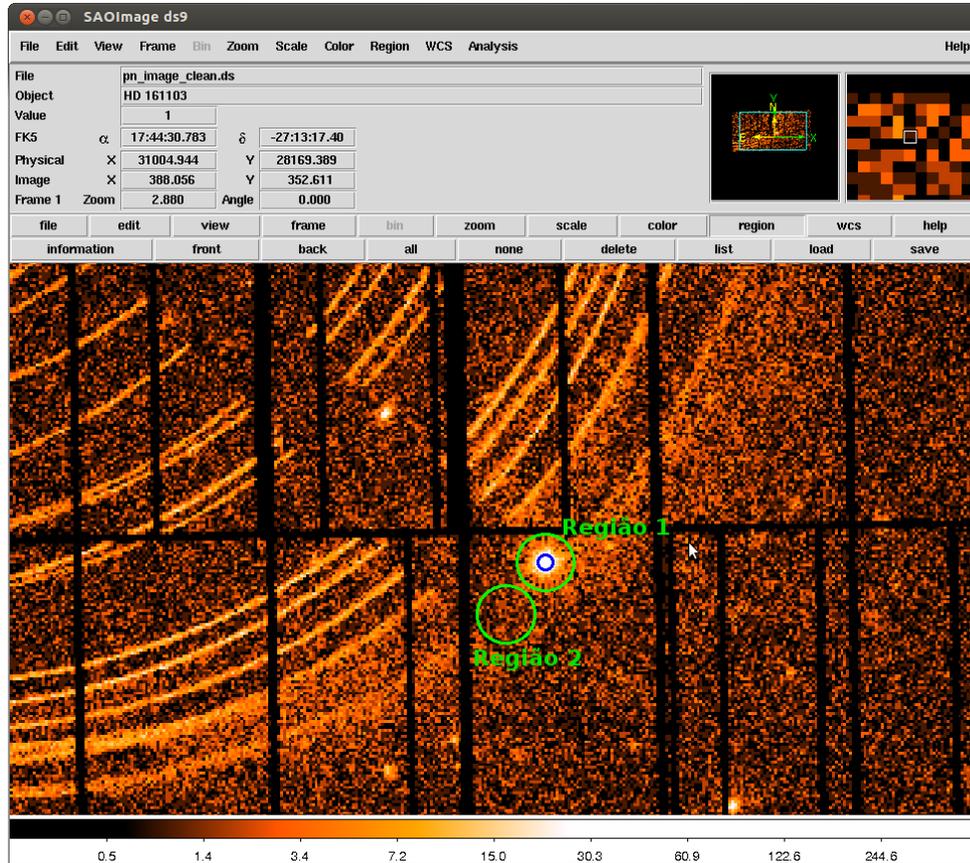
A extração de espectros e curvas de luz tem como ponto de partida a investigação de imagens para a determinação de duas regiões distintas, ditas da “fonte e contaminação de fundo¹” (região 1) e da “contaminação de fundo” (região 2). A primeira engloba eventos associados à fonte e contaminação de fundo, enquanto a segunda engloba eventos associados a contaminação de fundo (*background* daqui em diante). Foi utilizado o aplicativo `ds9`² para visualizar as imagens e

¹ Neste trabalho utilizamos o termo contaminação de fundo, ou *background*, para descrever qualquer contaminação por eventos que não tenham origem a partir de fótons emitidos pela fonte de interesse. Isso inclui eventos oriundos de efeitos instrumentais, interação de partículas energéticas com os detectores e eventuais fontes difusas projetadas na direção da linha de visada.

² Disponível em <<http://ds9.si.edu/site/Home.html>>.

definir as regiões (Figura 20). Alguns cuidados que devem ser tomados nessa etapa são:

Figura 20 – Definição de regiões para extração de eventos utilizando o aplicativo ds9.



Nota: a figura exibe parte do campo de HD 161103 observado com a câmera PN do XMM-Newton na observação de 2012 (ver Tabela 2). Os círculos verdes são as regiões escolhidas para a extração de eventos que constituirão os espectros e curvas de luz da região correspondente ao alvo + *background* (centralizada na fonte) e da região somente de *background*. O círculo azul (centralizado na fonte e interno a Região 1) corresponde à região utilizada para a criação dos arquivos de eventos submetidos diretamente à análise temporal (sem gerar curvas de luz); essa região é escolhida com menor área para minimizar a contribuição do *background*.

- A região associada à fonte (região 1) deve ser grande o suficiente para englobar a maior parte dos fótons oriundos da fonte (tipicamente, 90–95%), mas não demasiadamente grande a ponto de incluir excesso de eventos de *background* que pode ser evitado.
- A região da fonte não deve conter outra(s) fonte(s) além daquela de interesse. Essa necessidade pode implicar em restrições severas para a dimensão da região a ser adotada no caso de campos com grandes aglomerações de fontes – situação que não ocorreu nas investigações realizadas neste trabalho.
- A região de *background* (região 2) deve ser selecionada o mais próximo possível da região da fonte (região 1), preferencialmente no mesmo CCD. Isso é

recomendado basicamente por dois motivos. Primeiro, para que o *background* seja o mais realista possível da condição astrofísica no entorno da fonte, em especial quando está embebida ou projetada na direção de fontes extensas. Segundo, por questões técnicas. Para que o *background* registrado na região 2 seja representativo do conteúdo de *background* contido na região 1, da fonte, é melhor que a obtenção de ambos ocorra em um mesmo CCD, sob as mesmas condições técnicas. Essa condição minimiza correções associadas a possíveis degradações da resposta ao longo do campo, como é o caso do *vignetting*³.

- A região de *background* não deve conter fontes em raios X detectadas na observação.
- A equipe técnica do XMM recomenda não selecionar a região de *background* em dados PN na direção de colunas que contêm fontes de raios X, em especial fontes brilhantes, para evitar que haja contaminação por transferência de cargas na leitura do CCD.

h) Construção de espectros.

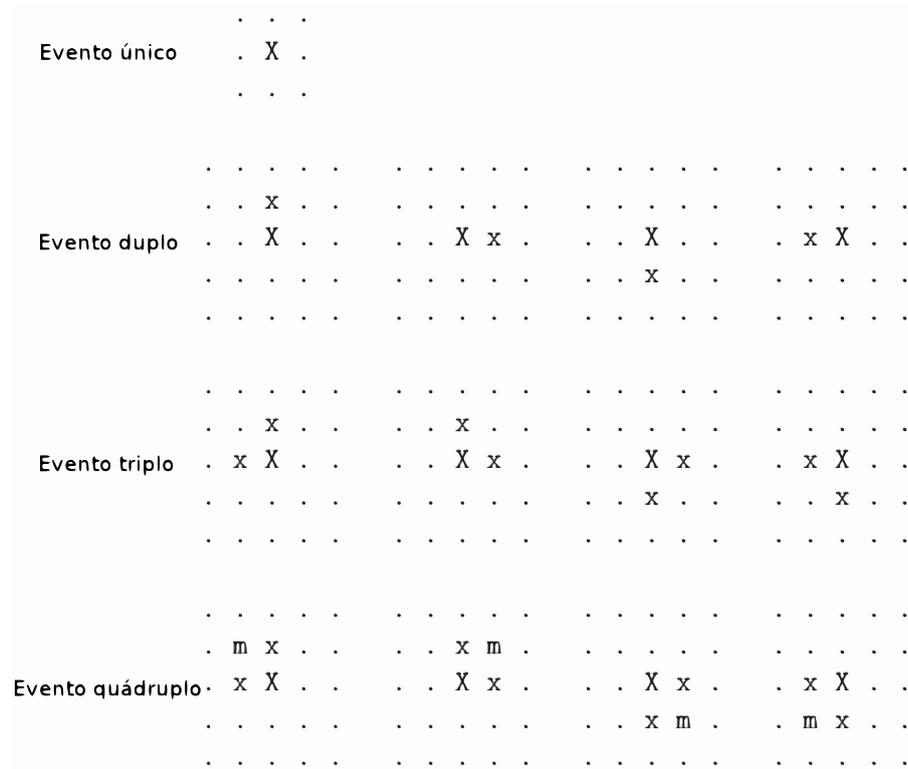
Os espectros são gerados através da rotina `evselect`. A rotina `backscale` é aplicada aos espectros da fonte + *background* (região 1) e do *background* (região 2) para normalizar automaticamente suas contagens de acordo com as áreas das regiões de extração. Nesta etapa foram utilizados apenas os eventos pertencentes ao GTI de modo a minimizar a degradação do espectro por partículas indesejáveis.

A cada evento das câmeras EPIC é associado um “padrão” de acordo com a resposta simultânea dos *pixels* na região em que ocorreu a detecção. Espera-se que a chegada de um fóton de raios X em uma das câmeras cause um evento de padrão compacto, isto é, seja detectado em um único *pixel* ou simultaneamente por *pixels* imediatamente adjacentes. Por exemplo, eventos detectados em mais de dois *pixels* adjacentes em uma única direção possuem alta probabilidade de serem devido à interação com raios cósmicos e não com raios X focalizados pelos espelhos. As Figuras 21 e 22 ilustram os padrões considerados como válidos para a câmera PN e para as câmeras MOS, respectivamente.

Foram utilizados todos os eventos com padrão menor ou igual a 4 para a câmera PN e menor ou igual a 12 para as câmeras MOS na construção dos respectivos espectros. Os casos de exceção foram os de análise da linha de fluorescência do Fe em 6,4 keV e das linhas ionizadas com complexo Fe K α , para os quais foram explorados também espectros PN construídos unicamente com eventos de padrão único, que oferecem a melhor resolução espectral possível. Em alguns casos

³ Efeito de degradação da resposta espectral em função da distância do fóton em relação ao eixo óptico do telescópio.

Figura 21 – Padrões de detecção e registro de eventos coletados pela câmera PN.



Fonte: adaptada da Figura 13 de ESA: XMM-Newton SOC (2014a).

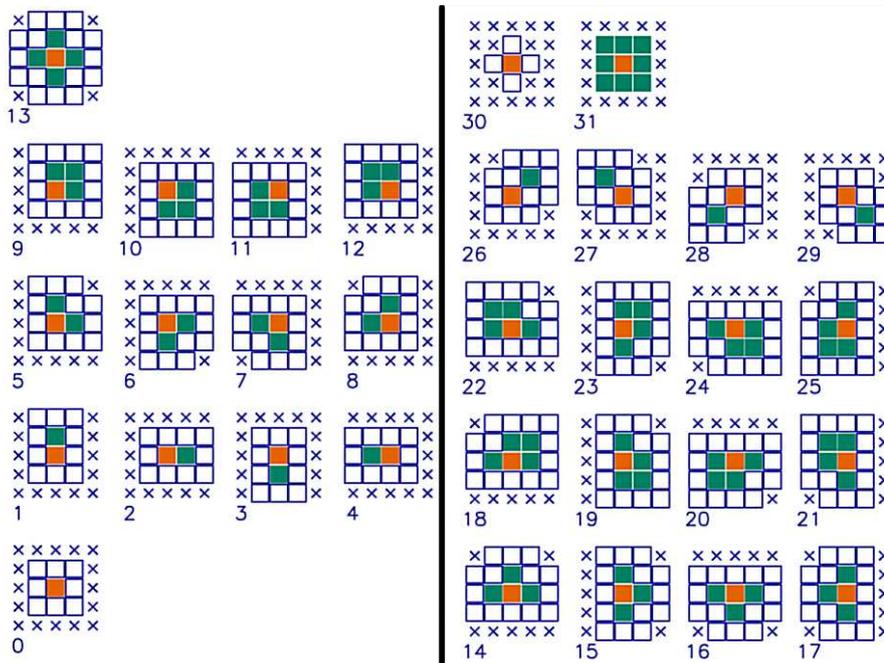
Nota: o símbolo “X” marca o *pixel* com maior quantidade de carga, “x” os *pixels* com carga intermediária e “m” os *pixels* com carga mínima acima do limite do detector. Os símbolos “.” representam os *pixels* sem detecções no limite de detecção. Esses eventos recebem a numeração: 0 para eventos únicos, 1–4 para eventos duplos, 5–8 para eventos triplos e 9–12 para eventos quádruplos

consideramos eventos coletados durante toda a observação (incluindo eventos fora do GTI) para aumentar a relação S/N – esses casos são mencionados individualmente durante a apresentação de resultados no Capítulo 4. Os espectros finais tiveram seus canais de energia agrupados de modo que cada *bin* em energia contenha pelo menos 25 contagens, tal que a incerteza de cada *bin* siga o esperado por uma distribuição gaussiana. Esse agrupamento se dá através da “junção” de canais adjacentes, no sentido de energia crescente, até que a soma de contagens dos canais agrupados seja igual ou ultrapasse pela primeira vez o valor estipulado.

i) Construção das respostas instrumentais.

As respostas instrumentais são geradas com as rotinas `rmfgen` e `arfgen` fazendo uso dos arquivos de calibração. Os arquivos gerados por essas rotinas, com extensões `.rmf` e `.arf`, são utilizados para corrigir o espectro por efeitos ópticos e instrumentais. O arquivo RMF (do inglês *Response Matrix File*) ar-

Figura 22 – Padrões de detecção e registro de eventos coletados pela câmeras MOS.



Fonte: adaptada da Figura 12 de ESA: XMM-Newton SOC (2014a).

Nota: o *pixel* vermelho em cada caso possui maior quantidade de carga acumulada, os *pixels* verdes possuem carga intermediária e os *pixels* brancos não possuem detecção acima dos limites do detector. Os *pixels* marcados com o símbolo “x” são indiferentes. Os números na figura indicam a numeração associada a cada padrão.

mazena uma matriz de 2 dimensões, representando a probabilidade de um fóton com energia incidente $E_{incidente}$ ser detectado e associado a ele outra energia, $E_{detectado}$. O arquivo ARF (do inglês *Ancillary Response File*) armazena um vetor de 1 dimensão contendo correções para a área efetiva, dada a energia do fóton incidente.

j) Correção dos tempos dos eventos para o baricentro do sistema solar.

A rotina `barycen` é aplicada ao arquivo de eventos para corrigir o sistema de referência temporal próprio do satélite para o baricentro do sistema solar. Essa correção é absolutamente necessária para análises temporais de identificação de períodos.

k) Construção de curvas de luz.

Curvas de luz também são produzidas com a rotina `evselect`. Os eventos são extraídos de modo similar ao caso de extração de espectros, sendo que a correção por normalização das contagens em função das áreas das regiões 1 e 2 é feita pelo usuário. A rotina `epiclccorr` do SAS é utilizada para aplicar as correções de efeitos instrumentais e subtração do *background* das curvas

de luz das câmeras EPIC. Foram geradas curvas de luz nas faixas de energia 0,3–10,0 keV, 0,3–2,0 keV, 2,0–4,5 keV, 4,5–10,0 keV e 2,0–10,0 keV, com *bins* de 10, 50, 100, 150, 200, 300 e 350 segundos – para visualização das variações nas curvas de luz em diferentes escalas de tempo. Foram utilizados todos os eventos associados a câmera PN com padrão menor ou igual a 4 e eventos das câmeras MOS com padrão menor ou igual a 12. Nessa etapa foram utilizados os fótons coletados durante toda a exposição e não somente do GTI. Essa escolha se dá sem perda, uma vez que trata-se de análise de bandas largas, mitigando efeitos dependentes da energia dos fótons, e, principalmente, pelo fato do número de contagens do *background* ser significativamente menor que o número de contagens da fonte em todas as observações exploradas nesse trabalho.

Outra informação importante que pode ser obtida através da fotometria em raios X, além do estudo de variabilidade da fonte, é uma medida de dureza espectral. Utilizamos a razão de brilho em raios X “moles” (de menor energia) e “duros” (de maior energia) de uma dada fonte para verificar como a sua dureza evolui com o tempo, e portanto avaliar a sua evolução espectral. Igualmente importante, foram exploradas possíveis relações entre a dureza e a intensidade em raios X dos alvos investigados neste trabalho, com o propósito de identificar variação nos estados espectrais em função da variação de luminosidade da fonte. Manifestações dessa natureza são indicativos de alteração nas condições físicas de geração dos raios ou da vizinhança estelar que interage com os raios X gerados.

3.2 IRAF

IRAF (do acrônimo em inglês para *Image Reduction and Analysis Facility*) é um pacote de redução e análise de dados astronômicos bastante utilizado pela comunidade astronômica. Esse *software* possui um grande número de ferramentas para os mais diversos tipos de dados e que são usualmente utilizados no formato FITS. A versão tradicional do *software* é acessada a partir de uma interface em linguagem de programação `tcl`. O *software* `Pyraf`⁴ permite o uso de rotinas do IRAF através da linguagem `Python` (ver Seção 3.5) assim como a elaboração de *scripts* na mesma linguagem.

Os espectros ópticos foram reduzidos segundo padrões tradicionais utilizando rotinas do pacote IRAF. Para automatizar essa tarefa foram desenvolvidos *scripts* específicos em linguagem `Python`, utilizando o módulo `PyRAF`. A obtenção dos espectros finais seguiu a seguinte estratégia:

⁴ Disponibilizado pela instituição *Space Telescope Science Institute* no endereço <http://www.stsci.edu/institute/software_hardware/pyraf>.

- a) Combinação das imagens de *bias*⁵ em um arquivo único com a rotina `zerocombine`.
- b) Subtração de todas as imagens de ciência pelo arquivo de *bias* combinado utilizando a rotina `ccdproc`.
- c) Combinação das imagens de *flat-field*⁶ em um arquivo único, com a rotina `flatcombine`.
- d) Normalização das imagens de *flat-field* utilizando a rotina `response`.
- e) Divisão das imagens de ciência e lâmpada de calibração pelo arquivo final de *flat-field* com a rotina `ccdproc`.
- f) Extração do espectro das imagens de ciência e de calibração utilizando a rotina `apall`, que também realiza a subtração do *background*.
- g) Normalização dos espectros com a rotina `splot`, através da divisão por uma função do tipo *spline*-cúbica que se ajusta à forma do contínuo.
- h) Calibração dos espectros em comprimento de onda com a rotina `identify` via tabelas de linhas das lâmpadas de calibração utilizadas⁷.
- i) Combinação dos espectros para aumentar a razão sinal/ruído, utilizando a rotina `scombine`⁸.
- j) Visualização dos espectros e identificação das linhas de interesse com a rotina `splot`.
- k) Medida da posição, largura e intensidade (em relação ao contínuo) das linhas de interesse, também utilizando a rotina `splot`.

3.3 Periodogramas e a transformada de *Fourier*

A transformada de *Fourier* foi utilizada diversas vezes durante esse trabalho. Trata-se de uma operação matemática que transforma uma função $f(t)$ em uma função $\hat{f}(\omega)$, tal que⁹:

$$\hat{f}(\omega) = \frac{1}{\sqrt{2\pi}} \int_{-\infty}^{\infty} f(t) \cdot e^{-i\omega t} dt . \quad (3.1)$$

⁵ Chamamos de imagens de *bias* as obtidas com o obturador do CCD fechado durante um curto tempo de exposição (1s), que caracterizam o ruído eletrônico da câmera.

⁶ Chamamos de imagens de *flat-field* as obtidas expondo o CCD a uma luz “branca”, que caracterizam as inhomogeneidades de detecção ao longo da câmera.

⁷ Foi utilizada a lâmpada de Th-Ar com identificação de linhas seguindo a documentação do instrumento (<<http://www.lna.br/opd/instrum/instr.html>>).

⁸ A análise também foi realizada permutando-se a ordem dos itens g), h) e i); em todos os casos os resultados convergiram para aqueles apresentados na Seção 4.2.

⁹ Existem diferentes definições equivalentes, especialmente em relação à escolha do fator de normalização.

A transformada discreta de *Fourier* para o caso de uma série discreta de valores $f(t)$ é dada por:

$$\hat{f}(\omega) = \frac{1}{\sqrt{N}} \sum_{j=0}^{N-1} f(t_j) \cdot e^{-i\omega t_j} . \quad (3.2)$$

Se a variável t é dada em unidades de segundos, a variável conjugada ω terá unidades de 1/s, ou Hertz (Hz). Em Astronomia, chamamos de periodograma a curva definida por $P(\omega) = |\hat{f}(\omega)|^2$ e nos referimos a essa definição ao longo deste trabalho como *periodograma clássico*. Um periodograma também é usualmente chamado de espectro de potências, já que representa a potência de um sinal com frequência ω embutido no sinal original $f(t)$.

Periodograma Z_n^2

O periodograma Z_n^2 (Buccheri et al., 1983) opera diretamente em uma lista de eventos e tem como entrada o tempo de chegada de cada um dos eventos após redução a um valor de fase ϕ no intervalo de 0 a 1 da seguinte maneira:

$$\phi_j = \text{parte fracionária de} \left(\nu \Delta t_j + \dot{\nu} \frac{(\Delta t_j)^2}{2} + \ddot{\nu} \frac{(\Delta t_j)^3}{6} \right) , \quad (3.3)$$

onde o índice j representa o j -ésimo fóton, ν é a frequência investigada e Δt_j é o intervalo de tempo decorrido desde a chegada do primeiro fóton utilizado na análise até a chegada do j -ésimo fóton.

A fase ϕ de cada fóton é então utilizada para definir a variável estatística Z_n^2 :

$$Z_n^2 = \frac{2}{N} \sum_{k=1}^n \left\{ \left[\sum_{j=1}^N \cos(k\phi_j) \right]^2 + \left[\sum_{j=1}^N \sin(k\phi_j) \right]^2 \right\} , \quad (3.4)$$

onde n é o número de harmônicos investigados. Como neste trabalho o periodograma é utilizado para identificar eventuais oscilações estáveis, assumimos $\dot{\nu} = 0$ e $n = 1$ em todos os casos em que foi aplicado.

A variável Z_n^2 segue uma função de densidade de probabilidade igual à variável estatística χ^2 com $2 \times n$ graus de liberdade, de forma que para $n = 1$ a probabilidade de se obter ao acaso um pico na distribuição de valores de Z_n^2 em uma tentativa é:

$$\rho = e^{-Z_1^2/2} . \quad (3.5)$$

O número de tentativas estatisticamente independentes (η) do periodograma, dada uma banda de frequências investigadas Δf , pode ser estimada como:

$$\eta = \Delta f \times T_{obs} , \quad (3.6)$$

onde T_{obs} é o intervalo entre os tempos de chegada do primeiro e do último fóton detectados.

Dessa forma, a probabilidade ρ_η de se obter um pico com valor $Z_{1,pico}^2$ ao acaso é dada por:

$$\rho_\eta = \eta \times e^{-Z_{1,pico}^2/2} , \quad (3.7)$$

que corresponde a uma detecção com nível de confiança C dado por:

$$C = (1 - \rho_\eta) \times 100\% . \quad (3.8)$$

Assumindo que o sinal detectado seja senoidal, a *fração pulsada* (f_p), que corresponde à amplitude relativa da componente senoidal em relação ao sinal original, pode ser calculada como:

$$f_p = \frac{2}{N} \times Z_{1,pico}^2 , \quad (3.9)$$

onde N é o número de fótons (Zavlin et al., 2000).

O passo em frequência adotado na operação do periodograma Z_n^2 equivale a um fator 1/1000 da largura 1/T esperada de um pico nesse periodograma (Zavlin et al., 2000), isto é, $\delta f = 0,001/T$. Essa escolha garante uma excelente amostragem em frequências, suficiente para identificar picos do periodograma, em especial os eventuais picos com potência significativa para identificação de periodicidade no conjunto de dados. O periodograma Z_n^2 foi utilizado para investigar os eventos das câmeras EPIC combinadas e de cada uma das câmeras individualmente. Foram investigados eventos considerando bandas de energias distintas: 0,3–2,0 keV, 2,0–4,5 keV, 4,5–10,0 keV, 2,0–10,0 keV e 0,3–10,0 keV. Como a análise pelo Z_n^2 é aplicada diretamente ao arquivo de eventos e leva em conta o tempo de chegada individual de cada fóton, não é possível extrair um nível de *background* já que não há forma de distinguir a origem de um fóton detectado como sendo da fonte ou de *background*. Para diminuir a contribuição do *background* é necessário aumentar a razão sinal/ruído, o que é conseguido com a seleção de uma região de raio mínimo que guarde o compromisso entre manter pouca contaminação do *background* e ter número suficiente de fótons oriundos da fonte (Figura 20).

O periodograma Z_n^2 foi aplicado até o limite máximo dado pela frequência de Nyquist $f_{(Ny)}$. Essa frequência é determinada pela resolução temporal do sinal investigado e é definida como:

$$f_{(Ny)} = \frac{1}{2}\nu_0, \quad (3.10)$$

onde ν_0 é a frequência de amostragem do sinal, que no caso de arquivos de eventos é a resolução instrumental e no caso de curvas de luz agrupadas corresponde ao inverso do intervalo de agrupamento (*bin*).

3.4 HEASOFT

O pacote de ferramentas HEASOFT¹⁰ é disponibilizado pelo Centro de Pesquisas Espaciais Goddard (GSFC; da NASA) e possui diversas ferramentas para manipulação de arquivos FITS e análise de dados. Duas delas foram extensivamente utilizadas nas investigações em raios X conduzidas neste trabalho: o módulo `Xspec` (Arnaud, 1996) de análise espectral e o módulo `Xronos` (Stella & Angelini, 1992) de análise temporal. Ambas são descritas a seguir.

3.4.1 Xspec e modelos espectrais em raios X

O `Xspec` é utilizado para realizar ajustes espectrais e também possui a capacidade de gerar gráficos. A utilização do `Xspec` se deu em ambiente de linguagem computacional `Python` com a biblioteca `pyxspec` disponibilizada em instalação padrão do HEASOFT. O trabalho foi sistematizado com o desenvolvimento e aplicação de roteiros (*scripts*) de análises de dados interativas utilizando a ferramenta `IPython Notebook` (Seção 3.5).

Um espectro em raios X é registrado em canais discretos de energia. A contagem registrada por um determinado canal, $C(I)$, depende não só do espectro da fonte emissora, $f(E)$, mas também da resposta instrumental associada a cada canal do detector e a energia do fóton detectado, $R(I, E)$. Essa relação é dada por:

$$C(I) = \int_0^{\infty} f(E) \cdot R(I, E) dE . \quad (3.11)$$

Idealmente o espectro real da fonte seria obtido em função da contagem detectada ao inverter essa relação. Isso não é possível na maioria dos casos já que a inversão em geral apresenta soluções instáveis e não unívocas para pequenas variações de $C(I)$. A solução aplicada pelo `Xspec` é adotar um modelo para o espectro da fonte que possa ser descrito por alguns parâmetros, $f(E, p1, p2)$, e ajustar esse modelo aos dados obtidos. Valores de

¹⁰ Disponível em <<http://heasarc.nasa.gov/docs/software/lheasoft/>>.

contagens preditos, $C_p(I)$, são calculados para cada conjunto de parâmetros do modelo e comparados com os valores reais dos canais $C(I)$. A comparação entre os valores preditos e obtidos pode ser feita através de diferentes métodos estatísticos na avaliação da qualidade do ajuste de um modelo ao espectro observado. O método estatístico mais utilizado para esse fim é o método χ^2 (chi-quadrado), com definição dada por:

$$\chi^2 = \sum_{I=0}^N \frac{(C(I) - C_p(I))^2}{(\sigma(I))^2}, \quad (3.12)$$

onde N é o número de canais e $\sigma(I)$ é a incerteza associada ao valor de contagens no canal I que pode ser estimada como $\sigma(I) = \sqrt{C(I)}$, assumindo que a distribuição dos dados seja a de *Poisson*.

O principal motivo para a adoção da estatística χ^2 é a facilidade que ela apresenta para quantificar a qualidade do ajuste. O valor de χ^2 para um determinado grau de liberdade (ν) se associa a um valor de confiança do ajuste. O número de graus de liberdade ν é o número de pontos que compõem o espectro final (*bins* em energia) subtraído pelo número de parâmetros livres do modelo:

$$\nu = (\text{n}^\circ \text{ de canais}) - (\text{n}^\circ \text{ de parâmetros}). \quad (3.13)$$

Como regra geral, um bom ajuste do ponto de vista estatístico resulta em um valor de χ^2 próximo ao número de graus de liberdade, ou $\chi^2_\nu \approx 1$, definindo $\chi^2_\nu = \chi^2/\nu$. Um valor de χ^2_ν muito maior que 1 indica um ajuste com descrição insatisfatória dos dados, e um valor muito menor que 1 indica que as incertezas associadas estão superestimadas. Um análise com base puramente estatística não é suficiente para verificar se a descrição de um espectro por um modelo é satisfatória. A situação é agravada quando modelos distintos resultam em valores aceitáveis de χ^2_ν . A avaliação da aplicação de um modelo passa também por uma inspeção visual detalhada da descrição do contínuo e de eventuais linhas espectrais, que pode ser feita também com análise dos resíduos entre os valores do modelo e os valores do espectro, e um julgamento científico por parte do pesquisador.

Um intervalo de confiança é calculado variando-se um a um os valores dos parâmetros p_i até que a variável χ^2 aumente de uma quantidade $\Delta\chi^2$ pré-determinada. Essa quantidade depende do nível de confiança desejado e do número de parâmetros livres do modelo. Mais detalhes sobre a implementação dos cálculos de valores estatísticos e incertezas podem ser encontrados no manual do **Xspec** (Arnaud, Dorman & Gordon, 2014).

Os modelos espectrais em raios X implementados no **Xspec** são usualmente divididos em duas categorias: os modelos aditivos e os modelos multiplicativos, que modificam os modelos aditivos. A seguir são apresentados os modelos utilizados neste trabalho para descrever o espectro das fontes investigadas.

phabs/wabs

Esses modelos multiplicativos levam em conta a absorção dos fótons de raios X por efeito fotoelétrico. Essa absorção é descrita como:

$$M(E) = e^{-N_H \sigma(E)} , \quad (3.14)$$

onde $\sigma(E)$ é a seção de choque efetiva entre os fótons e os íons do material absorvedor e N_H , único parâmetro livre do modelo, representa a densidade do material projetada na linha de visada em unidades equivalentes a densidade de coluna de hidrogênio (cm^{-2}).

As diferenças entre os modelos **phabs** e **wabs** são os valores padrões adotados para as seções de choque e abundância relativa de elementos químicos no meio responsável pela absorção. O modelo **wabs** utiliza as seções de choque de Morrison & McCammon (1983) e a tabela de abundâncias de Anders & Ebihara (1982). Por outro lado, o modelo **phabs** permite a escolha de diferentes tabelas de abundâncias e seções de choque através dos comandos **abund** e **xsect**, respectivamente. As tabelas padrão para o **Xspec**, e utilizadas neste trabalho, são a de Grevesse & Anders (1989) para abundâncias e a de Balucinska-Church & McCammon (1992) para as seções de choque. O modelo **vphabs** é uma variante do modelo **phabs** que permite a manipulação da abundância relativa dos elementos He, C, N, O, Ne, Na, Mg, Al, Si, S, Cl, Ar, Ca, Cr, Fe, Co e Ni de modo independente para cada um deles.

