

UNIVERSIDADE FEDERAL DE MINAS GERAIS
Instituto de Ciências Exatas
Programa de Pós-graduação em Física

Márcia Cristina de Freitas

Análise de Flares Estelares usando as cores do CoRoT

Belo Horizonte
2020

Márcia Cristina de Freitas

Análise de Flares Estelares usando as cores do CoRoT

Dissertação apresentada ao Programa de Pós-Graduação em Física do Instituto de Ciências Exatas da Universidade Federal de Minas Gerais como requisito parcial para obtenção do título de Mestre em Ciências.

Orientadora: Maria Cristina de Assis Rabello Soares

Belo Horizonte
2020

Dados Internacionais de Catalogação na Publicação (CIP)

F866a Freitas, Márcia Cristina de.
Análise de flares estelares usando as cores do CoRoT / Márcia Cristina de
Freitas. – 2020.
71f., enc. : il.

Orientadora: Maria Cristina de Assis Rabello Soares.
Dissertação (mestrado) – Universidade Federal de Minas Gerais,
Departamento de Física.
Bibliografia: f. 68-71.

1. Astrofísica. 2. Estrelas. 3. Sol.
I. Título. II. Soares, Maria Cristina de Assis Rabello. III. Universidade Federal
de Minas Gerais, Departamento de Física.

CDU – 52 (043)



Universidade Federal de Minas Gerais
Instituto de Ciências Exatas
Programa de Pós-Graduação em Física
Caixa Postal 702
30.123-970 Belo Horizonte - MG - Brasil

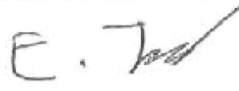
Telefone (xx) (31) 3499 5637
(xx) (31) 3499 5633
Fax (xx) (31) 3499 5688
(xx) (31) 3499 5600
e-mail pgfisica@fisica.ufmg.br

ATA DA SESSÃO DE ARGUIÇÃO DA 637ª DISSERTAÇÃO DO PROGRAMA DE PÓS-GRADUAÇÃO EM FÍSICA DEFENDIDA POR MÁRCIA CRISTINA DE FREITAS, orientada pela professora Maria Cristina de Assis Rabello Soares para obtenção do grau de **MESTRE EM FÍSICA**. Às 09:00 horas de onze de março de 2020, na sala 3064A do Departamento de Física da UFMG, reuniu-se a Comissão Examinadora, composta pelos professores **Maria Cristina de Assis Rabello Soares** (Orientadora - Departamento de Física/UFMG), **Marcelo Emilio** (Departamento de Geociências/UEPG) e Eduardo Janot Pacheco - por videoconferência (Instituto de Astronomia, Geofísica e Ciências Atmosféricas/USP) para dar cumprimento ao Artigo 37 do Regimento Geral da UFMG, submetendo a bacharel **MÁRCIA CRISTINA DE FREITAS** à arguição de seu trabalho de dissertação, que recebeu o título de "**Análise de flares estelares usando as cores do CoRoT**". Às 14:00 horas do mesmo dia a candidata fez uma exposição oral de seu trabalho durante aproximadamente 50 minutos. Após esta, os membros da comissão prosseguiram com a sua arguição e apresentaram seus pareceres individuais sobre o trabalho, concluindo pela aprovação da candidata.

Belo Horizonte, 11 de março de 2020.


Profa. Maria Cristina de Assis Rabello Soares
Orientadora da estudante
Departamento de Física/UFMG


Prof. Marcelo Emilio
Departamento de Geociências/UEPG


Prof. Eduardo Janot Pacheco - por videoconferência
Instituto de Astronomia, Geofísica e Ciências Atmosféricas/USP

Candidata 

Dedico este trabalho aos meus pais.

