



MINISTÉRIO DA CIÊNCIA E TECNOLOGIA

INSTITUTO NACIONAL DE PESQUISAS ESPACIAIS

aa/bb/cc/dd-TDI

**ESCREVER O TÍTULO NO IDIOMA EM QUE FOI
ESCRITO A PUBLICAÇÃO**

Nome Completo do Autor

Tese de Doutorado ou Dissertação de Mestrado do Curso de Pós-Graduação em Nome do Curso, orientada pelo(a) Dr(a). Nome do Orientador(a), aprovada em dd de mês por extenso de aaaa.

URL do documento original:

<<http://urlib.net/xx/yy>>

INPE
São José dos Campos
AAAA

PUBLICADO POR:

Instituto Nacional de Pesquisas Espaciais - INPE

Gabinete do Diretor (GB)

Serviço de Informação e Documentação (SID)

Caixa Postal 515 - CEP 12.245-970

São José dos Campos - SP - Brasil

Tel.:(012) 3945-6923/6921

Fax: (012) 3945-6919

E-mail: pubtc@sid.inpe.br

COMISSÃO DO CONSELHO DE EDITORAÇÃO E PRESERVAÇÃO DA PRODUÇÃO INTELECTUAL DO INPE (DE/DIR-544):

Presidente:

Marciana Leite Ribeiro - Serviço de Informação e Documentação (SID)

Membros:

Dr. Gerald Jean Francis Banon - Coordenação Observação da Terra (OBT)

Dr. Amauri Silva Montes - Coordenação Engenharia e Tecnologia Espaciais (ETE)

Dr. André de Castro Milone - Coordenação Ciências Espaciais e Atmosféricas (CEA)

Dr. Joaquim José Barroso de Castro - Centro de Tecnologias Espaciais (CTE)

Dr. Manoel Alonso Gan - Centro de Previsão de Tempo e Estudos Climáticos (CPT)

Dr^a Maria do Carmo de Andrade Nono - Conselho de Pós-Graduação

Dr. Plínio Carlos Alvalá - Centro de Ciência do Sistema Terrestre (CST)

BIBLIOTECA DIGITAL:

Dr. Gerald Jean Francis Banon - Coordenação de Observação da Terra (OBT)

Clayton Martins Pereira - Serviço de Informação e Documentação (SID)

REVISÃO E NORMALIZAÇÃO DOCUMENTÁRIA:

Simone Angélica Del Ducca Barbedo - Serviço de Informação e Documentação (SID)

Yolanda Ribeiro da Silva Souza - Serviço de Informação e Documentação (SID)

EDITORAÇÃO ELETRÔNICA:

Marcelo de Castro Pazos - Serviço de Informação e Documentação (SID)

André Luis Dias Fernandes - Serviço de Informação e Documentação (SID)



MINISTÉRIO DA CIÊNCIA E TECNOLOGIA

INSTITUTO NACIONAL DE PESQUISAS ESPACIAIS

aa/bb/cc/dd-TDI

**ESCREVER O TÍTULO NO IDIOMA EM QUE FOI
ESCRITO A PUBLICAÇÃO**

Nome Completo do Autor

Tese de Doutorado ou Dissertação de Mestrado do Curso de Pós-Graduação em Nome do Curso, orientada pelo(a) Dr(a). Nome do Orientador(a), aprovada em dd de mês por extenso de aaaa.

URL do documento original:

<<http://urlib.net/xx/yy>>

INPE
São José dos Campos
AAAA

Dados Internacionais de Catalogação na Publicação (CIP)

Sobrenome, Nomes.

Cutter Escrever o título no idioma em que foi escrito a publicação / Nome Completo do Autor. – São José dos Campos : INPE, AAAA.

xiv + 57 p. ; (aa/bb/cc/dd-TDI)

Dissertação ou Tese (Mestrado ou Doutorado em Nome do Curso) – Instituto Nacional de Pesquisas Espaciais, São José dos Campos, AAAA.

Orientador : José da Silva.

1. Palavra chave. 2. Palavra chave 3. Palavra chave. 4. Palavra chave. 5. Palavra chave I. Título.

CDU 000.000



Esta obra foi licenciada sob uma Licença [Creative Commons Atribuição-NãoComercial 3.0 Não Adaptada](#).

This work is licensed under a [Creative Commons Attribution-NonCommercial 3.0 Unported License](#).

Informar aqui sobre marca registrada (a modificação desta linha deve ser feita no arquivo publicacao.tex).

**ATENÇÃO! A FOLHA DE
APROVAÇÃO SERÁ IN-
CLUIDA POSTERIORMENTE.**

Mestrado ou Doutorado em Nome do
Curso

*“E eu vos direi: "Amai para entendê-las!
Pois só quem ama pode ter ouvido
Capaz de ouvir e de entender estrelas”.*

OLAVO BILAC
em “*Poesias, Via-Láctea*”, 1888

RESUMO

Magnetar é o nome comumente utilizado para se referir aos *Soft Gamma Repeaters* (SGR) e aos *Anomalous X-Ray Pulsars* (AXP). Apesar de não haver consenso, essas fontes astrofísicas são aceitas pela maioria da comunidade científica como sendo estrelas de nêutron em rotação com um gigantesco campo magnético (da ordem de $10^{13} - 10^{15}$ G). No entanto, devido ao grande campo magnético desses objetos, inclusive acima do limite crítico imposto pela mecânica quântica, outras possibilidades são levantadas para explicá-los fisicamente, entre elas, o modelo de anãs brancas de grande massa. Nesse contexto, o trabalho de iniciação científica iniciado em agosto de 2014 focou-se em estudar o modelo de magnetares no contexto de anãs brancas e sua validade. No primeiro ano, calculamos ~~o valor da~~ magnitude aparente esperada para uma anã branca em diversas bandas. Tal resultado foi comparado com ~~os valores de as~~ magnitudes ~~ou limites~~ ~~ou contrapartida~~ já encontrados para alguns objetos. No segundo ano, optamos por fazer um estudo sobre as propriedades ~~da~~ ~~emissão?~~ das fontes em questão. Foi feito um estudo sobre magnetares transientes, características das emissões das fontes em raio-X (principalmente 4U 0142+61) e das fontes conhecidas como pulsares de anãs. Buscamos compreender as características das contrapartidas ópticas e infravermelhas existentes, em especial das fontes 4U 0142+61, 1E 1048.1 -5937 e SGR 0501+4516, que apresentam fração pulsada medida na banda i' . Supondo que tal variabilidade é causada por uma região de acreção presente na anã branca, estimamos a temperatura de tal emissão para uma anã branca de massa conhecida. Com o valor de tal temperatura, do valor da fração pulsada e da magnitude na banda i , foi possível calcular o raio esperado para a região de acreção supondo uma emissão de corpo negro. Os resultados encontrados mostram que o raio de tal região varia de 1 a 5 % do valor do raio da fonte, quando essa é considerada uma anã branca. Além disso, calculamos a temperatura esperada para a anã branca, supondo que ela é responsável pela parte não variável do fluxo.

Palavras-chave: Magnetares. Anãs Brancas. Pulsares. Raios X. Contrapartida Óptica. Variabilidade.

**ESCREVER O TÍTULO EM INGLÊS PARA PUBLICAÇÕES
ESCRITAS EM PORTUGUÊS E EM PORTUGUÊS PARA
PUBLICAÇÕES ESCRITAS EM INGLÊS**

ABSTRACT

Texto do abstract...

Keywords: Atmospheric turbulence. WETAMC campaign. LBA project. Chaotic behavior. Chaotic attractor.

LISTA DE FIGURAS

	<u>Pág.</u>
6.1 Relação massa raio	22
6.2 Relação massa raio sobre on efeito da rotação	23
6.3 Relação massa raio sobre o efeito do campo magnético	24
6.4 Comparação da relação massa raio de (Nauenberg, 1972) com uma anã branca de carbono	25
6.5 O quanto o raio calculado por (Nauenberg, 1972) é maior do que o raio para uma anã branca de carbono	26
7.1 Variação da temperatura da região de acreção com a massa	28
7.2 Relação entre massa, raio e temperatura.	29
8.1 Variação da sensibilidade com o comprimento de onda para a banda i	31
9.1 Teste do fluxo da região emissora	34
9.2 Teste do raio da região emissora	35
11.1 Variação da forma do pulso com a energia. Figura 7 de (den Hartog et al., 2008).	42
11.2 Pulso em raios-X duros. As linhas demarcam os intervalos de fase onde os espectros resolvidos em fase foram extraídos. Figura 4 de (den Hartog et al., 2008).	43
11.3 Espectros resolvidos em fase de 4U 0142+61. Figura 8 de (den Hartog et al., 2008).	44
11.4 Variação do fluxo de 4U 0142+61 em relação a sua fase para a banda i' . Fonte:(Dhillon et al., 2005)	45
11.5 Raio da região de acreção em função da massa	45
11.6 Relação entre o raio da região de acreção e o raio da estrela em função da massa	46
12.1 Variação do fluxo de 1E 1048.1 -5937 em relação a sua fase para a banda i' . Fonte: (Dhillon et al., 2009)	49
12.2 Raio da região de acreção em função da massa	49
12.3 Relação entre o raio da região de acreção e o raio da estrela em função da massa	50
13.1 Variação do fluxo de SGR 0501 +4516 em relação a sua fase para a banda i' para duas datas de observação distintas. Fonte: (Dhillon et al., 2011)	52

13.2 Raio da região de acreção em função da massa	52
13.3 Relação entre o raio da região de acreção e o raio da estrela em função da massa	52

LISTA DE TABELAS

	<u>Pág.</u>
3.1 magnetares e as SNR correspondentes. Fonte: (Olausen; Kaspi, 2014)	8
3.2 Dados de raio-X mole para algu	10
3.3 Dados de raio-X duros persistentes. Fontes: (Koester, 2013) ; (Mereghetti, 2008)	11
3.4 Magnetares com contrapartida confirmada	12
5.1 Características das anãs brancas pulsares	16
11.1 Valores encontrados de temperatura e raio para os valores médios observados e raio de 5390 km	47
11.2 Valores encontrados de temperatura e raio para os valores médios observados e raio de 1050 km	47

LISTA DE ABREVIATURAS E SIGLAS

WETAMC	–	Campanha de Mesoescala Atmosférica na Estação úmida
IBGE	–	Instituto Brasileiro de Geografia e Estatística
MC	–	Método das Covariâncias
EDP	–	Equações Diferenciais Parciais
FFT	–	Fast Fourier Transform

LISTA DE SÍMBOLOS

a	–	primeira contante
b	–	segunda constante
ρ	–	densidade de um fluido
ν	–	viscosidade cinemática
R_e	–	número de Reynolds
α	–	constante de Kolmogorov
k	–	número de onda
K	–	curtose
D_0	–	dimensão de contagem de caixas
D_1	–	dimensão de informação
D_2	–	dimensão de correlação
λ_1	–	expoente de Lyapunov dominante

SUMÁRIO

	<u>Pág.</u>
I Revisão Bibliográfica	1
1 Introdução	3
2 Resumo Histórico	5
2.1 <i>Soft-Gamma Repeaters</i>	5
2.2 <i>Anomalous X-Ray Pulsars</i>	6
3 Propriedades dos magnetares	7
3.1 Características principais	7
3.2 Associação com Supernovas	7
3.3 Distância	8
3.4 Emissões em raio-X	9
3.4.1 Raios-X moles	9
3.4.2 Raios-X duros	11
3.5 Contrapartidas ópticas ou infravermelhas	11
4 Classes de magnetares baseadas em observações recentes	13
4.1 Magnetares transientes	13
4.1.1 Magnetar de baixo campo	13
4.1.2 Magnetares com emissão transiente em rádio	14
5 Anãs Brancas similares	16
5.1 pulsares de anãs brancas	16
5.1.1 RX J0648.0-4418	16
5.2 Presença de variabilidade em anãs brancas	17
5.2.1 RE J0317 – 853	17
II Metodologia para um modelo de acreção	19
6 Relação Massa-Raio de anãs brancas	21
6.1 Relação Massa-Raio para anã branca genérica	21
6.2 Efeito da rotação	21
6.3 Efeito do campo magnético	23

6.4	Comparando relação massa-raio de Nauenberg (1972) e a de anãs brancas de carbono	24
7	Cálculo do tamanho da região emissora de magnetares considerando que seja produzida por acreção em uma anã branca	27
7.1	Temperatura do choque	27
8	Cálculos para determinação de parâmetros	30
8.1	Calibração da banda i' para a banda i	30
8.2	Valor da extinção	30
8.3	Função Sensibilidade	31
8.4	Fluxo da fonte	31
8.5	Fluxo da região de acreção	32
8.6	Raio da região de acreção	33
9	Teste de validação do programa	34
III	Resultados	36
10	SGR 0418+5729	38
11	4U 0142+61	40
11.1	Histórico de observações ópticas de 4U 0142+61	40
11.2	Emissão em altas energias	41
11.2.1	Variação temporal a longo prazo	42
11.2.2	Pulsos	42
11.2.3	Espectros	42
11.3	Cálculos do raio da região emissora	44
11.3.1	Banda i'	44
11.3.2	Banda g'	45
11.4	Temperatura da base	46
12	1E 1048.1-5937	48
12.1	Emissão pulsada	48
12.2	Cálculos do raio da região emissora	48
13	SGR 0501+4516	51
13.1	Emissão pulsada	51
13.2	Cálculos do raio da região emissora	51

14 Conclusão	53
REFERÊNCIAS BIBLIOGRÁFICAS	54

Parte I

Revisão Bibliográfica

1 Introdução

As duas classes de pulsares de raio-X, SGR (*Soft-Gamma Repeaters*) e AXP (*Anomalous X-ray Pulsars*), tem características bem peculiares. Tais fontes são aceitas pela maior parte da comunidade científica como magnetares, estrelas de nêutron isoladas com um campo magnético da ordem de $\sim 10^{15}G$, maior que valor crítico imposto pela mecânica quântica ($= 4.4 \times 10^{13}G$). Do ponto de vista astrofísico, caso o modelo de magnetar esteja correto, tais objetos serão responsáveis por ampliar o conhecimento existente sobre as estrelas de nêutron e sua evolução. Além disso, como possuiriam campos magnéticos não vistos em nenhum outro lugar, eles ainda são de grande interesse para a física.