Bremss

Esse modelo representa a emissão de um conjunto de partículas pelo processo de *bremssstrahlung*¹¹. Esse processo ocorre quando duas partículas carregadas interagem, com a aceleração das cargas devido à interação dando origem à radiação. Considerando um plasma em equilíbrio térmico, no qual a distribuição de velocidade dos elétrons segue a distribuição de *Maxwell-Boltzmann* dada por:

$$f(v) = 4\pi \left(\frac{m}{2\pi kT} \right)^{3/2} v^2 e^{-\frac{mv^2}{2kT}} , \quad (3.15)$$

a emissividade do plasma para fótons de frequência ν , em unidades de $\text{erg s}^{-1} \text{cm}^{-3} \text{Hz}^{-1}$, é um espectro contínuo que segue a seguinte proporcionalidade (Rybicki & Lightman, 1979):

$$\varepsilon_\nu \propto n_e n_i T^{-1/2} e^{-\frac{h\nu}{kT}} , \quad (3.16)$$

onde n_e e n_i são as densidades de elétrons e íons respectivamente (em unidades de cm^{-3}), e T a temperatura.

¹¹ Do alemão *bremesen*, frear, e *strahlung*, radiação.

Os parâmetros livres do modelo são a temperatura T e um fator de normalização K dado por (Kellogg, Baldwin & Koch, 1975; Karzas & Latter, 1961):

$$K = \frac{3,02 \cdot 10^{-15}}{4\pi D^2} \int n_e n_i dV, \quad (3.17)$$

onde D é a distância entre o observador e a fonte em unidades de cm. A integral de volume das densidades é chamada de medida de emissão do plasma, e seu valor tem degenerescência entre o volume e as densidades n_e e n_i do plasma. O sítio responsável pela emissão em várias situações astrofísicas é composto em sua maioria por hidrogênio ionizado e, nessa condição, o número de íons (prótons) é da ordem do número de elétrons livres levando a simplificação $n_e = n_i$. Essa situação reduz a degenerescência da medida de emissão a dois fatores: volume e densidade eletrônica (ou iônica) do plasma.

Mekal

Esse modelo descreve a emissão de um gás quente e opticamente fino como composição de um contínuo do tipo *bremsstrahlung* e linhas em emissão de várias espécies iônicas (Mewe, Lemen & Oord, 1986; Kaastra, 1992; Liedahl, Osterheld & Goldstein, 1995). Os parâmetros livres para o ajuste são a temperatura T do gás, a densidade volumétrica de hidrogênio, a abundância de “metais” (fator multiplicativo em relação a abundância solar), o *redshift* (z) da fonte e um fator de normalização, K . A normalização do modelo `mekal` é dada por:

$$K = \frac{10^{-14}}{4\pi(D_A(1+z))^2} \int n_e n_H dV, \quad (3.18)$$

onde D_A é a distância de tamanho angular da fonte em cm. A tabela de abundâncias, assim como no modelo `phabs`, pode ser definida com o comando `abund`.

Cemekl e gadem

Um cenário astrofísico possível para emissão de raios X a partir de um gás quente é que a temperatura desse gás não seja uniforme em todo o volume ou que a emissão efetivamente observada decorra da composição de elementos de volumes distintos com plasmas a temperaturas distintas. Os modelos `cemekl` e `gadem` tem como base o modelo `mekal` descrito anteriormente, porém assumem que a medida de emissão do gás obedece uma distribuição do tipo lei de potência (`cemekl`) ou gaussiana (`gadem`) com a temperatura do gás.

A medida de emissão diferencial (dEM) para o modelo `cemekl` é dada por:

$$dEM_{cemekl} = \left(\frac{T}{T_{max}} \right)^{\alpha-1} dT/T_{max}. \quad (3.19)$$

Os parâmetros do `cemek1` são os mesmos do modelo `mekal`, com a adição do parâmetro de índice espectral a e com a temperatura T_{max} substituindo a temperatura T .

A medida de emissão diferencial para o modelo `gadem` é dada por uma distribuição gaussiana com média $T_{média}$ e desvio padrão σ :

$$dEM_{gadem} = \frac{1}{\sigma\sqrt{2\pi}} e^{-\frac{(T-T_{média})^2}{2\sigma^2}} dT. \quad (3.20)$$

Os parâmetros do modelo são os mesmos do modelo `mekal`, com a adição do parâmetro σ e com a temperatura $T_{média}$ substituindo a temperatura T .

Gaussian

Esse modelo descreve uma linha com perfil gaussiano dado por:

$$A(E) = K \frac{1}{\sigma\sqrt{2\pi}} e^{-\frac{(E-E_l)^2}{2\sigma^2}}, \quad (3.21)$$

onde E_l é a energia do centroide da linha, σ é a sua dispersão e K é uma constante de normalização dada em fótons/cm²/s – e que portanto representa o fluxo na linha.

A investigação espectral foi realizada a partir de modelos simples e aumentando em complexidade (quantidade de componentes) quando necessário, visando a minimização do número de parâmetros livres. As escolhas dos modelos e justificativas para tal são apresentadas durante a descrição da análise de dados na Seção 4.1. Em casos de impossibilidade de determinação da incerteza de um determinado parâmetro, o parâmetro foi *congelado* durante o ajuste utilizando um valor considerado razoável ou um valor estimado por outro modelo (justificado, quando for o caso). A impossibilidade na determinação pode acontecer por falta de convergência do modelo espectral ou pelo fato do valor ter alcançado valores fisicamente insustentáveis, como é o caso quando ocorre saturação em extremos possíveis para o parâmetro do modelo.

Neste trabalho utilizamos unidades de energia associada à temperatura, de medida de absorção fotoelétrica e de abundância química média de acordo com algumas convenções já estabelecidas na literatura. Temperaturas são expressas no equivalente em energia (keV) dado por kT , onde k é a constante de *Boltzmann*, tal que $kT = 1$ keV equivale a $T \approx 1,16 \times 10^7$ Kelvin. Medidas de absorção fotoelétrica dos raios X são expressas em termos do equivalente em densidade de coluna de hidrogênio (N_H) em unidades de cm⁻². Esse valor é calculado a partir de uma estimativa da seção de choque efetiva (σ_{ef}), em relação ao hidrogênio, a partir das tabelas de seções de choque (σ) e abundância química

utilizadas pelo modelo. Essa seção de choque efetiva é dada por:

$$\sigma_{ef}(E) = \sum_Z \sigma_Z(E) \frac{n_Z}{n_H}, \quad (3.22)$$

sendo que n_H é a densidade volumétrica de hidrogênio e portanto n_Z/n_H é a abundância do elemento Z em relação ao hidrogênio, e $\sigma_Z(E)$ a seção de choque para absorção fotoelétrica de um fóton com energia E por um átomo do elemento Z . Abundâncias químicas são dadas como múltiplos/submúltiplos dos valores solares tendo como base a tabela de abundância utilizada pelo modelo.

3.4.2 Xronos

O pacote **Xronos** possui diversas ferramentas para análises temporais. Apesar de ter sido desenvolvido a partir de rotinas escritas para missões de observatórios de raios X, a maior parte das ferramentas são aplicáveis a análises gerais de séries temporais também em outras regiões espectrais. A seguir são descritas as principais sub-rotinas utilizadas neste trabalho. As demais sub-rotinas e implementações podem ser consultadas no manual da ferramenta (Padgett, 2009).

Powspec

A rotina **Powspec** produz o periodograma de uma série temporal que pode ser calculado com um algoritmo de transformada de *Fourier* comum (FT) ou rápida (FFT)¹². Essa ferramenta pode ser aplicada em curvas de luz agrupadas ou diretamente em listas de eventos, que são agrupados durante sua execução (Subseção 2.1.3). As incertezas do periodograma são calculadas propagando-se as incertezas de cada intervalo (*bin*) da série temporal.

Existem diferentes opções, listadas a seguir, para a normalização do periodograma obtido:

- a) Caso 1: o periodograma é dividido pelo número de dados (número de *bins*).
- b) Caso 2 (padrão): o periodograma é normalizado de forma que o nível do ruído estimado através das incertezas corresponda a uma potência de valor 2.
- c) Caso 3: o periodograma é normalizado de forma que sua integral seja equivalente ao quadrado da amplitude fracionária do valor quadrático médio (RMS - *root mean square*). Ou seja, o periodograma é dado em unidades de $(\text{RMS})^2/\text{Hz}$. O nível de ruído estimado deve ser subtraído do sinal original para obter o valor RMS da série.

¹² O algoritmo FT executa $2 \times N^2$ operações computacionais enquanto o algoritmo FFT executa $2 \times N \times \log_2(N)$, onde N é o número de pontos do sinal discreto sendo analisado.

- d) Caso 4: como no caso 2, mas o nível de ruído estimado é subtraído.
- e) Caso 5: como no caso 3, mas o nível de ruído estimado é subtraído.

Crosscorr

Essa rotina calcula a correlação cruzada entre duas séries temporais simultâneas $f(t)$ e $g(t)$, também conhecida como relação cruzada e produto interno deslizante (*sliding dot product*). A função de correlação, que é uma medida do grau de simultaneidade das séries, é definida como:

$$(f \star g)(\tau) \equiv \int_{-\infty}^{\infty} f^*(t) \cdot g(t + \tau) dt, \quad (3.23)$$

onde τ é o atraso temporal entre as duas funções e $f^*(t)$ é o complexo conjugado da função $f(t)$. A expressão para o caso discreto é:

$$(f \star g)(n) \equiv \frac{1}{M} \sum_{m=0}^M f^*(m) \cdot g(m + n). \quad (3.24)$$

A rotina `crosscorr` pode calcular a correlação utilizando os algoritmos FT ou FFT. No primeiro caso, a incerteza associada a cada intervalo temporal (*bin*) é propagada utilizando a definição da correlação. No caso da transformada rápida a incerteza não é calculada, a menos que as séries sejam divididas em diferentes partes – situação na qual a incerteza é estimada como o desvio padrão, em relação a média, dos valores obtidos em cada *bin* entre os valores resultantes da aplicação da função de correlação.

A função de correlação cruzada pode ser normalizada por escolha do usuário com as seguintes opções:

- a) Caso 1: a correlação cruzada é dividida pela raiz quadrada do produto entre os números de *bins* de cada série.
- b) Caso 2 (padrão): como no caso 1, e também dividida pela raiz quadrada do produto entre as variâncias de cada *bin* para cada série. Como a variância dos valores também incorpora a variância devido aos possíveis ruídos do sinal, a função de correlação cruzada é sempre subestimada.
- c) Caso 3: como no caso 1, e também dividida pela raiz quadrada do produto entre os excessos de variância de cada *bin* para cada série. Pode haver problemas quando, por variações estatísticas, o excesso de variância de um intervalo é negativo. Para evitar normalização negativa a rotina `crosscorr` adota, para os *bins* negativos, uma normalização igual a 1.
- d) Caso 4: a correlação cruzada é dividida pela raiz quadrada do produto entre a média dos excessos de variância de cada série. A rotina `crosscorr` adota uma

normalização igual a 1 se o excesso de variância é menor que zero em qualquer uma das séries.

Outras rotinas

- a) `lcmath`: calcula a soma ou diferença entre duas séries temporais simultâneas, “*bin-a-bin*”, e as incertezas associadas a cada *bin* resultante. Foi utilizada neste trabalho para combinar as curvas de luz obtidas das câmeras EPIC do satélite XMM.
- b) `lcurve`: gera figuras de uma a quatro curvas de luz simultâneas, calcula a soma e razão entre duas curvas de luz e pode gerar figuras com combinações dos valores de razão e soma das intensidades entre elas.
- c) `lcstats`: faz uma análise estatística de uma série temporal. Calcula as seguintes propriedades: tamanho do *bin*; tempo total da série; média; desvio padrão; valores mínimo e máximo; variância e o erro gaussiano associado; variância esperada para uma fonte constante e o erro gaussiano associado, derivada a partir das incertezas da série; terceiro momento da distribuição; desvio absoluto; *skewness*; *kurtosis*; amplitude fracionária do valor quadrático médio (*RMS fractional variation*); χ^2 e número de graus de liberdade; probabilidade de ser uma fonte constante, associada ao valor de χ^2 ; probabilidade de ser uma fonte constante segundo um teste Kolmogorov-Smirnov (esse teste não é recomendado na maioria dos casos, segundo o manual da ferramenta; Padgett, 2009).

3.5 Python

A linguagem de programação `Python` foi utilizada para a elaboração de roteiros (*scripts*) e desenvolvimento de ferramentas específicas, como o periodograma Z_n^2 e uma tarefa de cálculos de correlação cruzada (ver Seção 3.6). `Python` é uma linguagem de programação interpretada, interativa e orientada à objetos, de alto nível. A linguagem torna possível o desenvolvimento de ferramentas complexas com uma sintaxe relativamente simples e é de fácil instalação. Além disso, `Python` é compatível com bibliotecas (conjunto de rotinas) em linguagem `C` ou `C++`, e permite conversão e interpretação de rotinas em linguagem `Fortran`.

Neste trabalho foram utilizadas várias bibliotecas e ferramentas em `Python` disponibilizadas publicamente:

- a) `Numpy` (Walt, Colbert & Varoquaux, 2011): é uma biblioteca que permite a operação de vetores, matrizes e outros conjuntos de dados multidimensionais. Essa biblioteca possui, por exemplo, rotinas otimizadas para ordenação de ve-

tores, inversão de matrizes, geração de números aleatórios, operações básicas de estatística e seleção de dados utilizando operações lógicas.

- b) `Matplotlib` (Hunter, 2007): é uma biblioteca para construção de gráficos 2D e 3D. Todos os gráficos apresentados originalmente neste trabalho foram construídos com o uso dessa biblioteca.
- c) `IPython` (Perez & Granger, 2007): é uma interface interativa para a linguagem `Python` que facilita diversas tarefas de análise de dados, como a visualização de gráficos e alteração de parâmetros simultaneamente.
 - `IPythonNotebook`: é um ambiente local do `IPython` acessado através de um navegador de internet, que permite a elaboração de documentos que podem conter textos, equações, gráficos e códigos de programação. Cada *notebook* é dividido em células que podem ser executadas de forma independente, permitindo a realização de análises de dados de forma interativa e documentada, passível portanto de revisão e reutilização sempre que necessário. Esses *notebooks* são armazenados em arquivos de texto codificados e podem ser visualizados *online*¹³ ou convertidos para outros formatos como PDF e HTML.
- d) `Pprocess` (Boddie, 2014): é uma biblioteca que permite uma implementação básica de programação paralela em `Python` tornando possível a execução simultânea de funções independentes em diferentes núcleos de processamento do computador. O seu uso foi relevante neste trabalho para minimizar o tempo de realização de cálculos na aplicação de periodogramas.
- e) `Astropy` (Astropy Collaboration et al., 2013): é um exemplo bem sucedido de projeto mantido através de contribuições da comunidade astronômica na forma de rotinas em `Python` para abordar problemas comuns em pesquisas em Astronomia. Entre as funcionalidades dessa biblioteca encontram-se a manipulação de arquivos no formato FITS, a conversão de unidades e sistemas de referência, e até mecanismos de busca em observatório virtuais.
- f) `SciPy` (Jones et al., 2001): é uma biblioteca voltada especialmente para manipulação e visualização de dados. As ferramentas dessa biblioteca possuem aplicações nas mais diversas áreas científicas. O periodograma clássico descrito na Seção 3.3 é implementado nessa biblioteca através da função `periodogram()`. `SciPy` também possui uma função, `correlate()`, utilizada para o cálculo de correlação cruzada como descrito na Seção 3.4.2. Os detalhes dessas funções podem ser consultados na documentação da ferramenta¹⁴.

¹³ Através do endereço <<http://nbviewer.ipython.org/>>.

¹⁴ Disponível em <<http://docs.scipy.org/doc/scipy-0.14.0/reference/>>.

3.6 Ferramentas desenvolvidas

Foram elaborados vários *scripts* em `Python` para auxiliar na obtenção de resultados científicos neste trabalho, em geral utilizando as bibliotecas descritas na Seção 3.5. Dois deles merecem destaque e são descritos a seguir.

Implementação do periodograma Z_n^2

O periodograma Z_n^2 (Seção 3.3) foi implementado em `Python`. O *software* recebe como entrada um arquivo de eventos, os limites do intervalo de frequências que serão investigadas (f_{min} e f_{max}) e o tamanho do “passo” em frequência (δf). A ferramenta retorna como resultado os valores de Z_n^2 : cada frequência analisada tem um valor de “potência” Z_n^2 que resulta da análise dos momentos de chegada de todos os fótons (detecção dos eventos). Foi utilizado um algoritmo de paralelização com a biblioteca *pprocess* para permitir o uso simultâneo de vários núcleos de processamento (*cores*) disponíveis no computador de trabalho na execução do periodograma Z_n^2 , de modo a minimizar o tempo de processamento computacional.

Cálculo de correlação cruzada com estimativa de incertezas

O método de correlação cruzada foi aplicado neste trabalho com o objetivo de verificar, para cada um dos alvos investigados, se há simultaneidade no comportamento em raios X de regiões espectrais distintas. A correlação cruzada entre duas curvas de luz pode ser calculada com a função `correlate()` da biblioteca `SciPy` (Seção 3.5) e com a rotina `crosscorr` do pacote `HEASOFT` (Seção 3.4), mas essas ferramentas não estimam o valor de incerteza do atraso associado ao pico da função de correlação. Implementamos um algoritmo em `Python` que executa a correlação cruzada e realiza a estimativa da incerteza a partir de uma distribuição esperada de possíveis atrasos, construída a partir das funções de correlação entre diversas curvas de luz simuladas. O algoritmo é estruturado do seguinte modo:

- a) O algoritmo recebe duas curvas de luz (L1 e L2) como entrada, incluindo os valores de incertezas associados a cada *bin* correspondentes a um desvio de $1\text{-}\sigma$.
- b) Para cada *bin* de cada uma das curvas de luz é gerado aleatoriamente um novo valor pertencente a uma distribuição gaussiana de probabilidades com o mesmo valor médio e desvio padrão (σ) do valor original.
- c) O procedimento anterior é aplicado M vezes a todos os pontos de ambas as curvas de luz, com a geração de $2M$ curvas de luz simuladas (M baseadas na curva de luz L1 e M baseadas na curva de luz L2).
- d) A correlação cruzada é calculada entre as M curvas de luz simuladas baseadas em L1 (conjunto A) e as M curvas simuladas baseadas em L2 (conjunto B).

Os pares de entrada para a aplicação da correlação cruzada, realizada com a função `correlate` da biblioteca `SciPy` são formados pela primeira curva de luz do conjunto A com a primeira curva de luz do conjunto B, a segunda do conjunto A com a segunda do conjunto B, e assim sucessivamente, gerando M saídas.

- e) As posições de máximo dos M resultados da aplicação das funções de correlação – correspondentes ao atraso entre os pares de curvas de luz – são identificadas e armazenadas em uma variável computacional do tipo “vetor”.
- f) Uma distribuição é construída a partir dos atrasos armazenados. Essa distribuição é ajustada por uma função gaussiana e a largura da gaussiana é tomada como estimativa da incerteza associada ao atraso calculado pela correlação das curvas de luz originais L1 e L2.
- g) Caso a distribuição de atrasos gerada apresente múltiplos picos ou uma forma não-gaussiana, o usuário deve definir um intervalo de atrasos mais provável para o ajuste gaussiano.

4 Resultados

HD 161103 é o alvo principal deste trabalho. A sua investigação foi baseada em espectroscopia e fotometria em raios X realizadas em duas campanhas pelo satélite XMM (em 2004 e 2012), e em espectroscopia no óptico acumulada em quatro anos (de 2010 a 2013) com o instrumento *Coudé* acoplado ao telescópio de 1,6 m do OPD. Outras quatro estrelas do tipo γ Cas são investigadas no óptico com dados acumulados durante as mesmas campanhas de HD 161103.

A primeira campanha em raios X de HD 161103 foi realizada em 26 de fevereiro de 2004 e teve resultados reportados em LO06. A segunda campanha ocorreu em 8 de setembro de 2012 também a pedido de nosso grupo. Os resultados da revisitação do primeiro conjunto de dados e da investigação inédita do segundo, colocando-os no contexto de evolução temporal de características fotométricas e espectroscópicas em raios X, são apresentados a seguir. Na sequência são apresentados resultados de investigações no óptico de estrelas do tipo γ Cas localizadas no hemisfério sul celeste, que complementam a pesquisa com busca por sinais de binaridade e de estabilidade do disco circum-estelar.

A proposta da investigação de dados inéditos em raios X e no óptico, e revisitação de dados antigos em raios X, é identificar novos vínculos observacionais que contribuam para a elucidação do mistério acerca da origem da emissão peculiar em raios X observada em estrela do tipo γ Cassiopeiae. Detalhes das observações em raios X e no óptico aqui exploradas estão listados nas tabelas 2 e 3, respectivamente.

Tabela 2 – Observações em raios X com o satélite XMM-*Newton* exploradas neste trabalho.

Estrela	Identificação da observação	Data	Câmera(s)	Duração (ks)	GTI (% útil do tempo)
HD 161103	0201200101	26/02/2004	PN	16,099	39
			MOS1	17,578	93
			MOS2	17,585	96
HD 161103	0691760101	08/09/2012	PN	20,680	100
			MOS1	22,625	100
			MOS2	22,630	100

Nota: o investigador principal da observação de 2004 foi C. Motch e da observação de 2012 foi R. Lopes de Oliveira.

Tabela 3 – Observações no óptico com o espectrógrafo *Coudé*/OPD exploradas neste trabalho.

De 3.950 a 5.050 Å							
Estrela	01/06 2010	25/04 2011	13/05 2011	31/03 2012	02/06 2012	03/06 2012	02/07 2013
HD 161103	4×1200 s	...	2×900 s	...	4×900 s	...	3×600 s
HD 110432	4×900 s	2×900 s	3×900 s	3×900 s	...	5×120 s + 2×900 s	...
HD 119682	4×1200 s	1×900 s	2×900 s	4×900 s	...	2×900 s	...
HD 157832	5×900 s	2×180 s + 6×600 s	4×900 s
De 5.750 a 6.850 Å							
Estrela	31/05 2010	01/06 2010	01/04 2012	03/06 2012 ^c			
HD 161103	...	1×900 s	1×120 s + 3×300 s + 3×1200 s	1×120 s + 2×300 s + 2×900 s			
HD 110432	1×500 s + 1×600 s + 2×900 s	...	4×120 s + 4×900 s	3×100 s + 2×120 s + 1×900 s			
HD 119682	2×900 s	...	5×300 s	1×120 s + 2×300 s + 2×600 s			
HD 157832	2×300 s + 1×900 s	4×300 s			

Nota: a tabela mostra o tempo de exposição e o número de espectros obtidos para cada estrela em cada noite.

As observações listadas acima fizeram parte do projeto de longo prazo “*Monitoramento de estrelas do tipo gamma Cassiopeiae*” (OP2010A-LP10), proposto por R. Lopes de Oliveira.

^c Nessa noite foi utilizado o espelho terciário “C”; nas demais foi utilizado o espelho “A” (ver Seção 2.2).

4.1 HD 161103

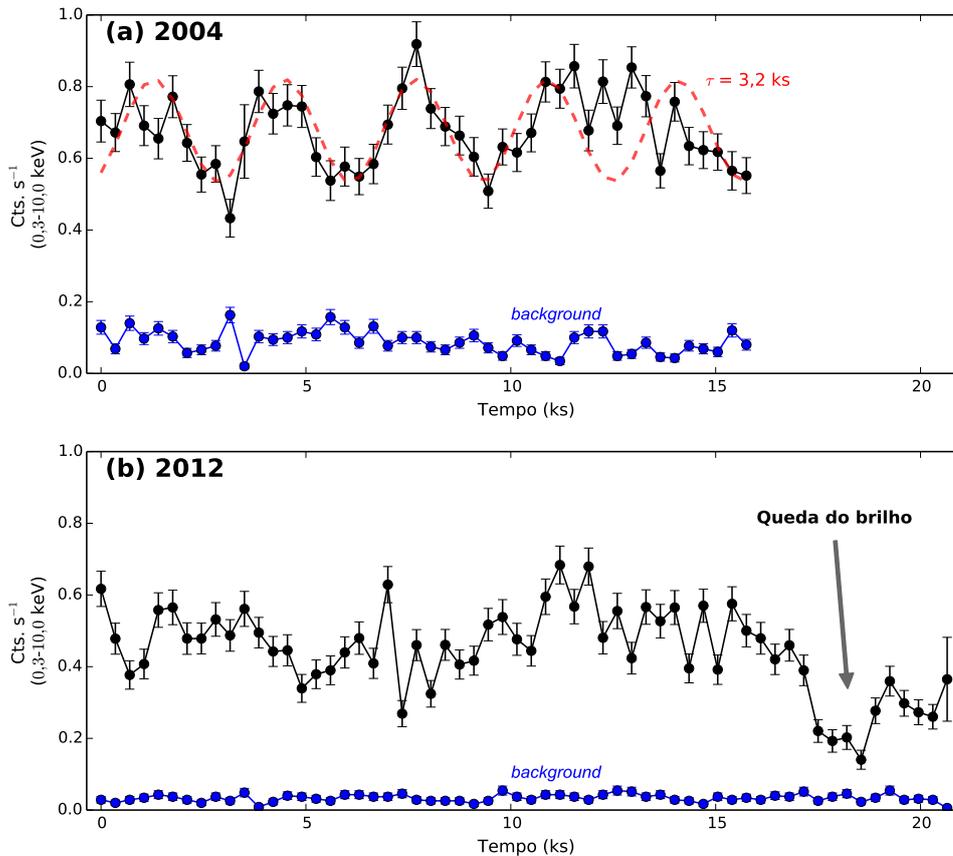
A primeira campanha de HD 161103 com o XMM em 2004 revelou uma modulação em sua curva de luz em raios X com recorrência em uma escala de tempo de aproximadamente 3,2 ks (LO06). O objetivo principal da segunda campanha com o mesmo satélite, em 2012, foi verificar se tal modulação é estável sob a hipótese de ser consequência da rotação de um objeto acretante. Ademais, a reobservação permite também uma análise de variabilidade de propriedades espectrais. Esses são os pilares da investigação de HD 161103 em raios X conduzida neste trabalho. Os dados obtidos em 2004 e explorados por LO06 foram reanalisados com as mesmas ferramentas e métodos utilizadas para a análise da nova observação, permitindo a comparação direta dos resultados obtidos.

4.1.1 Propriedades temporais

As curvas de luz de HD 161103 resultantes das duas campanhas como combinação dos respectivos dados das três câmeras EPIC em 0,3-10,0 keV podem ser visualizadas na Figura 23. A escala de tempo, nessa e nas demais figuras, é contada a partir do início de cada observação. Nela está representada uma senoide com período de 3,2 ks sobreposta à curva de luz da observação de 2004 para fins de comparação, evidenciando um modulação que é observada por três ciclos e finalmente perdida. Os dados dessa observação entre $\sim 3,5$ ks e 3,8 ks foram perdidos, provavelmente devido a problemas com a telemetria do satélite. A curva de luz construída via dados obtidos em 2012 não apresenta nenhuma modulação evidente, porém exibe uma queda abrupta de luminosidade ao final da observação, indicada na figura por uma seta. Ambas as observações mostram variações bruscas nas curvas de luz em curtos intervalos de tempo, esta é uma característica recorrente nas estrelas γ Cas.

Primeiramente quantificamos a escala de tempo da modulação em raios X de HD 161103 observada por LO06 nos dados XMM de 2004. Para isso foi utilizado um periodograma clássico via função `periodogram()` da biblioteca `SciPy` (ver Seção 3.5). A análise resultou em identificação positiva de uma oscilação de $3,2 \pm 0,6$ ks na curva de luz PN+MOS1+MOS2 de eventos com energias de 0,3 a 10,0 keV acumulados em intervalos (*bin*) de 350 s. Esse valor é consistente com a modulação de $3,245 \pm 0,350$ ks reportada por LO06. A incerteza foi estimada pela largura do perfil em potência associado ao pico no periodograma a uma altura correspondente à altura do pico subtraída do nível médio da potência em frequências adjacentes. A Figura 24 exibe o periodograma correspondente, normalizado de forma que a potência no eixo y corresponda a amplitude de uma senoide com dada frequência. A modulação é detectada em todas as faixas de energia investigadas (0,3-2,0 keV, 2,0-4,5 keV, 4,5-10,0 keV e 0,3-10,0 keV) considerando-se os dados das três câmeras EPIC, e também nas curvas de luz MOS1 e PN, individualmente. Porém a modulação não é detectada considerando-se somente os dados da câmera MOS2. Essa

Figura 23 – Curvas de luz de HD 161103 em 2004 e 2012.



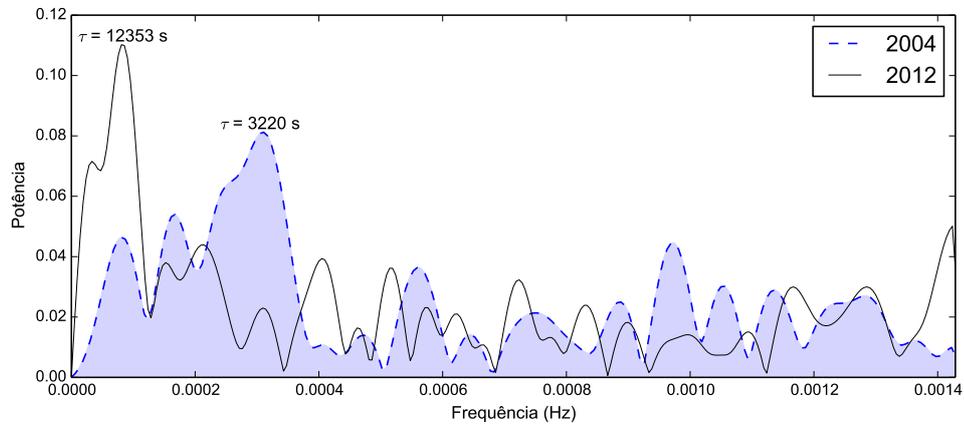
Nota: curvas de luz construídas com *bins* de 350 s na faixa de energia de 0,3 a 10,0 keV utilizando os dados das 3 câmeras EPIC/XMM. A curva tracejada no painel superior representa um sinal senoidal com período de 3,2 ks. A seta no painel inferior aponta a posição da queda abrupta de brilho mencionada no texto. As curvas de luz do *background* de ambos os casos são apresentadas em azul. O tempo é contado a partir do início de cada observação.

ausência pode ser explicada pelo baixo sinal/ruído dos dados obtidos por essa câmera (Figura 25).