"A astronomia é útil porque nos eleva acima de nós mesmos; é útil porque é grande, é útil porque é bela; isso é o que se precisa dizer. É ela que nos mostra o quanto o homem é pequeno no corpo e o quanto é grande no espírito, já que nesta imensidão resplandecente, onde seu corpo não passa de um ponto obscuro, sua inteligência pode abarcar inteira, e dela fluir a silenciosa harmonia. Atingimos assim a consciência de nossa força, e isso é uma coisa pela qual jamais pagaríamos caro demais, porque essa consciência nos torna mais fortes."

Henri Poincaré em O Valor da Ciência (1904)

Agradecimentos

Agradeço a Deus e aos ensinamentos da Seicho No Ie que são a minha força e equilíbrio para realizar tudo na vida.

Aos meus pais, Ana e Juventino, por estarem sempre ao meu lado me apoiando, por todas as orações que dedicam a mim e todo o suporte que me permitiu chegar até aqui.

A todos os meus familiares, que apesar de não estarmos sempre perto, estão sempre torcendo pela minha felicidade e sucesso. Em especial meu irmão Alexandre e minha prima Vânia.

Ao meu amor Walter, por ajudar, apoiar e me incentivar em tudo. Por todo amor, carinho, paciência e principalmente por trazer paz e felicidade para minha vida.

A minha orientadora Maria Cristina pela transmissão de conhecimento, compreensão, todo incentivo, motivação, todo empenho em me ajudar e principalmente por confiar em mim.

Aos meus amigos do laboratório de Astrofísica por toda ajuda, companheirismo, apoio e amizade.

A todos os amigos do departamento de física que, de alguma forma, contribuíram para minha formação. Em especial à minha amiga Sheilla por toda a ajuda e apoio, principalmente em momentos difíceis.

Aos professores da Astrofísica, em especial ao professor Wagner Corradi pelos ensinamentos e motivação pela área, e a professora Sílvia pelos anos de iniciação científica.

A todos os professores do departamento de física que fizeram parte do meu percurso acadêmico e que foram essenciais na minha formação, em especial ao professor João Plascak por ministrar as melhores aulas de física que tive oportunidade de assistir.

A CAPES, CNPq e FAPEMIG pelo apoio financeiro.

Agradeço a todas as pessoas que foram essenciais para o meu aprendizado e desenvolvimento, que me apoiaram e me deram suporte quando duvidei das minhas capacidades. Todos foram igualmente importantes para realização deste trabalho.

Resumo

Neste trabalho, foram analisadas mais de 20 estrelas observadas pelos canais de cores do satélite CoRoT que apresentam emissão de flares e cujo tipo espectral foi determinado espectroscopicamente. A maior parte das estrelas analisadas possui uma clara modulação periódica em sua curva de luz e identificamos que a maioria delas possui um excesso de emissão no canal vermelho em relação ao azul durante os períodos de fluxo mínimo, indicando a presença de uma mancha fria na sua superfície. Identificamos e analisamos mais de 300 flares, e ajustamos o perfil de cada flare na curva de luz. Observamos que as flares emitem, em média, três vezes mais no canal azul do que no vermelho. Como nas flares solares, não encontramos uma relação entre a amplitude e a duração das flares. O perfil clássico de uma flare mostra que a fase de subida (isto é, o aumento de brilho até atingir o máximo) é menor que a fase de descida (diminuição do brilho após o máximo). De fato, nas estrelas solitárias analisadas, 81% apresentam este comportamento. Entretanto, nas estrelas binárias, encontramos que apenas 56% seguem o perfil clássico. As flares que apresentam o tempo de subida maior do que o de descida, também apresentam uma duração total menor e uma impulsividade maior. Foi constatado que, em cerca de 55% das flares, o pico máximo ocorre primeiro no canal azul comparado ao canal vermelho. Este estudo é de grande importância para o entendimento dos processos físicos envolvidos nas flares estelares, contribuindo também para o entendimento das flares no Sol.

Palavras-chave: Flares estelares, Atividade estelar, Métodos observacionais, Métodos estatísticos. Análise de dados, Instrumento: CoRoT.