No entanto, tal valor de campo magnético não é medido, ele é estimado a partir de uma série de propriedade independentes apresentadas por essas fontes. Tais propriedades só poderiam ser explicadas no contexto de estrelas de nêutron com altos valores de campo. Entre elas, temos:

- A ~~perda de~~ energia rotacional disponível para a emissão == será que fica melhor?? == é bem menor que a luminosidade persistente em raio-X;
- Longos valores de períodos ($\sim 10s$), no contexto de estrelas de nêutron, poderiam ser atingidos em $\sim 10^3 - 10^4$ anos por uma desaceleração causada pelo dipolo magnético apenas para valores de campo $B > 10^{14}G$;
- Taxa de *spin-down* (diminuição da velocidade de rotação) muito alta implica em um valor de campo de dipolo da ordem de $10^{14} - 10^{15}G$;
- A observação de valores de luminosidade acima do limite de Eddington para alguns *bursts* e *flares* poderia ser explicada pela presença de um campo altíssimo;
- A falta da descoberta de companheiras, de forma que o cenário de sistema binário com acreção não é considerado uma possibilidade.

Além do modelo de estrelas de nêutron, há interpretações alternativas, como o modelo de estrelas de quark e o de anãs brancas massivas. O cenário de estrelas de quark seria possível a partir da evolução de uma estrela de nêutron que tem a densidade do seu núcleo aumentada a partir de acreção ou *spin down*. Haveria, então uma explosão onde a camada externa da estrela de nêutron, rica em ferro, seria ejetada. Dependendo da frequência de rotação da nova estrela de quark, os detritos expelidos

formariam uma concha que co-rotacionaria com a estrela ou ficariam confinados em um anel Kepleriano. Os magnetares, nesse cenário, teriam campos magnéticos da ordem de $10^{15}G$.

Já no modelo de anãs brancas massivas não é necessário um valor de campo magnético tão elevado. Como o raio de uma anã branca é ~ 1000 vezes maior que o de uma estrela de nêutron, seu momento de inércia é 10^6 maior. Com isso, o campo magnético necessário para explicar os valores observados de luminosidade em raio-X podem ser explicados pelos valores de perda de energia rotacional observados. Nesse contexto, o valor de campo magnético seriam da ordem de $\sim 10^8 - 10^{10}G$ que são altos, mas consistentes com o que seria esperado para uma anã branca. O presente trabalho buscou corroborar tal modelo.

2 Resumo Histórico

Historicamente, existem duas classes de magnetares conhecidas: *Soft Gamma Repeaters* (SGR) e *Anomalous X-Ray Pulsar* (AXP). Essa separação reflete as circunstâncias em que cada uma delas foi descobertas. SGR foram identificadas a partir de curtas e intensas explosões. Enquanto isso, as fontes identificadas como AXP emitiam em raio-X de forma persistente.

Nesse capítulo, trataremos das primeiras descobertas acerca dessas classes e o contexto em que ambas foram consideradas parte de uma mesma classe: magnetares.

2.1 *Soft-Gamma Repeaters*

O primeiro magnetar a ser descoberto foi SGR 1806-20, no dia 7 de janeiro de 1979, a partir de um *burst* observado pela sonda espacial *VENERA*. Tais *bursts* são eventos com altos picos de energia que começam e terminam repentinamente. Sua duração costuma ser de menos de 1 segundo. Inicialmente tal fonte foi identificada como um GBR (*Gamma ray burst*), que são *flashes* pontuais de raio gama associados com explosões extremamente energéticas observadas em galáxias distantes. No entanto, como foram observados múltiplos *bursts* provenientes de tal fonte, o que não é esperado para um GBR, ele foi classificado como um uma nova classe batizada como SGR.

Meses depois dessa primeira detecção, a fonte SGR 0526-66 emitiu o primeiro e mais energético *flare* já detectado para um magnetar. *Flares* são eventos super energéticos em que há um pico de energia inicial (maior que o apresentado pelos *bursts*) seguidos por uma queda quase exponencial de fluxo que dura minutos. Para o caso observado a energia inicial foi da ordem de $10^{45} \text{ ergs.s}^{-1}$ e a queda durou cerca de 3 minutos. Além disso, foi observada uma pulsação de 8 segundos. Tal evento foi localizado na fronteira de remanescente de supernova (SNR) N49, que fica na Grande Nuvem de Magalhães. Devido ao alto valor de luminosidade, pulsação observada e associação como uma SNR, tal objeto foi classificado como estrela de nêutron.

Durante os primeiros anos, as únicas observações dos SGR's foram em sua fase não quiescente (durante os *bursts* ou *flares*). A falta de informação durante a fase persistente era um grande empecilho no entendimento da natureza de tais fontes.

Foi apenas em 1994 que ocorreu a primeira descoberta da fase persistente para todos os SGR's conhecidos até o momento, com a detecção de uma emissão em raio-X com alto valor de período.

2.2 *Anomalous X-Ray Pulsars*

Em 1981 foi observada a primeira fonte AXP: 1E 2259+586. Sua detecção ocorreu a partir de pulsações em raio-X no centro da SNR CTB 109. Ela foi inicialmente interpretada como uma binária de raio-X, apesar do espectro de energia diferente do esperado e da falta de contrapartida. Ao longo dos anos, novas fontes com propriedades similares foram detectadas.

Suas propriedades peculiares, principalmente os valores de *spin-down*, fizeram com que a natureza desses objetos fosse uma incógnita. ... propuseram que tais propriedades poderiam ser explicadas por estrelas de nêutron isoladas altamente magnetizadas. ,, postularam um modelo de estrela de nêutron envolta em um disco de detritos adquirido durante a supernova. A presença de anãs brancas na interpretação de tais fontes apareceu pela primeira vez em FONTE.

As primeiras contrapartidas ópticas detectadas foram para a fonte AXP conhecida como 4U 0142+259. Tal detecção inicial, além das descobertas que se sucederam acerca da natureza óptica e infravermelha dessa AXP tem se mostrado bastante importante no entendimento da natureza dessas fontes.

A detecção de *bursts* similares aos encontrados em SGR's é mostrada em REF, para 1E 1048.1-5937. Tal descoberta uniu por vez as duas classes, que atualmente são reconhecidas como magnetares.

3 Propriedades dos magnetares

Estudar as propriedades dos 21 magnetares confirmados e 6 candidatos é essencial para compreender sua natureza, dessa forma uma revisão bibliográfica acerca de tais propriedades é feita na próxima seção.

3.1 Características principais

Tais fontes possuem período de rotação na faixa de $P \sim 2 - 12$ s, *spin-down* da ordem de $\dot{P} \sim 10^{-13} - 10^{-10}$ s/s e luminosidade em torno de $L_X \sim 10^{35}$ erg/s. Além disso, as atividade transiente na forma de outbursts de energia que alcançam valores de $\sim 10^{41} - 10^{43}$ erg, e no caso de SGRs com giant flares, tais valores podem chegar a $\sim 10^{44} - 10^{47}$ erg.

A partir desses dados, o campo magnético pode ser inferido pelo modelo de dipolo. Se a estrela possui um momento de dipolo magnético desalinhado com eixo do *spin* por um ângulo α , a energia por segundo emitida pelo dipolo magnético em rotação pode ser escrita como:

$$\dot{E}_{\text{dip}} = -\frac{2}{3c^3} m^2 \Omega^4 \sin^2 \alpha \quad (3.1)$$

Supondo que tais estrelas possam ser explicadas com um pulsar rotation-powered, a luminosidade em X, produzida pelo campo dipolar, pode ser expressa como originada da perda por rotação:

$$\dot{E}_{\text{rot}} = -4\pi^2 I \frac{\dot{P}}{P^3} \quad (3.2)$$

Assim, o campo magnético é calculado a partir de grandezas observacionais pela fórmula:

$$B_d = \left(\frac{3c^3 I}{8\pi^2 R^6} P \dot{P} \right)^{1/2} \quad (3.3)$$

3.2 Associação com Supernovas

Algumas fontes tem associação sugerida com SNR, o que é um forte indicativo de que o modelo de estrelas de nêutron representam bem sua natureza. No entanto,

como a maior parte das fontes não tem tal associação, o modelo de anãs brancas não é descredenciado em um contexto geral. A tabela 3.1 mostra algumas fontes com suas respectivas SNR.

Nome	SNR
SGR 0501+4516	SNR HB
SGR 0526-66	SNR N49
1E 1547.0-5408	SNR G327.24-0.13
PSR J1622-4950	SNR G333.9+0.0
SGR 1627-41	SNR G337.0-0.1
CXOU J171405.7-381031	SNR CTB 37B
Swift J1834.9-0846	SNR W41
1E 1841-045	SNR Kes 73
1E 2259+586	SNR CTB 109
AX 1845.0-0258	SNR G29.6+0.1

Tabela 3.1 - magnetares e as SNR correspondentes. Fonte: (Olausen; Kaspi, 2014)

3.3 Distância

Excetuando-se as fontes CXOU J010043.1-721134 e SGR 0526-66 que estão localizadas, respectivamente, nas Pequenas e Grandes Nuvens de Magalhães, todas as fontes detectadas até o presente momento estão a poucos kpc de distância ((Olausen; Kaspi, 2014)).

Para um número limitado de fontes AXP, (Durant; van Kerkwijk, 2006) estudou a relação entre o avermelhamento óptico e a distância. Foi possível, dessa forma, inferir a distância a partir das absorções medidas em Raio-X. Com isso, algumas medidas de distância foram revisadas: por exemplo, de ~ 3 para 9 ± 1.7 kpc - 1E 1048.1-5937; de ~ 10 para 3.1 ± 0.5 kpc - XTE J1810-197;

Se tais distâncias forem confirmadas, isso implica que a luminosidade em raios-X persistente (menor que 10 keV) é próxima a $1.3 \times 10^{35} \text{erg.s}^{-1}$ para todas as fontes. Esse resultado seria muito interessante, dado que ele coincide com o valor de saturação acima do qual um resfriamento rápido no interior da estrela de nêutron é efetivo.

3.4 Emissões em raio-X

3.4.1 Raios-X moles

Um das propriedades compartilhadas por todas as fontes é a emissão persistente e pulsadas em raios-X moles (0.2 - 20 keV). Dessa forma, conhecer as características principais tais emissões é essencial para um real entendimento dos magnetares.

A tabela 3.2 mostra os dados coletados para algumas fontes.

Nome	Pulsed Fraction	Energy	Detector	Pulsed profile senoidal	Referencia
CXOU J010043.1-72113	32 ± 3%	0.2-6 KeV	XMM-Newton	Não	
4U 0142+61	alta variabilidade (1)	0.3-10 KeV	XMM-Newton	Não	
SGR 0418+5729	78% ± 0.9%	0.3-10 keV	XMM-Newton	Sim	
SGR 0501+4516	~ 45%	0.3-12 keV	XMM-Newton	Não	
SGR 0526-66	13.6% ± 0.9%	0.65-12 keV	XMM-Newton	Não	
1E 1048.1-5937	~ 70%	0.5-10 keV	Rossi	Sim	
1E 1547.0-5408	20%-50%(2)	2-10KeV	Swift	Não	
SGR 1627-41	13 ± 2%	2-10 KeV	XMM-Newton	Não	
CXOU J164710.2-455216	~ 11%	0.2-6 KeV	Suzaku	Não	
IRXS J170849.0-400910	35.6% ± 1.4%	2-10 KeV	XMM-Newton	Não	
CXOU J171405.7-381031	~ 31%	1-5 KeV	Chandra	Não	
SGR J1745-2900	27% ± 3%	3-10 KeV	NuStar	Não	
SGR 1806-20	~ 7%	1.5-10 KeV	XMM-Newton	Não	
XTE J1810-197	55% ± 4%	5-8 KeV	Chandra	Sim	
Swift J1822.3-1606	55% - 73%(3)	0.3-10 KeV(3)	XMM-Newton	Não	
Swift J1834.9-0846	85% ± 10%	2-10 KeV	Chandra	(4)	
3XMM J185246.6+00331	56% - 77%	0.3-10 KeV	XMM-Newton	Sim	
SGR 1900+14	~ 10%	2-10 KeV	BeppoSAX	(4)	
1E 2259+586	~ 20%	2-10 KeV	XMM-Newton	Não	
1E 1841-045	~ 25%	20 KeV	Vários	Não	
SGR 1833-0832	64% ± 4%	2-10 KeV	Swift	Sim	

Tabela 3.2 - Dados de raio-X mole para alga

(1) 8.8% ± 0.9%, 7.7% ± 0.9%, 10.2% ± 0.2% e 13.3% ± 0.3% (2) increased smoothly from 20% just after the outburst onset, up to almost 50% at the end of the Swift visibility window. (3) 0.3-1 keV: ~ 55% / 1-2 keV: ~ 62% / 2-3 keV: ~ 67% / 3-5 keV: ~ 64% / 5-10 keV: ~ 73% (4) Muda bastante a forma do pulso em medidas feitas em dias diferentes. Em algumas, o pulso parece senoidal, em outras não.

3.4.2 Raios-X duros

Nos primeiros anos, a presença de emissão em raios-X duros era restrita aos eventos transientes (como *bursts*) que ocorrem nos magnetares.

Atualmente, no entanto, a presença de emissão persistente em raios-X duros foi confirmada para quatro AXP's e 2 SGR's. Além disso, o limite observado para as outras fontes não descarta a possibilidade de que estas também possuam emissão persistente em tal parte do espectro.

A tabela 3.3 mostra quais as fontes já tiveram emissão persistente detectadas.

Nome	classe	Pulsado	Perfil similar ao de raios-X moles
4U 0142+61	AXP	P	Não
1E 1048.1-5937	AXP	N	-
1RXS J170849.0-400910	AXP	P	Não
1E 1841-045	AXP	P	Não
SGR 1900+14	SGR	N	-
SGR 1806-20	SGR	N	-

Tabela 3.3 - Dados de raio-X duros persistentes. Fontes: (Koester, 2013) ; (Mereghetti, 2008)

P: pulsação confirmada / N: Pulsação não confirmada

3.5 Contrapartidas ópticas ou infravermelhas

As emissões ópticas e infravermelhas são de grande importância na compreensão da natureza dos magnetares, já que não se espera uma emissão tão evidente proveniente de estrelas de nêutron isoladas. Dessa forma, as características das emissões como seu espectro e perfil pulsado podem guardar pistas importantes sobre tais fontes.

Pelo menos 7 magnetares possuem contrapartida óptica ou infravermelha (que será chamada apenas de contrapartida). Esses objetos e suas principais propriedades são apresentados na Tab. 3.4. Além disso, existem mais 5 objetos com contrapartida sugerida.

As contrapartidas sugeridas existem para seguintes objetos: CXOU J010043.1-721134; SGR 1627-41; 1RXS J170849.0-400910; 1E 1841-045; SGR 1900+14.