A periodicidade em questão não é detectada nos dados XMM de 2012. Quando aplicado à curva de luz PN+MOS1+MOS2 em 0,3–10,0 keV com *bin* de 350 s construída com os dados de 2012, o periodograma clássico apresenta um único pico proeminente, e que está associado a um período $T = 12.353 \pm 2.300 \text{ s}$. Uma oscilação de tão baixa frequência não pode ser verificada na curva de luz devido a limitações impostas pela janela observacional ($\sim 20,6 \text{ ks}$) e portanto o pico é considerado espúrio (Figura 24). A ausência de periodicidade na observação de 2012 assim como a queda abrupta de brilho ao final da exposição são sustentadas pela investigação nas mesmas faixas de energia exploradas na observação de 2004, tanto no caso de análise das câmeras individualmente quanto em conjunto.

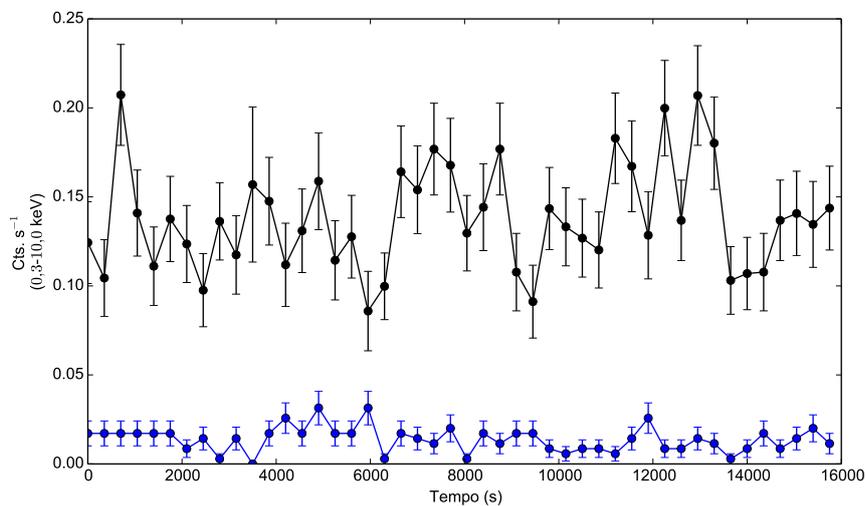
Dividindo-se “*bin a bin*” a intensidade das curvas de luz tomadas em duas faixas

Figura 24 – Periodogramas das curva de luz em raios X de HD 161103 com dados XMM obtidos em 2004 e 2012, respectivamente.



Nota: periodogramas construídos a partir das curvas de luz com *bins* de 350 s na faixa de energia de 0,3 a 10,0 keV, utilizando a soma das curvas de luz das 3 câmeras EPIC, normalizados de forma que a potência no eixo y corresponda a amplitude de uma senoide com dada frequência. A curva azul e preenchida representa os dados obtidos em 2004 e a curva preta e vazada representa os dados obtidos em 2012.

Figura 25 – Curva de luz de HD 161103 extraída da câmera MOS2 da observação de 2004.

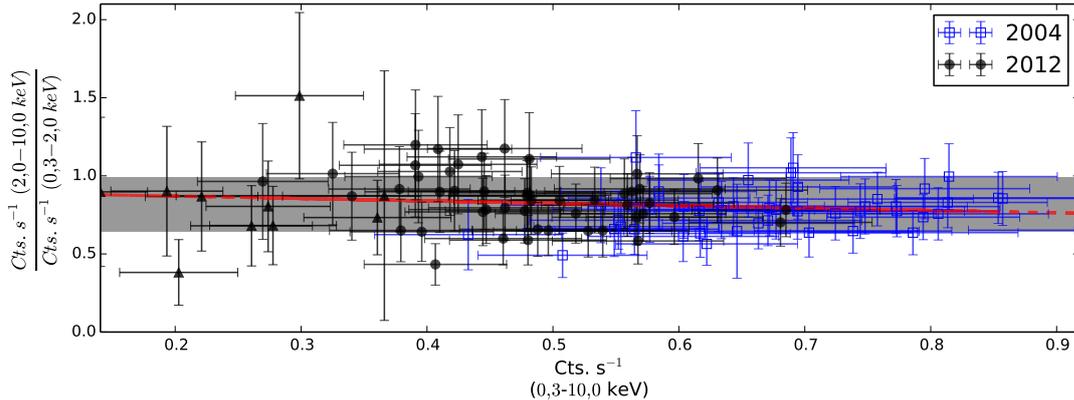


Nota: curva de luz construída com *bins* de 350 s na faixa de energia de 0,3 a 10,0 keV. Em azul é representada a contribuição do *background*.

de energia distintas obtemos uma medida da “dureza” da fonte. Utilizando a razão entre as curvas de luz nas faixas 0,3–2,0 keV e 2,0–10,0 keV, notamos que, embora a fonte seja fortemente variável em brilho, não há uma tendência de variação da “dureza” em função do brilho total da fonte em ambas as observações. Vale registrar que as incertezas decorrem da

consideração de ruído poissônico e como tais devem ser menores para condições de brilho maior da fonte – implicando em uma menor dispersão dos dados. Um ajuste linear resultou em um fator de correlação¹ $r = -0,14$ considerando os conjuntos de dados combinados, indicando que não existe correlação entre a dureza e o brilho da fonte (Figura 26).

Figura 26 – Comportamento da dureza espectral de HD 161103 em relação ao brilho total.



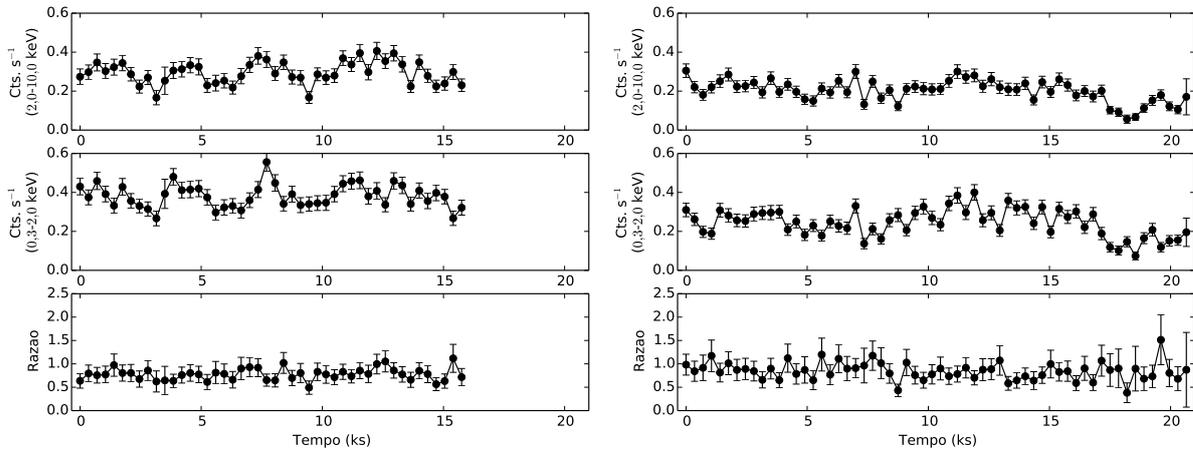
Nota: foram utilizadas as curvas de luz com *bins* de 350 s nas faixas de energia de 0,3 a 2,0 keV e de 2,0 a 10,0 keV. A região sombreada representa a dispersão de 1σ em relação a média. A linha vermelha representa o ajuste linear dos dados com inclinação $-0,15$. A dispersão dos dados no eixo y possuem uma média de 0,9 e fator de correlação $r = -0,14$. Os triângulos pretos são referentes aos *bins* da curva de luz durante a queda de brilho ao final da observação.

A dureza de HD 161103 varia pouco em função do tempo não mostrando nenhum tipo de comportamento óbvio de transição entre diferentes estados espectrais. A periodicidade encontrada na curva de luz obtida em 2004 não é evidente na curva de dureza, confirmando que a modulação em brilho ocorre em ambas as faixas de energia exploradas. Notadamente, a dureza de HD 161103 permanece relativamente constante mesmo durante a queda de brilho ao final da curva de luz obtida em 2012 (Figura 27).

Além da investigação em curvas de luz procuramos por periodicidades nas listas de eventos das observações XMM de 2004 e 2012. Para isso utilizamos o periodograma Z_n^2 com um passo em frequência de $\Delta f = 0,001/T_{obs}$, sendo T_{obs} o tempo total da observação. Essa escolha, que tem como ônus um consumo apreciável em tempo de processamento em computador, garante uma excelente amostragem em frequências em relação à largura esperada de qualquer pico no periodograma ($1/T_{obs}$). O periodograma foi aplicado às listas de eventos individuais de cada câmera e também em listas de eventos combinando as 3 câmeras EPIC das respectivas observações com o XMM. Foram investigadas as seguintes faixas de energia: 0,3–1,0 keV, 1,0–2,0 keV, 2,0–4,5 keV, 4,5–10,0 keV, 0,3–2,0 keV, 2,0–10,0 keV e 0,3–10,0 keV. A faixa de frequências investigada quando usados os dados

¹ Fatores de correlação iguais a +1, -1 e 0 indicam forte correlação positiva, forte correlação negativa e falta de correlação, respectivamente.

Figura 27 – Comportamento do brilho e da dureza espectral de HD 161103 com o tempo.

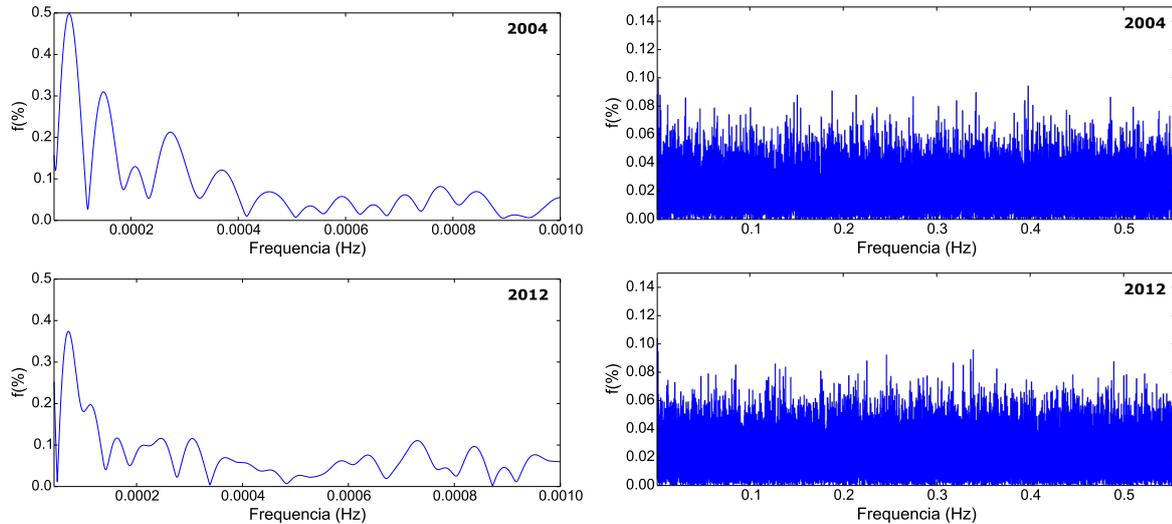


Nota: curvas construídas a partir das curvas de luz com *bins* de 350 s nas faixas de energia de 0,3–2,0 keV e 2,0–10,0 keV. Painel esquerdo: observação em 2004. Painel direito: observação em 2012. O eixo y dos subpainéis inferiores se refere a razão entre as curvas de luz apresentadas das duas bandas de energia.

de cada câmera separadamente se estendeu até a frequência de Nyquist (Seção 3.3), equivalente a $f_{max} = 10,4$ Hz para a câmera PN e $f_{max} = 0,5$ Hz para as câmeras MOS1 e 2 nos modos de operação utilizados (Seção 2.1.3). Para o caso de investigação combinando os dados das três câmeras, a frequência máxima utilizada foi a referente a das câmeras MOS. Em nenhum dos casos foi detectada pulsação coerente com frequência superior a 0,001 Hz e “fração pulsada” (medida da amplitude da modulação) superior a 15% para os dados da câmera PN e 10% para os dados combinados das três câmeras EPIC. Abaixo de 0,001 Hz o periodograma Z_n^2 apresenta picos de baixa frequência associados a janela de observação. A Figura 28 apresenta resultados da investigação para o caso em que foram considerados simultaneamente os dados das três câmeras EPIC.

Uma análise visual das curvas de luz indica simultaneidade no comportamento de HD 161103 nas bandas de energia “mole” e “dura”, sugerindo que as características espectrais observadas considerando bandas largas não são alteradas de modo significativo. Essa característica é um forte indício de causalidade entre processos físicos distintos, gerando fótons em regiões espectrais distintas, ou processos em um sítio “único”, gerando fótons com todas as energias observadas. Por outro lado, é possível haver relação causal sem haver simultaneidade, como pode ser o caso de aquecimento em uma grande região seguido de resfriamento inicial de regiões mais externas. Essa condição poderia resultar em um atraso da emissão em banda “mole” em relação a da banda “dura”. A fim de quantificar eventuais atrasos que podem ser mensurados com os dados disponíveis, entre as emissões em raios X “moles” e “duros”, aplicamos a função de correlação cruzada entre curvas de luz representativas de faixas espectrais distintas. A ferramenta foi implementada

Figura 28 – Periodogramas Z_n^2 de HD 161103 em unidades de fração pulsada.



Nota: os painéis superiores representam a observação realizada em 2004 e; os painéis inferiores a observação realizada em 2012. Periodogramas construídos a partir de eventos detectados pelas três câmeras EPIC na faixa de energia de 0,3 a 10,0 keV.

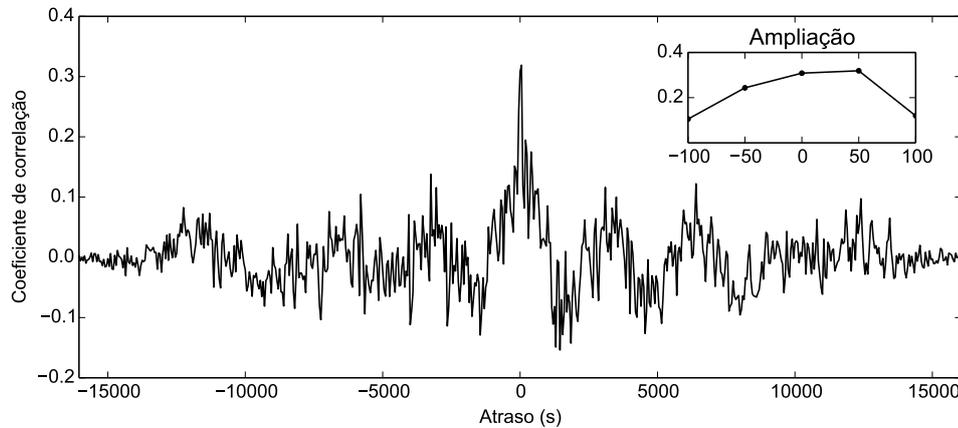
em linguagem Python, como descrito na Seção 3.6.

Em um compromisso entre maximizar a razão S/N e minimizar o agrupamento temporal dos dados, utilizamos curvas de luz construídas associando dados em intervalos de 50 s e nas faixas de energia 0,3–2,0 keV e 2,0–10,0 keV (chamadas de curva 1 e curva 2 daqui em diante, respectivamente, e já apresentadas na Figura 27). As curvas de luz foram construídas com os dados PN, MOS1 e MOS2 acumulados durante toda a observação, e em intervalos de tempo comuns a todas (observações simultâneas). A análise foi iniciada pelos dados obtidos em 2004, que contém a modulação em 3,2 ks. O resultado da aplicação da correlação cruzada é apresentado na Figura 29 na qual nota-se um valor máximo correspondente a um atraso de 50 s da curva 2 em relação a curva 1. Nessa figura também é apresentada uma ampliação da figura original. É importante notar que apesar do valor máximo da correlação corresponder a um atraso de 50 s, o perfil do pico é compatível com uma situação sem atraso entre as curvas de luz. A análise a seguir refina essa medida.

Foram geradas 20.000 curvas de luz simuladas para estimar a incerteza associada a posição do pico da correlação: 10.000 a partir da curva 1 e 10.000 a partir da curva 2. Essas curvas de luz simuladas foram criadas seguindo uma distribuição normal de probabilidades com média equivalente ao valor observado em cada *bin* das curvas originais e desvio padrão igual a incerteza associada a esses valores². A Figura 30 ilustra a distribuição de valores simulados para um dado *bin* de uma das curvas de luz originais, no topo, sem perda de

² As incertezas na taxa de contagens em raios X são estimadas assumindo um comportamento poissônico do valor medido. Porém a incerteza poissônica se aproxima de 1σ da distribuição normal mesmo com poucas medidas independentes ($\gtrsim 15$), como é nosso caso.

Figura 29 – Correlação cruzada entre as curvas de luz de HD 161103 nas faixas 0,3–2,0 keV e 2,0–10,0 keV, com dados EPIC/XMM obtidos em 2004.



Nota: o painel interno mostra uma ampliação do gráfico na região do máximo da função de correlação.

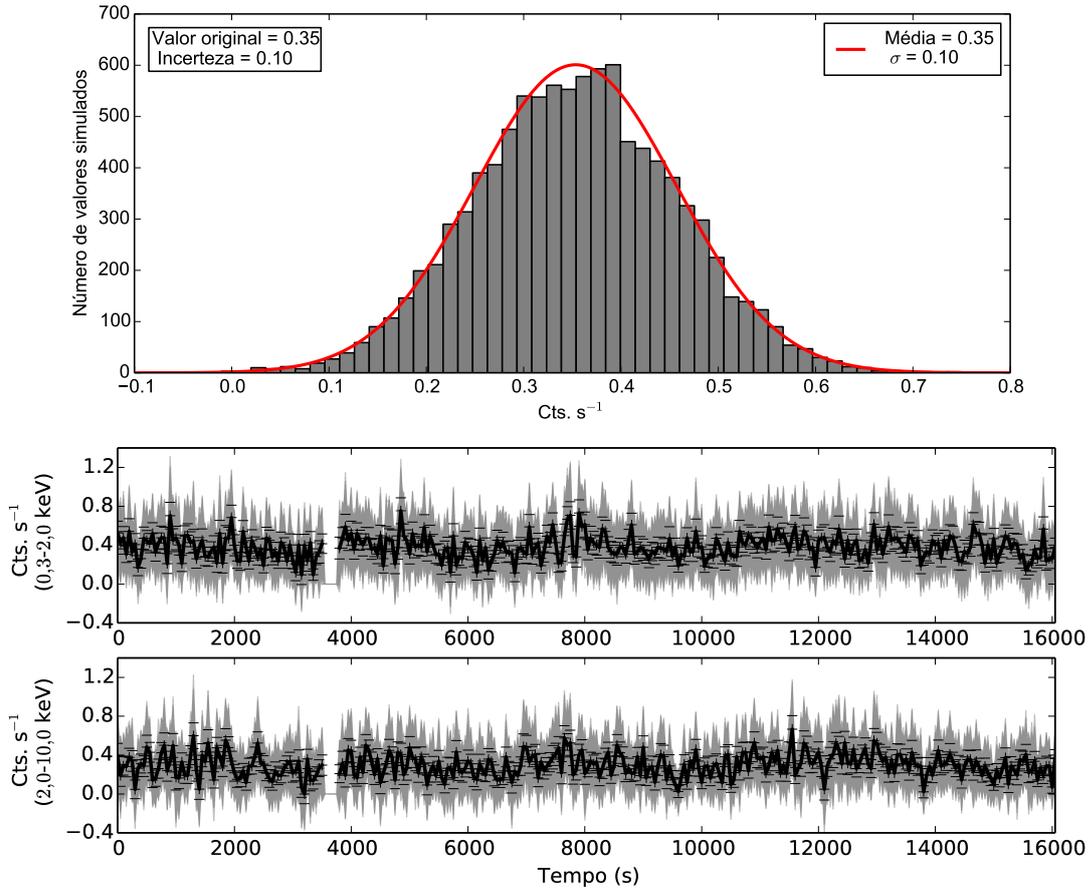
generalidade pela escolha, e a dispersão das curvas de luz simuladas (em cinza) em relação as curvas de luz originais (em preto), nos painéis inferiores.

Calculamos a correlação cruzada entre pares de curvas simuladas associando sequencialmente uma curva de luz do primeiro conjunto de curvas gerado a partir da curva 1 com uma do conjunto de curvas gerado da curva 2 que ainda não tenha sido explorada, e assim sucessivamente até completar o processo com todas as curvas de luz. Construímos uma distribuição de possíveis atrasos considerando o máximo do valor de cada uma das 10.000 correlações decorrentes das análises dos pares de curvas (Figura 31). O conjunto de valores foi ajustado por uma distribuição normal a fim de obter o centroide e o desvio padrão das medidas.

Da Figura 31 podemos notar que o atraso mais provável reside próximo ao valor zero, e por isso consideramos um ajuste da gaussiana restrito aos limites de atraso correspondentes ao intervalo $[-100\text{ s}, +100\text{ s}]$. Essa análise resultou em um valor médio de atraso de $18,39 \pm 34,38\text{ s}$, com incerteza dada em 1σ . Com base nesses limites de incerteza e na correlação cruzada das curvas de luz, concluímos que os valores obtidos são consistentes com a condição de não haver atraso entre as curvas de luz consideradas para a observação de 2004, limitado a $\sim 50\text{ s}$. Ressaltamos que é uma definição de limite superior imposta pelo S/N disponível nos dados investigados, mas que é relevante para o cenário das estrelas $\gamma\text{ Cas}$, como será discutido na Seção 5.1.

A função de correlação das curvas referentes aos dados da observação de 2012 é apresentada na Figura 32. O pico dessa função ocorre na posição zero, indicando que não há atraso entre as curvas 1 e 2. O tratamento seguiu os mesmos procedimentos apresentados acima para o caso da observação de 2004. A distribuição dos valores encontrados a

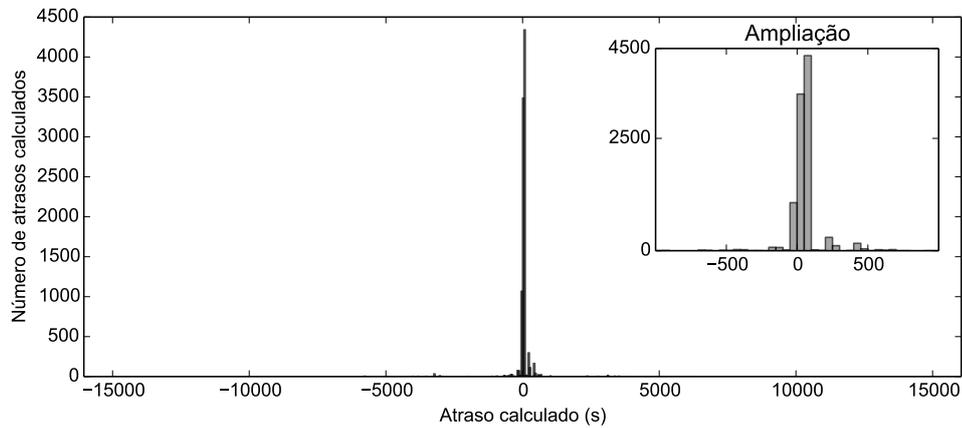
Figura 30 – Distribuição normal das curvas de luz simuladas.



Nota: o painel superior exibe a distribuição dos valores simulados para um dado *bin* da curva original; o valor original e sua incerteza são exibidos no canto superior esquerdo do painel; a linha vermelha representa o ajuste da distribuição por uma função gaussiana, cujos parâmetros são exibidos no canto superior direito do painel. Os painéis inferiores ilustram a dispersão das 10.000 curvas simuladas (curvas cinzas) em relação as curvas originais (em preto) em diferentes faixas espectrais conforme indicação no eixo das contagens. Nesta imagem fica evidente os dados perdidos por problemas de telemetria entre $\sim 3,5$ ks e $3,8$ ks.

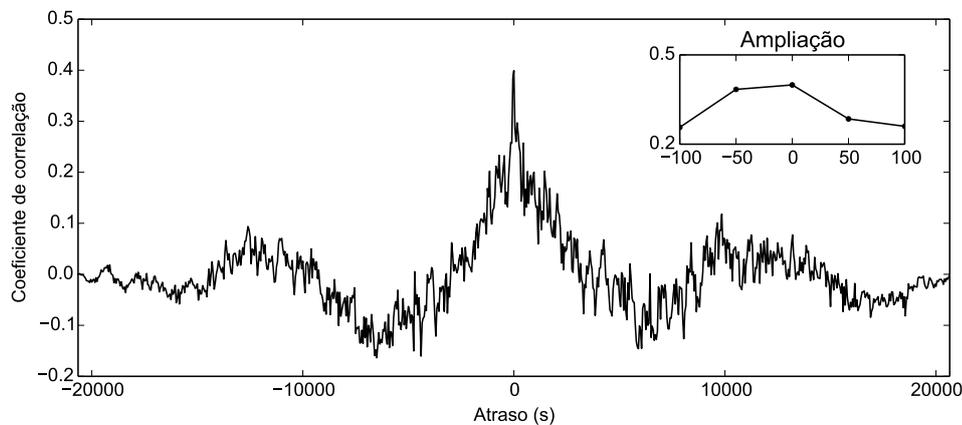
partir das simulações são apresentados na Figura 33, cujo ajuste com distribuição normal limitado ao intervalo $[-100\text{ s}, +100\text{ s}]$ resultou em $19,29 \pm 26,57\text{ s}$. Ou seja, o resultado é novamente consistente com a situação de não haver atraso entre o comportamento de variação de brilho visto em raios X “moles” quando comparados ao de raios X “duros”, limitando-o a um limite superior de $\sim 45\text{ s}$.

Figura 31 – Distribuição de possíveis atrasos construída a partir de 10.000 simulações da correlação entre curvas de luz em 0,3–2,0 keV e 2,0–10,0 keV obtidas em 2004.



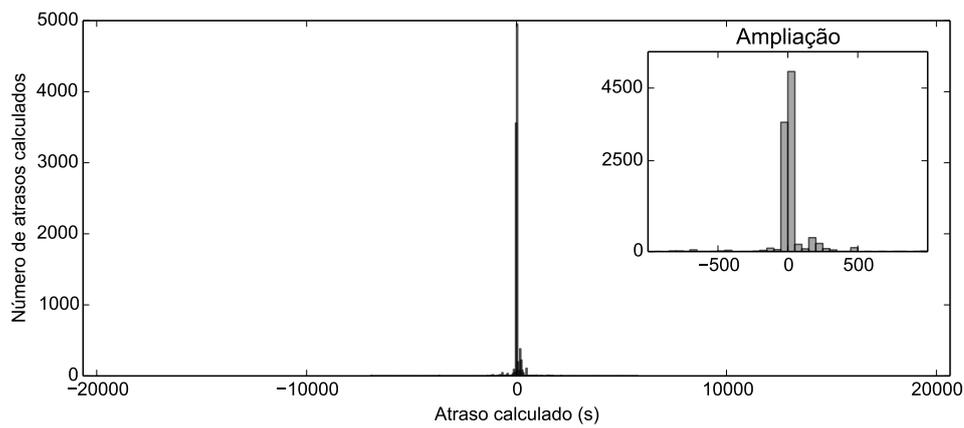
Nota: o histograma representa a distribuição de valores do atraso associado a cada uma das 10.000 correlações entre as curvas de luz simuladas. Para a construção do histograma foi adotado um *bin* de 50s correspondente a *binagem* das curvas de luz originais. O painel interno mostra uma ampliação do gráfico no intervalo $[-1.000\text{ s}, +1.000\text{ s}]$.

Figura 32 – Correlação cruzada entre as curvas de luz de HD 161103 nas faixas 0,3–2,0 keV e 2,0–10,0 keV, com dados EPIC/XMM obtidos em 2012.



Nota: o painel interno mostra uma ampliação do gráfico na região do máximo da função de correlação.

Figura 33 – Distribuição de possíveis atrasos construída a partir de 10.000 simulações da correlação entre curvas de luz em 0,3–2,0 keV e 2,0–10,0 keV obtidas em 2012.



Nota: o histograma representa a distribuição de valores do atraso associado a cada uma das 10.000 correlações entre as curvas de luz simuladas. Para a construção do histograma foi adotado um *bin* de 50s correspondente a *binagem* das curvas de luz originais. O painel interno mostra uma ampliação do gráfico no intervalo $[-1.000\text{ s}, +1.000\text{ s}]$.

4.1.2 Propriedades espectrais em 2004

Parte da observação de HD 161103 realizada com o XMM em 2004 ocorreu durante momentos de contaminação de fundo pronunciada que comprometeram $\sim 61\%$ do tempo de exposição da câmera PN, $\sim 7\%$ da câmera MOS1 e $\sim 4\%$ da câmera MOS2. Os dados associados a tais momentos foram excluídos durante a execução do procedimento de extração dos espectros (Seção 3.1), de modo a minimizar degradação e garantir que a análise espectral seja representativa de processos físicos da fonte. Em princípio os espectros das câmeras EPIC podem ser analisados de 0,12 a 12,0 keV, porém nos extremos dessa faixa o fluxo da contribuição do *background* passa a dominar em relação ao fluxo da fonte. Nossa análise espectral foi restrita à faixa de energia 0,3–10,0 keV onde o fluxo da fonte é dominante perante o *background*. Para os ajustes espectrais, os canais de energia foram agrupados de modo que cada *bin* do espectro contenha pelo menos 25 contagens. Esse agrupamento é importante para garantir que as incertezas associadas aos *bins* tenham caráter gaussiano. Os espectros RGS de alta resolução não possuem sinal suficiente para permitir análise espectral, devido ao brilho em raios X relativamente baixo da fonte combinado com o tempo de exposição limitado.

Os espectros EPIC de HD 161103 em raios X apresentam um contínuo expressivo com contribuição até o limite superior de energias investigadas (10,0 keV), no qual são claramente notadas estruturas em emissão na região onde se espera encontrar o complexo Fe K α – que pode conter linhas de recombinação do Fe XXV (6,7 keV) e Fe XXVI (6,97 keV) e a linha de fluorescência³ Fe K α (6,4 keV). A natureza térmica da emissão em raios X, como apresentada a seguir, implica na existência de outras linhas espectrais (estreitas), mas a resolução espectral oferecida pelas câmeras EPIC não é suficiente para registrá-las.