Abstract

In this work, more than 20 stars observed by the color channels of the CoRoT satellite that present flare emissions and whose spectral type was determined spectroscopically were analyzed. Most of the analyzed stars have a clear periodic modulation in their light curve and we identified that they usually have an excess emission in the red channel in relation to the blue one during periods of minimum flux, indicating the presence of a cold spot on their surface. Also, more than 300 flares were identified and analyzed, and their profile in the light curve were fitted. We observed that flares emit, on average, three times more in the blue channel than in the red channel. As with solar flares, we did not find a relationship between the amplitude and duration of the flares. The classic profile of a flare shows that the rising phase (that is, the increase in brightness until reaching its maximum) is shorter than the descending phase (the decrease in brightness after its maximum). In fact, 81% of the flares analyzed in solitary stars show this behavior. On the other hand, we find that only 56 % follow the classic profile in binary stars. Flares that have a higher rise time than its decay time also have a smaller total duration and larger impulsivity. Furthermore, it was found that, in about 55% of the flares, the maximum peak occurs first in the blue channel when compared to the red one. This study makes an important contribution to the effort of understanding the physical processes involved in stellar flares, which also leads to understanding the flares in the Sun.

Keywords: Stellar Flares, Stellar activity, Observational methods, Statistical methods, Data Analysis, Instrument: CoRoT.

Sumário

1	INTRODUÇÃO	9
1.1	Atividade Estelar	9
1.2	Flares	13
1.2.1	Flares solares	13
1.2.2	Flares estelares	20
1.3	Justificativa e Objetivos	23
2	DADOS OBSERVACIONAIS	25
2.1	CoRoT	25
3	CORES DO COROT	30
4	CORRELAÇÃO DA MODULAÇÃO ROTACIONAL DA CURVA DE LUZ	32
4.1	Análise individual das estrelas	35
4.1.1	Estrelas que apresentam correlação	35
4.1.2	Estrelas que não apresentam correlação	44
4.1.3	Estrelas que apresentam anti-correlação	47
5	ANÁLISE DOS DADOS	48
5.1	Identificação dos flares	48
5.2	Ajuste	49
5.3	Relação dos flares com modulação na curva de luz	50
6	RESULTADOS E DISCUSSÕES	52
6.1	Amplitude relativa e duração do flare	52
6.2	Tempo de subida e de descida do flare	58
6.3	Tempo de ocorrência do máximo do flare	61
7	CONCLUSÕES E PERSPECTIVAS	66
	Referências	68

1 Introdução

1.1 Atividade Estelar

A atividade estelar é um fenômeno astrofísico que pode ser melhor compreendido através de observações do Sol, que é a única estrela que pode ser observada com resolução espacial. O Sol é uma estrela do tipo espectral G2 da sequência principal. A classificação espectral das estrelas mais quentes até as mais frias, são agrupadas em classes identificadas pelas letras: OBAFGKMLTY. Os estudos das atividades magnéticas como flares e manchas, na superfície visível do Sol, servem de base para o entendimento desses fenômenos em outras estrelas.

O magnetismo e a rotação são parâmetros ligados ao estudo da atividade estelar. O campo magnético presente no Sol e em outras estrelas com estrutura semelhante são originados e mantidos por um mecanismo conhecido como dínamo estelar, que está diretamente conectado com a convecção e a rotação diferencial.

A determinação da rotação de uma estrela que apresenta manchas na superfície pode ser feita através do estudo da modulação fotométrica da curva de luz, o que possibilita a determinação do período de rotação. Estrelas com alta rotação apresentam atividade magnética mais intensa, enquanto que estrelas com baixa rotação mostram baixa atividade magnética (Baliunas & Soon, 1995).