De acordo com Turolla (2015), existem duas origens propostas para essa emissão, no contexto de estrelas de nêutron: disco fóssil e magnetosfera. No caso de disco fóssil,

Identification	Opt.	IR	Pulsação Opt.
4U 0142+61	Sim	Sim	Sim
SGR 0501+4516	Sim	Sim	Sim
1E 1048.1-5937	Sim	Sim	Sim
1E 1547.0-5408		Sim	?
SGR 1806-20		Sim	?
XTE J1810-197		Sim	?
1E 2259+586		Sim	?

Tabela 3.4 - Magnetares com contrapartida confirmada

temos material em torno do magnetar emitindo como corpo negro. A temperatura do material pode variar com o raio, criando um espectro mais largo que de um corpo negro de temperatura única.

4 Classes de magnetares baseadas em observações recentes

4.1 Magnetares transientes

As emissões em raio-X para boa parte dos magnetares é conhecida por ter um longo período de variabilidade. Tal variação, entretanto, costuma ser relativamente pequena. Em 2002, no entanto, percebeu-se uma classe de magnetares que sofria uma variação na luminosidade muito mais brusca, que foram chamados de transientes. Tais fontes são caracterizadas por um repentino aumento no fluxo em raio-X, acompanhado da emissão de pequenos bursts. Dentro dessa classificação há subcategorias que serão apresentadas abaixo, como explicado em (Turolla et al., 2015).

4.1.1 Magnetar de baixo campo

A visão original de que os magnetares estão obrigatoriamente associados a altos valores de campo magnético foi posta à prova com a descoberta de duas fontes: SGR 0418+5729 e Swift J1822.3-1606, que são conhecidas como magnetares de baixo campo. Ambas tem um dipolo magnético $B \sim 10^{13}$ G, que é um valor encontrado para campos magnéticos em rádio pulsares comuns e abaixo do limite supercrítico.

Além da diferença no campo magnético, tais estrelas apresentam uma outra peculiaridade: há uma grande diferença entre os valores calculados para sua idade característica em comparação com a idade esperada devido à evolução magnetotermal.

A idade característica (τ) é calculada através do valor de período (P) e do *spin-down* (\dot{P}) do magnetar, como mostrado na equação 4.1. Ela geralmente fornece um valor aproximado para a idade real de tais objetos.

$$\tau = \frac{P}{2\dot{P}} \quad (4.1)$$

O campo magnético de SGR 0418+5729, depois de 3 anos de observações, foi calculado como sendo 6.1×10^{12} . Sua idade característica é 36 Myr. Além dela, Swift J1822.3-1606 aparenta possuir um campo magnético pequeno, ou seja, menor que o valor limite. Sobre essa última, não se chegou a um consenso sobre o valor do campo, no entanto, ele varia de 2.4×10^{13} a 5.1×10^{13} . A idade característica é aproximadamente 0,8 Myr.

Pequenos números de explosões de menor luminosidade em comparação a outros

magnetares, além do baixo campo magnético fez tais estrelas serem consideradas com magnetares velhos, próximas do fim de sua vida ativa. A dúvida é qual o valor mínimo de campo magnético necessário para produzir as explosões observadas e se tais magnetares ainda o possuem.

Além disso, (Turolla et al., 2015) e (Rea et al., 2012) mostraram que a evolução magnetotermal de um magnetar inicialmente com um campo magnético de 2×10^{14} G podem reproduzir os valores atualmente observados de P , \dot{P} , B e L_x para ambos os magnetares para uma idade de 1 Myr e 0.5 Myr, respectivamente. Pode-se perceber que tais valores são bem menores do que os mostrados acima. Isso é uma propriedade geral dos magnetares em que a idade característica é bem maior do que a idade encontrada por outros métodos. De acordo com os cálculos de Perna e Pons (2011) as explosões podem acontecer em magnetares de fases avançadas ($10^5 - 10^6$ yr) desde que o campo magnético inicial seja alto. O modelamento das estrelas de low-field conhecidas mostrou que elas ainda poderiam ter episódios de explosões em taxas de $0.01 \sim 0.1 yr^{-1}$.

Tal cenário parece favorecer a interpretação em termos de linhas de ciclotron. Os valores campo magnético para estariam próximos de 10^{15} G. Dessa forma, SGR 0418+5729 seria o magnetar com o menor campo de dipolo e a estrela de nêutron com o maior campo magnético conhecido.

4.1.2 Magnetares com emissão transiente em rádio

Por um longo tempo, achou-se que os magnetares não emitiam em rádio, de forma que essa foi apontada como uma de suas propriedades.

A primeira detecção em rádio ligada a uma atividade do magnetar veio em 2006 com a fonte XTE J1810-197. Por muitos meses tal magnetar foi a mais brilhante fonte de rádio da galáxia, apresentando grande variabilidade tanto no fluxo de rádio quanto na forma do pulso em diferentes escalas de tempo. A emissão em rádio começou aproximadamente um ano após uma burst em raio-x e durou alguns anos.

AXP 1E 1547-5480 também apresentou emissões em rádio que também pareciam relacionadas com as emissões em raio-X. Tal magnetar apresentou três explosões em raio-X nos últimos 5 anos. Entre os dois últimos eventos, apresentou emissão de rádio, que declinou antes da última burst para voltar dias depois. Existe a possibilidade que a emissão em rádio esteja piscando de uma forma não correlacionada com as explosões em raio-X.

PSR1622-4950 foi o primeiro e único magnetar descoberto a partir de emissão em rádio. Dados de raio- X novos e antigos mostraram que tal fonte é como uma fonte transiente que teve uma burst em 2007. O fluxo em raio-X ainda está diminuindo enquanto a fonte se aproxima de um período calmo.

Por fim, emissões de rádio pulsantes foram detectadas em um magnetar no plano Galactico, SGR J1745-2900. A fonte começou com uma fase de outburst com a emissão de um único burst. As emissões em rádio começavam 4 a 5 dias depois do início dos outburst e possuía propriedades similares as apresentas pelos outros dois magnetares. Apesar de constante procura, emissões em rádio não foram encontradas em outros magnetares.

Apesar da amostra limitada, algumas propriedades começaram a aparecer: i) associação com x-ray burst; ii) a emissão em rádio decai com a emissão em raio-X mas seu início ocorre com atraso; iii) variabilidade em rádio; iv) espectro em rádio raso. Todas essas propriedades estão em desacordo com as propriedades apresentadas por rádio pulsares ordinários.

(Rea et al., 2012) mostrou que os magnetares com atividade em rádio tem $L_x < \dot{E}$ nos períodos de baixa atividade. Enquanto isso, magnetares que possuem $L_x > \dot{E}$ parecem não emitir em rádio. Essa é uma propriedade que é observada em outras classes de estrelas de nêutron. Por outro lado, nem todos os magnetares com $L_x < \dot{E}$ parecem emitir em rádio. Essa semelhança parece ser um ponto de partida para tentar correlacionar PSR com magnetares transientes. As diferenças apresentadas pelas emissões em rádio nos magnetares em relação a outras classes de estrelas de nêutron poderiam ser explicadas pela presença de um componente toroidal na magnetosfera de tais fontes.

5 Anãs Brancas similares

Para estudar o modelo de anãs brancas

O modelo de anãs brancas para magnetares, apresentado em (Malheiro; Coelho, 2013) é apenas teórico e não se sabe se anãs brancas com tais características realmente existe. No entanto, algumas anãs brancas conhecidas possuem características similares às apresentadas pela anã branca do problema e podem ajudar a entender a sua suposta natureza.

5.1 pulsares de anãs brancas

Em tais sistemas a energia emitida pode ter origem em um campo magnético dipolar com eixo não paralelo ao eixo de rotação, o mesmo mecanismo proposta para os pulsares. Assim, esses objetos são chamados pulsares de anãs brancas. Desse modo, se constituem como uma classe relevante para o nosso estudo que aborda a interpretação de magnetares como anãs brancas. Possuem períodos de rotação da ordem de minutos, o que é rápido para uma anã branca. Os três objetos dessa classe são AE Aquarii, EUVE J0317-855, RXJ 0648.0-4418. A tabela 5.1 mostra algumas propriedades de tais pulsares.

Tabela 5.1 - Características das anãs brancas pulsares

Nome	AE Aquarii	EUVE J0317-855	RXJ 0648.0-4418
d (pc)	100	650	27
Raio (km)	7000	3000	3000
Temperatura (K)	16000	-	25000
Período (s)	33,08	725	13,2
Campo Magnético (G)	5×10^7	$4,5 \times 10^8$	$1,45 \times 10^9$

5.1.1 RX J0648.0-4418

HD49798/RXJ0648.0-4418 é o único sistema binário conhecido formado por uma subanã quente e uma anã branca. A anã branca tem massa aproximada de $1,2 M_{\odot}$ e período de rotação de 13,2 segundos, o que a torna a anã branca conhecida com menor período de rotação. A subanã é do tipo O6.

Apenas o espectro da estrela subanã é observado. A presença de uma companheira foi inferida devido a observações de variações na velocidade radial - período orbital = 1.55 d. De acordo com (Mereghetti et al., 2011), o sistema é de acreção por vento

já que contém uma subanã com magnitude bolométrica absoluta menor que -6.

Além disso, de acordo com (Mereghetti et al., 2011), a luminosidade do sistema (10^{32} $ergs^{-1}$) descarta a presença de uma estrela de nêutron - uma estrela de neutrons teria luminosidade maior, 10^{34} $ergs^{-1}$. Dessa forma, inferiu-se que a companheira de HD49798 é uma anã branca, apesar da falta de evidências diretas. Com isso, RXJ0648.0-4418 tornou-se a anã branca com menor período de rotação conhecido (que vem da modulação em raios X). Não há dados sobre o campo magnético da anã e não é conhecida a origem de um período de rotação tão pequeno.

Não se sabe muito sobre tal anã branca, de forma que não é possível inferir um valor de temperatura confiável. No entanto, utilizou-se o valor de 40000 K para calcular qual seria um valor de magnitude esperado para o sistema. Dados de temperatura e raio foram retirados de (Mereghetti et al., 2011). De acordo com o programa de cálculo de magnitudes de anãs brancas, os valores aproximados esperados para a magnitude das bandas U, B e V utilizando a temperatura acima foi de 19,3, 20,9 e 20,8. Dessa forma, a falta de contrapartida óptica é uma realidade esperada, já que tais valores são pequenos e bem menores do que os valores de magnitude para a subanã nas mesmas bandas.

5.2 Presença de variabilidade em anãs brancas

5.2.1 RE J0317 – 853

De acordo com (Vennes et al., 2003), RE J0317 – 853 é uma anã branca com alto campo magnético (340 – 450 MG), período de rotação de aproximadamente 725 segundos, massa estimada de $1,34 M_{\odot}$ e temperatura efetiva de 33800 K. Além disso apresenta uma companheira não magnética, a anã branca LB 9802. A distância que os separa é de 200 U.A, logo ambas compartilham uma origem em comum. Dessa forma, as características peculiares de RE J0317 – 853 provavelmente vierem de uma época futura, provavelmente de um merger de duas outras estrelas.

Além disso, essa fonte possui variabilidade no óptico, com um período que coincide com o próprio período de rotação. Seu perfil de emissão é quase senoidal, apresentando um vale ligeiramente mais achatado ((Barstow et al., 1995)). No extremo ultravioleta (EUV), ele apresenta um perfil de emissão com dois picos para cada fase ((Ferrario et al., 1997)). Ou seja, a morfologia apresentada pelo pulso é diferente para distintos valores de energia. A fração pulsada no óptico é $\sim 10\%$ ((Barstow et al., 1995)) e no ultravioleta $\sim 20\%$ ((Ferrario et al., 1997)).

A pulsação no óptico é creditada ao dípolo magnético, gerado pelo alto valor do campo ((Vennes et al., 2003)). Vale ressaltar, no entanto, que (Barstow et al., 1995) deixa explícito que tal variabilidade não é uma característica comum para anãs brancas magnéticas.

Vale ressaltar que (Kern; Martin, 2002) compara as características dessa anã branca com o magnetar 4U 0142+61. Apesar das similaridades, o modelo de anã branca para 4U 0142+61 é descartado no contexto da variabilidade no óptico. Isso ocorre já que as características necessárias para explicar as emissões ópticas de 4U 0142+61 em um contexto de corpo negro são bem peculiares e nunca observadas ($B = 5 \times 10^8 G$ e $T_{ef} = 4 \times 10^5$ ((Hulleman et al., 2000))).

Além disso, (Barstow et al., 1995) ressalva o fato de que a magnitude relativa encontrada na banda I é maior do que a esperada levando em conta um modelo de corpo negro simples. Esse resultado foi comprovado pelo programa de cálculo de magnitudes. O raio utilizado foi de $0,0033M_{\odot}$ ((Barstow et al., 1995)). Apesar disso, nenhuma explicação é fornecida para tal fenômeno.

Parte II

Metodologia para um modelo de acreção

6 Relação Massa-Raio de anãs brancas

Nesta parte do trabalho apresentamos uma metodologia para a previsão de alguns parâmetros no conteúdo de anãs brancas. Abaixo, os cálculos realizados serão mostrados.

Em (Nauenberg, 1972), pode-se obter as expressões necessárias para o cálculo do raio em função da massa de uma anã branca e vice-versa. As fórmulas necessárias para tal cálculo são divididas em seções, de forma que cada elemento determinante para o resultado final possa ser acrescentado em diferentes momentos.

6.1 Relação Massa-Raio para anã branca genérica

Em (Nauenberg, 1972), são apresentadas as equações 6.1 e 6.2. Na equação 6.1, μ_e é o peso molecular médio dos elétrons - que, de acordo com (Filho; Saraiva, 2000), pode ser considerado como 2 - e M_3 é a massa limite de Chandrasekhar, dada pela fórmula 6.2. R_\odot e M_\odot são, respectivamente, o raio e a massa do Sol.

$$\frac{R}{R_\odot} = \frac{0.0225 \left[1 - \left(\frac{M}{M_3}\right)^{4/3}\right]^{1/2}}{\mu_e \left(\frac{M}{M_3}\right)^{1/3}} \quad (6.1)$$

$$\frac{M_3}{M} = \frac{5.816}{\mu_e^2} M_\odot \quad (6.2)$$

A partir de 6.2, encontra-se que M_3 vale aproximadamente $1,45 M_\odot$. Além disso, é possível encontrar o gráfico 6.1, que relaciona a massa e o raio de uma anã branca.