Como ponto de partida, sustentado pela presença de linhas ionizadas do complexo Fe K α na região espectral ao redor de 7,0 keV que indica que há, pelo menos parcialmente, um fenômeno térmico, buscamos ajustar modelos que consideram emissão proveniente de plasmas quentes e opticamente finos. Utilizamos como modelo de base o modelo `mekal` de emissão térmica com linhas em emissão e o modelo `phabs` para levar em conta a absorção fotoelétrica sofrida pelos fótons em raios X (Subseção 3.4.1). A descrição do espectro observado em 2004 com um modelo contendo apenas uma componente térmica (modelo M1) apresenta um excesso de resíduos na região 0,3–1,0 keV, superestimando os dados entre 0,3 e 0,7 keV e subestimando aqueles entre 0,7 e 1,0 keV. O ajuste resulta em $kT = 7,31_{-0,81}^{+1,01}$ keV, $N_H = 0,29_{-0,02}^{+0,02} \times 10^{22}$ cm⁻² e abundância química média de $0,90_{-0,25}^{+0,27}$ do valor solar, com $\chi^2_\nu = 1,12$.

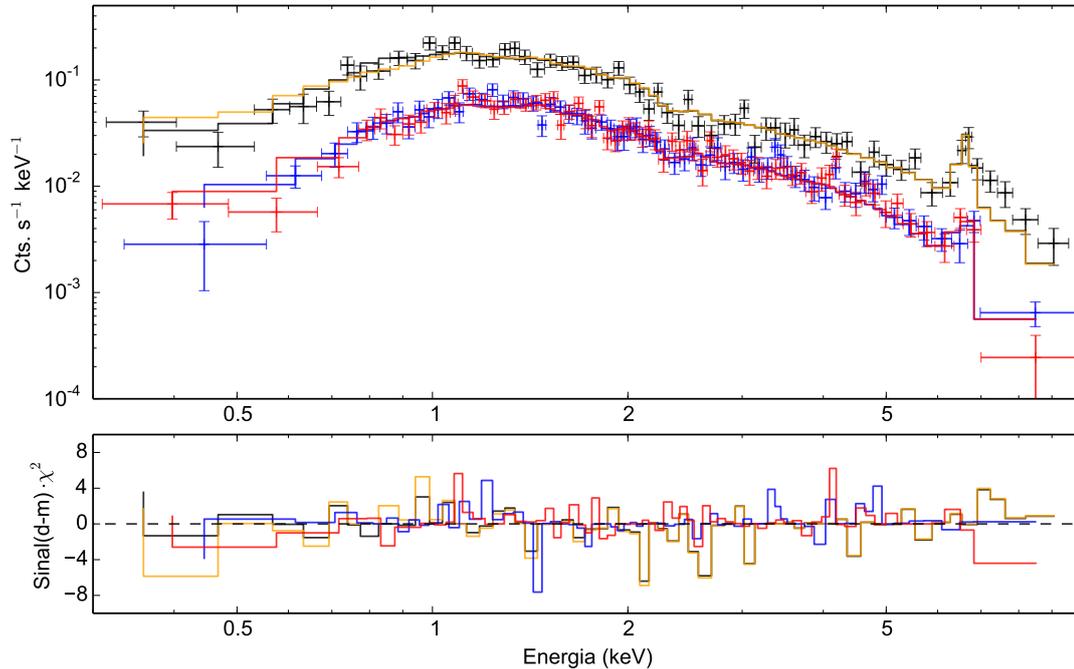
³ Fluorescência ocorre quando um elétron é retirado das camadas internas de um átomo devido a interação com um fóton (ou outra partícula) de alta energia. Em seguida, um elétron de uma camada externa do átomo pode ocupar o nível agora vago nas camadas internas emitindo um fóton.

A inclusão de uma segunda componente térmica sujeita à mesma componente de absorção fotoelétrica da componente térmica inicial, modelo M2, resulta em $\chi^2_\nu = 1,02$ e elimina o padrão observado nos resíduos na região 0,3–1,0 keV (Figura 34). A melhoria na descrição do contínuo justifica a escolha do modelo M2 em detrimento do modelo M1 e a aplicação do *Teste F* resulta em uma probabilidade de apenas $1,1 \times 10^{-4}$ de que a melhoria no ajuste seja devido ao acaso – porém, deve-se manter em mente que o *Teste F* pode apresentar resultados imprevisíveis em relação a presença de componentes aditivas no modelo quando os valores se encontram no limite do espaço de parâmetros (Protassov et al., 2002). Nesse caso foram obtidos $kT_1 = 7,41^{+1,19}_{-0,90}$ keV, $kT_2 = 0,65^{+0,42}_{-0,14}$ keV, $N_H = 0,36^{+0,05}_{-0,05} \times 10^{22}$ cm⁻² e abundância química da componente “quente” de $0,93^{+0,28}_{-0,25}$ em unidades da abundância solar. O fluxo intrínseco⁴ calculado para a componente “fria” do modelo M2 corresponde apenas a 5% do fluxo total entre 0,2 e 12,0 keV, calculado com o modelo `cflux` do `Xspec`, e 15% do fluxo total na faixa 0,2–2,0 keV. Devido a pouca contribuição ao fluxo total e à resolução espectral das câmeras, que não permite delimitar as linhas estreitas esperadas, os parâmetros temperatura e abundância química da componente térmica de menor temperatura, que possuem naturalmente certo grau de degenerescência, apresentam limitações severas para determinação de seus valores de forma unívoca. Uma investigação do espaço de parâmetros do ajuste utilizando o comando `steppar` do aplicativo `Xspec` mostra que valores de abundância entre 0,3 e 1,5 do valor solar não influenciam a estatística (χ^2) do ajuste. Em outras palavras, não há ponto de convergência e o ajuste é insensível a variações nos valores de abundância dentro daquela faixa. Por isso, e portanto sem influenciar nos demais valores obtidos, a abundância da componente “fria” foi fixada ao valor solar (parâmetro `Abund.` = 1). A Figura 34 exhibe os espectros EPIC da observação em questão e a curva de ajuste com o modelo M2.

O ajuste com um modelo no qual duas componentes térmicas são afetadas por componentes de absorção distintas (modelo M3), representando, por exemplo, um cenário onde os dois plasmas se encontram em regiões distintas, resulta em $\chi^2_\nu = 0,94$. Nesse caso os dados são descritos por uma componente térmica com $kT = 9,10^{+2,30}_{-1,51}$ keV e abundância média de $0,97^{+0,35}_{-0,30}$ do valor solar sujeita a uma absorção fotoelétrica de $N_H = 0,37^{+0,08}_{-0,05} \times 10^{22}$ cm⁻², e uma componente térmica com $kT = 0,22^{+0,11}_{-0,04}$ keV com abundância igual a solar (parâmetro fixo devido ao mesmo argumento apresentado para o modelo M2) sujeita a uma absorção de $N_H = 1,20^{+0,22}_{-0,24} \times 10^{22}$ cm⁻². A variação do valor de χ^2_ν não apresenta nenhuma melhoria da descrição com o modelo M3 em relação ao modelo M2, considerando a diminuição em graus de liberdade do ajuste. Visualmente o ajuste também não apresenta nenhuma diferença significativa em relação ao modelo M2. Por esses motivos não é justificada a adoção de um modelo mais complexo com duas absorções em detrimento ao modelo M2.

⁴ Fluxo intrínseco da fonte dado pelo modelo ajustado e desconsiderando componentes de absorção.

Figura 34 – Espectros EPIC/XMM de HD 161103 em 2004 ajustado pelo modelo M2.



Nota: os espectros das câmeras PN, MOS1 e MOS2 são representados em preto, azul e vermelho, respectivamente. As linhas sólidas representam o modelo do melhor ajuste simultâneo dos três conjuntos de dados, com uma componente de absorção e dois plasmas (modelo M2). O painel inferior exibe o desvio estatístico entre o modelo e os dados em unidades de χ^2 para os casos das 3 câmeras utilizadas. A linha laranja em ambos os painéis representa o ajuste do modelo M1 para os dados da câmera PN.

A Tabela 4 exibe os valores encontrados a partir dos ajustes espectrais com os modelos M1, M2 e M3. A análise dos dados de HD 161103 obtidos em 2004 resultou em valores que são compatíveis com aqueles apresentados por LO06. As diferenças em valores absolutos podem ser devido a atualização dos arquivos de calibração do satélite e a flutuações estatísticas associadas a escolha de tamanho e localização, em imagens, das regiões de extração do espectro da fonte + *background* e do *background*.

Com os dados disponíveis, o modelo M2 é o mais apropriado para descrever a emissão de HD 161103 observada em 2004. A presença de duas componentes térmicas discretas para descrição do espectro pode indicar a possibilidade da emissão conter contribuições mais complexas de plasmas a diferentes temperaturas, que podem inclusive seguir uma distribuição em temperatura. É comum a descrição de espectros de sistemas binários do tipo Variáveis Cataclísmicas com um modelo de plasmas seguindo uma distribuição contínua de medida de emissão em função da temperatura em um certo volume. O modelo *cemek1* representa uma emissão desse tipo, onde a medida de emissão do plasma em função da temperatura segue uma lei de potência (Seção 3.4.1). Tal modelo foi utilizado junto com uma componente de absorção fotoelétrica (*phabs*) para ajustar os espectros

Tabela 4 – Resultados de ajustes dos modelos `mekal` aos espectros EPIC/XMM de HD 161103 obtidos em 2004.

Modelos :	M1	M2	M3
N_{H_1} (10^{22} cm $^{-2}$)	$0,29^{+0,02}_{-0,02}$	$0,36^{+0,05}_{-0,05}$	$0,37^{+0,08}_{-0,05}$
kT_1 (keV)	$7,31^{+1,01}_{-0,81}$	$7,41^{+1,19}_{-0,90}$	$9,10^{+2,30}_{-1,51}$
Abundância $_1$ (solar)	$0,90^{+0,27}_{-0,25}$	$0,93^{+0,28}_{-0,25}$	$0,97^{+0,35}_{-0,30}$
ME_1 (10^{55} cm $^{-3}$)	$1,58^{+0,09}_{-0,09}$	$1,57^{+0,10}_{-0,10}$	$1,50^{+0,12}_{-0,11}$
N_{H_2} (10^{22} cm $^{-2}$)	–	–	$1,20^{+0,22}_{-0,24}$
kT_2 (keV)	–	$0,65^{+0,42}_{-0,14}$	$0,22^{+0,11}_{-0,04}$
ME_2 (10^{55} cm $^{-3}$)	–	$0,07^{+0,05}_{-0,03}$	$7,97^{+20,67}_{-6,71}$
f_{kT_1} (10^{-12} erg cm $^{-2}$ s $^{-1}$)	$2,38^{+0,08}_{-0,08}$	$2,39^{+0,08}_{-0,08}$	$2,06^{+0,08}_{-0,08}$
f_{kT_2} (10^{-12} erg cm $^{-2}$ s $^{-1}$)	–	$0,13^{+0,09}_{-0,06}$	$8,22^{+14,22}_{-6,49}$
χ^2_ν /g.d.l.	1,12/197	1,02/195	0,94/194

Nota: modelos M1 = `phabs(mekal)`, M2 = `phabs(mekal + mekal)`, M3 = `phabs(mekal) + phabs(mekal)`; ME_i = medida de emissão da componente térmica i ; g.d.l = graus de liberdade. Incertezas representam os limites para 90% de confiança. Os fluxos são intrínsecos, calculados na faixa de energia 0,2–12,0 keV.

EPIC de HD 161103. O ajuste resultou em valores aceitáveis, apresentando temperatura equivalente a $kT_{max} = 19,88^{+10,84}_{-5,79}$ keV, abundância igual a $1,06^{+0,42}_{-0,34}$ dos valores solares e índice α igual a $1,01^{+0,39}_{-0,33}$, com $\chi^2_\nu = 1,01$. A Tabela 5 exibe os valores obtidos por diferentes ajustes diferenciados pela liberdade de variar os parâmetros de abundância ou índice espectral da lei de potência que descreve o modelo `cemek1`. Dentre essas opções o modelo C2, com parâmetro α fixo e abundância livre, apresenta o melhor ajuste dos pontos de vista estatístico e visual.

Tabela 5 – Resultados de ajustes dos modelos `cemek1` aos espectros EPIC/XMM de HD 161103 obtidos em 2004.

Modelos :	C1	C2	C3	C4
N_H (10^{22} cm $^{-2}$)	$0,36^{+0,03}_{-0,03}$	$0,36^{+0,03}_{-0,03}$	$0,36^{+0,05}_{-0,04}$	$0,35^{+0,05}_{-0,04}$
kT_{max} (keV)	$19,79^{+4,30}_{-3,26}$	$20,13^{+5,19}_{-3,77}$	$19,86^{+11,09}_{-5,79}$	$19,88^{+10,83}_{-5,80}$
Abundância (solar)	1 ^c	$1,06^{+0,40}_{-0,31}$	1 ^c	$1,06^{+0,42}_{-0,35}$
α	1 ^c	1 ^c	$0,99^{+0,38}_{-0,29}$	$1,01^{+0,39}_{-0,33}$
χ^2_ν /g.d.l.	0,99/198	1,00/197	1,00/197	1,00/196

Nota: modelo `phabs(cemek1)` com parâmetros de abundância e índice espectral fixos (C1), apenas com índice espectral fixo (C2), apenas com abundância fixa (C3) e com parâmetros de abundância e índice espectral livres (C4). Parâmetros com o sobrescrito “c” foram fixados para o ajuste. g.d.l = graus de liberdade. Incertezas representam os limites para 90% de confiança.

Similar ao modelo `cemek1`, o modelo `gadem` assume uma variação da medida de emissão em função da temperatura, mas nesse caso seguindo uma distribuição normal ao

invés de lei de potência, como é o caso do modelo `cemek1`. Os valores obtidos para os parâmetros desse modelo são exibidos na Tabela 6. Apesar de apresentar uma estatística aceitável, com $\chi^2_\nu \approx 1,01$, o ajuste do modelo `gadem` falha na descrição da região de baixas energias (inferiores a 1,0 keV), apresentando padrões de “zigue-zague” nos resíduos associados a má descrição do contínuo e portanto não representa um bom ajuste.

Tabela 6 – Resultados de ajustes dos modelos `gadem` aos espectros EPIC/XMM de HD 161103 obtidos em 2004

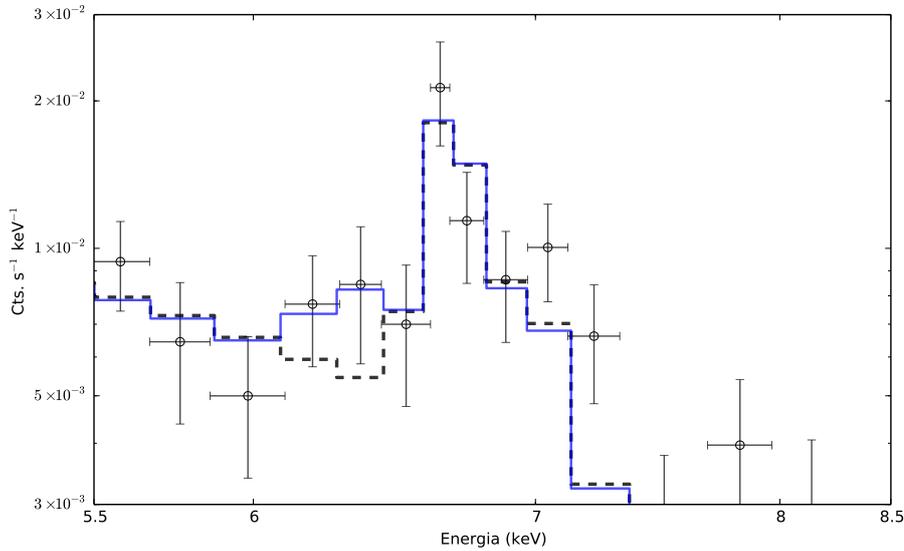
Modelos :	G1	G2
N_H (10^{22} cm $^{-2}$)	$0,33^{+0,03}_{-0,03}$	$0,33^{+0,03}_{-0,03}$
$kT_{\text{média}}$ (keV)	$8,53^{+1,77}_{-1,17}$	$8,59^{+1,75}_{-1,19}$
Abundância (solar)	1 ^c	$1,08^{+0,34}_{-0,29}$
σ (keV)	$5,71^{+1,42}_{-0,93}$	$5,68^{+1,72}_{-0,89}$
$\chi^2_\nu/\text{g.d.l.}$	1,01/197	1,01/196

Nota: modelo `phabs(gadem)` com abundância fixa (G1) e com abundância livre (G2). Parâmetros com o sobrescrito “c” foram fixados para o ajuste. g.d.l = graus de liberdade. Incertezas representam os limites para 90% de confiança.

Além das linhas de alta ionização do complexo Fe $K\alpha$, existe evidência da presença da linha de fluorescência do ferro em $\sim 6,4$ keV. Os modelos de emissão térmica adotados neste trabalho não descrevem essa linha, uma vez que ela decorre do reprocessamento de raios X duros por átomos de Fe neutros ou parcialmente ionizados. No cenário de acreção, essa linha pode ser formada por fluorescência na superfície do objeto compacto ou nas partes frias de um eventual disco de acreção. No cenário de atividades magnéticas próximas à superfície da estrela Be, essa linha pode ser formada em seu disco equatorial. A Figura 35 exibe a região espectral das linhas do Fe em detalhe, na qual a linha sólida representa o ajuste do modelo M2 com a adição de uma componente gaussiana centralizada em 6,4 keV. A inserção dessa linha no modelo M2 não altera a estatística do ajuste, o que é esperado uma vez que a linha é descrita por poucos *bins*, mas os resíduos associados a esses *bins* são diminuídos.

No estudo do complexo Fe $K\alpha$, de modo a explorar a máxima razão S/N possível, foram utilizados espectros construídos com eventos de padrão único coletados inclusive durante períodos de *background* elevado. A temperatura e absorção associadas ao contínuo do espectro foram determinadas a partir do ajuste de um modelo do tipo *bremssstrahlung* sujeito a absorção fotoelétrica descrita pelo modelo `phabs`, ignorando-se os canais de energia na região das linhas do complexo Fe $K\alpha$ (6–8 keV). Em seguida os parâmetros de temperatura e absorção foram fixados e foram incluídas no modelo três linhas gaussianas

Figura 35 – Ajustes das linhas de ferro do espectro PN/XMM HD 161103 com dados da observação de 2004.



Nota: as linhas sólidas correspondem ao modelo M2, com a adição de uma linha gaussiana em 6,4 keV (azul) e sem a linha gaussiana (pontilhada). Os ajustes foram efetuados considerando os espectros das três câmeras EPIC construídos com eventos com padrão único coletados inclusive durante períodos de *background* elevado, para obter melhor resolução – para facilitar a visualização, são exibidos somente os dados da câmera PN.

com centroides fixos nos valores de energia equivalentes as linhas do ferro de espécies iônicas do tipo hidrogênio (6,97 keV), hélio (6,7 keV) e uma linha com origem por fluorescência (6,4 keV). A região espectral das linhas previamente ignorada foi então restaurada ao espectro para realizar o ajuste de tais linhas. Devido a razão sinal/ruído do espectro, um ajuste aceitável só foi encontrado fixando-se a largura de cada linha. Para tal, o valor de dispersão da linha (σ) foi fixado em 0,01 keV, e portanto inferior à resolução espectral da câmera. Os valores de largura equivalente e do fluxo em linha estimados para cada componente são apresentados na Tabela 7.

Tabela 7 – Estimativas da largura equivalente e fluxo das linhas de ferro para a observação de HD 161103 realizada em 2004.

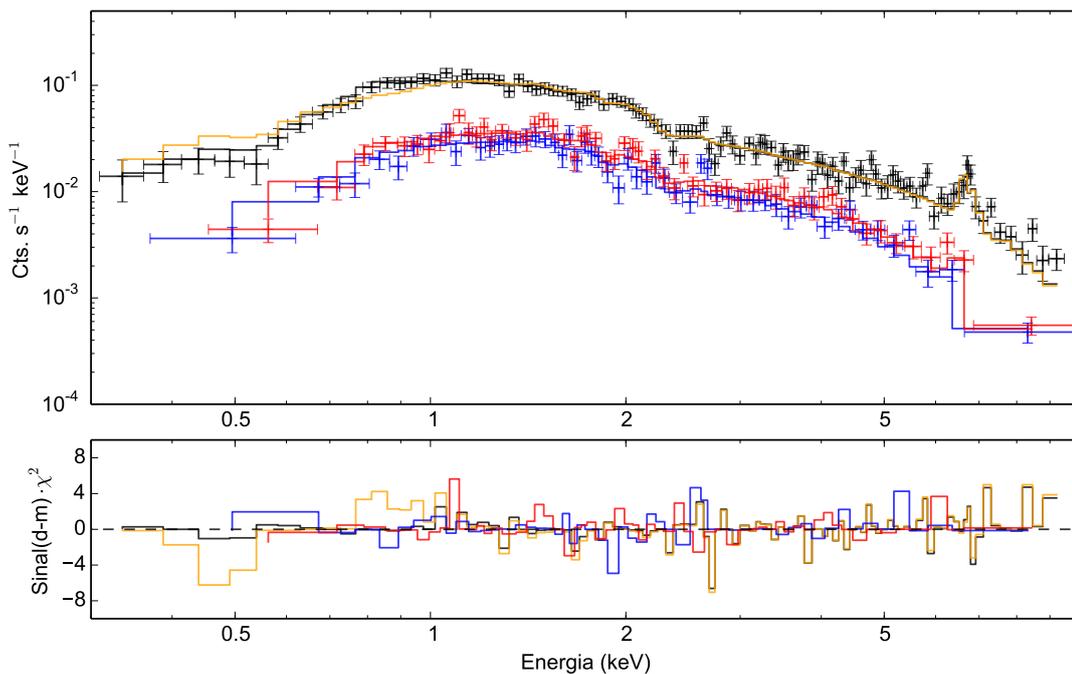
Energia ^c _{linha} (keV)	σ _{linha} ^c (keV)	Largura equivalente (eV)	fluxo (10^{-14} erg cm ⁻² s ⁻¹)
6,4	0,01	171,76 ± 73,01	3,05 ± 1,29
6,7	0,01	301,86 ± 71,45	6,59 ± 1,53
6,97	0,01	383,88 ± 92,14	6,56 ± 1,57

Nota: parâmetros com o sobrescrito “c” foram fixados para o ajuste. Incertezas representam os limites para 1 σ de confiança. A incerteza da largura equivalente foi estimada a partir da incerteza do fluxo.

4.1.3 Propriedades espectrais em 2012

A observação de HD 161103 realizada em 2012 com o XMM não apresenta períodos de alta atividade do *background*, permitindo o uso total do tempo de exposição de todas as câmeras. Os espectros RGS dessa observação, assim como para a observação de 2004, não puderam ser utilizados para análise devido a falta de sinal para tanto. Um ajuste de seus espectros EPIC (Figura 36) com o modelo M1 é estatisticamente aceitável ($\chi^2_\nu = 1,06$). Porém, assim como para o espectro de 2004, o ajuste com esse modelo exibe um comportamento de “zigue-zague” superestimando os dados na região 0,3–0,7 keV e subestimando-os na região 0,7–1,0 keV. Um melhor ajuste é obtido com o modelo M2, assim como na observação anterior, porém resultando em $kT_1 = 9,90^{+2,02}_{-1,40}$ keV, $kT_2 = 0,63^{+0,10}_{-0,09}$ keV, $N_H = 0,35^{+0,04}_{-0,03} \times 10^{22}$ cm⁻² e abundância da componente “quente” de $0,68^{+0,22}_{-0,21}$ em valores solares, com $\chi^2_\nu \approx 0,88$. A aplicação do *Teste F* resulta em uma probabilidade de apenas $2,7 \times 10^{-9}$ de que a melhoria no ajuste em relação ao modelo M1 seja devido ao acaso. De modo similar a condição em 2004, a contribuição em fluxo intrínseco da componente térmica mais fria é relativamente pequena, sendo de 5% no intervalo 0,2–12,0 keV e 18% em 0,2–2,0 keV. Para restringir a degenerescência entre abundância e temperatura dessa componente, o ajuste foi feito considerando uma abundância igual à solar com base no mesmo argumento apresentado anteriormente na análise dos espectros EPIC obtidos em 2004.

Figura 36 – Espectros EPIC/XMM de HD 161103 em 2012 ajustado pelo modelo M2.



Nota: símbolos e cores seguem a descrição da Figura 34.

Um modelo espectral alternativo com duas componentes distintas de absorção (modelo M3) resulta em temperaturas e fluxos individuais ligeiramente diferentes, mas não apresenta melhorias para a estatística do ajuste nem para a descrição visual, e por isso não é sustentável frente ao modelo M2. Com esse modelo o espectro é descrito por uma componente quente com $kT = 10,32_{-1,77}^{+2,91}$ keV e abundância de $0,65_{-0,24}^{+0,24}$ em valores solares, afetada pelo equivalente a $N_H = 0,39_{-0,06}^{+0,09} \times 10^{22} \text{ cm}^{-2}$, e uma componente fria com $kT = 0,22_{-0,03}^{+0,09}$ keV, abundância solar (parâmetro fixo) e absorção equivalente a $N_H = 0,93_{-0,17}^{+0,15} \times 10^{22} \text{ cm}^{-2}$. A Tabela 8 exibe os valores dos parâmetros encontrados com os modelos M1, M2 e M3. A partir desses modelos foi verificado que o fluxo não-absorvido em 0,2–12,0 keV na observação de 2012 corresponde a $0,67_{-0,06}^{+0,09}$ vezes o da observação de 2004, como sugerido pelos níveis de contagens nas curvas de luz (Figura 23). A razão entre os fluxos nas faixa 0,3–2,0 keV e 2,0–10,0 keV, estimados a partir de espectroscopia, é de $1,68 \pm 0,10$ para a observação de 2012 e de $1,56 \pm 0,16$ para a observação de 2004, confirmando a estabilidade da dureza espectral indicada a partir da análise de curvas de luz (Figura 26).

Tabela 8 – Resultados de ajustes dos modelos `mekal` aos espectros EPIC/XMM de HD 161103 obtidos em 2012.

Modelos:	M1	M2	M3
N_{H_1} (10^{22} cm^{-2})	$0,28_{-0,02}^{+0,02}$	$0,35_{-0,03}^{+0,04}$	$0,39_{-0,06}^{+0,09}$
kT_1 (keV)	$9,32_{-1,14}^{+1,59}$	$9,90_{-1,40}^{+2,02}$	$10,32_{-1,77}^{+2,91}$
Abundância ₁ (solar)	$0,68_{-0,21}^{+0,22}$	$0,69_{-0,23}^{+0,23}$	$0,65_{-0,24}^{+0,24}$
EM_1 (10^{55} cm^{-3})	$1,04_{-0,05}^{+0,05}$	$1,05_{-0,05}^{+0,05}$	$1,06_{-0,06}^{+0,06}$
N_{H_2} (10^{22} cm^{-2})	–	–	$0,93_{-0,17}^{+0,15}$
kT_2 (keV)	–	$0,63_{-0,09}^{+0,10}$	$0,22_{-0,03}^{+0,09}$
EM_2 (10^{55} cm^{-3})	–	$0,05_{-0,02}^{+0,02}$	$2,67_{-2,20}^{+5,54}$
f_{kT_1} ($10^{-12} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$)	$1,59_{-0,05}^{+0,05}$	$1,60_{-0,05}^{+0,05}$	$1,39_{-0,04}^{+0,05}$
f_{kT_2} ($10^{-12} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$)	–	$0,10_{-0,03}^{+0,04}$	$2,77_{-2,08}^{+3,98}$
$\chi^2_{\nu}/\text{g.d.l.}$	1,06/214	0,88/212	0,85/211

Nota: modelos M1 = `phabs(mekal)`, M2 = `phabs(mekal + mekal)`, M3 = `phabs(mekal) + phabs(mekal)`; ME_i = medida de emissão da componente térmica i ; g.d.l = graus de liberdade. Incertezas representam os limites para 90% de confiança. Os fluxos são intrínsecos, calculados na faixa de energia 0,2–12,0 keV.

Todos os ajustes do espectro de 2004 apresentados aqui resultaram em valores de abundância que são compatíveis com a abundância solar, enquanto para a observação de 2012 foi encontrado uma abundância de $\sim 0,7$ da solar. Para verificar a validade desse valor, o espectro foi ajustado ignorando os dados do complexo Fe K α e de parte do contínuo (6–8 keV). Nessa condição o valor da abundância durante o ajuste espectral com o modelo `mekal` perde a referência da linha de ferro e assume valores inaceitáveis de 2 a 10 vezes superiores à abundância solar. Ajustes com espectro utilizando apenas eventos com

padrão único, em uma verificação com a melhor resolução espectral possível, resultam em valores similares. Utilizando o modelo `vmekal` foi possível verificar que esse valor decorre essencialmente do elemento ferro, único que apresenta linhas proeminentes em emissão. Assim, o valor obtido de abundância não pode ser tomado como representativo da abundância dos demais elementos químicos do plasma emissor.

Utilizamos os modelos `cemek1` e `gadem` para verificar a possibilidade da emissão conter contribuições de uma distribuição contínua de temperaturas. O ajuste do modelo `cemek1` com os parâmetros de abundância e índice espectral α liberados (modelo C4), converge para uma solução com $kT_{max} \approx 73$ keV, $\alpha \approx 0,4$ e abundância $\sim 0,7$ da abundância solar. O valor elevado de energia térmica encontrado, além de estar próximo ao limite do modelo (de 100 keV), é insustentável dada a faixa de energias usada para o ajuste do espectro (0,3–10,0 keV). Para verificar se o valor encontrado é apropriado, seria necessário ter acesso ao espectro na região espectral de energias superiores a 10 keV em observações simultâneas – uma vez que a fonte é variável.

O ajuste descreve bem o contínuo e as linhas do ferro quando o parâmetro α é fixado em 1 (modelo C2). Os valores resultantes nesse caso são $kT = 26,97^{+6,61}_{-4,79}$ keV, $N_H = 0,32^{+0,02}_{-0,02} \times 10^{22}$ cm⁻², abundância igual a $0,99^{+0,32}_{-0,26}$ do valor solar (e portanto consistente com os valores solares) e $\chi^2_\nu = 0,86$, e portanto pode ser considerado como uma descrição satisfatória do espectro de HD 161103. A Tabela 9 exibe os valores obtidos por diferentes ajustes diferenciados pela liberdade de variar os parâmetros de abundância ou índice espectral da lei de potência que descreve o modelo `cemek1`. Assim como foi o caso para os espectros obtidos em 2004, o modelo C2 com parâmetro α fixo e abundância livre apresenta o melhor ajuste dos dados.