A expressão 6.1 pode também ser escrita como abaixo, já considerando a Massa de Chandrasekhar igual a $1,44 M_\odot$. Nesse caso, o raio é dado em 10^4 km.

$$R = 0,78 \sqrt{\left(\frac{1.44}{M}\right)^{\frac{2}{3}} - \left(\frac{M}{1.44}\right)^{\frac{2}{3}}}$$

6.2 Efeito da rotação

O momento angular (J) de uma anã branca também tem influência no valor do seu raio e de sua massa limite. Tal valor é dado pela fórmula 6.3, onde ω é a velocidade angular do corpo e I é o momento de inércia, dado pela fórmula 6.4.

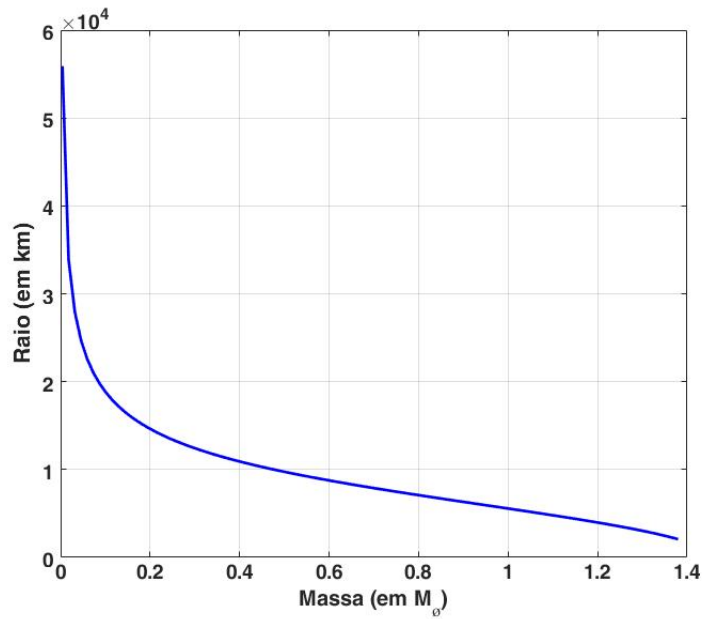


Figura 6.1 - Relação massa raio

$$J = I\omega \quad (6.3)$$

$$I = \beta MR^2 \quad (6.4)$$

Na equação 6.4, β vale 0.076, como especificado em (Nauenberg, 1972). Além disso, pode-se notar que o valor do raio é utilizado na fórmula 6.4. No entanto, o resultado encontrado pela fórmula é utilizado para calcular o valor real do raio.

Logo, é preciso programar um processo recursivo em que se utiliza inicialmente o valor de raio fornecido na subseção 6.1 e com o valor encontrado no final, refaz-se as contas. Tal processo é repetido até que a diferença entre o valor do raio usado como entrada e o valor calculado seja suficientemente pequeno.

Para calcular o novo valor de raio utiliza-se a equação 6.5, em que R_0 é o raio usado como entrada, J_0 é dado por 6.6 e n é uma variável que pode assumir diferentes valores.

$$R = R_0 + \left(\frac{1}{2\beta} \left(\frac{J}{J_0} \right)^2 \frac{1}{n^{8/3}(1 - n^{4/3})^{1/2}} \right) R_0 \quad (6.5)$$

$$J_0 = \frac{1.27}{\mu^{7/2}} \times 10^{52} \text{ ergs s}^{-1} \quad (6.6)$$

Notou-se que para a maioria dos valores de n , não há diferença substancial entre os valores encontrados considerando a rotação ou não. Começa-se a notar diferenças para valores próximos de $n = 0.003$ ou menos. No gráfico, 6.2 pode-se ver essa diferença para alguns valores de n .

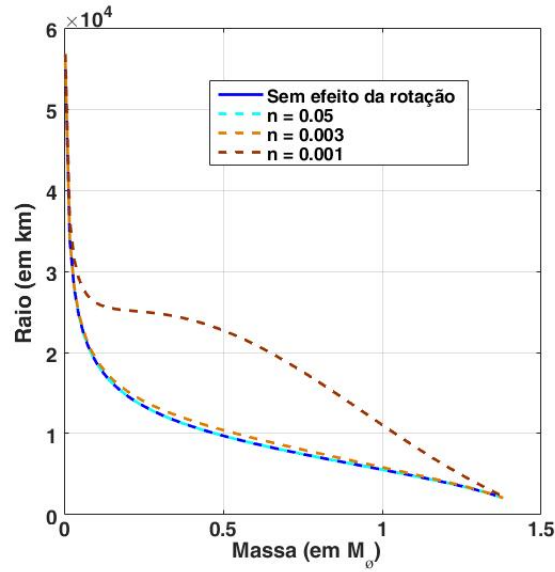


Figura 6.2 - Relação massa raio sobre on efeito da rotação

6.3 Efeito do campo magnético

Teoricamente, o campo magnético também pode influenciar o valor do raio de uma anã branca já que uma nova forma de energia é considerada.

A fórmula para o cálculo do novo valor de raio em função da massa é dado em 6.7, onde U_B é dado pela equação 6.8 e Ω pode ser calculado em 6.9.

$$R = R_0 + \left(\frac{1}{[1 - (\frac{M}{M_3})^{4/3}] |\Omega|} \frac{U_B}{|\Omega|} \right) R_0 \quad (6.7)$$

Na equação 6.8, κ vale 1 e B é o valor do campo magnético. Já em 6.9, ν também é considerado 1, G é constante gravitacional universal ($= 6,67408 \times 10^{-11} m^3 kg^{-1} s^{-2}$).

$$U_b = \frac{1}{6}\kappa B^2 R^2 \quad (6.8)$$

$$\Omega = -\frac{\nu GM^2}{R} \quad (6.9)$$

Note que seria preciso um processo recursivo para o calculo da influência do campo magnético no raio da anã branca. No entanto, notou-se que essa influência pouco altera o valor do raio, logo não adotou-se esse procedimento. Na figura, 6.3 pode-se observar que a influência não pode ser notada.

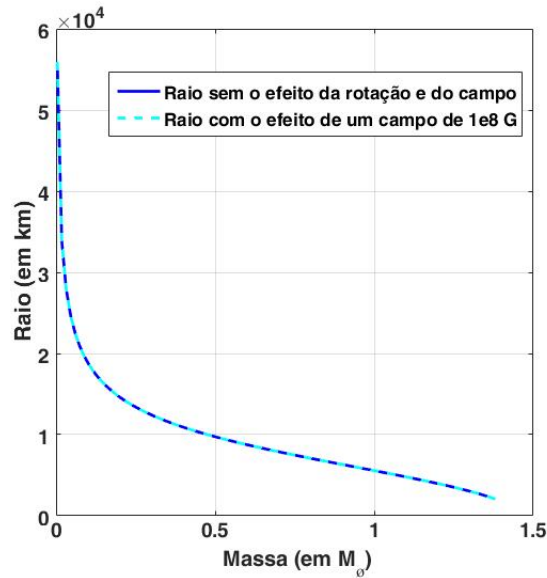


Figura 6.3 - Relação massa raio sobre o efeito do campo magnético

6.4 Comparando relação massa-raio de Nauenberg (1972) e a de anãs brancas de carbono

Além disso, comparou-se o resultado da equação 6.1 com os valores da relação massa raio para uma anã branca de carbono. O resultado de tal comparação pode ser visto na figura 6.4.

Pode-se notar que o resultado apresentado pelos dois métodos é relativamente próximo. Há, no entanto, uma certa discrepância tanto para valores de massa pequenos quanto para valores próximos à massa limite de Chandrasekhar.

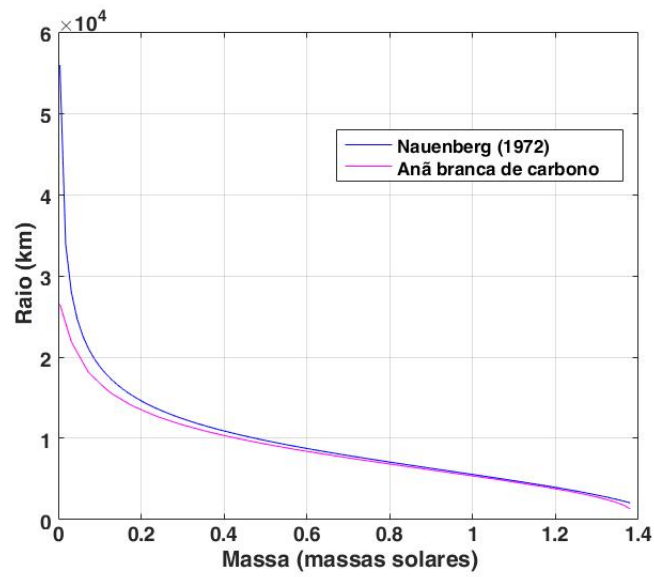


Figura 6.4 - Comparação da relação massa raio de (Nauenberg, 1972) com uma anã branca de carbono

Para valores de massa altos, a figura 6.5 mostra o quanto o valor do raio calculado por 6.1 é maior em comparação com o modelo que leva em consideração à presença da atmosfera de carbono.

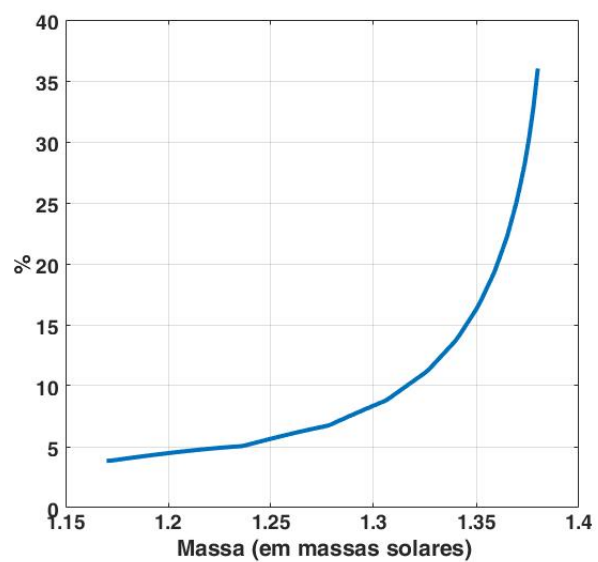


Figura 6.5 - O quanto o raio calculado por (Nauenberg, 1972) é maior do que o raio para uma anã branca de carbono

7 Cálculo do tamanho da região emissora de magnetares considerando que seja produzida por acreção em uma anã branca

No contexto do modelo de anãs brancas, supondo que a fração pulsada óptica seja consequência de uma mancha na superfície da estrela é possível calcular o raio esperado para tal região. Para isso, sabendo que a emissão óptica é pulsada, é possível dizer a mancha é responsável pela variação do valor no fluxo. Logo, pode-se calcular o valor da diferença entre os fluxos máximo e mínimo. A partir desse valor e calculando a suposta temperatura responsável por tal emissão é possível encontrar o valor esperado do raio da região. Os cálculos correspondentes são mostrados abaixo.

7.1 Temperatura do choque

A acreção na anã branca produz uma mancha quente em sua superfície. Essa mancha representa a região onde o fluxo de acreção atinge a anã branca. Um pouco acima da superfície da estrela ocorre um choque. A região entre a superfície e a frente de choque é denominada região pós-choque. A temperatura aumenta a partir da anã branca em direção à frente de choque. Na frente de choque, ela tem uma descontinuidade, caindo bastante da frente de choque para a região pré-choque. O tamanho da queda é definido pelas condições do choque.

De acordo com (Aizu, 1973), a partir da equação 7.1, é possível encontrar o valor da temperatura da frente de choque (T_b). Para tal é preciso conhecer a massa (M) e o raio (R) da anã branca. Considerando que a temperatura não varia muito dentro da região pós-choque é possível dizer que a temperatura da mancha quente na superfície da anã branca é a mesma da frente de choque. Logo, tal temperatura pode ser utilizada para estimar o fluxo emitido pela região de acreção e, dessa forma, encontrar uma estimativa para o raio de tal região.

$$T_b = \frac{3GMm_H\mu_b}{8kR^2} \quad (7.1)$$

Na equação acima, m_H e k são, respectivamente, os valores da massa do átomo de hidrogênio e da constante de Boltzmann. μ_b é o peso molecular médio, que, nesse caso pode ser considerado 0,615.

Uma modificação da equação 7.1 pode ser vista em (Suleimanov et al., 2016). A equação 7.2 mostra tal mudança. Nela, além dos valores de massa e raio, também é levado em conta o valor do campo magnético na superfície da estrela na determinação do

valor da temperatura.

$$T_b = \frac{3}{8} \frac{GMm_H\mu_b}{kR^2} (1 - r_m^{-1}) \quad (7.2)$$

O valor de r_m pode ser calculado pela equação 7.3. Nela, m_b é o momento magnético da anã branca e vale BR^3 e \dot{M} pode ser considerado $10^{16}g/s$.

$$r_m = 1.06 \left(\frac{m_b}{\dot{M}^2 GM R^7} \right)^{1/10} \quad (7.3)$$

Os valores calculados de temperatura do choque em uma anã branca para os três magnetares estudados a seguir podem ser vistos na figura 7.1. Para a fórmula apresentada em (Aizu, 1973) não há distinção entre estas fontes, logo há uma única curva representando o resultado. Para a fórmula (Suleimanov et al., 2016) há diferenças devido à presença do campo magnético, logo há uma curva para cada fonte. O campo magnético utilizado para cada uma das fontes pode ser visto na figura.

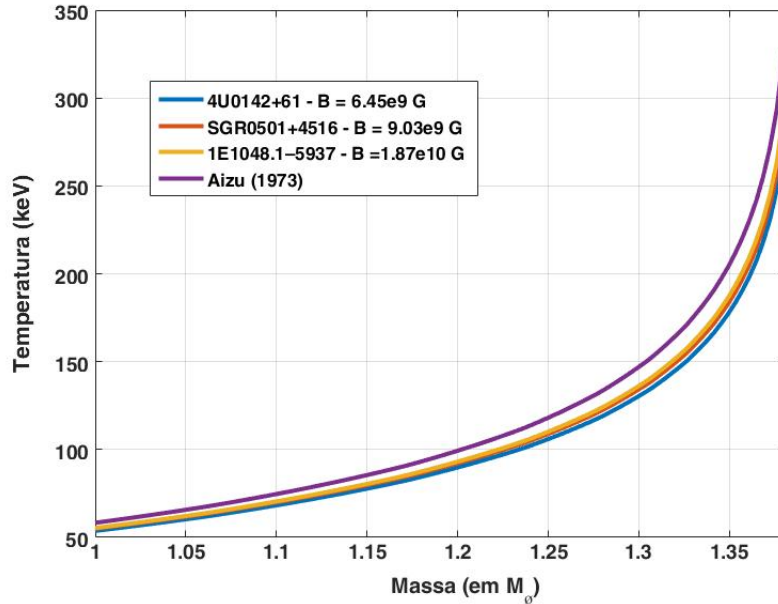


Figura 7.1 - Variação da temperatura da região de acreção com a massa

Além disso, a figura 7.2 mostra a relação entre massa, raio e temperatura para o modelo de (Aizu, 1973).

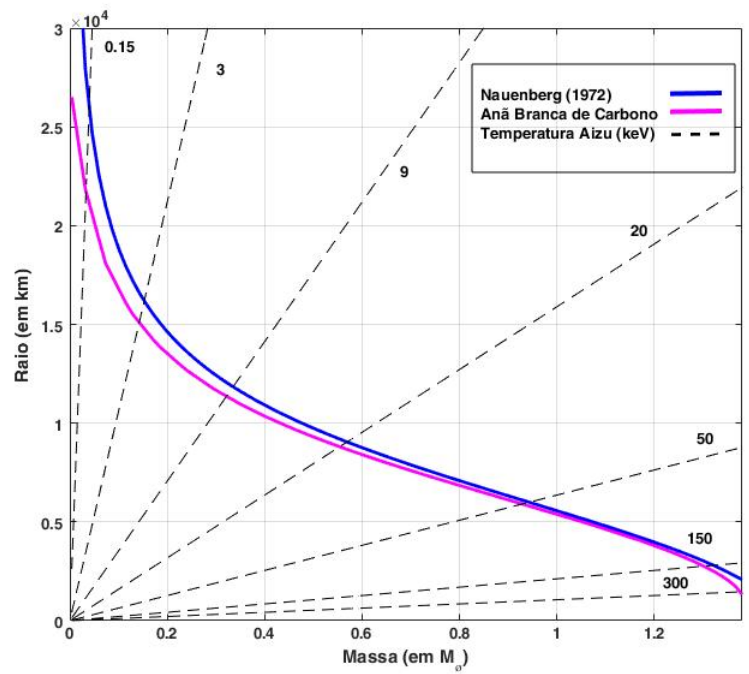


Figura 7.2 - Relação entre massa, raio e temperatura.

8 Cálculos para determinação de parâmetros

Nessa seção serão apresentados os cálculos realizados utilizando os dados ópticos das fontes. O objetivo é calcular o raio da suposta região de acreção.

8.1 Calibração da banda i' para a banda i

Os dados de magnitude a serem estudados são dados na banda i' do sistema fotométrico $u'g'r'i'z'$, que serão apresentados mais a frente. Para realizar os cálculos foi necessário transformá-las para o sistema natural $ugriz$ SDSS 2.5m.

A equação que é responsável por tal transformação para a banda i pode ser vista em 8.1 (REF).

$$i = i' + 0.041((r' - i') - 0.21) \quad (8.1)$$

Como não temos o valor da magnitude da banda r' não é possível realizar corretamente a correção apresentada acima. No entanto, de acordo com REF, o valor de $r'-i'$ pode variar de -0.10 até 0.60. Dessa forma, a diferença entre i e i' pode variar de -0.01 até 0.02. Tal variação está dentro da incerteza apresentada para os valores de i' . Logo, optou-se por não realizar tal transformação. Os valores de magnitude na banda i utilizados no cálculo foram iguais aos apresentados para a banda i' .

8.2 Valor da extinção

Para encontrar o valor da extinção A na banda i , utilizou-se a equação 8.2, presente em (Yuan et al., 2013). Note que é preciso conhecer o valor de $E(B-V)$. Tal valor pode ser calculado a partir da equação 8.3, que pode ser encontrada em (Güver; Özel, 2009).

$$A(i) = (1.71 \pm 0.02) \times E(B - V) \quad (8.2)$$

Note que, dessa forma, o valor da extinção depende apenas do valor da densidade colunar de hidrogênio para cada fonte.

$$N_H(cm^{-2}) = (6.86 \pm 0.27) \times 10^{21} E(B - V); \quad (8.3)$$

8.3 Função Sensibilidade

A função sensibilidade, $e(\lambda)$ ou $e(\nu)$, utilizada nos cálculos for a mostrada na figura 8.1.

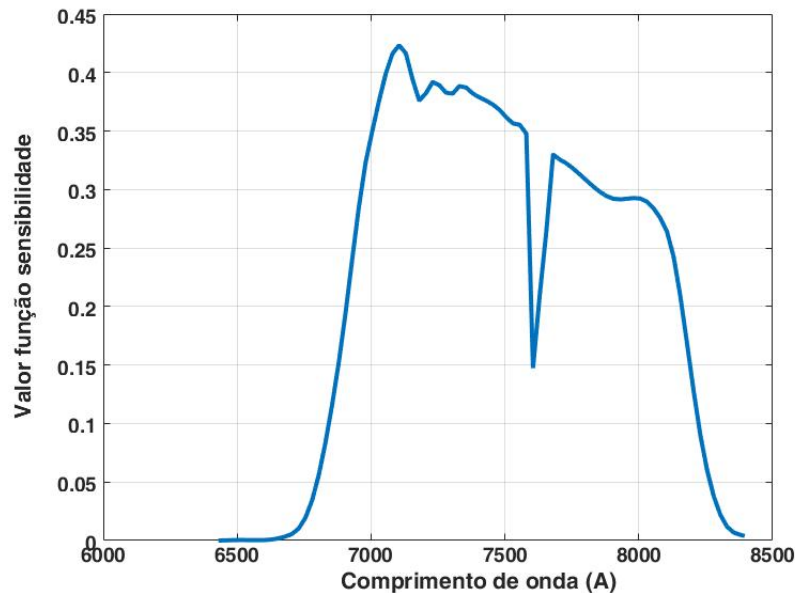


Figura 8.1 - Variação da sensibilidade com o comprimento de onda para a banda i.

Na realização dos cálculos posteriores, utilizou-se o intervalo dos valores de comprimento de onda da função mostrada na figura acima. Nesse caso os valores variação de 6430 até 8385 Å.

8.4 Fluxo da fonte

Para o cálculo do fluxo da fonte foi preciso utilizar a equação 8.4.

$$m_{AB} = -\frac{5}{2} \log_{10} \left(\frac{\int f_{\nu} e(\nu) d\nu}{\int 3631 J_y e(\nu) d\nu} \right) \quad (8.4)$$

Para tal, é preciso saber que a banda i em questão pode ser considerada como uma banda pertencente ao sistema de magnitudes AB, logo o valor de F_0 é 3631 Jy.

$$f(\lambda) d\lambda = \frac{\left(\frac{2\pi hc^2}{\lambda^5} \right)}{\left(e^{\frac{hc}{\lambda kT}} - 1 \right)} \left(\frac{R}{d} \right)^2 d\lambda \quad (8.5)$$

O fluxo é calculado pela equação 8.5. Pode-se notar que na equação 8.4, o valor de fluxo fornecido é fornecido em relação à frequência, enquanto na equação 8.5, ele é fornecido em comprimento de onda.

$$f_\nu = \frac{\lambda^2}{c} f_\lambda \quad (8.6)$$

$$d\nu = \frac{-c}{\lambda^2} d\lambda \quad (8.7)$$

Dessa forma, é preciso fazer uma mudança de variáveis para encontrar o fluxo. Para isso, foram utilizadas as relações 8.7 e 8.6. Assim, a equação 8.4 pode ser reescrita como 8.8. Nessa etapa foi calculado o valor da integral.

$$m_{AB} = -\frac{5}{2} \log_{10} \left(\frac{\int f_\lambda(\nu)^{-1} e(\lambda) d\lambda}{\int 3631 J y(\nu)^{-1} e(\lambda) \frac{c}{\lambda^2} d\lambda} \right) \quad (8.8)$$

8.5 Fluxo da região de acreção

Vamos considerar que a emissão total no óptico, F_{opt} , possa ser expressa da seguinte forma:

$$F_{opt} = F_{pulse} * f(t) + F_{base}, \quad (8.9)$$

onde F_{pulse} é o máximo da componente pulsada que varia no tempo de acordo com a função $f(t)$ e F_{base} é um fluxo constante no tempo. Dessa forma, deve-se considerar que no modelo apresentado o valor de F_{pulse} é consequência da região de acreção, o valor do fluxo gerado pela acreção.

Como o valor da fração pulsada é dada pela equação 8.10, como mostrado em (Dhillon et al., 2005), é possível encontrar o valor de $F_{max} - F_{base}$, que é equivalente ao valor de F_{pulse} . Na equação abaixo, $f_{pulsada}$ refere-se ao valor da fração pulsada.

$$f_{pulsada} = \frac{F_{max} - F_{min}}{F_{max} + F_{min}} \quad (8.10)$$

8.6 Raio da região de acreção

A partir da temperatura do choque T_b , calculada em 7.1, é possível utilizar a equação 8.5 para calcular o valor do fluxo na posição do choque.

A partir de tal resultado é possível calcular o valor da integral mostrada em 8.11. Assim, é possível calcular o valor do raio da região emissora utilizando a relação 8.12.

$$\int F_\lambda(\nu)^{-1} e(\lambda) d\lambda \quad (8.11)$$

$$\left(\frac{d}{R}\right)^2 = \frac{\int F_\lambda(\nu)^{-1} e(\lambda) d\lambda}{\int f_\lambda(\nu)^{-1} e(\lambda) d\lambda} \quad (8.12)$$

9 Teste de validação do programa

Sabendo que para um valor de $\frac{hc}{\lambda kT} \ll 1$, a aproximação de Rayleigh-Jeans é válida. Dessa forma, a equação 8.5 se reduz à equação 9.1.

$$f(\lambda)d\lambda = \frac{2ckT}{\lambda^4} \left(\frac{R}{d}\right)^2 d\lambda \quad (9.1)$$

Como o valor da temperatura calculada é muito alta (da ordem de 10^2 keV), essa aproximação pode ser utilizada para os cálculos a seguir. Logo, uma forma de testar o programa seria calculando o valor do fluxo para alguns valores de temperatura e analisando se a variação é linear, como é esperado pela equação 9.1. Além disso, o raio da região emissora deve variar como uma função exponencial de base 0.5.

Os resultados esperados foram confirmados e podem ser vistos nas figuras 9.1 e 9.2. Os valores de R^2 para ambas as curvas ajustadas foi 1.

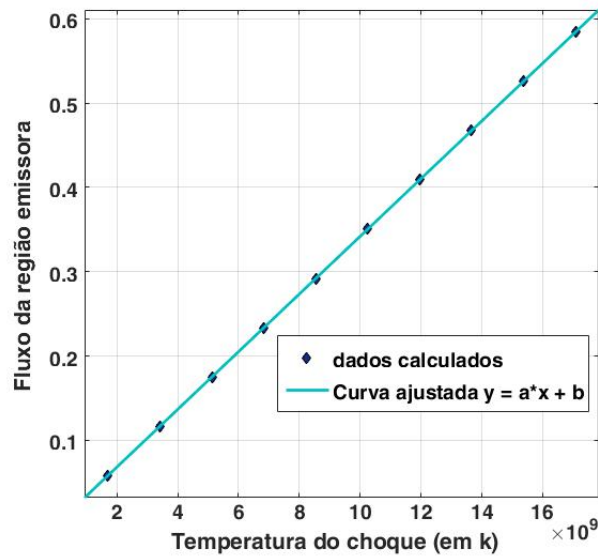


Figura 9.1 - Teste do fluxo da região emissora

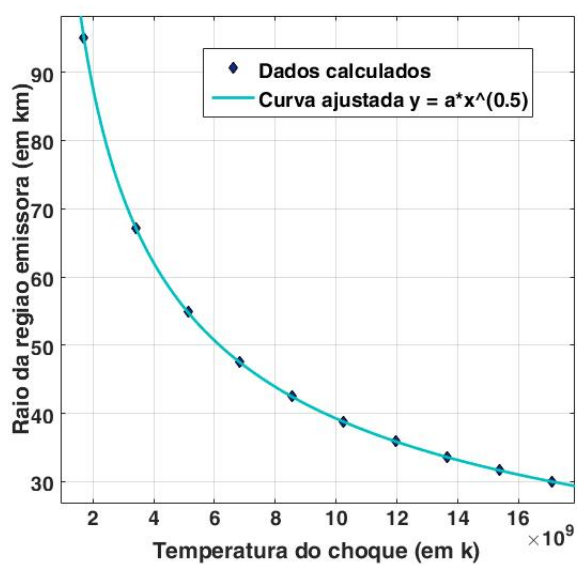


Figura 9.2 - Teste do raio da região emissora

Ambos os testes foram realizados para uma anã branca de massa $1.3M_{\odot}$, a partir dos dados (distância, magnitude, extinção e fração pulsada) de 4U 0142+61.

Parte III

Resultados

10 SGR 0418+5729

O magnetar SGR 0418 foi descoberto por (Rea et al., 2010). É o mais próximo e com menor extinção. Assim, é bastante apropriado para buscas de contrapartida no óptico e infravermelho. Entretanto, (Durant et al., 2011), usando o HST, não encontraram nenhuma contrapartida. Os limites encontrados são apresentados abaixo e foram calculados considerando $d = 2$ kpc e $A(V) = 0.7$. Tal distância é estimada de um modo bem aproximado: na direção de SGR 0418 a única estrutura existente é o braço Perseu, cuja distância é assumida para esse magnetar.

- $M(F606W) > 28.6$ mag
 - pivot lambda 592.1 nm; width 67.2 nm
 - $L606 < 5 \cdot 10^{28}$ erg/s
 - flux $< 2.3 \cdot 10^{-31}$ erg s⁻¹ cm⁻² Hz⁻¹

- $M(F110W) > 27.4$ mag
 - F110W pivot lambda 1153.4 nm; width 443 nm
 - $L110 < 6 \cdot 10^{28}$ erg/s
 - flux $< 4.4 \cdot 10^{-31}$ erg s⁻¹ cm⁻² Hz⁻¹

Os limites da razão entre os fluxos em altas-energia e optico/IV é consistente com os de objetos com contrapartida, se se assumir o fluxo em raios-X de datas próximas da observação, que corresponde a um estado de menor emissão. Mas os limites de luminosidade são menores que as luminosidades dos magnetares detectados no óptico/IV.

(Durant et al., 2011) também comparam os limites com o esperado de um modelo de anã branca (Malheiro et al., 2012). Eles utilizam um raio da ordem de 10^9 cm e encontram que a temperatura deveria ser menor que 3000 K, que até é possível, mas é bem baixo. Como no modelo de (Malheiro et al., 2012) a anã branca tem alta massa, o raio seria menor que 10^9 cm, logo tal temperatura pode ser maior que a apresentada pelos autores.