Tabela 9 – Resultados de ajustes dos modelos `cemek1` aos espectros EPIC/XMM de HD 161103 obtidos em 2012.

Modelos :	C1	C2	C3	C4
N_H (10 ²² cm ⁻²)	$0,32^{+0,02}_{-0,02}$	$0,32^{+0,02}_{-0,02}$	$0,36^{+0,04}_{-0,04}$	$0,36^{+0,04}_{-0,04}$
kT_{max} (keV)	$27,06^{+6,04}_{-4,43}$	$26,97^{+6,61}_{-4,79}$	$59,44^{\dagger}_{-25,53}$	$73,52^{\dagger}_{-36,79}$
Abundância (solar)	1 ^c	$0,99^{+0,32}_{-0,26}$	1 ^c	$0,72^{+0,38}_{-0,30}$
α	1 ^c	1 ^c	$0,59^{+0,22}_{-0,17}$	$0,46^{+0,28}_{-0,31}$
χ^2_ν /g.d.l.	0,86/215	0,86/214	0,82/214	0,82/213

Nota: modelo `phabs(cemek1)` com parâmetros de abundância e índice espectral fixos (C1), apenas com índice espectral fixo (C2), apenas com abundância fixa (C3) e com parâmetros de abundância e índice espectral livres (C4). O símbolo “†” indica que o limite de confiança não pôde ser calculado devido a estatística ser insensível à variação do parâmetro. Parâmetros com o sobrescrito “c” foram fixados para o ajuste. g.d.l = graus de liberdade. Incertezas representam os limites para 90% de confiança.

Os ajustes do modelo `gadem` aos espectros obtidos em 2012 também apresentam estatísticas aceitáveis e comportamentos similares em relação aos modelos `mekal`, como

temperatura média maior e abundância química menor para a observação mais recente. Os valores obtidos para os parâmetros desse modelo são exibidos na Tabela 10. Mais uma vez o modelo falha na descrição da região de baixas energias (inferiores a 1,0 keV) apresentando padrões de “zigue-zague” nos resíduos associados a má descrição do contínuo e por isso, embora resulte em $\chi^2_\nu \approx 0,95$, não representa um bom ajuste.

Tabela 10 – Resultados de ajustes dos modelos `gadem` aos espectros EPIC/XMM de HD 161103 obtidos em 2012.

Modelos :	G1	G2
N_H (10^{22} cm $^{-2}$)	$0,30^{+0,02}_{-0,02}$	$0,30^{+0,02}_{-0,02}$
$kT_{\text{médio}}$ (keV)	$10,07^{+1,78}_{-1,22}$	$10,09^{+1,78}_{-1,26}$
Abundância (solar)	1 ^c	$0,89^{+0,24}_{-0,24}$
σ (keV)	$6,36^{+1,53}_{-0,87}$	$6,46^{+1,72}_{-0,94}$
$\chi^2_\nu/\text{g.d.l.}$	0,95/214	0,95/213

Nota: modelo `phabs(gadem)` com abundância fixa (G1) e com abundância livre (G2). Parâmetros com o sobrescrito “c” foram fixados para o ajuste. g.d.l = graus de liberdade. Incertezas representam os limites para 90% de confiança.

Assim como na campanha anterior, também notamos na nova observação indícios da presença da linha de fluorescência do Fe em $\sim 6,4$ keV. A Figura 37 mostra a diferença do ajuste espectral na região das linhas do Fe, com e sem a adição de uma gaussiana para descrever a linha de fluorescência. A inclusão da linha ao modelo não altera a estatística do ajuste já que sua influência se restringe a poucos *bins*. A Tabela 11 exibe os valores estimados para a largura equivalente a partir de um ajuste realizado da mesma maneira descrita anteriormente para a observação realizada em 2004.

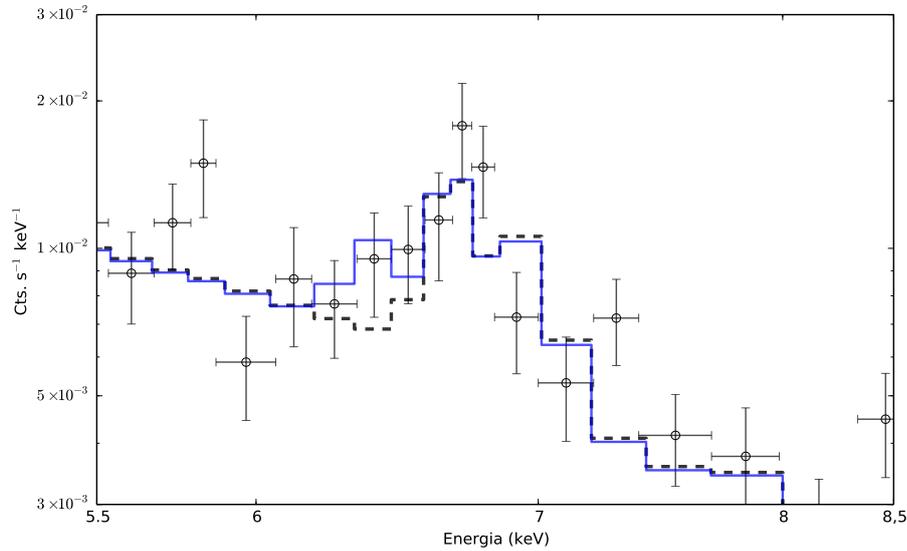
Tabela 11 – Estimativas da largura equivalente e fluxo das linhas de ferro para a observação de HD 161103 realizada em 2012.

Energia ^c _{linha} (keV)	σ^c_{linha} (keV)	Largura equivalente (eV)	fluxo (10^{-14} erg cm $^{-2}$ s $^{-1}$)
6,4	0,01	$97,19 \pm 50,81$	$1,50 \pm 0,78$
6,7	0,01	$266,71 \pm 134,65$	$3,62 \pm 1,83$
6,97	0,01	$69,02 \pm 131,59$	$1,02 \pm 1,94$

Nota: parâmetros com o sobrescrito “c” foram fixados para o ajuste. Incertezas representam os limites para 1 σ de confiança. A incerteza da largura equivalente foi estimada a partir da incerteza do fluxo.

Como já mencionado, a dureza espectral de HD 161103 permanece relativamente constante mesmo durante a queda em brilho observada em 2012 (Figura 23). O caso de variação intensa em brilho durante uma mesma observação é de especial relevância porque

Figura 37 – Ajustes das linhas de ferro do espectro PN/XMM de HD 161103 da observação de 2012.



Nota: as linhas sólidas correspondem ao modelo de 2 plasmas e 1 absorção, com a adição de uma linha gaussiana em 6,4 keV (azul) e sem a linha gaussiana (pontilhada). Ajustes efetuados considerando espectros das três câmeras EPIC construídos com eventos de padrões único e duplos – exibindo apenas os dados da câmera PN para melhor visualização.

permite avaliar, de forma direta, se a alteração em brilho é acompanhada de variação espectral. Procedemos com essa análise extraindo espectros da câmera PN correspondentes aos períodos anterior e posterior a queda observada na curva de luz (momento equivalente a $\sim 17,1$ ks na Figura 23). Os canais de energia desses espectros foram agrupados de modo que cada *bin* em energia contém pelo menos 15 contagens. O espectro da fonte após a queda contém poucos eventos e portanto baixa razão S/N, o que interfere na estatística dos ajustes. O modelo M1 é suficiente para a descrição do espectro obtido após a queda e resulta em $kT = 9,14^{+16,97}_{-4,02}$ keV, $N_H = 0,30^{+0,12}_{-0,09} \times 10^{22} \text{ cm}^{-2}$ e abundância de $0,65^{+1,35}_{-0,65}$ vezes a solar, com $\chi^2_\nu = 1,29$ e 26 graus de liberdade. Esses valores são comparáveis com o ajuste do mesmo modelo M1 para o espectro da fonte anterior a queda, que resulta em $kT = 9,34^{+1,92}_{-1,30}$ keV, $N_H = 0,28^{+0,02}_{-0,02} \times 10^{22} \text{ cm}^{-2}$ e abundância de $0,77^{+0,28}_{-0,26}$ vezes o valor solar, com $\chi^2_\nu = 0,92$ e 251 graus de liberdade. Utilizando o modelo M2 para esse espectro obtemos $kT_1 = 9,93^{+2,48}_{-1,56}$ keV, $kT_2 = 0,62^{+0,12}_{-0,13}$ keV, $N_H = 0,34^{+0,05}_{-0,04} \times 10^{22} \text{ cm}^{-2}$ e abundância do plasma mais quente de $0,8^{+0,29}_{-0,28}$ da solar, com $\chi^2_\nu = 0,82$ e 249 graus de liberdade. Isto é, os ajustes obtidos antes e durante a queda de brilho são completamente compatíveis entre si. Ademais, a razão entre fluxos não-absorvidos calculados através dos modelos nas mesmas faixa de energia investigadas pela razão de curvas de luz (0,3–2,0 keV e 2,0–10,0 keV) é a mesma entre os espectros acumulados antes e após a queda de brilho, confirmando que há a estabilidade da dureza espectral indicada pela análise das curvas de luz (Figura 27).

Em resumo, foram observadas algumas diferenças espectrais significativas na campanha de 2012 de HD 161103 em raios X em comparação com a de 2004: maior temperatura do plasma dominante (quente), menor fluxo e indício de abundância subsolar de ferro da componente térmica “quente”. Considerando que a temperatura do plasma mais frio e o valor obtido para a absorção fotoelétrica se mantêm compatíveis entre as observações de 2004 e 2012 (modelo M2), a interpretação é de que a variação em temperatura e fluxo do plasma mais quente indica mudanças nas propriedades do(s) processo(s) de aquecimento dessa componente. Os resultados serão discutidos na Seção 5.1.

4.2 Espectros ópticos de estrelas do tipo γ Cas

As estrelas do tipo γ Cas não apresentam excepcionalidades em suas características vistas no espectro óptico quando comparadas as de outras tantas estrelas Be. No entanto, enquanto o espaço de parâmetros ocupado pelas estrelas Be em geral é bastante amplo, a subclasse definida pelas estrelas do tipo γ Cas ocupa faixas bastante estreitas em duas características. A primeira diz respeito ao tipo espectral: todas as estrelas γ Cas conhecidas tem tipos espectrais entre B0 e B1.5. A segunda, recorrente, está relacionada aos seus discos circum-estelares: são discos densos ou extensos, e relativamente estáveis. Nesta etapa do trabalho são investigadas quatro das estrelas γ Cas através de espectros ópticos para explorar esse segundo ponto, e também para impor limites para variações de velocidade radial que podem estar tentativamente associadas a modulações orbitais. Como dito na Seção 1.4, somente γ Cas é conhecida como membro de um sistema binário. O desconhecimento de outros sistemas γ Cas nessa condição se deve principalmente a dois fatos, que são a descoberta recente e portanto tempo insuficiente para monitoramento e determinação de períodos longos, e falta de esforços (declarados na literatura) de pesquisadores se dedicando a essa linha de investigação.

As observações no óptico, como antecipado na Seção 2.2, foram realizadas com o espectrógrafo *Coudé* do telescópio PE de 1,6 m de diâmetro do Observatório do Pico dos Dias em campanhas que foram distribuídas ao longo de quatro anos. Detalhes das observações, como a cobertura temporal, são apresentados na Tabela 3. Foram obtidos espectros de quatro estrelas γ Cas do hemisfério sul celeste: HD 161103, HD 110432, HD 119682 e HD 157832. Os espectros cobriram duas regiões distintas: 3950–5050 Å (Região I) e 5750–6850 Å (Região II). Os espectros da Região I são apropriados para classificação de tipo espectral e classe de luminosidade de estrelas massivas, pois englobam várias linhas fotosféricas, como He I em 4009 Å, 4026 Å, 4121 Å, 4144 Å, 4388 Å, 4471 Å e 4686 Å, Si IV em 4089 Å, Si III em 4552 Å, O II em 4070 Å, 4254 Å, 4276 Å, 4415 Å e 4640 Å, C II em 4650 Å e N II em 4041 Å e 3995 Å. Esses espectros também contêm as linhas $H\beta$ (4861 Å), $H\gamma$ (4341 Å) e $H\delta$ (4102 Å) da série de *Balmer*⁵ do hidrogênio em emissão, além de linhas

do Fe II em 4174 Å, 4180 Å, 4233 Å, 4584 Å, 4924 Å e 5018 Å. A Região II contém, dentre outras, a linha H α (6563 Å) da série de *Balmer* e linhas em emissão do Fe II que servem como traçadores de propriedades do material circum-estelar.

4.2.1 Classificação espectral

A Figura 38 exhibe espectros representativos⁶ de HD 110432, HD 161103, HD 157832 e HD 119682 nas duas regiões espectrais apresentadas acima. Todos os espectros foram normalizados em relação ao seu próprio contínuo e portanto a intensidade das linhas é relativa a esse contínuo. As condições climáticas durante a campanha observacional no Observatório do Pico dos dias não permitiram a observação de estrelas padrão em velocidade radial em todas as noites da campanha. Quando foi possível, a estrela padrão observada foi θ Car. Ademais, em várias ocasiões foram tomados apenas um ou dois espectros com baixa razão S/N de uma dada estrela por noite, e por isso são medidas sujeitas a maiores incertezas. Porém tais espectros foram mantidos para fins de comparação e para maximizar a cobertura temporal da campanha.

A presença das linhas O II 4640 Å e C II 4650 Å, excluem tipos espectrais mais tardios que B1.5. As linhas de N II em 4041 Å e 3995 Å parecem indicar um leve enriquecimento de nitrogênio em todas as estrelas. Essa característica é marcante pelo fato de ser recorrente em estrelas com rápida velocidade de rotação (e.g., Casares et al., 2014). A baixa intensidade, e em alguns espectros a completa ausência, das linhas do Si III 4552 Å, O II 4415 Å e He I 4686 Å, sugerem classes de luminosidade IV ou V. Porém a qualidade dos espectros obtidos pode influenciar na detecção dessas linhas que devem apresentar baixa intensidade inclusive para classe de luminosidade III (Walborn & Fitzpatrick, 1990). Em resumo, com os espectros obtidos podemos confirmar a incrível semelhança dos espectros das quatro estrelas γ Cas observadas, todas elas apresentando tipos espectrais entre B0.5 e B1.5 e classe de luminosidade entre IV e V, ou possivelmente entre III e V.

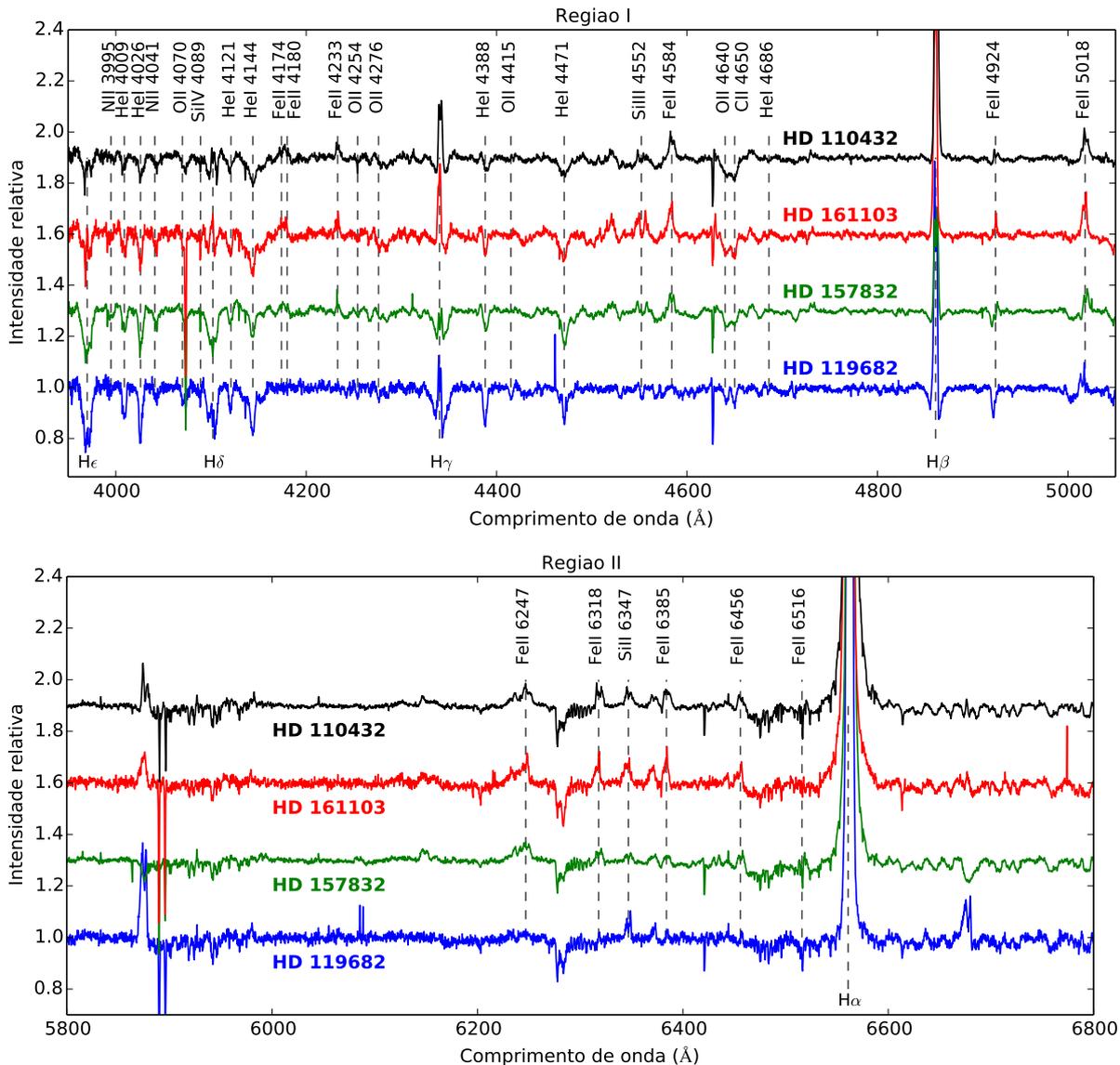
4.2.2 Variações no perfil das linhas

As linhas em emissão presentes nos espectros são formadas no disco circum-estelar e portanto podem ser usadas para inferir propriedades do disco, tais como extensão ou densidade. Variações na intensidade da linha H α foram historicamente importantes para traçar o comportamento dos discos de estrelas Be como apresentado no Capítulo 1. A intensidade da linha H α (5 a 8 vezes mais intensa que o contínuo estelar) em todos os objetos indica a presença de material circum-estelar denso e/ou extenso. A degenerescência entre volume e densidade do material não pode ser resolvida com dados espectroscópicos,

⁵ Linhas de transições de elétrons, do átomo de hidrogênio, dos níveis com número quântico principal $n \geq 3$ para o nível com número quântico principal $n = 2$.

⁶ Adquiridos em noites diferentes e escolhidos arbitrariamente.

Figura 38 – Espectros ópticos representativos das regiões espectrais I e II apresentadas no texto.



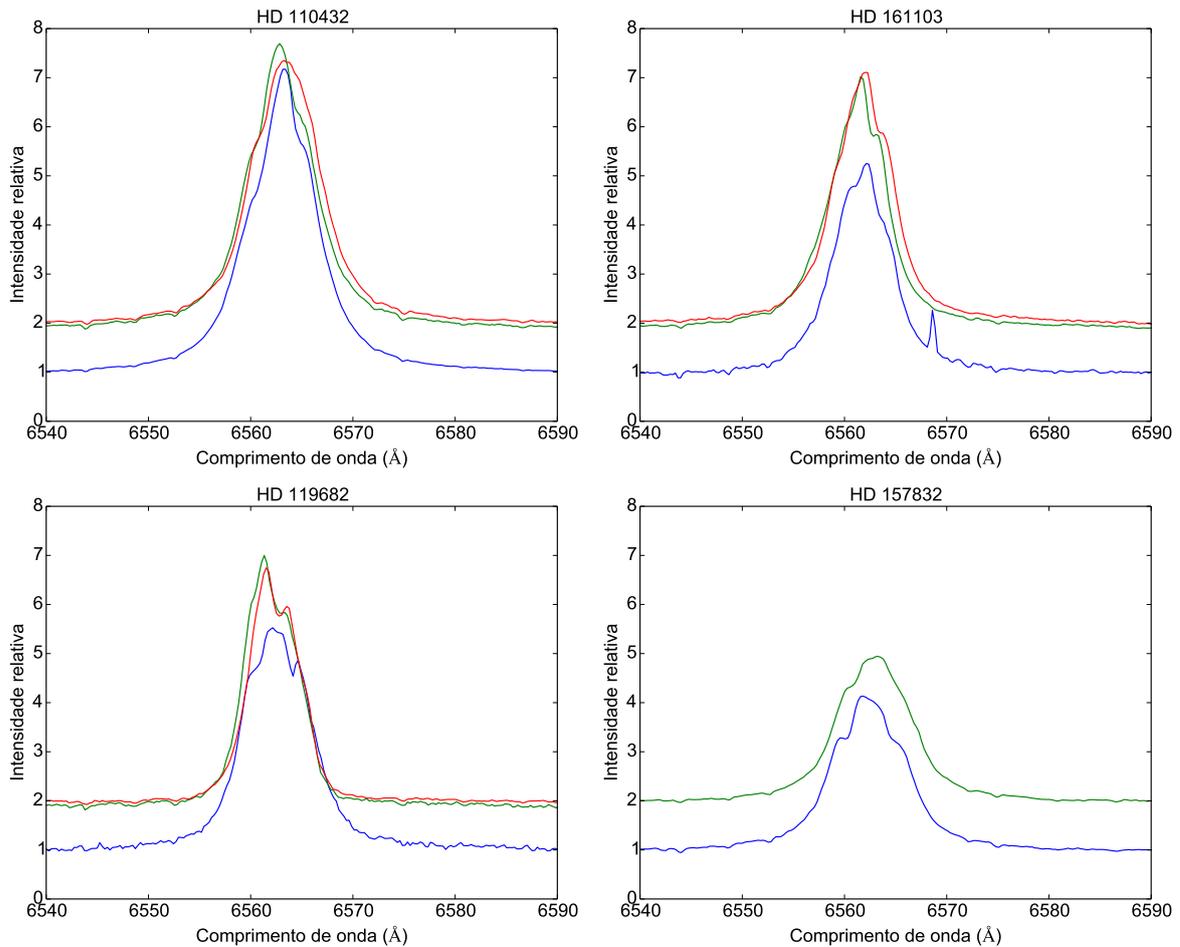
Nota: os espectros foram normalizados em relação ao contínuo e adicionados a uma constante (0,3) para melhor visualização.

necessitando-se de observações interferométricas para impor limites à extensão do envelope circum-estelar. O perfil das linhas do hidrogênio observadas nas estrelas γ Cas são exibidos na Figura 39. A pouca variação observada nos perfis e a descrição quase simétrica dos mesmos indicam a presença de um disco estável ao longo do período coberto pelas observações entre os anos 2010 e 2013.

A variação da intensidade das linhas $H\alpha$ e $H\beta$ pode ser verificada através das curvas de largura equivalente exibidas na Figura 40. As estrelas HD 110432, HD 119682 e HD 157832 apresentam uma ligeira queda de intensidade da linha $H\alpha$ na última observa-

ção, enquanto a estrela HD 161103 apresenta um ligeiro aumento na intensidade. Nessa figura podemos notar também que a intensidade da linha $H\beta$, apesar de observada geralmente em noites distintas, segue aproximadamente o mesmo comportamento da linha $H\alpha$, como esperado.

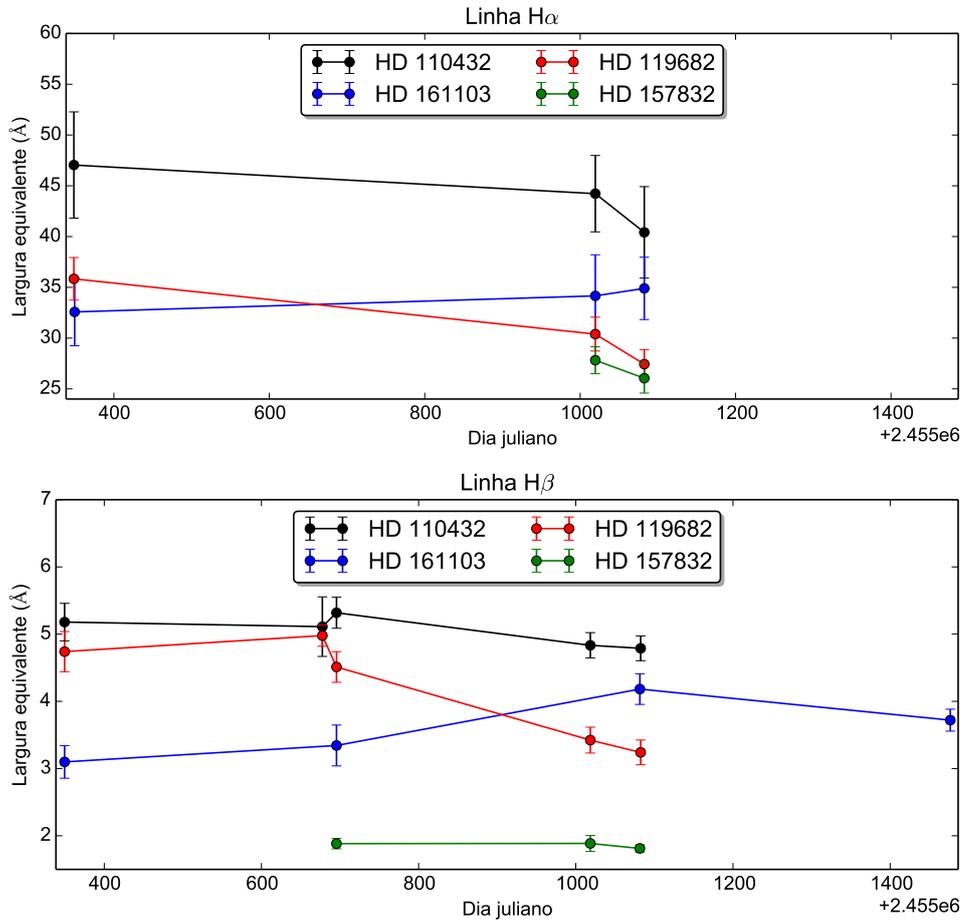
Figura 39 – Variação no perfil da linha $H\alpha$ das estrelas γ Cas.



Nota: o nível do contínuo foi multiplicado por um valor correspondente a data da observação, onde 1 corresponde a primeira observação e 2 corresponde a última observação para cada estrela.

4.2.3 Busca por variação de velocidade radial

Conforme descrito na Seção 3.2, a rotina `splot`, do *software* IRAF, foi utilizada para extrair os parâmetros das linhas de interesse, através do ajuste do perfil da linha por uma função gaussiana (utilizando a tecla "k"). Os parâmetros obtidos por essa rotina são: posição central da linha (centroide), intensidade do contínuo ajustado na posição central, fluxo integrado, largura equivalente, intensidade do centroide da linha e largura a meia altura.

Figura 40 – Variação da intensidade das linhas $H\alpha$ e $H\beta$ das estrelas γ Cas.

Buscamos por sinais de variação de velocidade radial através da medida do centroide das linhas do He I em diferentes observações. Foram investigadas as linhas 4026 Å, 4144 Å, 4388 Å e 4471 Å. Se observadas, tais variações podem ser consideradas indícios de se tratar de um sistema binário, como é o caso de γ Cas (ver Seção 1.4). Enquanto as linhas de hidrogênio em emissão se formam no disco circum-estelar, as linhas de hélio e de outros elementos, em absorção, são formadas na fotosfera da estrela. Consideramos apenas as linhas do He I citadas acima para medidas de velocidade radial uma vez que essas linhas satisfazem duas condições importantes: possuem origem fotosférica e são facilmente identificadas em todos os espectros. Os painéis da Figura 41 mostram a evolução das velocidades radiais de cada estrela obtidas a partir de cada uma das linhas observadas. Essas velocidades foram estimadas utilizando a fórmula $(\Delta\lambda \cdot c)/\lambda_0$, onde c é a velocidade da luz no vácuo, e assumimos os seguintes valores de λ_0 : 4026, 1914 Å, 4143, 7610 Å, 4387, 9296 Å e 4471, 4802 Å (Kramida et al., 2014), referentes as linhas do He I escolhidas.

As curvas apresentam claramente um erro sistemático já que cada linha resulta em velocidades completamente diferentes. A seguir apresentamos nossa análise na tentativa de encontrar a origem desse erro e, minimamente, impor limites superiores de variação de

velocidade radial das estrelas observadas. As incertezas apresentadas na Figura 41 foram estimadas pelo desvio padrão de uma série de medidas do centroide da linha e deste modo é esperado que sejam limites inferiores da incerteza associada ao valor medido, mesmo no limite de 3σ como apresentado na Figura 41. A Figura 42 exibe a região de cada uma das linhas investigadas. Essa figura ilustra o fato de que o perfil das linhas medidas é sensível ao ruído presente no espectro, e portanto a baixa razão S/N dos dados é uma fonte de erro. A limitação no tempo de exposição e no número de espectros acumulados foi imposto por péssimas condições meteorológicas durante as campanhas.