(Durant et al., 2011) também fornece as expressões dos limites de temperaturas (nas duas bandas) como função do raio da anã branca. Considerando os valores de raio máximo e mínimo para o magnetar como sendo $1,05 \times 10^8$ cm e $5,53 \times 10^8$ cm, é possível calcular os limites de temperatura.

Fazendo os cálculos, a temperatura máxima para cada uma das bandas para o raio mínimo seria 28990 K e 11290 K. Para o raio máximo seria 4509 K e 4546 K. Para o raio mínimo inclusive, está dentro dos valores de temperatura para uma anã branca DQ.

Tentativas anteriores também não tiveram sucesso em encontrar contrapartidas. (Esposito et al., 2010), em particular, encontraram um limite de $i(\text{SDSS}) > 25.1$ mag.

Além disso, é identificado como um magnetar de campo baixo, $B < 7.5 \cdot 10^{12}$ G (Rea et al., 2010). O campo baixo é estimado do baixo valor de $P\dot{P}$, especificamente do baixo \dot{P} . Porém, quando se estima o B necessário para explicar L_X , se obtém um campo 100x maior, que se argumenta que é um campo interno, diferente do outro campo, que é da superfície. A emissão em raios-X é maior que a rotacional. Assim, pode-se dizer que esse a emissão em raios-X desse magnetar não é bem nem explicada por campo magnético, nem por rotação. SGR 0418 é o principal objeto de (Malheiro et al., 2012).

Dessa forma, apesar da falta de contrapartida para SGR 0418, tal realidade não descarta o modelo de anã branca, já que os valores limites de temperatura encontrados ainda são condizentes com o esperado para uma anã branca.

11 4U 0142+61

4U 0142+61, também conhecido como PSR J0146+6145 tem período de rotação $P = 8.69$ s e *spin-down* $\dot{P} = 0.20 \times 10^{-11} \text{ss}^{-1}$. Suas coordenadas em J2000.0 são 01 46 22.21 +61 45 03.8.

Além disso, a fonte tem emissão pulsada em altas energias e também no óptico, conforme descrito nas seções a seguir. Sua luminosidade em raios-X duros excede por um fator 2000 a energia disponível pela variação de rotação (den Hartog et al., 2008).

11.1 Histórico de observações ópticas de 4U 0142+61

A descoberta de contrapartida óptica de 4U 0142+61 é apresentada em (Hulleman et al., 2000). Nesse artigo, aparecem os valores de contrapartida para as bandas V, R e I e não há qualquer referência à variabilidade. Depois de extensa discussão sobre a veracidade dos dados, focando na possibilidade (descartada) de tal contrapartida pertencer a outra fonte que não 4U 0142+61, interpretações para tais dados são oferecidas.

Inicialmente, levanta-se a possibilidade de 4U 0142+61 ser uma estrela de nêutron com acreção de matéria proveniente de um disco de detritos. Nesse caso, a emissão se daria devido ao reprocessamento da irradiação em raio-X. Esse modelo, no entanto, apresenta problemas. Para ser plausível, ele deveria possuir um raio interno maior ou um raio externo menor. Para um raio interno maior, deveria haver um excesso no infravermelho (já que haveria a falta de um região interna quente) que não é observado. Para um raio externo menor, a fonte seria uma binária compacta, que é incomum mas não sem precedentes. A binária 4U 1820-30 tem valores de raio e da razão entre os fluxos de raio-X e óptico similares aos observados para 4U 0142+61. No entanto, os espectros em raio-X são bem diferentes.

Também é levantada a possibilidade do modelo de anãs brancas. Uma anã branca de raio $R = 0.007 R_{\odot}$, massa $M = 1.3 M_{\odot}$ e temperatura $T = 4 \times 10^5 K$ seria capaz de explicar os valores observados. Apesar disso, o artigo cita como problema a incapacidade do modelo de explicar a emissão em raio-X de forma coerente.

A última possibilidade levantada foi a emissão gerada pela magnetosfera para um modelo típico de magnetar.

Dessa forma, três modelos são levantados como possíveis: I) binárias compactas; II)

anãs brancas; III) emissão da magnetosfera. Para os dois primeiros, além dos problemas levantados acima, há a dificuldade de explicar a presença de remanescentes de supernova em algumas fontes. No último caso, apesar da concordância com modelo tradicional para magnetares, falta um total entendimento de como essas emissões funcionam.

A variabilidade da emissão óptica na banda i' (SDSS) aparece pela primeira vez em (Kern; Martin, 2002), a partir de dados coletados em 2000 e 2001. A morfologia do pulso da AXP em questão é apresentada bem como sua fração pulsada. O fluxo varia periodicamente, apresentado dois picos para cada ciclo. O período é o mesmo nos dados ópticos e em altas energias e não há diferenças substanciais na forma do pulso. A fração pulsada é $\sim 27\%$ para o óptico, $\sim 2,9\%$ em $0,5 - 1,0$ keV e $\sim 5\%$ para $1,0 - 2,0$ keV.

De acordo com (Kern; Martin, 2002), tais resultados descartam a possibilidade do modelo de disco, uma vez que, devido ao mecanismo de reprocessamento, o valor da fração pulsada no óptico deveria ser menor do que o valor observado para o raio-X.

A variabilidade na banda R foi medida pela primeira vez por (Hulleman et al., 2004). Não foram reportados valores de fração pulsada ou mesmo se essa variação é pulsada.

O modelo de anã branca não foi completamente descartado, mas foi descreditado. Como não foi encontrada uma contrapartida na banda B, as emissões não são mais bem representadas por Rayleigh-Jeans.

Além disso, não seria óbvio o motivo da emissão variável em infravermelho para o contexto de anãs brancas.

(Dhillon et al., 2005) encontrou um valor de fração pulsada bem diferente para a banda i' : $\sim 58\%$. Tal valor foi comparado com os dados em raio-X obtidos por (Patel et al., 2003). A fração pulsada no raio-X varia de $\sim 8\%$ a $\sim 11\%$.

Para ambos os casos ((Kern; Martin, 2002) e (Dhillon et al., 2005)), a fração pulsada no óptico é de 5-7 vezes maior que no raio-X. Não foram reportadas diferenças entre a morfologia dos pulsos apresentados nos dois artigos.

11.2 Emissão em altas energias

Os dados de altas energias foram retirados de (den Hartog et al., 2008), que oferece uma abordagem bem descritiva da emissão em raios-X duros e moles de 4U 0142+61.

11.2.1 Variação temporal a longo prazo

Não existe variações importantes na emissão de 4U 0142+61 ao longo do tempo.

11.2.2 Pulsos

A forma do pulso de 4U 0142+61 varia bastante com a faixa espectral em altas energia - vide Figura 11.1. Comparando essa figura com a Figura 2 de (Dhillon et al., 2005), vemos que a forma do pulso óptico é consistente com o pulso nas menores energias em raios-X. Especificamente, temos o mínimo em torno da fase 0.35 e dois máximos em torno de 0.65 e 0.1. Esse máximo em 0.65 não existe em raios-X duros.

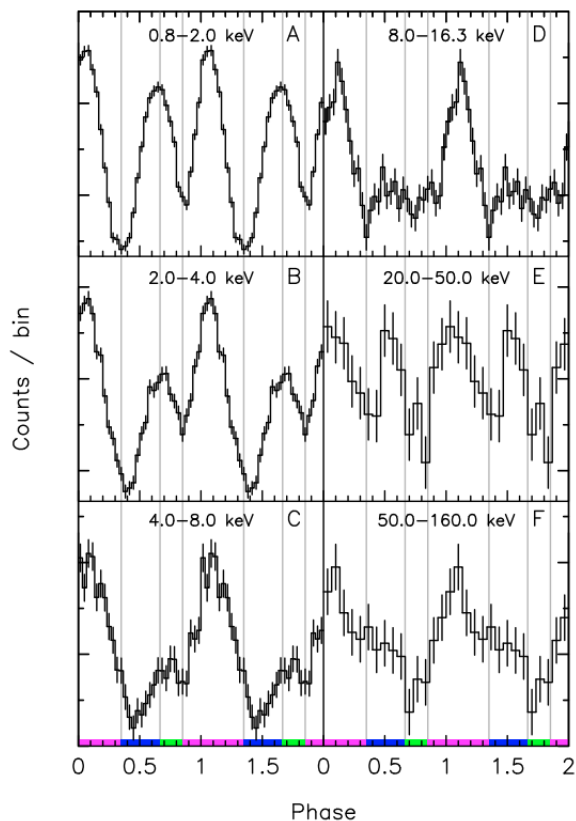


Figura 11.1 - Variação da forma do pulso com a energia. Figura 7 de (den Hartog et al., 2008).

11.2.3 Espectros

O espectro apresentado utiliza a seguinte unidade: $E^2 F [keV^2 cm^{-2} s^{-1} keV^{-1}]$. Tal fluxo é medido em fótons. Assim, para se tornar fluxo de energia é necessário multiplicar por energia. E para transformar em *Spectral Energy Distribution* (SED), =

$dE \cdot d(\text{intervalo espectral})$, esse o fluxo precisa ser novamente multiplicado por E .

A componente dura (INTEGRAL, $E > 20$ keV) é power law: $\Gamma = 0.93 \pm 0.06$. O fluxo entre 20 e 229 keV é da ordem de $15 \times 10^{-11} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$, de 2 a 3 vezes maior que o observado para energias entre 2 – 10 keV.

O espectro de 4U 0142+61 pode ser entendido como uma componente DC sobre a qual se superpõe a componente pulsada. (den Hartog et al., 2008) calcula o espectro de quatro formas diferentes: o espectro total e os espectros referentes a 3 intervalos de fase. Esses intervalos são descritos na Figura 11.2.

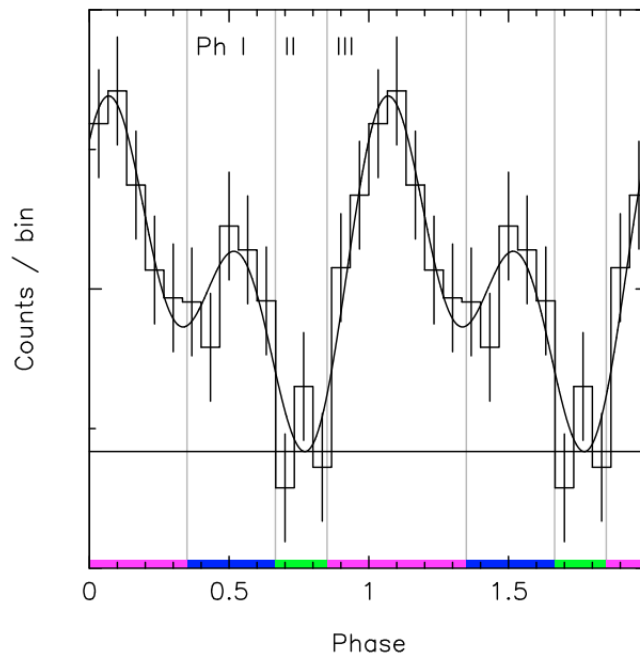


Fig. 4. 20–160 keV ISGRI pulse profile of 4U 0142+61. The significance is 6.5σ using a Z_2^2 test (fit shown as solid curve). The fitted DC level is indicated with a horizontal line. Also indicated are the phase intervals for Ph I, II and III (see Table 6) with vertical grey lines and with colours.

Figura 11.2 - Pulso em raios-X duros. As linhas demarcam os intervalos de fase onde os espectros resolvidos em fase foram extraídos. Figura 4 de (den Hartog et al., 2008).

Os espectros são ajustados usando uma função do tipo logparabola (suponho que seja algo compatível com corpo negro) mais uma lei de potência ou logparabola (em raios-X duros). Do ponto de vista matemático, ambos ajustes são aceitáveis.

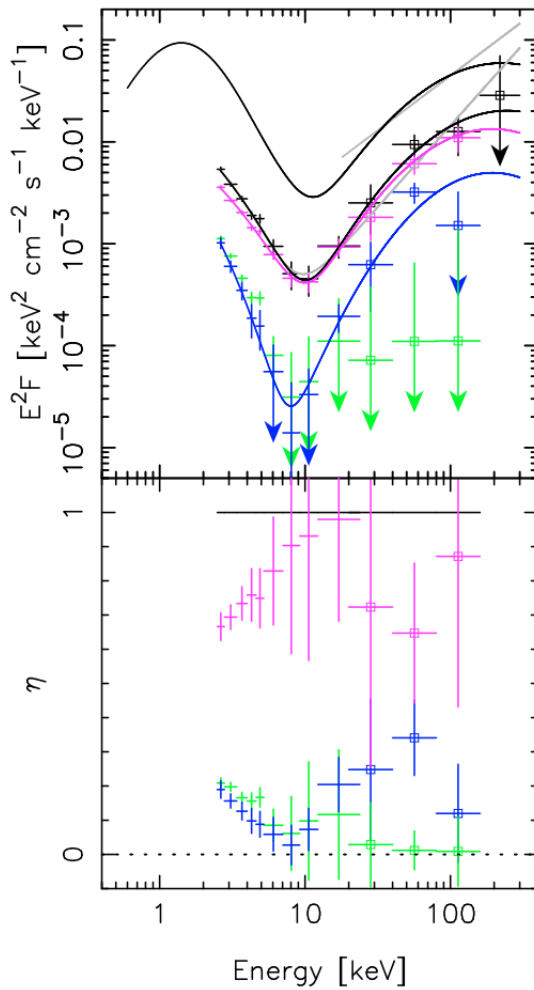


Fig. 8. In the top panel the phase-resolved pulsed-emission spectra and fits of INTEGRAL and RXTE-PCA are presented. Data points with square symbols are INTEGRAL measurements and those without a marker are from RXTE-PCA. Black is the total-pulsed spectrum; in blue Ph I; in green Ph II; and in magenta Ph III. The arrows indicate the flux measurements with a significance less than 1.5σ . For comparison the INTEGRAL/XMM-Newton-B total-spectrum fit is shown in black. In grey is plotted the power-law fit for the INTEGRAL total-spectrum and the power-law fit for the total-pulsed spectrum. In the bottom panel η is presented in the same colour scheme as the spectra. η is defined as the fraction of the pulsed emission in a selected phase interval Ph I, Ph II or Ph III of the total-pulsed emission, i.e. the sum equals unity.

Figura 11.3 - Espectros resolvidos em fase de 4U 0142+61. Figura 8 de (den Hartog et al., 2008).

11.3 Cálculos do raio da região emissora

Utilizando os dados observacionais de 4U 0142+61 e a teoria apresentada acima foi possível estimar o valor do raio da região emissora. A distância utilizada foi 3.6 ± 0.4 kpc. Para a densidade colunar (N_H) foram utilizados os valores $(6.4 \pm 0.7) \times 10^{21} \text{ cm}^{-2}$ ((Durant; van Kerkwijk, 2006)) e $(9.2) \times 10^{21} \text{ cm}^{-2}$ ((Rea et al., 2007)).

11.3.1 Banda i'

De acordo com (Dhillon et al., 2005), a magnitude média na banda i' é de 23.7 ± 0.1 . Além disso, a partir de 8.2, sabe-se que a extinção em tal região do céu para a banda i é aproximadamente 1.6. A fração pulsada vale $58 \pm 16\%$. A figura 11.4 mostra a variação do fluxo com a fase para a fonte.

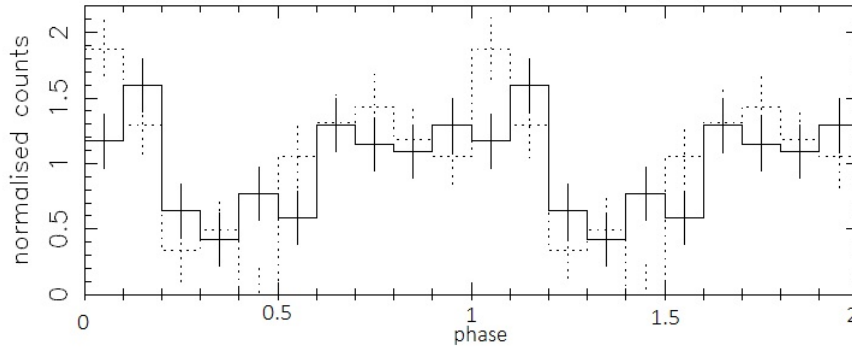


Figura 11.4 - Variação do fluxo de 4U 0142+61 em relação a sua fase para a banda i' .
 Fonte:(Dhillon et al., 2005)

A figura 11.5 mostra o raio da região emissora em função do raio da anã branca para a banda i'. A figura 11.6 mostra a variação da porcentagem do raio da região emissora em relação ao raio da estrela.

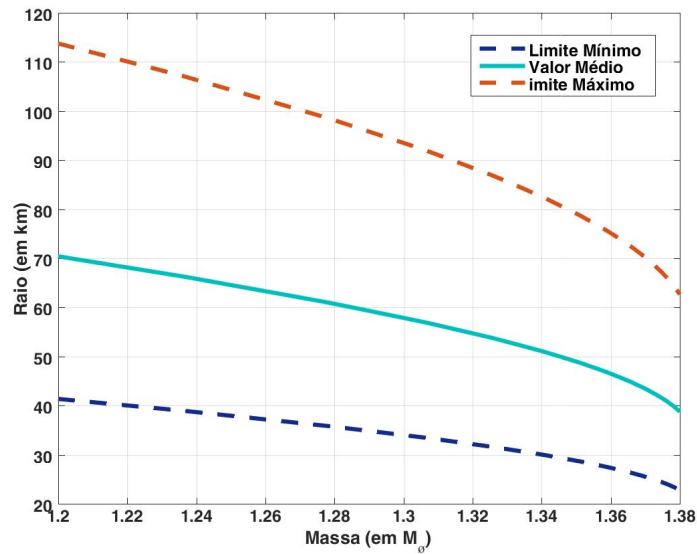


Figura 11.5 - Raio da região de acreção em função da massa

11.3.2 Banda g'

De acordo com (Dhillon et al., 2005), a magnitude na banda g' é de 27.2 ± 0.2 . No entanto, não foi possível detectar uma fração pulsada para tal banda devido à baixa luminosidade, logo não foi calculado o raio esperado para tal banda.

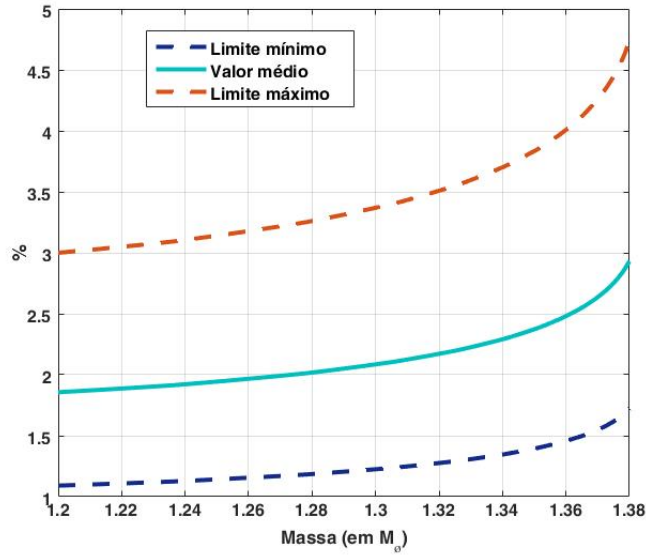


Figura 11.6 - Relação entre o raio da região de acreção e o raio da estrela em função da massa

11.4 Temperatura da base

Definida uma massa, temos: (1) o raio da AB proveniente de modelo de estrutura e equilíbrio dada uma equação de estado; (2) a temperatura do spot via acreção na AB (Aizu 1973). O raio do spot é função da temperatura necessária para explicar o fluxo pulsado. A temperatura da AB é obtida do fluxo DC e do raio estimado como acima.

Parâmetros do modelo:

* A massa e o raio da anã branca utilizados são os de Coelho et al. (MNRAS, submetido). Trabalhar apenas com essas dois pares de massa/raio.

* Magnitude vem da observação: 23.7 ± 0.1

* Fração pulsada: $58 \pm 16\%$

* Distância: $3.6 \pm 0.4 kpc$

* Densidade colunar de hidrogênio: (N_h) de $6.4 \times 10^{-21} cm^{-2}$

R=5390 km

Para o valor de raio 5390 km, a massa esperada é de $1.17M_{\odot}$. Os valores calculados para tal situação podem ser vistos na tabela 11.1. Os valores limites de temperatura para esse caso são 85500 k e 326500 k.

Temperatura da mancha	68.11 keV
Temperatura da estrela (k)	180000
Raio da estrela (km)	5390

Tabela 11.1 - Valores encontrados de temperatura e raio para os valores médios observados e raio de 5390 km

R=1050 km

Para o valor de raio 1050 km, a massa esperada é de $1.39M_{\odot}$. Os valores calculados para tal situação podem ser vistos na tabela 11.2.

Temperatura da mancha	415.44 keV
Temperatura da estrela (k)	1181000
Raio da estrela (km)	1050

Tabela 11.2 - Valores encontrados de temperatura e raio para os valores médios observados e raio de 1050 km

12 1E 1048.1-5937

De acordo com (Dhillon et al., 2009), 1E 1048.1-5937 é um magnetar com período de rotação de aproximadamente 6,46 s. A partir da contrapartida encontrada na banda i' foi possível detectar variabilidade em sua emissão óptica.

Seu pulso no óptico apresenta forma bem similar com o pulso em raio-X. Ambos apresentam um pico em cada fase com morfologia próxima de uma senoide. A fração pulsada para o óptico é $\sim 52\%$, valor próximo da fração pulsada em raio-X.

12.1 Emissão pulsada

(Dhillon et al., 2009) faz uma comparação entre as emissões das duas fontes AXP com emissão no óptico, 4U 0142+61 e 1E 1048.1-5937. Ambas possuem variabilidade no óptico com o mesmo período de pulsação apresentado nas emissões em raio-X. Além disso, o perfil da pulsação é similar entre as emissões óptica e em raio-X (2-10 KeV) para ambas as fontes, apresentando um pico no caso de 1E 1048.1-5937 e dois para 4U 0142+61.

A fração pulsada óptica é similar para ambas as fontes. Já a fração pulsada em raio-X apresenta algumas diferenças. O valor da fração pulsada óptica é 5-7 vezes maior que a mesma em raio-X para 4U 0142+61, já para 1E 1048.1-5937, tais valores são bem próximos. Os motivos prováveis apresentados em (Dhillon et al., 2009) são dois: (i) A variabilidade de 4U 0142+61 foi estudada em (Dhillon et al., 2005), que utilizou os dados em raio-X de (Patel et al., 2003). Esses dados foram medidos em 2000. Já os dados do óptico foram coletados apenas dois anos depois. Além disso, sabe-se que 4U 0142+61 tem alta variabilidade na fração pulsada já que os dados coletados por (Kern; Martin, 2002), em 2000/2001, e por (Dhillon et al., 2005) em 2005 para o óptico foram diferentes em 36 %. (ii) Outra possibilidade é que 1E 1048.1-5937 também apresente algum tipo de variabilidade nos valores em sua fração pulsada e que a relação muito próxima de um seja apenas coincidência.

12.2 Cálculos do raio da região emissora

De acordo com (Dhillon et al., 2009), a magnitude média na banda i' é de 25.3 ± 0.2 . Além disso, a distância utilizada foi 9.0 ± 1.7 kpc e a densidade colunar (N_H) $10 \times 10^{21} \text{ cm}^{-2}$ ((Durant; van Kerkwijk, 2006)). A fração pulsada vale $52 \pm 15\%$. A figura 12.1 mostra a variação do fluxo com a fase para a fonte.

A figura 12.2 mostra o raio da região emissora em função do raio da anã branca

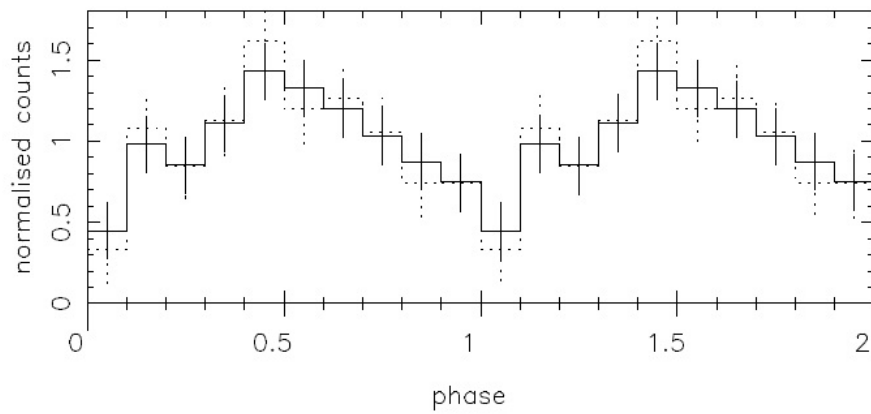


Figura 12.1 - Variação do fluxo de 1E 1048.1 -5937 em relação a sua fase para a banda i' . Fonte: (Dhillon et al., 2009)

para a banda i' . A figura 12.3 mostra a variação da porcentagem do raio da região emissora em relação ao raio da estrela.

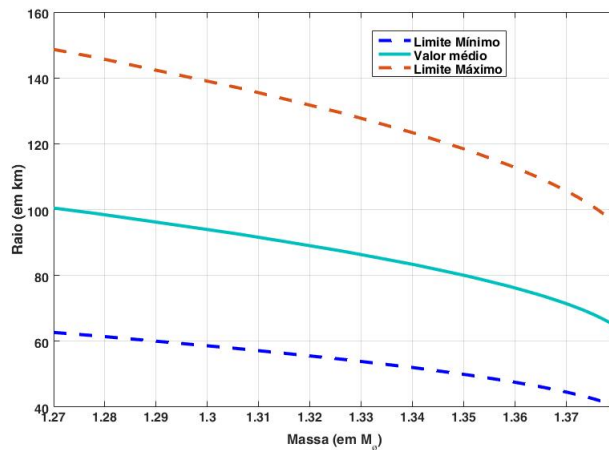


Figura 12.2 - Raio da região de acreção em função da massa

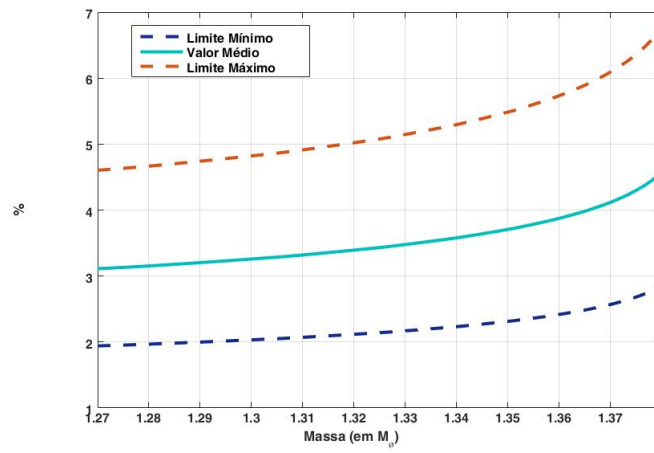


Figura 12.3 - Relação entre o raio da região de acreção e o raio da estrela em função da massa

13 SGR 0501+4516

Assim como 4U 0142+61 e 1E 1048.1-5937, SGR 0501+4516 também apresenta variabilidade na banda i' .

13.1 Emissão pulsada

(Dhillon et al., 2011) faz uma comparação entre as duas fontes AXP mostradas acima e a fonte SGR0501+4516. As similaridades entre suas emissões é grande. Também apresenta um perfil pulsado no óptico com semelhanças marcantes com as emissões em raio-X, incluindo a morfologia e a fração pulsada.

Analisando os três magnetares conjuntamente, o modelo de emissão baseado na magnetosfera é mais adequado em comparação com o modelo de fallback. Já que o segundo prevê que a emissão no óptico é devido as reprocessamento do raio-X ((Dhillon et al., 2009)). Dessa forma, era esperado que a fração pulsada em raio-X fosse maior ou igual àquela do óptico, o que não ocorre para todas as três fontes, como exposto em (Kern; Martin, 2002).

13.2 Cálculos do raio da região emissora

De acordo com (Dhillon et al., 2011), a magnitude média na banda i' é de 24.4 ± 0.1 . Além disso, a distância utilizada foi 2 kpc ((Lin et al., 2011)) e a densidade colunar (N_H) $8.9 \times 10^{21} \text{ cm}^{-2}$ ((Rea et al., 2009)). Como não é fornecido um valor de fração pulsada para tal objeto, apenas a figura 13.1, estimou-se tal valor. Foi utilizado um valor de $80 \pm 20\%$

A figura 13.2 mostra o raio da região emissora em função do raio da anã branca para a banda i' . A figura 13.3 mostra a variação da porcentagem do raio da região emissora em relação ao raio da estrela.