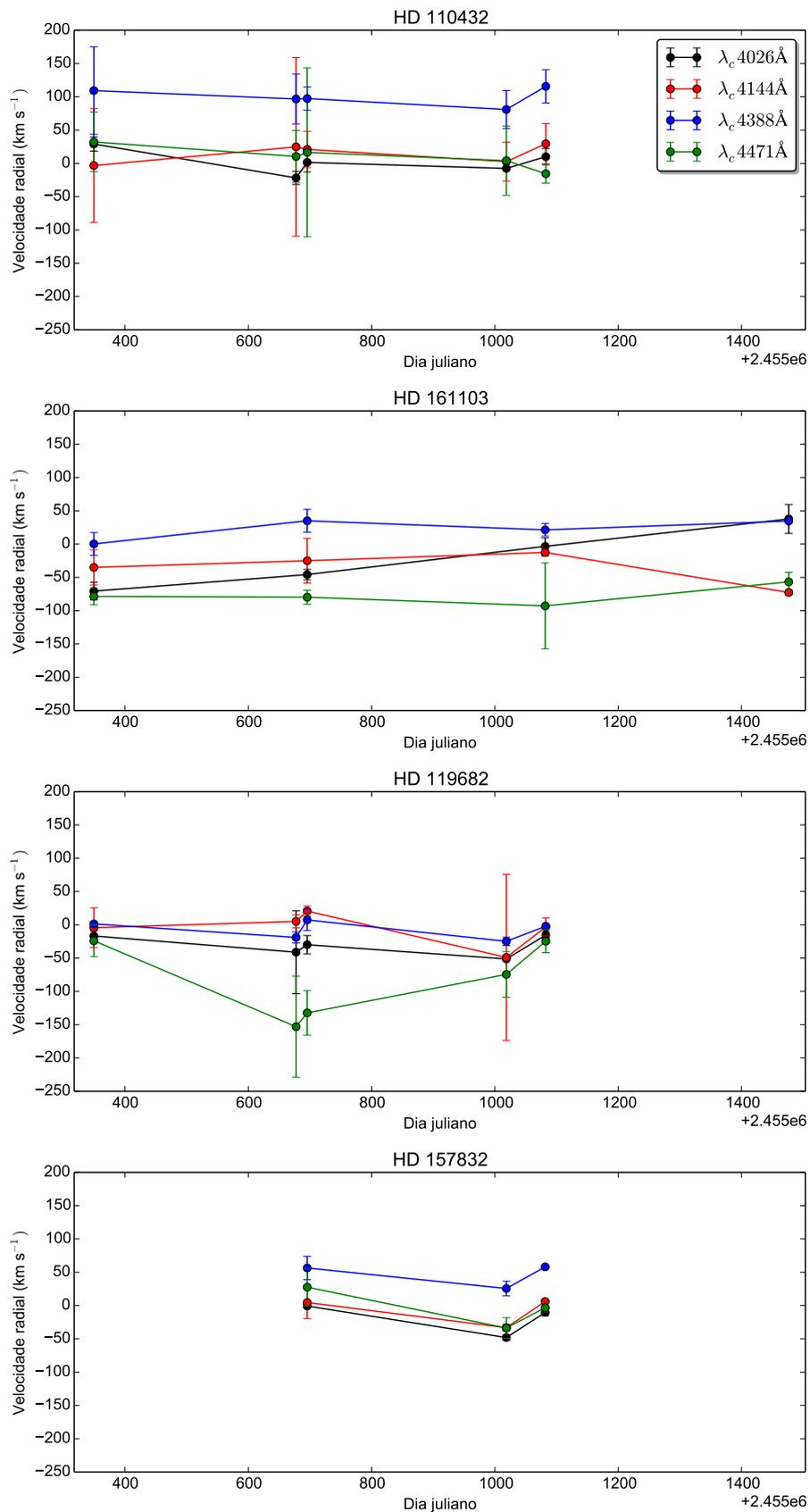
A estrela θ Car foi observada em algumas das noites para servir como referência de velocidade radial. O mesmo erro na medida de velocidade radial é observado para a estrela θ Car como exibido na Figura 43. Os perfis de linhas dessa estrela são mostrados na Figura 44 e, diferente do caso das estrelas do tipo γ Cas, são relativamente bem definidos. Isso significa que além das baixas razões S/N, há um problema de erro sistemático associado à aquisição dos espectros. Como uma tentativa para correção dos valores encontrados de velocidades radiais, normalizamos as curvas da estrela θ Car (Figura 43) em relação ao valor de velocidade radial esperado para essa estrela de $20,18 \pm 0,04$ km/s (Hubrig et al., 2008). Em seguida utilizamos os mesmos fatores para normalizar as curvas de velocidade radial obtidas das estrelas γ Cas. Utilizando apenas os fatores de correção derivados de θ Car, as velocidades das estrelas γ Cas medidas por diferentes linhas ainda apresentam grandes discrepâncias e esse método não elimina a presença do erro em nossas medidas. Portanto, não conseguimos determinar valores absolutos de velocidades radiais das estrelas γ Cas investigadas.

A fim de estabelecer limites superiores para a variação das velocidades radiais, determinamos as velocidades médias referentes às diferentes curvas de velocidade de cada linha, e subtraímos esses valores médios dos valores encontrados. Através desse método encontramos as estimativas de limites apresentadas na Tabela 12. Para fins de comparação, notamos que o valor encontrado por Hubrig et al. (2008) para a amplitude da variação de velocidade radial (Δv_r) de θ Car foi de 18,9 km/s, enquanto nossos valores variam de 23,3 km/s para a linha He I 4471 até 39,5 km/s para a linha He I 4144.

Tabela 12 – Estimativa de limites para variação de velocidade radial das estrelas γ Cas observadas.

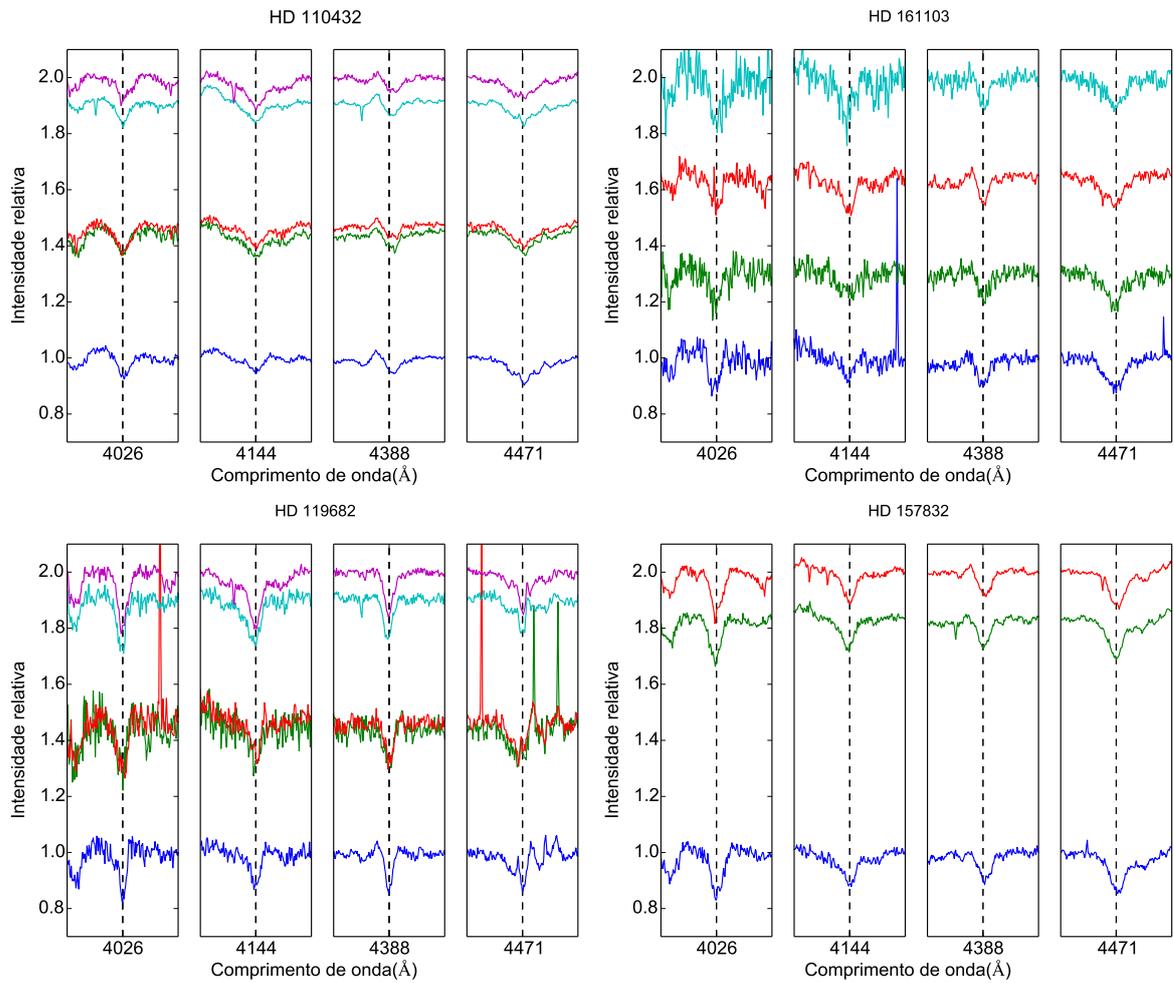
Estrela	Limites de variação de velocidade Δv_r (km/s)			
	He I 4026	He I 4144	He I 4388	He I 4471
HD 161103	108,9	60,1	34,8	36,0
HD 110432	50,8	32,8	34,8	47,7
HD 119682	35,9	69,6	32,2	129,0
HD 157832	47,3	39,3	32,5	61,3
θ Car	29,3	39,5	24,7	23,6

Figura 41 – Velocidades radiais das estrelas γ Cas observadas, medidas através das linhas do hélio.



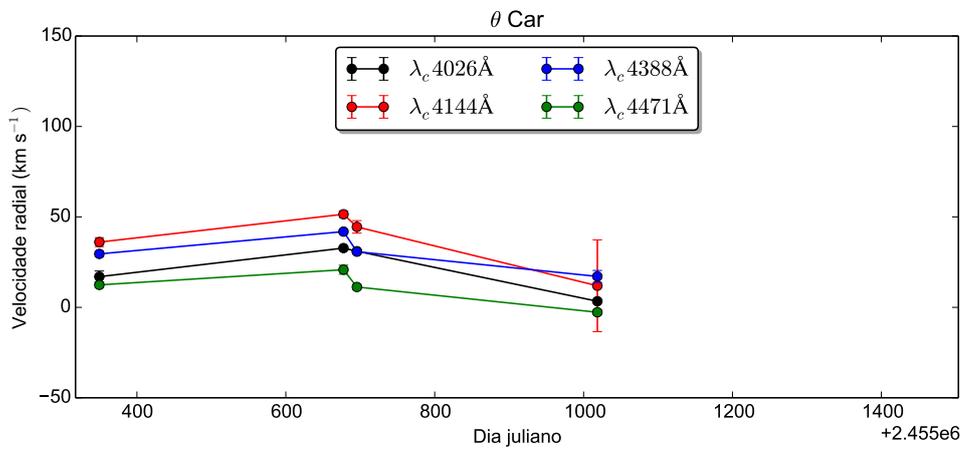
Nota: incertezas representam os limites de 3σ baseado na dispersão dos valores obtidos a partir de uma série de medidas sucessivas.

Figura 42 – Linhas do hélio utilizadas para as medidas de velocidade radial.



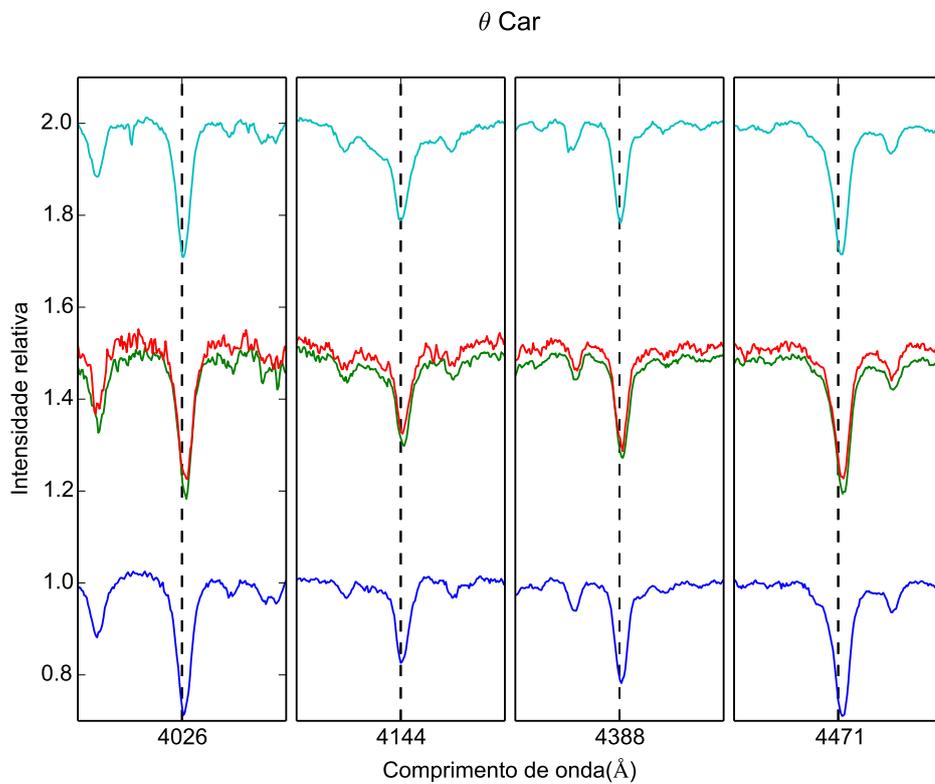
Nota: O eixo y representa o espaçamento temporal entre os espectros, de modo similar ao adotado na Figura 39.

Figura 43 – Velocidades radiais de θ Car utilizada como padrão.



Nota: incertezas representam os limites de 3 σ baseado na dispersão dos valores obtidos a partir de uma série de medidas sucessivas.

Figura 44 – Perfis das linhas de He I de θ Car utilizadas como padrão.



Nota: O eixo y representa o espaçamento temporal entre os espectros, de modo similar ao adotado na Figura 39.

5 Discussão

5.1 A emissão em raios X de HD 161103

LO06 notaram uma modulação de 3,2 ks na curva de luz em raios X da estrela HD 161103 em uma observação realizada em 2004 pelo satélite *XMM-Newton*. A modulação se repetiu por 3 ciclos e desapareceu nos últimos 4 ks da observação (conforme painel superior da Figura 23). Essa modulação poderia estar associada a rotação de um objeto compacto, se for estável. Sendo assim, para a verificação de sua estabilidade a estrela foi alvo de uma segunda observação com o XMM em 2012. Além dessa verificação, procedemos com a investigação de variação de propriedades espectrais dessa estrela em raios X.

Na Seção 4.1 apresentamos a análise inédita da observação de HD 161103 em 2012, e revisitamos a observação de 2004. Em resumo, observamos as seguintes propriedades em nossa análise:

- a) A modulação de 3,2 ks presente na observação de 2004 não se repetiu na observação de 2012.
- b) A luminosidade em raios X na observação de 2012 ($2,3\text{--}7,6 \times 10^{32}$ erg/s em 0,2–12,0 keV, a depender da classe de luminosidade adotada) foi de aproximadamente dois terços daquela observada em 2004.
- c) Houve variação espectral em raios X, com a componente térmica “quente” tendo uma temperatura ainda maior na observação de 2012 e com indício de subabundância do Fe, sem variação apreciável em absorção fotoelétrica.
- d) A dureza espectral da fonte não variou de modo significativo ao longo das observações individualmente ou mesmo quando as observações são comparadas entre si, e também não apresentou dependência com o brilho da fonte.

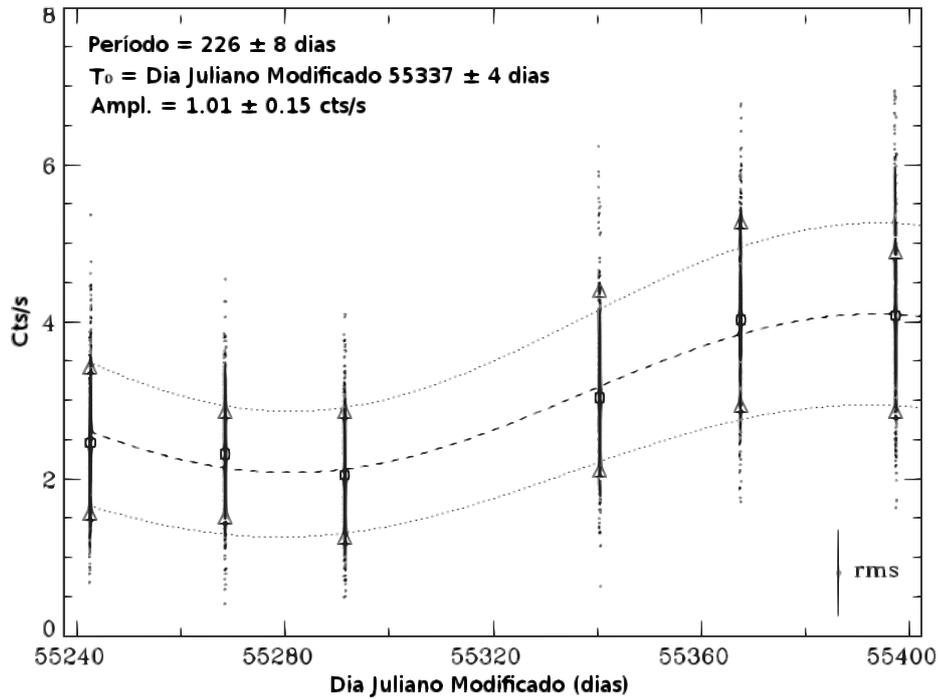
A modulação vista na observação realizada em 2004 não se repetiu na observação de 2012 (Figura 23). A única indicação de possível período como resultado da aplicação de periodogramas na observação de 2012 diz respeito a um período de 12,3 ks, que concluímos ser espúrio e causado pela janela observacional de 20,6 ks. Inclusive não há indicativo de oscilação em uma análise visual das curvas de luz (Figura 23). Uma característica notável na observação de 2012 é uma queda abrupta de brilho e que é detectada em diferentes faixas de energia (Subseção 4.1.1). A busca por oscilações de alta frequência utilizando o periodograma Z_n^2 em diferentes faixas espectrais, tanto para a campanha de 2004 quanto para a campanha de 2012, não indicou modulação periódica nos raios X de HD 161103

até o limite de 10,4 Hz.

A ausência da modulação de 3,2 ks na observação de 2012 coloca em risco a proposta do cenário de acreção como origem dos raios X mas não o exclui por completo, pois existem fenômenos conhecidos que podem “mascarar” a detecção de modulação por rotação de objetos compactos em sistemas acretantes. Por exemplo, o modo de acreção pode ser alterado de acreção sobre a superfície, seguindo as linhas de campo magnético na direção polar, para acreção magnetosférica, distante da estrela e que pode não ter modulação evidente. Por outro lado, a perda da pulsação pode estar associada a uma geometria mais simétrica de distribuição espacial do material em queda sobre o objeto compacto, acretando de modo similar nos dois polos. γ Cas apresenta variações semiperiódicas da ordem de $\sim 7,5$ h em sua emissão em raios X, mas o entendimento desse comportamento segue carente de explicação. Robinson & Smith (2000) sugerem que essa variação pode estar ligada a ciclos de relaxação envolvendo as reconexões magnéticas entre linhas de campos da estrela e do disco. Assumindo o cenário magnético, uma explicação similar pode ser evocada para a modulação observada em HD 161103 na curva de luz de 2004. Alternativamente, algumas binárias de raios X também apresentam variação semiperiódica de brilho que são comumente interpretadas em termos de fenômenos do tipo *flare* associados a inomogeneidades no fluxo de matéria acretada. Alguns exemplos de sistemas que apresentam esse tipo de comportamento são EXO 2030+375 com periodicidade de 3,96 h (Parmar et al., 1989), e 4U 2206+54, com periodicidade de ~ 1 hr (Masetti et al., 2004). É interessante notar que também não há uma explicação definitiva para a origem da modulação observada nesses sistemas.

As curvas de luz de HD 161103 em ambas as observações em raios X analisadas na Seção 4.1 apresentam variações rápidas com duração de segundos a minutos. Esse comportamento é comum a todas as estrelas γ Cas conhecidas e é notado em riqueza de detalhes nas observações da própria γ Cas e de HD 110432, por terem razão S/N elevada. As variações nessas duas estrelas são tentativamente associadas a fenômenos do tipo *flare* e análises detalhadas sustentadas nessa hipótese mostram que o tempo de vida dos *flares* é reflexo de um ambiente denso ($\sim 10^{14}$ cm $^{-3}$). Um ambiente nessas condições indica que a formação dessas erupções, que são distintas das erupções solares e de estrelas de tipo F, por exemplo, ocorrem em regiões próximas a superfície da estrela Be (Smith, Robinson & Corbet, 1998; Smith, Lopes de Oliveira & Motch, 2012; Smith et al., 2012).

Nossos resultados mostram uma diminuição de 1/3 do fluxo observado em 2012 em relação à observação de 2004. Variações similares foram observadas em γ Cas e HD 110432 e são associadas a ciclos semiperiódicos de ~ 70 e ~ 226 dias (figuras 6 e 45), respectivamente (Robinson, Smith & Henry, 2002; Smith, Lopes de Oliveira & Motch, 2012). A correlação entre o período de ~ 70 dias de γ Cas observado simultaneamente em raios X e no óptico deu luz a proposta de Robinson, Smith & Henry (2002) de existência de um

Figura 45 – Detecção do período de ~ 226 dias em raios X de HD 110432.

Fonte: adaptada da Figura 2 de Smith, Lopes de Oliveira & Motch (2012).

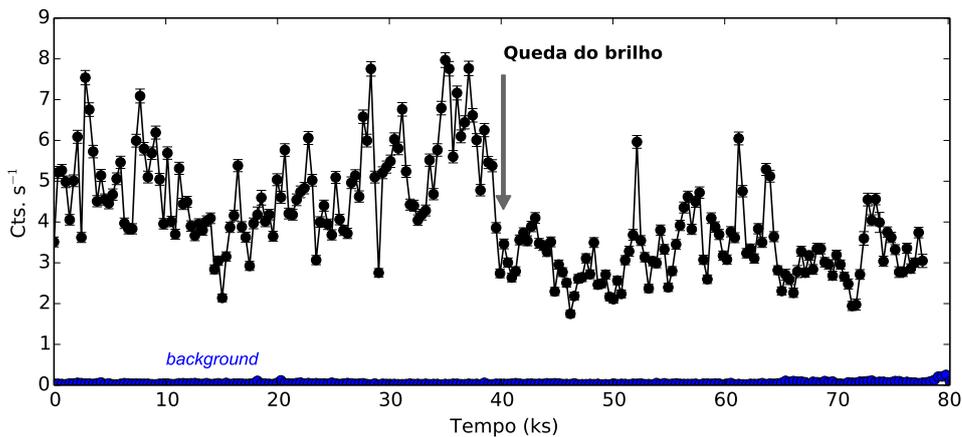
Nota: cada um dos seis conjuntos de pontos representa uma observação com o satélite RXTE com 8-9 hr de duração, com contagens agrupadas a cada 16s. Cada observação apresenta variações intrínsecas como indicado pela dispersão dos pontos, e na escala de tempo de 6 meses entre as observações é observado a modulação de ~ 226 dias. As curvas representam o ajuste senoidal com os parâmetros apresentados no canto superior esquerdo da figura. A barra de erro no canto inferior direito representa a dispersão *rms* de cada *bin* tomado a cada 16s.

mecanismo de dínamo operando no disco da estrela Be. Os autores atribuem as variações longas observadas em raios X a mudanças cíclicas na intensidade do campo magnético e, por sua vez, as variações no óptico estariam associadas a variações na estrutura do disco devido a efeitos de turbulência tentativamente produzida pelo dínamo.

Além da variação notável em fluxo, o brilho de HD 161103 cai de maneira abrupta ao final da segunda observação como se parte da emissão em raios X fosse subitamente “desligada”. Um comportamento similar é visto na curva de luz de HD 110432 em uma observação do satélite XMM-Newton realizada em 4 de setembro de 2007 (Smith, Lopes de Oliveira & Motch, 2012), quando o brilho em raios X diminuiu em $\sim 70\%$ ao longo de ~ 40 minutos (Figura 46). Uma possível interpretação para a queda abrupta de brilho em raios X é de que a emissão tem origem em diferentes sítios e estes são de alguma maneira ocultados de tempos em tempos, mas não necessariamente em intervalos periódicos. Possíveis mecanismos são, por exemplo, nuvens de material absorvedor nas cercanias da estrela que cruzam a linha de visada, ou sítios na superfície da estrela sendo ocultados devido ao

movimento de rotação da mesma. Porém a ocultação por nuvens de material é colocada em xeque pela falta de evidência de variação da coluna de absorção (N_H) obtida através dos ajustes de modelos aos espectros observados. As variações de $\sim 7,5$ hr observadas na emissão em raios X de γ Cas (Robinson & Smith, 2000) também são devidas a “quedas” abruptas de brilho e, como já mencionado, carecem de uma explicação definitiva.

Figura 46 – Curva de luz de HD 110432 a partir da combinação dos dados das câmeras EPIC/XMM obtidos em 2007.



Nota: curva de luz construída com *bins* de 350 s na faixa de energia de 0,3 a 10,0 keV utilizando os dados das 3 câmeras EPIC/XMM. A seta aponta a posição da queda abrupta de brilho mencionada no texto. O *background* é apresentado em azul. O tempo é contado a partir do início da observação. A observação em questão é a 0504730101 do XMM.

Não obstante a variação de fluxo entre as observações e ao fim da última observação, é interessante notar que análises espectrais não indicam que a dureza espectral da fonte seja alterada de modo significativo (Seção 4.1.3). Embora a temperatura tenha sido mais elevada na segunda observação (vide abaixo), realizada ~ 8 anos após a primeira, a relação entre a emissão em bandas de energias diferentes foi aproximadamente constante (ver Figuras 26 e 27, para o caso de investigação a partir de curvas de luz). Esse comportamento de relativa estabilidade da dureza espectral é um indício de que a componente em fluxo em raios X dominante possui a mesma origem para as regiões espectrais de raios X “duros” (definidos assim neste trabalho quando pertencentes a faixa 2,0–10,0 keV) e de raios X “moles” (0,3–2,0 keV). Essa interpretação está de acordo com os resultados apresentados na Seção 4.1 de que, apesar da presença de uma componente térmica “fria” ($kT \approx 0,6$ keV), o fluxo em todo o espectro é dominado pela componente “quente” ($kT \approx 10$ keV) responsável por mais de 80% da emissão em raios X na faixa 0,3–10,0 keV. Sendo este o caso, inferimos que as variações marcantes em fluxo em intervalos de anos (entre observações) e minutos (queda do brilho na observação de 2012) e que afetam integralmente o espectro, são por conta, em sua maioria, de variações da componente térmica “quente”.

Os resultados acima indicam simultaneidade na produção de fótons em raios X com energias diferentes. Isso significa que há um cenário comum para a produção desses fótons, no qual a produção decorre de sítios distintos sob condições similares ou um processo em sítio único. As observações em alta resolução espectral em raios X de γ Cas mostram de modo inequívoco que a sua emissão é composta por múltiplos plasmas de temperaturas diferentes, como sustentado por linhas em emissão, e que podem variar em temperatura e medidas de emissão (Smith et al., 2004; Smith et al., 2012). Ainda com essa complexidade em componentes térmicas distintas, a componente mais quente domina a emissão em raios X em pelo menos 85% e a sua investigação mostra uma relativa constância na dureza espectral. No cenário magnético isso pode ser acomodado na proposta de Smith et al. (2004), segundo a qual há bolsões de plasmas espalhados sobre a superfície de γ Cas. Neste trabalho avançamos na análise de simultaneidade na emissão em raios X “moles” e “duros” para o caso de HD 161103. Embora limitada pelo S/N das observações XMM disponíveis, uma análise de correlação cruzada entre curvas de luz em duas faixas de energias contíguas (0,3–2,0 keV e 2,0–10,0 keV) indica que se há um atraso no comportamento observado entre uma curva de luz e outra, esse atraso é limitado a ~ 50 s. Esse resultado corrobora portanto a hipótese de simultaneidade na emissão em raios X prevista pelo cenário de atividades magnéticas proposto para γ Cas, com uma multiplicidade de sítios gerando raios X de modos que na média se mostram similares.

Apesar da estabilidade na dureza espectral, a componente térmica “quente” do espectro apresentou mudanças dignas de menção. O equivalente em energia (kT) da temperatura dessa componente aumentou de ~ 7 keV para ~ 10 keV quando comparados os dois períodos cobertos pelas duas observações. Essa variação faz com que HD 161103 perca o posto de estrela γ Cas “mais fria” dentre as conhecidas (em relação aos raios X, e não pelo tipo espectral), se igualando, dentro das faixas de incertezas, às temperaturas das estrelas HD 157832, HD 119682, NGC 6649-9 e XGPS-36-1 (ver Tabela 13 adiante). Essa variação indica que o mecanismo responsável pelo aquecimento do plasma emissor é capaz, de alguma forma, de fornecer mais energia térmica ao sistema. No cenário da origem de raios X por acreção, a variação em temperatura pode estar relacionada a estrutura da coluna de acreção e a taxa de acreção (\dot{M}) como previsto para estrelas do tipo Variáveis Cataclísmicas (Yuasa et al., 2010). No cenário de atividades magnéticas a temperatura elevada da componente espectral mais “quente” advém do choque de feixes de partículas na superfície estelar (Smith & Robinson, 1999), sendo que esses feixes são especialmente acelerados por reconexão magnética entre campos do disco e da estrela (ver Figura 7). Assim, as variações na temperatura podem estar associadas a energia depositada por esses feixes acelerados e portanto ligados a intensidade das interações magnéticas.

Além da mudança em temperatura, mostramos na Seção 4.1 que a componente “quente” do espectro em raios X de HD 161103 apresenta indício de subabundância de

ferro. O valor medido foi de $0,69_{-0,23}^{+0,23}$ do valor solar a partir dos dados da observação de 2012, enquanto os espectros de 2004 são consistentes com modelos de plasmas com abundância solar. A subabundância de ferro no plasma que domina a “emissão quente” tem se mostrado recorrente em estrelas γ Cas que são observadas com S/N suficiente para realizar a sua investigação. Para γ Cas, o valor em questão é de $\sim 0,1$ a $0,2$ vezes o valor solar (Smith et al., 2004; Smith et al., 2012), enquanto HD 110432 apresenta valores entre $\sim 0,3$ e $0,5$ da abundância solar (Lopes de Oliveira et al., 2007). Por outro lado, observações em alta resolução de γ Cas na região espectral de $0,3$ a $2,0$ keV mostraram que a abundância em Fe em condição de “baixa” ionização (FeL) são consistentes com valores solares - com indicativo de superabundância de outros elementos como Ne e N (Lopes de Oliveira, Smith & Motch, 2010).

Smith et al. (2004) discutem a possibilidade da subabundância de Fe observada em γ Cas ser de alguma forma causada por processos associados às condições de alta temperatura. O fato de inferir valores diferentes para diferentes condições de ionização do Fe sustenta essa premissa. Essa interpretação apresenta seus méritos no caso de HD 161103 onde a subabundância só foi observada na observação que apresenta uma temperatura mais “quente” associada aos raios X. Porém essa não é uma constatação definitiva, de variação de abundância do Fe, porque não podemos descartar que o resultado compatível com valores solares para a observação de 2004 ser devido a limitações no S/N dos dados disponíveis. Smith et al. (2004) também argumentam que a subabundância observada pode ser reflexo de um fenômeno de efeito inverso do “Primeiro Potencial de Ionização” (FIP inverso, utilizando o acrônimo em inglês). O efeito FIP é observado na coroa solar, onde elementos com baixo valor de FIP são mais ricos em relação aos elementos com alto valor de FIP (Feldman & Laming, 2006). No cenário magnético proposto para explicar a emissão em raios X de γ Cas, segundo o qual feixes de partículas são acelerados pelo *stress* de linhas magnéticas e interagem com a superfície da estrela, o efeito FIP inverso pode ser causado pelo campo elétrico induzido por esse feixe de partículas que causaria um subenriquecimento de elementos com baixo FIP (mais facilmente ionizados) sem alterar a abundância de elementos com alto FIP (Güdel et al., 2002).

Pelo exposto, com base no conjunto de evidências composto pela falta de modulação persistente, variações rápidas em fluxo, indicativo de alteração de abundância do elemento Fe, e variação na temperatura do plasma dominante sem alteração da dureza espectral, o cenário de atividades magnéticas é fortalecido como explicação para os fenômenos em raios X observado na estrela HD 161103, e por conseguinte pode ser válido também para as demais estrelas do tipo γ Cas. Portanto, em nossa interpretação a disputa entre os dois cenários existentes para a emissão X das estrelas γ Cas favorece o modelo magnético.

5.2 Monitoramento do espectro óptico das estrelas γ Cas

Os resultados do monitoramento espectral no óptico das estrelas HD 161103, HD 110432, HD 119682 e HD 157832 estão apresentados na Seção 4.2. Como dito anteriormente, as campanhas observacionais levadas a cabo no Observatório do Pico dos Dias foram prejudicadas por má condição climática, com implicações negativas na cobertura temporal e na qualidade espectral inicialmente pretendidas. Não obstante, foram observados erros sistemáticos nos dados que limitaram a análise de variação de velocidade radial de linhas fotosféricas. No entanto, mesmo com limitações, os espectros obtidos forneceram peças importantes para este trabalho.

Como já reportado na literatura, as similaridades dos espectros no óptico das estrelas investigadas são notáveis (Figura 38). As intensidades relativas de suas linhas fotosféricas são quase indistinguíveis entre os espectros, mostrando que as faixas em tipo espectral e também em classe de luminosidade ocupadas pelas estrelas são estreitas. De fato as estrelas γ Cas pertencem ao intervalo B0e–B1,5e, com classes de luminosidade entre III e V, indicando que esses objetos fazem parte de uma população relativamente velha da sequência principal. Sendo estrelas velhas, esses objetos podem ter passado por episódios de troca de matéria, como sustentado também pelo fato de que três membros da classe são provavelmente *blue stragglers* em aglomerados velhos (40–60 milhões de anos; Seção 1.5), tendo sido portanto rejuvenescidos (Marco, Negueruela & Motch, 2007).

Os espectros ópticos investigados são marcados também por linhas intensas em emissão. A intensidade da linha H α em cada um deles, acompanhada pelas linhas H β e Fe II, todas em emissão, certificam que o disco circum-estelar é proeminente em quantidade de matéria. Isso significa que são discos pequenos e densos ou extensos. Por outro lado as linhas, que são intensas, são largas e tem perfis relativamente simétricos. Esse comportamento é sinônimo de estabilidade do disco (Silaj et al., 2010). Anomalias na distribuição de matéria do disco causam variações nos perfis das linhas em emissão, em especial na forma de variações nas intensidades dos picos duplos das linhas, que quando presentes são chamadas de variações V/R. Esse tipo de variação ocorre em geral de maneira previsível e é comumente associada a propagação de ondas de densidade no disco circum-estelar (Hanuschik et al., 1995).

As correlações entre fluxos em raios X e óptico observadas em γ Cas sugerem que a presença e as propriedades do disco circum-estelar influenciam as propriedades do eventual mecanismo dínamo atuando em seu interior, e portanto na emissão em raios X, embora ainda não se tenha modelos elaborados o suficiente para testar essa afirmação (Robinson, Smith & Henry, 2002). Se considerarmos a emissão em raios X pelo cenário de acreção, não só a estrutura do disco como também os parâmetros orbitais tem influência na taxa de acreção de matéria e mecanismo de “alimentação” do sistema. Para testar a influência do disco sobre a emissão em raios X, sob qualquer uma dessas hipóteses, é necessário observar

como varia a emissão X dos sistemas identificados como estrelas do tipo γ Cas durante um episódio de perda do disco da estrela Be. Ressaltamos a importância de campanhas de monitoramento dessas estrelas, como a apresentada neste trabalho, para detectar um episódio de perda de disco.

A nossa busca por variações na velocidade radial das estrelas, a fim de obter indícios de binaridade, teve resultado insatisfatório devido a qualidade dos espectros obtidos. Mesmo utilizando fatores de correção baseados nas curvas de velocidade radial de θ Car, nossos alvos apresentaram diferentes velocidades e diferentes tendências de variações para cada linha investigada (Figura 41). Atribuímos esse erro a aspectos instrumentais. Ao final, considerando o comportamento das quatro linhas do He I investigadas, encontramos os limites de amplitude da variação de velocidade radial (Δv_r) apresentados na Tabela 12, derivados a partir da amplitude da variação observada para cada linha.

É importante chamar atenção para o fato de não haver na literatura atual a divulgação de estudos de variação de velocidade radial das estrelas análogas a γ Cas (com exceção de γ Cas). Dentre os membros da classe, apenas γ Cas é sabidamente parte de um sistema binário, e portanto é extremamente relevante para o avanço de nosso entendimento dessas estrelas confirmar o *status* dos demais membros em relação a binaridade. Com base em nossos dados foram observadas variações na velocidade de todas as estrelas investigadas em escala de tempo de semanas a meses para diferentes estrelas de acordo com diferentes linhas espectrais analisadas. HD 110432, por exemplo, apresentou variações de até 24,7 km/s entre observações separadas por menos de 20 dias (linha He 4026 Å). Portanto, recomendamos que o monitoramento desses objetos seja realizado, ao menos, com uma periodicidade mensal e com espectroscopia de alta resolução de pelo menos $\Delta\lambda/\lambda \geq 18.000$ (poder de resolução do espectrógrafo *Coudé* na configuração utilizada).

5.3 Contexto atual das estrelas γ Cas

Neste ponto é relevante sumarizar o *status* atual do nosso entendimento sobre as estrelas do tipo γ Cassiopeiae conhecidas. A Tabela 13 exibe uma lista dos 12 membros conhecidos e algumas de suas principais propriedades. Apesar de atualmente não haver evidência que o sustento de forma definitiva, o cenário magnético de produção de raios X em estrelas γ Cas tem sido fortalecido por observações desses objetos realizadas em raios X, no óptico e em UV - como apresentado nas seções 1.4 e 1.5 e discutido anteriormente neste capítulo.

Todas as estrelas γ Cas identificadas até o momento pertencem a uma faixa estreita de tipo espectral, entre B0 e B1,5, e possuem classe de luminosidade entre III e V. Uma explicação definitiva para o motivo dessa restrição a tipos espectrais ainda está em falta. Enquanto o limite inferior (O9–B0) provavelmente deve-se a presença do disco

Tabela 13 – Lista das estrelas do tipo γ Cassiopeiae conhecidas e algumas de suas propriedades.

Nome	Tipo Espectral	Magnitude Banda V ^a	kT_{quente} (keV)	L_X ($\times 10^{32}$ erg/s)	distância ^c (pc)	Referências ^{d,e}
γ Cassiopeiae	B0,5 IVe	2,39	12,3–14,7	6–13	168	(1)
HD 110432	B0,5-1 III-IVe	5,31	20,8–36,9	4,2–5,2	300	(2)
HD 161103	B0,5 III-Ve	8,69	7,4–9,9	2,4–3,6	1100	(3)
SAO 49725	B0,5 III-Ve	9,27	12,9	3,9	1600	(4)
HD 119682	B0,5 Ve	7,91	8,3–15,7	5,4–8,0	1580	(5)
SS 397	B0,5 Ve	11,9	9,2–14,2	1,7–2,3	1500	(6)
NGC 6649 WL9	B1 IIIe	11,76	9,9–11,3	3,8–4,1	1700	(7)
XGPS-36-1	B1 Ve	14,3 ^b	$\sim 10^f$	3,4	2500	(8)
HD 157832	B1,5 Ve	6,65	11,2	1,2	530	(9)
HD 45314	B0 IVe	6,64	21	3,6	1500	(10)
TYC 3681-695-1	B1-2 III/Ve	11,36	$\sim 8^g$	1,4–5,8 ^f	1900–3800	(11)
2XMM...						
... J180816.6-191939	\sim B0 Ve	–	$\sim 8^f$	2,4–3,3 ^f	6000–7000	(12)

Nota: as colunas kT e L_X exibem os limites inferiores e superiores para os objetos que apresentaram variações nessas propriedades.

^a Valores obtidos da base de dados SIMBAD através do endereço eletrônico: <<http://simbad.u-strasbg.fr/simbad/>>.

^b Magnitude na banda B.

^c Assumida para o cálculo de luminosidade; depende da classe de luminosidade assumida.

^d Primeiro artigo com discussão sobre a emissão em raios X e relação com γ Cas: (1) White et al. (1982); (2) Smith & Balona (2006); (3 e 4) Lopes de Oliveira et al. (2006); (5) Rakowski et al. (2006); (6, 7 e 8) Motch et al. (2007); (9) Lopes de Oliveira & Motch (2011); (10) Rauw et al. (2013); (11 e 12) Nebot Gómez-Morán et al. (2013).

^e Valores compilados de: (1) Smith et al. (2012), Lopes de Oliveira, Smith & Motch (2010) e Smith et al. (2004) (esse último não apresenta medidas de fluxo); (2) Lopes de Oliveira et al. (2007) e Torrejón, Schulz & Nowak (2012); (3) este trabalho e Lopes de Oliveira et al. (2006); (4) Lopes de Oliveira et al. (2006); (5) Lopes de Oliveira (2007) e Torrejón et al. (2013) (6 e 7) Lopes de Oliveira (2007), Lopes de Oliveira et al. (2006) e Lopes de Oliveira (comunicação pessoal); (8) Motch et al. (2010); (9) Lopes de Oliveira & Motch (2011); (10) Rauw et al. (2013) e Megier et al. (2009); (11 e 12) Nebot Gómez-Morán et al. (2013).

^g Valor estimado a partir da dureza espectral.

circum-estelar ser limitada pela pressão de radiação de tipos mais precoces que B0, o limite superior (B1,5–B2) não é explicado. Os espectros ópticos das estrelas γ Cas não apresentam diferenças marcantes em comparação com outras estrelas Be clássicas mas apresentam características em comum que se repetem sistematicamente. Por exemplo, as estrelas γ Cas apresentam linhas da série de *Balmer* do hidrogênio que são intensas, com a linha $H\alpha$ com perfil aproximadamente simétrico, assim como linhas do Fe em emissão, indicando que seus discos circum-estelares são densos ou extensos e relativamente estáveis.

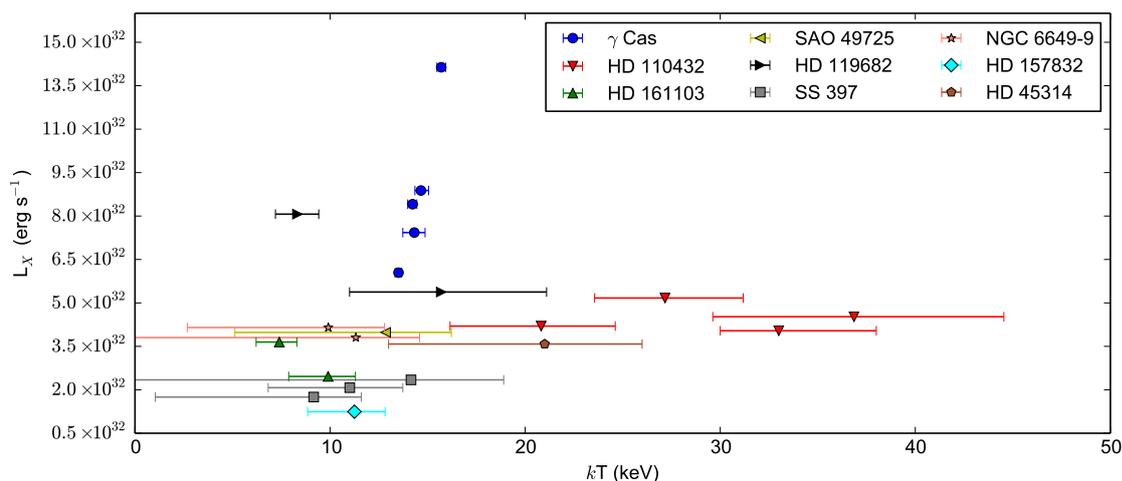
É interessante notar que as três candidatas a *blue stragglers* dentre as estrelas γ Cas são também as únicas que supostamente pertencem a aglomerados estelares e, portanto, não se pode excluir a possibilidade de que todos os membros da classe sejam *blue stragglers*, sem indicação de pertencerem a aglomerados. Além disso, γ Cas e HD 110432 possuem velocidades de rotação próximas a velocidade crítica, com $V_{rot}/V_C = 1,15 \pm 0,15$ e $1,0 \pm 0,2$, respectivamente (Stee et al., 2012; Stee et al., 2013), sendo que em média as estrelas Be apresentam $V_{rot}/V_C = 0,82 \pm 0,08$ (Meilland et al., 2012). Isso indica que os

membros da classe estão provavelmente entre as estrelas Be de mais alta rotação.

As estrelas γ Cas se destacam pela emissão peculiar de raios X duros e de origem térmica. A energia associada a temperatura da componente “quente” da emissão em raios X dos objetos conhecidos (kT) varia entre 7,4 keV e 37 keV, equivalentes a temperatura entre $8,5 \times 10^7$ K e $42,9 \times 10^7$ K. Essa temperatura característica é pelo menos uma ordem de grandeza superior a temperatura típica associada a emissão em raios X de estrelas OB isoladas proveniente de choques no vento estelar, que apresentam em média $kT = 0,5$ keV ($T = 5,8 \times 10^6$ K). Por outro lado, a natureza térmica da emissão das estrelas γ Cas, evidenciada pela presença de linhas do Fe altamente ionizado no espectro em raios X, distingue-se da emissão dominante de binárias de raios X de alta massa, que tem natureza “não-térmica”.

A Figura 47 apresenta a distribuição de luminosidade em raios X e do equivalente em energia da temperatura associada a emissão “quente” das estrelas γ Cas. Devido ao baixo número de membros identificados e as variações desses valores entre diferentes observações, não encontramos uma relação clara entre essas duas propriedades. O caso de γ Cas chama atenção pelo fato de que temperaturas de plasmas mais elevadas parecem estar associadas a luminosidades em raios X mais elevadas. Não é possível afirmar que essa é uma tendência global para as demais estrelas, embora possa ser o caso, especialmente porque os valores associados a HD 110432 e a HD 45314 destoam dos demais.

Figura 47 – Relação entre luminosidade em raios X e energia associada a temperatura da componente espectral “quente” das estrelas γ Cas considerando os valores disponíveis na literatura.



Nota: nesta figura não estão representadas as estrelas para as quais a temperatura do plasma não foi obtida a partir de ajuste espectral. Os valores foram obtidos a partir de todas as observações com resultados publicados conforme referências da Tabela 13.

Para verificar se há dependência da luminosidade em raios X com a temperatura

do plasma mais quente, dessa vez levando em conta diferenças nos tipos espectrais das estrelas, calculamos a luminosidade bolométrica de cada uma delas assumindo o respectivo tipo espectral apresentado na Tabela 14. Utilizamos os valores de magnitude absoluta e de correção bolométrica de Humphreys & McElroy (1984) para os tipos espectrais escolhidos e os valores solares obtidos por Mamajek (2012). A relação entre a razão L_X/L_{bol} e a temperatura da componente quente (em termos de kT) é exibida na Figura 48. Nessa figura pode-se notar que as razões L_X/L_{bol} das estrelas apresentam valores entre 10^{-6} e 10^{-7} . Esse intervalo é compatível com os resultados de Berghöfer & Schmitt (1997) e Nazé (2009) para estrelas O e B.

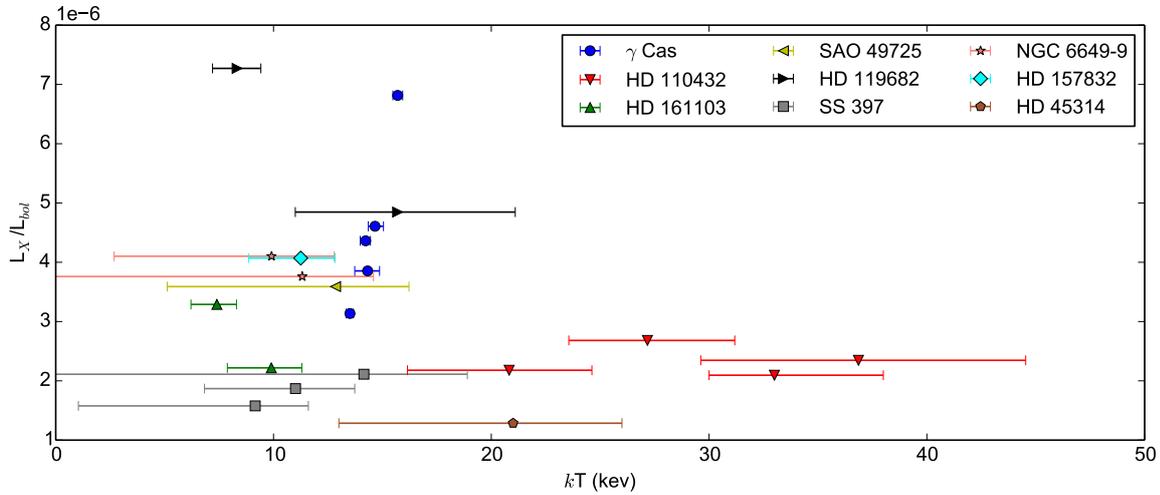
Tabela 14 – Tipos espectrais e classe de luminosidade adotados para cálculo de luminosidade bolométrica.

Objeto	Tipo espectral	Classe de luminosidade
γ Cassiopeiae	B0, 5e	IV
HD 110432	B0, 5e	IV
HD 161103	B0, 5e	V
SAO 49725	B0, 5e	V
HD 119682	B0, 5e	V
SS 397	B0, 5e	V
NGC 6649-9	B1e	III
HD 157832	B1, 5e	V
HD 45314	B0e	IV

Na Figura 49 exibimos os valores encontrados para as luminosidades bolométrica e em raios X. Mesmo assumindo uma luminosidade média em raios X, os dados apresentam uma dispersão significativa. Assim, temos que não há evidência de relação entre a quantidade de energia emitida em raios X pelas estrelas do tipo γ Cas e seus respectivos tipos espectrais.

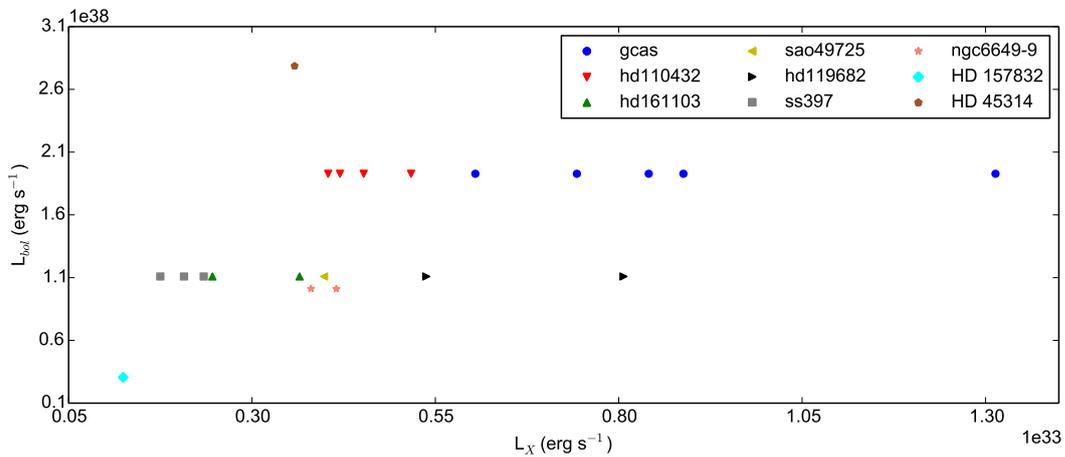
A distinção imediata das estrelas γ Cas em relação as demais estrelas massivas, tanto as isoladas quanto as que são membros de sistemas binários, decorre de suas propriedades em raios X. Todas apresentam emissão térmica de raios X duros (kT entre 7,4 e 37 keV), com luminosidade moderada (L_X entre $1,2 \times 10^{32}$ e 8×10^{32} erg/s) e com brilho variável em escalas de tempo que vão de segundos a anos. Embora suas características gerais no óptico sejam observadas em outras estrelas Be, sendo ou não do tipo γ Cas, a descoberta de estrelas desse tipo tem revelado algumas propriedades que são recorrentes, como a presença de um disco circum-estelar denso ou extenso, tipos espectrais e classes de luminosidades em uma faixa estreita (B0e-B1.5e; de III a V) e rotação elevada. A predominância nas classes de luminosidade III e IV associada com a possibilidade de alguns sistemas serem *blue stragglers* indica que podem ser objetos evoluídos de sequência principal. Por outro lado, ainda que não tenham sido exploradas para todos os membros da

Figura 48 – Relação entre a razão L_X/L_{bol} e a energia associada a temperatura da componente espectral “quente” das estrelas γ Cas.



Nota: neste diagrama não estão representadas as estrelas para as quais a temperatura do plasma não foi obtida a partir de ajuste espectral. Foram assumidos um dos tipos espectrais como mencionado no texto. Considerando os valores disponíveis na literatura, exceto para o caso de HD 161103, que foram os derivados neste trabalho.

Figura 49 – Relação entre as luminosidades em raios X e bolométrica das estrelas γ Cas



Nota: considerando os valores disponíveis na literatura para a luminosidade em raios X e valores calculados neste trabalho para a luminosidade bolométrica assumindo tipos espectrais como mencionado no texto.

classe, há outras características que merecem atenção. A presença de múltiplas componentes térmicas, subabundância em Fe e variação em temperatura da componente espectral dominante, densidade elevada na região de formação da emissão em raios X e variação na luminosidade intrínseca em raios X são observadas em estrelas γ Cas. A presença de estru-

turas migrando em perfis de linhas tem sido observada e interpretada como sendo devido a bolsões de plasma ancorados na superfície da estrela por linhas de campos magnéticos e que portanto giram com a estrela. A correlação na variação de brilho em raios X, UV e óptico na estrela γ Cas indica relação entre os sítios emissores. Juntos, como apresentado neste trabalho, as características mapeiam um espaço de parâmetros relativamente restrito e que indicam que o cenário de atividades magnéticas é o mais indicado para explicar a emissão em raios X de estrelas γ Cas. No próximo capítulo listamos algumas linhas de pesquisa que podem contribuir no sentido de revelar a origem da emissão em raios X e a natureza das estrelas Be.

6 Perspectivas

Tendo em mente o cenário atual sobre as estrelas do tipo γ Cassiopeiae discutido no capítulo anterior, listamos a seguir linhas de investigações que podem contribuir para que nosso entendimento sobre esses objetos possa ser expandido.

a) **Identificação de novos membros.**

Durante este trabalho foi apontado como a comparação entre propriedades de estrelas do tipo γ Cas pode contribuir para o avanço do entendimento acerca desses objetos, e portanto a necessidade de identificação de novos membros da classe. A maneira mais direta para identificar possíveis novos membros é promover correlações entre catálogos de estrelas Be, passíveis de identificação a partir de fotometria com filtro $H\alpha$ com confirmação espectroscópica ou diretamente por espectroscopia, e catálogos de raios X. Nesse sentido o satélite *XMM-Newton* é atualmente o melhor ponto de partida, com um catálogo que contém informações de 372.728 fontes detectadas. Até o momento não há registro na literatura de busca por sistemas do tipo γ Cas a partir da última versão disponível do catálogo. Não obstante, a busca deve ser continuada com a geração atual e futura de satélites em raios X.

b) **Monitoramento de estrelas γ Cas.**

Todas as estrelas do tipo γ Cas apresentam discos circum-estelares densos ou extensos e relativamente estáveis. O monitoramento das propriedades do disco desses objetos, por exemplo através do perfil da linha $H\alpha$, pode nos ajudar a entender a relação entre o disco e a emissão em raios X desses objetos. Em particular, a observação de variações bruscas ou mesmo da dissipação do disco de uma das estrelas γ Cas, se observadas simultaneamente em raios X, pode oferecer informações fundamentais para restringir os modelos atuais. O acompanhamento fotométrico também pode contribuir com informações importantes sobre as estrelas γ Cas. Por exemplo, a identificação de modulações no brilho óptico ou UV das estrelas podem apresentar correspondência com oscilações no brilho em raios X, como é o caso da estrela γ Cas (Figura 6).

Outro ponto de extrema relevância para estrelas do tipo γ Cas é sua situação em relação a binaridade. Por enquanto apenas γ Cas foi identificada como membro de um sistema binário. Apesar de não se observar relação óbvia entre os parâmetros orbitais e a emissão em raios X de γ Cas, a presença de uma companheira tem relevância para os modelos propostos para explicar o fenômeno em raios X dessas estrelas. Por exemplo, sabemos que pelo menos três

membros das estrelas γ Cas são candidatas a *blue straggler* e portanto podem ter passado por captura de matéria após sua formação (Stryker, 1993). Para confirmar ou refutar o caráter de binaridade das estrelas γ Cas, recomendamos que sejam mantidos esforços de monitoramento espectral dessas estrelas com o fim de detectar variações em velocidade radial. Ressaltamos que podem ser necessárias campanhas de longa duração para determinar de forma precisa os parâmetros orbitais, em caso positivo de binaridade – os parâmetros do sistema γ Cassiopeiae foram determinados com boa precisão através de espectros tomados continuamente durante 7 anos (Harmanec et al., 2000). Alternativamente, observações interferométricas também podem ajudar a resolver a questão sobre binaridade das estrelas γ Cas.

c) **Medidas de campos magnéticos.**

Como já mencionado neste trabalho, existe uma grande possibilidade de que as estrelas do tipo γ Cassiopeiae possuam campos magnéticos e que sua emissão em raios X seja dominada pelo comportamento de atividades magnéticas próximas a superfície da estrela. O levantamento MiMeS (mencionado na Subseção 1.1.3), não detectou campos magnéticos em grande escala em nenhum dos 98 sistemas Be investigados (Wade et al., 2014). Porém esse resultado não exclui a possibilidade de existência de campos magnéticos localizados ou extremamente fracos (Neiner et al., 2012). Acreditamos que os esforços para detecção de campos magnéticos em estrelas Be, em particular na própria estrela γ Cas e em HD 110432, que tem indicações indiretas de campos, devem ser mantidos. É necessário também verificar se os demais sistemas γ Cas conhecidos tem sinais indiretos de atividades magnéticas. Como já ilustrado nas figuras 2 e 9, γ Cas e HD 110432 apresentam subestruturas migratórias em perfis de linha observadas em seus espectros no ultravioleta e no óptico. A presença dessas estruturas é constantemente evocada como evidência da presença de nuvens em corotação com a superfície estelar ancoradas por linhas de campo magnético (Smith & Robinson, 1999), e portanto como evidência da presença de atividade magnética nessas estrelas. Em nossa opinião, espectroscopia em alta resolução das demais estrelas γ Cas possuem potencial para detectar subestruturas migratórias semelhantes as de γ Cas e de HD 110432. Se confirmadas, a presença de tais estruturas reforça a conexão entre atividades magnéticas e a emissão em raios X desses objetos.

d) **Espectroscopia de alta resolução do complexo Fe K α em raios X.**

Uma das principais característica das estrelas γ Cas é a alta temperatura de plasma associada a emissão de seus raios X. Essa temperatura é evidenciada pelo contínuo e por linhas em emissão do complexo Fe K α no espectro em raios

X. Os detectores nos satélites de raios X atuais possuem resolução espectral limitada na região dessas linhas ($\sim 6, 7, \text{keV}$). Além de linhas do Fe altamente ionizado, o espectro das estrelas γ Cas apresentam uma linha de fluorescência do Fe pouco ionizado nessa mesma região. Investigação espectral detalhada das linhas do complexo $\text{Fe K}\alpha$ é importante para analisar as propriedades do material emissor, como sua densidade e estado de ionização. Tais estudos serão possíveis com a próxima geração de satélites de raios X. Por exemplo, o satélite Astro-H (Takahashi et al., 2014) promete obter resolução espectral suficiente para distinguir (“resolver”) as linhas. Em relação as estrelas γ Cas, com a resolução oferecida por esse satélite, poderemos determinar propriedades do(s) plasma(s) a partir da caracterização de linhas individuais, verificar a dependência da linha de fluorescência com a geometria do sistema mapeada por componente de absorção fotoelétrica e, possivelmente o mais importante no contexto das estrelas γ Cas, identificar variabilidade na abundância inferida a partir das linhas de alta ionização do Fe – esperado no contexto de atividades magnéticas, mas não no contexto de acreção por um objeto compacto.