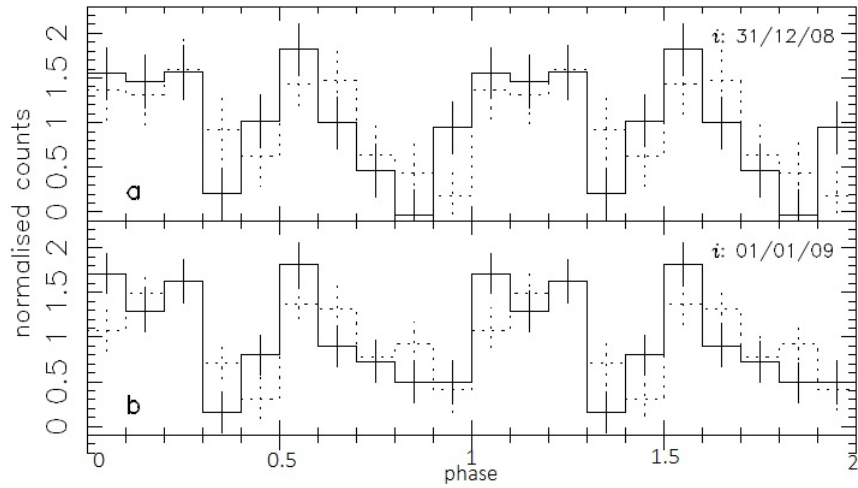


Figura 13.1 - Variação do fluxo de SGR 0501 +4516 em relação a sua fase para a banda i' para duas datas de observação distintas. Fonte: (Dhillon et al., 2011)

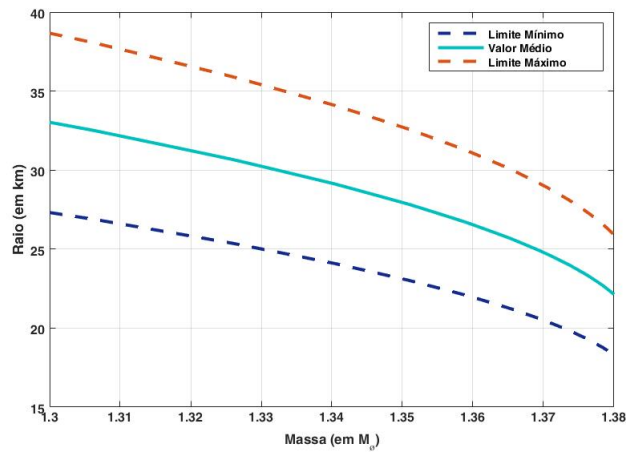


Figura 13.2 - Raio da região de acreção em função da massa

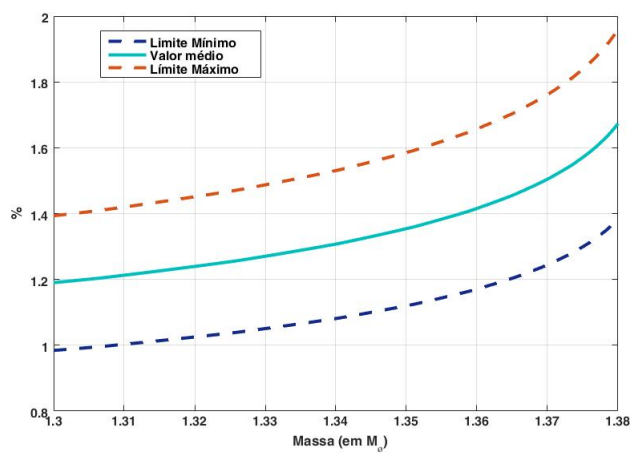


Figura 13.3 - Relação entre o raio da região de acreção e o raio da estrela em função da massa

14 Conclusão

REFERÊNCIAS BIBLIOGRÁFICAS

Aizu, K. X-Ray Emission Region of a White Dwarf with Accretion. **Progress of Theoretical Physics**, v. 49, p. 1184–1194, apr. 1973. [27](#), [28](#)

Barstow, M. A.; Jordan, S.; O’Donoghue, D.; Burleigh, M. R.; Napiwotzki, R.; Harrop-Allin, M. K. RE J0317-853: the hottest known highly magnetic DA white dwarf. **MNRAS**, v. 277, p. 971–985, dec. 1995. [17](#), [18](#)

den Hartog, P. R.; Kuiper, L.; Hermsen, W.; Kaspi, V. M.; Dib, R.; Knödlseeder, J.; Gavriil, F. P. Detailed high-energy characteristics of AXP 4U 0142+61. Multi-year observations with INTEGRAL, RXTE, XMM-Newton, and ASCA. **Astronomy & Astrophysics**, v. 489, p. 245–261, oct. 2008. [vii](#), [40](#), [41](#), [42](#), [43](#), [44](#)

Dhillon, V. S.; Marsh, T. R.; Hulleman, F.; van Kerkwijk, M. H.; Shearer, A.; Littlefair, S. P.; Gavriil, F. P.; Kaspi, V. M. High-speed, multicolour optical photometry of the anomalous X-ray pulsar 4U 0142+61 with ULTRACAM. **MNRAS**, v. 363, p. 609–614, oct. 2005. [vii](#), [32](#), [41](#), [42](#), [44](#), [45](#), [48](#)

Dhillon, V. S.; Marsh, T. R.; Littlefair, S. P.; Copperwheat, C. M.; Kerry, P.; Dib, R.; Durant, M.; Kaspi, V. M.; Mignani, R. P.; Shearer, A. Optical pulsations from the anomalous X-ray pulsar 1E1048.1-5937. **MNRAS**, v. 394, p. L112–L116, mar. 2009. [vii](#), [48](#), [49](#), [51](#)

Dhillon, V. S.; Marsh, T. R.; Littlefair, S. P.; Copperwheat, C. M.; Hickman, R. D. G.; Kerry, P.; Levan, A. J.; Rea, N.; Savoury, C. D. J.; Tanvir, N. R.; Turolla, R.; Wiersema, K. The first observation of optical pulsations from a soft gamma repeater: SGR 0501+4516. **MNRAS**, v. 416, p. L16–L20, sep. 2011. [vii](#), [51](#), [52](#)

Durant, M.; Kargaltsev, O.; Pavlov, G. G. Search for the Optical Counterpart to SGR 0418+5729. **Astrophysical Journal**, v. 742, p. 77, dec. 2011. [38](#)

Durant, M.; van Kerkwijk, M. H. Distances to Anomalous X-Ray Pulsars Using Red Clump Stars. **Astrophysical Journal**, v. 650, p. 1070–1081, oct. 2006. [8](#), [44](#), [48](#)

Esposito, P.; Israel, G. L.; Turolla, R.; Tiengo, A.; Götz, D.; de Luca, A.; Mignani, R. P.; Zane, S.; Rea, N.; Testa, V.; Caraveo, P. A.; Chaty, S.; Mattana, F.; Mereghetti, S.; Pellizzoni, A.; Romano, P. Early X-ray and optical observations of

the soft gamma-ray repeater SGR0418+5729. **MNRAS**, v. 405, p. 1787–1795, jul. 2010. 39

Ferrario, L.; Vennes, S.; Wickramasinghe, D. T.; Bailey, J. A.; Christian, D. J. EUVE J0317-855 A rapidly rotating, high-field magnetic white dwarf. **MNRAS**, v. 292, p. 205, nov. 1997. 17

Filho, K.; Saraiva, M. **Astronomia e astrofísica**. Ed. Universidade/UFRGS, 2000. ISBN 9788570255396. Available from:
<<http://books.google.com.br/books?id=lfVwPwAACAAJ>>. 21

Güver, T.; Özel, F. The relation between optical extinction and hydrogen column density in the Galaxy. **MNRAS**, v. 400, p. 2050–2053, dec. 2009. 30

Hulleman, F.; van Kerkwijk, M. H.; Kulkarni, S. R. An optical counterpart to the anomalous X-ray pulsar 4U0142+61. **Nature**, v. 408, p. 689–692, dec. 2000. 18, 40
_____. The Anomalous X-ray Pulsar 4U 0142+61: Variability in the infrared and a spectral break in the optical. **Astronomy & Astrophysics**, v. 416, p. 1037–1045, mar. 2004. 41

Kern, B.; Martin, C. Optical pulsations from the anomalous X-ray pulsar 4U0142+61. **Nature**, v. 417, p. 527–529, may 2002. 18, 41, 48, 51

Koester, D. White Dwarf Stars. In: _____. **Planets, Stars and Stellar Systems. Volume 4: Stellar Structure and Evolution**. [S.l.: s.n.], 2013. p. 559. ix, 11

Lin, L.; Kouveliotou, C.; Baring, M. G.; van der Horst, A. J.; Guiriec, S.; Woods, P. M.; Göğüş, E.; Kaneko, Y.; Scargle, J.; Granot, J.; Preece, R.; von Kienlin, A.; Chaplin, V.; Watts, A. L.; Wijers, R. A. M. J.; Zhang, S. N.; Bhat, N.; Finger, M. H.; Gehrels, N.; Harding, A.; Kaper, L.; Kaspi, V.; Mcenery, J.; Meegan, C. A.; Paciesas, W. S.; Pe'er, A.; Ramirez-Ruiz, E.; van der Klis, M.; Wachter, S.; Wilson-Hodge, C. Fermi/Gamma-Ray Burst Monitor Observations of SGR J0501+4516 Bursts. **Astrophysical Journal**, v. 739, p. 87, oct. 2011. 51

Malheiro, M.; Coelho, J. G. Describing SGRs/AXPs as fast and magnetized white dwarfs. **ArXiv e-prints**, jul. 2013. 16

Malheiro, M.; Rueda, J. A.; Ruffini, R. SGRs and AXPs as Rotation-Powered Massive White Dwarfs. **Publ. Astron. Soc. Japan**, v. 64, p. 56, jun. 2012. 38, 39

- Mereghetti, S. The strongest cosmic magnets: soft gamma-ray repeaters and anomalous X-ray pulsars. **Astronomy & Astrophysics Review**, v. 15, p. 225–287, jul. 2008. [ix](#), [11](#)
- Mereghetti, S.; La Palombara, N.; Tiengo, A.; Pizzolato, F.; Esposito, P.; Woudt, P. A.; Israel, G. L.; Stella, L. X-Ray and Optical Observations of the Unique Binary System HD 49798/RX J0648.0-4418. **Astrophysical Journal**, v. 737, p. 51, aug. 2011. [16](#), [17](#)
- Nauenberg, M. Analytic Approximations to the Mass-Radius Relation and Energy of Zero-Temperature Stars. **Astrophysical Journal**, v. 175, p. 417, jul. 1972. [vii](#), [21](#), [22](#), [25](#), [26](#)
- Olausen, S. A.; Kaspi, V. M. The McGill Magnetar Catalog. **Astrophysical Journal Suppl. Ser.**, v. 212, p. 6, may 2014. [ix](#), [8](#)
- Patel, S. K.; Kouveliotou, C.; Woods, P. M.; Tennant, A. F.; Weisskopf, M. C.; Finger, M. H.; Wilson, C. A.; Gogus, E.; van der Klis, M.; Belloni, T. Chandra Observations of the Anomalous X-ray Pulsars 1E 2259+586 and 4U 0142+61. In: Cusumano, G.; Massaro, E.; Mineo, T. (Ed.). **Pulsars, AXPs and SGRs Observed with BeppoSAX and Other Observatories**. [S.l.: s.n.], 2003. p. 207–214. [41](#), [48](#)
- Rea, N.; Esposito, P.; Turolla, R.; Israel, G. L.; Zane, S.; Stella, L.; Mereghetti, S.; Tiengo, A.; Götz, D.; Göğüş, E.; Kouveliotou, C. A Low-Magnetic-Field Soft Gamma Repeater. **Science**, v. 330, p. 944–, nov. 2010. [38](#), [39](#)
- Rea, N.; Israel, G. L.; Esposito, P.; Pons, J. A.; Camero-Arranz, A.; Mignani, R. P.; Turolla, R.; Zane, S.; Burgay, M.; Possenti, A.; Campana, S.; Enoto, T.; Gehrels, N.; Göğüş, E.; Götz, D.; Kouveliotou, C.; Makishima, K.; Mereghetti, S.; Oates, S. R.; Palmer, D. M.; Perna, R.; Stella, L.; Tiengo, A. A New Low Magnetic Field Magnetar: The 2011 Outburst of Swift J1822.3-1606. **Astrophysical Journal**, v. 754, p. 27, jul. 2012. [14](#), [15](#)
- Rea, N.; Israel, G. L.; Turolla, R.; Esposito, P.; Mereghetti, S.; Götz, D.; Zane, S.; Tiengo, A.; Hurley, K.; Feroci, M.; Still, M.; Yershov, V.; Winkler, C.; Perna, R.; Bernardini, F.; Ubertini, P.; Stella, L.; Campana, S.; van der Klis, M.; Woods, P. The first outburst of the new magnetar candidate SGR0501+4516. **MNRAS**, v. 396, p. 2419–2432, jul. 2009. [51](#)
- Rea, N.; Nichelli, E.; Israel, G. L.; Perna, R.; Oosterbroek, T.; Parmar, A. N.; Turolla, R.; Campana, S.; Stella, L.; Zane, S.; Angelini, L. Very deep X-ray

observations of the anomalous X-ray pulsar 4U0142+614. **MNRAS**, v. 381, p. 293–300, oct. 2007. [44](#)

Suleimanov, V.; Doroshenko, V.; Ducci, L.; Zhukov, G. V.; Werner, K. GK Per and EX Hya: Intermediate polars with small magnetospheres. **ArXiv e-prints**, apr. 2016. [27](#), [28](#)

Turolla, R.; Zane, S.; Watts, A. L. Magnetars: the physics behind observations. A review. **Reports on Progress in Physics**, v. 78, n. 11, p. 116901, nov. 2015. [13](#), [14](#)

Vennes, S.; Schmidt, G. D.; Ferrario, L.; Christian, D. J.; Wickramasinghe, D. T.; Kawka, A. A Multiwavelength Study of the High-Field Magnetic White Dwarf EUVE J0317-85.5 (=RE J0317-853). **Astrophysical Journal**, v. 593, p. 1040–1048, aug. 2003. [17](#), [18](#)

Yuan, H. B.; Liu, X. W.; Xiang, M. S. Empirical extinction coefficients for the GALEX, SDSS, 2MASS and WISE passbands. **MNRAS**, v. 430, p. 2188–2199, apr. 2013. [30](#)