Referências

- ANDERS, E.; EBIHARA, M. 1982, Solar-system abundances of the elements. *Geochimica et Cosmochimica Acta*, v. 46, n. 11, p. 2363–2380. Citado na página 67.
- ARNAUD, K., DORMAN, B., ; GORDON, C. 2014, Xspec: An X-Ray Spectral Fitting Package User's Guide for version 12.8.2. Citado na página 66.
- ARNAUD, K. A. 1996. XSPEC: The First Ten Years. In: Jacoby, G. H.; Barnes, J. (Ed.). *Astronomical Data Analysis Software and Systems V*. [s.n.], (Astronomical Society of the Pacific Conference Series, v. 101), p. 17. Citado na página 65.
- ASTROPY COLLABORATION, et al. 2013, Astropy: A community Python package for astronomy. *Astronomy & Astrophysics*, v. 558, p. A33. Citado na página 73.
- BAADE, D. 1988. Nonradial pulsations and the be phenomenon. In: CAYREL DE STROBEL, G.; SPITE, M. (Ed.). *International Astronomical Union. Symposium no. 132*. Paris, France: Kluwer Academic Publishers, p. 217. Citado na página 22.
- BALUCINSKA-CHURCH, M.; MCCAMMON, D. 1992, Photoelectric absorption cross sections with variable abundances. *The Astrophysical Journal*, v. 400, p. 699. Citado na página 67.
- BELCZYNSKI, K.; ZIOLKOWSKI, J. 2009, ON THE APPARENT LACK OF Be X-RAY BINARIES WITH BLACK HOLES. *The Astrophysical Journal*, v. 707, n. 2, p. 870–877. Citado 2 vezes nas páginas 27 e 28.
- BERGHÖFER, T.; SCHMITT, J. 1997, X-ray properties of bright OB-type stars detected in the ROSAT all-sky survey. *Astronomy and Astrophysics*, v. 174, p. 167–174. Citado 2 vezes nas páginas 26 e 119.
- BODDIE, P. 2014. *Pprocess-0.5.1: Elementary parallel programming for Python*. Disponível em: <<http://www.boddie.org.uk/python/pprocess.html>>. Citado na página 73.
- BROWN, J. C., CASSINELLI, J. P., ; MAHESWARAN, M. 2008, Magnetically Fed Hot Star Keplerian Disks with Slow Outflow. *The Astrophysical Journal*, v. 688, n. 2, p. 1320–1325. Citado na página 22.
- BUCCHERI, R., et al. 1983, Search for pulsed gamma-ray emission from radio pulsars in the COS-B data. *Astronomy and Astrophysics*, n. 128, p. 245–251. Citado na página 63.
- CANTIELLO, M.; BRAITHWAITE, J. 2011, Magnetic spots on hot massive stars. *Astronomy & Astrophysics*, v. 534, p. A140. Citado na página 26.
- CASARES, J., et al. 2014, A Be-type star with a black-hole companion. *Nature*, v. 505, p. 378–81. Citado 3 vezes nas páginas 27, 28 e 101.
- COLLINS II, G. W. 1987. The use of terms and definitions in the study of Be stars. In: SLETTEBAK, A.; SNOW, T. P. (Ed.). *IAU Colloq. 92: Physics of Be Stars*. [s.n.], p. 3–19. Citado na página 21.

- CONTI, P. S.; ALSCHULER, W. R. 1971, Spectroscopic Studies of O-Type Stars. I. Classification and Absolute Magnitudes. *The Astrophysical Journal*, v. 170, p. 325. Citado na página 40.
- CRANMER, S. R., SMITH, M. A., ; ROBINSON, R. D. 2000, A Multiwavelength Campaign on γ Cassiopeiae. IV. The Case for Illuminated Disk-enhanced Wind Streams. *The Astrophysical Journal*, v. 1, n. 537, p. 433–447. Citado na página 32.
- DE BECKER, M., et al. 2006, XMM-Newton observations of the massive colliding wind binary and non-thermal radio emitter Cyg OB2#8A [O6If + O5.5III(f)]. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 371, p. 1280–1294. Citado na página 27.
- EDWARDS, D. L. 1956, Gamma Cassiopeiae. *Vistas in Astronomy*, v. 2, p. 1470–1476. Citado 2 vezes nas páginas 23 e 24.
- ESA. 2014. *The European Photon Imaging Camera (EPIC) onboard XMM-Newton*. Disponível em: <http://xmm.esac.esa.int/external/xmm/_user/_support/documentation/technical/EPIC/index.shtml>. Citado na página 47.
- ESA. 2014. *The Reflection Grating Spectrometer (RGS) onboard XMM-Newton*. Disponível em: <http://xmm.esac.esa.int/external/xmm/_user/_support/documentation/technical/RGS/index.shtml>. Citado na página 46.
- ESA: XMM-Newton SOC. 2014, Users Guide to the XMM-Newton Science Analysis System. n. 10.5. Citado 2 vezes nas páginas 59 e 60.
- ESA: XMM-Newton SOC. 2014, XMM-Newton Users Handbook. n. 2.12. Citado 6 vezes nas páginas 43, 45, 46, 48, 49 e 50.
- FABREGAT, J.; TORREJÓN, J. M. 2000, On the evolutionary status of Be stars. *Astronomy and Astrophysics*, v. 357, p. 451–459. Citado na página 24.
- FEINSTEIN, A.; MARRACO, H. G. 1971, The open cluster NGC 4609 behind the Coalsack. *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, v. 83, p. 218. Citado na página 36.
- FELDMAN, U.; LAMING, J. M. 2006, Element Abundances in the Upper Atmospheres of the Sun and Stars: Update of Observational Results. *Physica Scripta*, v. 61, p. 222–252. Citado na página 114.
- FRONTERA, F., et al. 1987, Time variability of Gamma Cassiopeiae in X-rays. *The Astrophysical Journal*, v. 320, p. L127–L131. Citado na página 32.
- GAGNE, M., et al. 2005, Chandra HETGS Multiphase Spectroscopy of the Young Magnetic O Star θ 1 Orionis C. *The Astrophysical Journal*, v. 628, n. 2, p. 986–1005. Citado na página 27.
- GREVESSE, N.; ANDERS, E. 1989. Solar-system abundances of the elements: A new table. In: *AIP Conference Proceedings*. AIP, v. 183, p. 1–8. Citado na página 67.
- GRUNHUT, J. H.; WADE, G. A. 2013, Magnetism in massive early-type stars. *EAS Publications Series*, v. 64, p. 67–74. Citado na página 25.

- GÜDEL, M., et al. 2002. Flares and Coronal Heating in Active Stars - A Statistical Investigation. In: Favata, F.; Drake, J. J. (Ed.). *Stellar Coronae in the Chandra and XMM-NEWTON Era*. [s.n.], (Astronomical Society of the Pacific Conference Series, v. 277), p. 491. Citado na página 114.
- HABERL, F. 1995, γ Cassiopeiae: evidence for a Be star/white dwarf X-ray binary? *Astronomy and Astrophysics*, v. 296, p. 685. Citado na página 31.
- HAISCH, B. 2000. Physical requirements for flares in stars. In: SMITH, M. A.; HENRICH, H. F. (Ed.). *The Be Phenomenon in Early-Type Stars, IAU Colloquium 175*. Astronomical Society of the Pacific Conference Series, p. 304. Citado na página 34.
- HANUSCHIK, R. W., et al. 1995, V/R variability and global oscillations in Be star disks. *Astronomy and Astrophysics*, v. 300, p. 163. Citado na página 115.
- HARMANEC, P., et al. 2002, On the role of duplicity in the Be phenomenon. *Astronomy and Astrophysics*, v. 396, n. 3, p. 937–948. Citado na página 22.
- HARMANEC, P., et al. 2000, Properties and nature of Be stars. XX. Binary nature and orbital elements of gamma Cas. *Astronomy and Astrophysics*, n. 364, p. 85–88. Citado 2 vezes nas páginas 31 e 124.
- HUBRIG, S., et al. 2008, New insights into the nature of the peculiar star theta Carinae. v. 296, p. 10. Citado na página 105.
- HUBRIG, S., et al. 2009, Magnetic survey of emission line B-type stars with FORS 1 at the VLT. *Astronomische Nachrichten*, v. 330, n. 7, p. 708–716. Citado na página 25.
- HUBRIG, S., et al. 2007, Evidence for weak magnetic fields in early-type emission stars. *Astronomische Nachrichten*, v. 328, n. 10, p. 1133–1136. Citado na página 25.
- HUMPHREYS, R.; MCELROY, D. 1984, The initial mass function for massive stars in the Galaxy and the Magellanic Clouds. *The Astrophysical Journal*, v. 284, p. 565–577. Citado na página 119.
- HUNTER, J. D. 2007, Matplotlib: A 2D Graphics Environment. *Computing in Science & Engineering*, v. 9, n. 3, p. 90–95. Citado na página 73.
- JERNIGAN, J. 1976, Gamma Cassiopeiae. *IAU Circ.* Citado 2 vezes nas páginas 29 e 40.
- JOHNSON, H. L.; MORGAN, W. W. 1953, Fundamental stellar photometry for standards of spectral type on the revised system of the Yerkes spectral atlas. *The Astrophysical Journal*, v. 117, p. 313. Citado na página 21.
- JONES, E., et al. 2001. *SciPy: Open source scientific tools for Python*. Disponível em: <<http://www.scipy.org/>>. Citado na página 73.
- KAASTRA, J. 1992, An x-ray spectral code for optically thin plasmas. *Internal SRON-Leiden report, updated version*, v. 2. Citado na página 68.
- KAHABKA, P., et al. 2006, The super-soft source XMMU J052016.0-692505 in the LMC. *Astronomy and Astrophysics*, v. 458, n. 1, p. 285–292. Citado 2 vezes nas páginas 28 e 31.

- KARZAS, W. J.; LATTEER, R. 1961, Electron Radiative Transitions in a Coulomb Field. *The Astrophysical Journal Supplement Series*, v. 6, p. 167. Citado na página 68.
- KELLOGG, E., BALDWIN, J. R., ; KOCH, D. 1975, Studies of cluster X-ray sources, energy spectra for the Perseus, Virgo, and Coma clusters. *The Astrophysical Journal*, v. 199, p. 299. Citado na página 68.
- KRAMIDA, A., et al. 2014. NIST Atomic Spectra Database (ver. 5.2), (Online). (17 de Fevereiro, 2015). National Institute of Standards and Technology, Gaithersburg, MD. Disponível em: <<http://physics.nist.gov/asd>>. Citado na página 104.
- KUBO, S., et al. 1998, ASCA X-Ray Observations of Gamma Cassiopeiae. *Publications of the Astronomical Society of Japan*, v. 50, p. 417–426. Citado na página 30.
- LEE, U., SAIO, H., ; OSAKI, Y. 1991, Viscous excretion discs around Be stars. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 250, p. 432–437. Citado na página 23.
- LIEDAHL, D. A., OSTERHELD, A. L., ; GOLDSTEIN, W. H. 1995, New calculations of Fe L-shell X-ray spectra in high-temperature plasmas. *The Astrophysical Journal*, v. 438, p. L115. Citado na página 68.
- LIU, Q. Z., PARADIJS, J. van, ; HEUVEL, E. P. J. van den. 2006, Catalogue of high-mass X-ray binaries in the Galaxy (4th edition). *Astronomy and Astrophysics*, v. 455, n. 3, p. 1165–1168. Citado na página 27.
- LNA. 2014. *Laboratório Nacional de Astrofísica*. Disponível em: <<http://www.lna.br/>>. Citado 2 vezes nas páginas 52 e 53.
- LOPES DE OLIVEIRA, R. 2007. *Uma nova classe de emissores de raios X: os sistemas do tipo γ Cassiopeiae*. Tese (Doutorado) — Universidade de São Paulo - São Paulo, Brazil; l'Université Louis Pasteur - Strasbourg, France. Citado 2 vezes nas páginas 39 e 117.
- LOPES DE OLIVEIRA, R.; MOTCH, C. 2011, A hard and variable X-ray emission from the massive emission-line star HD 157832. *The Astrophysical Journal*, v. 731, n. 1, p. L6. Citado 2 vezes nas páginas 39 e 117.
- LOPES DE OLIVEIRA, R., et al. 2006, (LO06). New γ Cassiopeiae-like objects: X-ray and optical observations of SAO 49725 and HD 161103. *Astronomy and Astrophysics*, n. 454, p. 265–276. Citado 3 vezes nas páginas 36, 38 e 117.
- LOPES DE OLIVEIRA, R., et al. 2007, On the X-ray and optical properties of the Be star HD 110432: a very hard-thermal X-ray emitter. *Astronomy and Astrophysics*, v. 474, p. 983–996. Citado 5 vezes nas páginas 36, 37, 38, 114 e 117.
- LOPES DE OLIVEIRA, R., SMITH, M. A., ; MOTCH, C. 2010, γ Cassiopeiae: an X-ray Be star with personality. *Astronomy and Astrophysics*, v. 512, p. A22. Citado 5 vezes nas páginas 30, 31, 40, 114 e 117.
- LUCY, L. B. 1982, X-ray emission from the winds of hot stars. II. *The Astrophysical Journal*, v. 255, p. 286. Citado na página 26.
- LUCY, L. B.; WHITE, R. L. 1980, X-ray emission from the winds of hot stars. *The Astrophysical Journal*, v. 241, p. 300. Citado na página 26.

- MAMAJEK, E. E. 2012, On the Age and Binarity of Fomalhaut. *The Astrophysical Journal*, v. 754, n. 5, p. L20. Citado na página 119.
- MARCO, A., NEGUERUELA, I., ; MOTCH, C. 2007. Blue Stragglers, Be stars and X-ray binaries in open clusters. In: STEFL, S., OWOCKI, S. P., ; OKAZAKI, A. T. (Ed.). *Active OB-Stars: Laboratories for Stellar and Circumstellar Physics*. Astronomical Society of the Pacific Conference Series, Vol 361, p. 388–394. Citado na página 115.
- MARCO, A., et al. 2009, The peculiar X-ray source in NGC 5281. *Advances in Space Research*, v. 44, n. 3, p. 348–354. Citado na página 39.
- MARLBOROUGH, J. M., SNOW, T. P. J., ; SLETTEBAK, A. 1978, Ultraviolet and optical spectral variability in the Be star Gamma Cassiopeiae - A coronal model for the emission. *The Astrophysical Journal*, v. 224, p. 157–166. Citado na página 29.
- MARTIN, R. G., et al. 2014, Giant outbursts in Be/X-ray binaries. *The Astrophysical Journal*, v. 790, n. 2, p. L34. ISSN 2041-8205. Citado na página 28.
- MASETTI, N., et al. 2004, A look with BeppoSAX at the low-luminosity Galactic X-ray source 4U 2206+54. v. 319, p. 9. Citado na página 110.
- MASON, B. D., et al. 1998, ICCD Speckle Observations of Binary Stars. XIX. An Astrometric/Spectroscopic Survey of O Stars. *The Astronomical Journal*, v. 115, p. 821–847. Citado na página 40.
- MASON, B. D., et al. 2009, The High Angular Resolution Multiplicity of Massive Stars. *The Astronomical Journal*, v. 137, n. 2, p. 3358–3377. Citado na página 40.
- MEGIER, A., et al. 2009, The interstellar Ca II distance scale. *Astronomy and Astrophysics*, v. 507, n. 2, p. 833–840. Citado 2 vezes nas páginas 37 e 117.
- MEILLAND, A., et al. 2012, First spectro-interferometric survey of Be stars. *Astronomy and Astrophysics*, v. 538, p. A110. Citado 2 vezes nas páginas 22 e 117.
- MEWE, R., LEMEN, J. R., ; OORD, G. H. J. van den. 1986, Calculated X-radiation from optically thin plasmas. VI - Improved calculations for continuum emission and approximation formulae for nonrelativistic average Gaunt factors. *Astronomy and Astrophysics Supplement Series*, v. 65, p. 511–536. Citado na página 68.
- MIROSHNICHENKO, A. S., BJORKMAN, K. S., ; KRUGOV, V. D. 2002, Binary Nature and Long-Term Variations of γ Cassiopeiae. *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, v. 114, n. 801, p. 1226–1233. Citado na página 31.
- MORRISON, R.; MCCAMMON, D. 1983, Interstellar photoelectric absorption cross sections, 0.03-10 keV. *The Astrophysical Journal*, v. 270, p. 119. Citado na página 67.
- MOTCH, C., et al. 1997, New massive X-ray binary candidates from the ROSAT Galactic Plane Survey I - Results from a cross-correlation with OB star catalogues. *Astronomy and Astrophysics*, v. 323, p. 853–875. Citado 2 vezes nas páginas 36 e 38.
- MOTCH, C., et al. 2007. X-ray and Optical Properties of New gcas-Like Objects Discovered in X-ray Surveys. In: Okazaki, A. T., Owocki, S. P., ; Stefl, S. (Ed.). *Active OB-Stars: Laboratories for Stellar and Circumstellar Physics*. [s.n.], (Astronomical Society of the Pacific Conference Series, v. 361), p. 117. Citado 2 vezes nas páginas 36 e 117.

- MOTCH, C., et al. 2010, The X-ray source content of the XMM-Newton Galactic plane survey. *Astronomy & Astrophysics*, v. 523, p. A92. Citado 2 vezes nas páginas 40 e 117.
- MUNAR-ADROVER, P., et al. 2014, Discovery of X-ray emission from the first Be/black hole system. v. 1, p. 5. Citado 2 vezes nas páginas 27 e 28.
- MURAKAMI, T., et al. 1986, X-ray spectrum from gamma Cassiopeiae. *The Astrophysical Journal*, v. 310, p. L31–L34. Citado na página 30.
- NASA/GSFC: XMM-Newton Guest Observer Facility, et al. 2014, The XMM-Newton ABC Guide : An Introduction to XMM-Newton Data Analysis. v. 4.5. Citado na página 55.
- NAZÉ, Y. 2009, Hot stars observed by XMM -Newton. *Astronomy and Astrophysics*, v. 506, p. 1055–1064. Citado na página 119.
- NEBOT GÓMEZ-MORÁN, A., et al. 2013, The XMM-Newton SSC survey of the Galactic plane. *Astronomy & Astrophysics*, v. 553, p. A12. Citado 2 vezes nas páginas 40 e 117.
- NEGUERUELA, I., STEELE, I. A., ; BERNABEU, G. 2004, On the class of Oe stars'. *Astronomische Nachrichten*, v. 325, n. 9, p. 749–760. Citado na página 40.
- NEINER, C., et al. 2012, An investigation of the magnetic properties of the classical Be star ω Ori by the MiMeS Collaboration. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 426, n. 4, p. 2738–2750. Citado 2 vezes nas páginas 26 e 124.
- NEINER, C., et al. 2003, Rotation and magnetic field in the Be star omega Orionis. *Astronomy and Astrophysics*, v. 409, n. 1, p. 275–286. Citado na página 25.
- NEMRAVOVÁ, J., et al. 2012, Properties and nature of Be stars. *Astronomy and Astrophysics*, v. 537, p. A59. Citado na página 31.
- OKAZAKI, A. T., HAYASAKI, K., ; MORITANI, Y. 2013, Origin of Two Types of X-Ray Outbursts in Be/X-Ray Binaries. *Publications of the Astronomical Society of Japan*, v. 65, n. 2, p. 41. Citado na página 28.
- OUDMAIJER, R. D.; PARR, A. M. 2010, The binary fraction and mass ratio of Be and B stars: a comparative Very Large Telescope/NACO study. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 405, n. March, p. 2439–2446. Citado na página 23.
- PADGETT, A. 2009, Xronos: A Timing Analysis Software Package User's Guide Version 5.22. Citado 2 vezes nas páginas 70 e 72.
- PARMAR, A. N., et al. 1993, The X-Ray Time Variability and Spectrum of Gamma-Cassiopeiae X: 0053+ 604. *Astronomy and Astrophysics*, v. 275, p. 227–235. Citado na página 32.
- PARMAR, A. N., et al. 1989, The transient 42 second X-ray pulsar EXO 2030+375. I - The discovery and the luminosity dependence of the pulse period variations. *The Astrophysical Journal*, v. 338, p. 359. Citado na página 110.
- PEREZ, F.; GRANGER, B. E. 2007, IPython: A System for Interactive Scientific Computing. *Computing in Science & Engineering*, v. 9, n. 3, p. 21–29. Citado na página 73.

- PETIT, V., et al. 2012, A magnetic confinement versus rotation classification of massive-star magnetospheres. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 429, n. 1, p. 398–422. Citado na página 25.
- POECKERT, R.; MARLBOROUGH, J. M. 1977, Linear polarization of H-alpha in the Be star gamma Cassiopeiae. *The Astrophysical Journal*, v. 218, p. 220. Citado na página 22.
- POLS, O. R., et al. 1991, The formation of Be stars through close binary evolution. *Astronomy and Astrophysics*, EDP Sciences, v. 241, n. 2, p. 419–438. Citado na página 28.
- PORTER, J. M.; RIVINIUS, T. 2003, Classical Be Stars. *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, v. 115, n. 812, p. 1153–1170. Citado 2 vezes nas páginas 23 e 24.
- PROTASSOV, R., et al. 2002, Statistics: Handle with Care, Detecting Multiple Model Components with the Likelihood Ratio Test. *The Astrophysical Journal*, v. 571, n. 1, p. 545–559. Citado na página 90.
- PULS, J., VINK, J. S., ; NAJARRO, F. 2008, Mass loss from hot massive stars. *The Astronomy and Astrophysics Review*, v. 16, n. 3-4, p. 209–325. Citado na página 27.
- RAKOWSKI, C. E., et al. 2006, Extraordinarily Hot X-Ray Emission from the O9 Emission-Line Star HD 119682. *The Astrophysical Journal*, v. 649, n. 2, p. L111–L114. Citado 2 vezes nas páginas 39 e 117.
- RAUW, G., et al. 2013, HD 45314: a new γ Cassiopeiae analog among Oe stars. *Astronomy and Astrophysics*, v. 555, p. L9. Citado 2 vezes nas páginas 40 e 117.
- REIG, P. 2011, Be/X-ray binaries. *Astrophysics and Space Science*, v. 332, n. 1, p. 1–29. Citado na página 28.
- RIVINIUS, T., CARCIOFI, A. C., ; MARTAYAN, C. 2013, Classical Be stars. *The Astronomy and Astrophysics Review*, v. 21, n. 1, p. 69. Citado 2 vezes nas páginas 22 e 25.
- ROBINSON, R. D.; SMITH, M. A. 2000, A Search for Rotational Modulation of X-Ray Centers on the Classical Be Star γ Cassiopeiae. *The Astrophysical Journal*, v. 540, p. 474–488. Citado 3 vezes nas páginas 32, 110 e 112.
- ROBINSON, R. D., SMITH, M. A., ; HENRY, G. W. 2002, X-Ray and Optical Variations in the Classical Be Star γ Cassiopeia: The Discovery of a Possible Magnetic Dynamo. *The Astrophysical Journal*, v. 575, n. 575, p. 435–448. Citado 5 vezes nas páginas 32, 33, 36, 110 e 115.
- RYBICKI, G. B.; LIGHTMAN, A. P. 1979. *Radiative processes in astrophysics*. [s.n.]. Citado na página 67.
- SAFI-HARB, S., et al. 2007, A Multiwavelength Study of 1WGA J1346.5-6255: A New γ Cas Analog Unrelated to the Background Supernova Remnant G309.2-00.6. *The Astrophysical Journal*, v. 659, n. 1, p. 407–418. Citado na página 39.

- SECCHI, A. 1867, Schreiben des Herrn Prof. Secchi, Dir. der Sternwarte des Collegio Romano, an den Herausgeber. *Astronomische Nachrichten*, v. 68, n. 4, p. 63–64. Citado na página 21.
- SEWARD, F. D.; CHARLES, P. A. 1995. *Exploring the X-Ray Universe*. [s.n.]. Citado na página 29.
- SILAJ, J., et al. 2010, A SYSTEMATIC STUDY OF H α PROFILES OF Be STARS. *The Astrophysical Journal Supplement Series*, v. 187, n. 1986, p. 228–250. Citado na página 115.
- SLETTEBAK, A. 1982, Spectral types and rotational velocities of the brighter Be stars and A-F type shell stars. *The Astrophysical Journal Supplement Series*, v. 50, p. 55. Citado na página 22.
- SLETTEBAK, A. 1985, Be stars in open clusters. *The Astrophysical Journal Supplement Series*, v. 59, p. 769. Citado na página 24.
- SLETTEBAK, A. 1986, H-alpha and near-infrared spectra of late-type Be and A F-type shell stars. *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, v. 98, p. 867. Citado na página 24.
- SMITH, M. A. 1995, Dynamic processes in Be star atmospheres. 3: Rapid multiwavelength variability in gamma Cassiopeiae. *The Astrophysical Journal*, v. 442, p. 812–821. Citado na página 30.
- SMITH, M. A.; BALONA, L. 2006, The Remarkable Be Star HD 110432 (BZ Crucis). *The Astrophysical Journal*, v. 640, n. 1, p. 491–504. Citado 4 vezes nas páginas 36, 37, 40 e 117.
- SMITH, M. A., et al. 2004, High-Resolution Chandra Spectroscopy of γ Cassiopeiae (B0.5e). *The Astrophysical Journal*, v. 600, n. 2, p. 972–985. Citado 6 vezes nas páginas 30, 34, 35, 113, 114 e 117.
- SMITH, M. A., LOPES DE OLIVEIRA, R., ; MOTCH, C. 2012, characterization of the X-ray light curve of the γ Cas-LIKE B1e star HD 110432. *The Astrophysical Journal*, v. 755, n. 1, p. 64. Citado 5 vezes nas páginas 36, 37, 38, 110 e 111.
- SMITH, M. A., et al. 2012, The relationship between γ Cassiopeiae's X-ray emission and its circumstellar environment. *Astronomy and Astrophysics*, v. 540, p. A53. Citado 11 vezes nas páginas 22, 30, 31, 34, 35, 40, 41, 110, 113, 114 e 117.
- SMITH, M. A.; ROBINSON, R. D. 1999, A Multiwavelength Campaign on γ Cassiopeiae. III. The Case for Magnetically Controlled Circumstellar Kinematics. *The Astrophysical Journal*, v. 517, n. 2, p. 866–882. Citado 5 vezes nas páginas 26, 33, 34, 113 e 124.
- SMITH, M. A., ROBINSON, R. D., ; CORBET, R. H. D. 1998, A Multiwavelength Campaign on γ Cassiopeiae. I. The Case for Surface X-Ray Flaring. *The Astrophysical Journal*, v. 503, n. 2, p. 877–893. Citado 4 vezes nas páginas 32, 34, 40 e 110.
- SNOW, T. P.; MARLBOROUGH, J. M. 1976, Evidence for mass loss at moderate to high velocity in Be stars. *The Astrophysical Journal*, v. 203, p. L87. Citado na página 24.

- STEE, P., et al. 2012, The relationship between γ Cassiopeiae's X-ray emission and its circumstellar environment II. Geometry and kinematics of the disk from MIRC and VEGA instruments on the CHARA Array. *Astronomy and Astrophysics*, v. 545, n. 545, p. A59. Citado 4 vezes nas páginas 31, 32, 36 e 117.
- STEE, P., et al. 2013, Evidence of an asymmetrical Keplerian disk in the Br γ and He I emission lines around the Be star HD 110432. *Astronomy & Astrophysics*, v. 550, p. A65. Citado 2 vezes nas páginas 36 e 117.
- STELLA, L.; ANGELINI, L. 1992. Xronos: a Timing Analysis Software Package. In: Worrall, D. M., Biemesderfer, C., ; Barnes, J. (Ed.). *Astronomical Data Analysis Software and Systems I*. [s.n.], (Astronomical Society of the Pacific Conference Series, v. 25), p. 103. Citado na página 65.
- STRUVE, O. 1931, On the origin of bright lines in spectra of stars of class B. *The Astrophysical Journal*, v. 73, p. 94. Citado na página 22.
- STRYKER, L. L. 1993, Blue stragglers. *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, v. 105, n. 692, p. 1081. Citado na página 124.
- STURM, R., et al. 2012, A new super-soft X-ray source in the Small Magellanic Cloud: Discovery of the first Be/white dwarf system in the SMC? *Astronomy & Astrophysics*, v. 537, p. A76. Citado 2 vezes nas páginas 28 e 31.
- TAKAHASHI, T., et al. 2014. The ASTRO-H X-ray astronomy satellite. In: . [s.n.], p. 914425. Citado na página 125.
- TORREJÓN, J. M.; ORR, A. 2001, BeppoSAX survey of Be/X-ray binary candidates. *Astronomy and Astrophysics*, v. 377, n. 1, p. 148–155. Citado na página 36.
- TORREJÓN, J. M., SCHULZ, N. S., ; NOWAK, M. A. 2012, CHANDRA and SUZAKU observations of the Be/X-ray star HD110432. *The Astrophysical Journal*, v. 750, n. 1, p. 75. Citado na página 117.
- TORREJÓN, J. M., et al. 2013, Hot thermal x-ray emission from the Be Be star HD 119682. *The Astrophysical Journal*, v. 765, n. 1, p. 13. Citado 2 vezes nas páginas 39 e 117.
- TOWNSEND, R. H. D., OWOCKI, S. P., ; HOWARTH, I. D. 2004, Be-star rotation: how close to critical? *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 350, n. 1, p. 189–195. Citado na página 22.
- UD-DOULA, A., et al. 2014, X-rays from magnetically confined wind shocks: effect of cooling-regulated shock retreat. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 441, n. 4, p. 3600–3614. Citado na página 27.
- WADE, G. A., et al. 2014, The magnetic characteristics of Galactic OB stars from the MiMeS survey of magnetism in massive stars. *Proceedings of the International Astronomical Union*, v. 9, n. S302, p. 265–269. Citado 2 vezes nas páginas 26 e 124.
- Walborn, N. R.; Fitzpatrick, E. L. 1990, Contemporary optical spectral classification of the OB stars - A digital atlas. *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, v. 102, p. 379–411. Citado na página 101.

- WALKER, A.; LANEY, C. 1987, CCD photometry of galactic clusters containing Cepheid variables. IV - NGC 6649. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society (ISSN 0035-8711)*, v. 224, p. 61–74. Citado na página 39.
- WALT, S. van der, COLBERT, S. C., ; VAROQUAUX, G. 2011, The NumPy Array: A Structure for Efficient Numerical Computation. *Computing in Science & Engineering*, v. 13, n. 2, p. 22–30. Citado na página 72.
- WHITE, N. E., et al. 1982, A comparison of the X-ray properties of X Persei and Gamma Cassiopeiae. *The Astrophysical Journal*, v. 263, n. 263, p. 277. Citado 2 vezes nas páginas 29 e 117.
- WOLTER, H. 1952, Spiegelsysteme streifenden Einfalls als abbildende Optiken für Röntgenstrahlen. *Annalen der Physik*, v. 445, p. 94–114. Citado na página 44.
- YUASA, T., et al. 2010, White dwarf masses in intermediate polars observed with the Suzaku satellite. v. 25, p. 17. Citado na página 113.
- ZAVLIN, V. E., et al. 2000, Discovery of 424 Millisecond Pulsations from the Radio-quiet Neutron Star in the Supernova Remnant PKS 1209-51/52. *The Astrophysical Journal*, v. 540, n. 1, p. L25–L28. Citado na página 64.
- ZOREC, J.; BRIOT, D. 1997, Critical study of the frequency of Be stars taking into account their outstanding characteristics. *Astronomy and Astrophysics*, v. 318, p. 443–460. Citado na página 24.