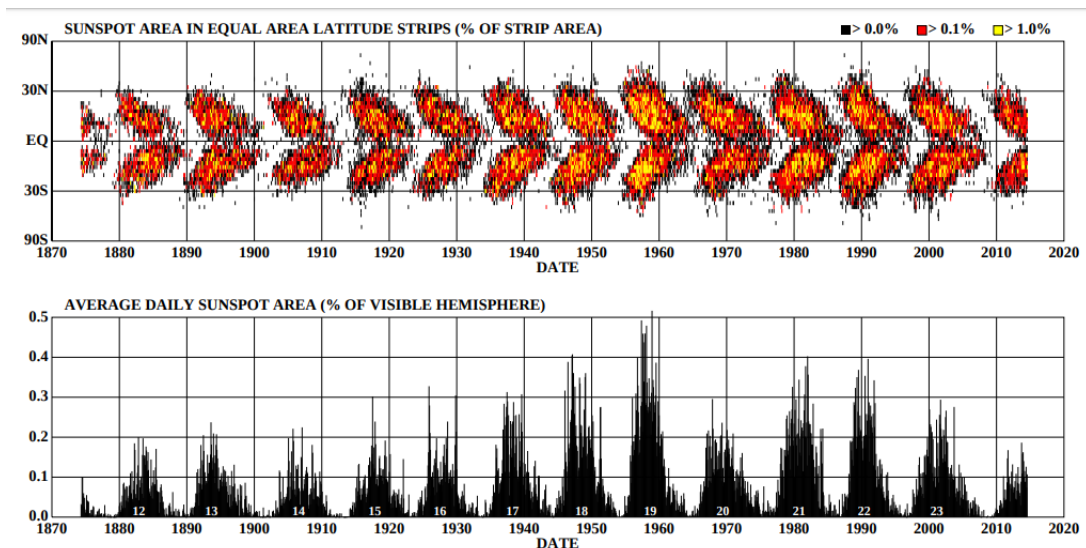
O período de máxima atividade é o período em que se observa o maior número de manchas na superfície do Sol, também conhecida como regiões ativas. Na região das manchas solares a temperatura é menor comparada com o restante da superfície solar. De acordo com Babcock (1961), os locais onde os laços magnéticos atravessam a superfície solar é onde se formam as manchas, esse modelo explica o porquê da maior parte das manchas solares aparecerem em pares, cada mancha em uma polaridade do laço magnético. Também é nessas regiões ativas que observamos maior ocorrência de flares.

O painel superior da Figura 1.1 mostra a área relativa de manchas solares em faixas de latitude de área igual e é conhecido como Diagrama de Borboleta, devido à sua aparência. Vemos que as manchas solares se formam em duas regiões, uma em cada hemisfério migrando em direção ao equador, a medida que o ciclo progride. O painel inferior mostra a área média diária de manchas solares em função do tempo para cada rotação solar, ambos registrados desde maio de 1874 (Hathaway, 2015). O ciclo das manchas solares, que é de 11 anos, bem como as variações do ciclo, são tomadas para indicar uma variação na amplitude do campo magnético interno gerado pelo dínamo do Sol (Charbonneau, 2005). As manchas estelares detectadas até o presente momento são relativamente maiores do

que as manchas solares, isto pode indicar que a atividade magnética nessas estrelas seja maior que no Sol.

A radiação solar é o fluxo de energia emitida pelo Sol e transmitida sob a forma de radiação eletromagnética. As medidas de radiação são denominadas como Irradiância Solar Total que é definida como a potência total da energia proveniente do Sol por unidade de área a 1 UA. A Figura 1.2 mostra a medida da irradiação solar total de mais de 40 anos de observação. Podemos ver a variação do fluxo solar ao longo de 11 anos em fase com o ciclo de atividade solar. O brilho do Sol é quase constante nos períodos de mínima atividade e passa a ser altamente variável no período de máxima atividade.

Figura 1.1 – Painel superior: área relativa das manchas solares em faixas de latitude de área igual (conhecido como Diagrama de Borboleta). Painel inferior: área média diária de manchas solares em função do tempo para cada rotação solar.

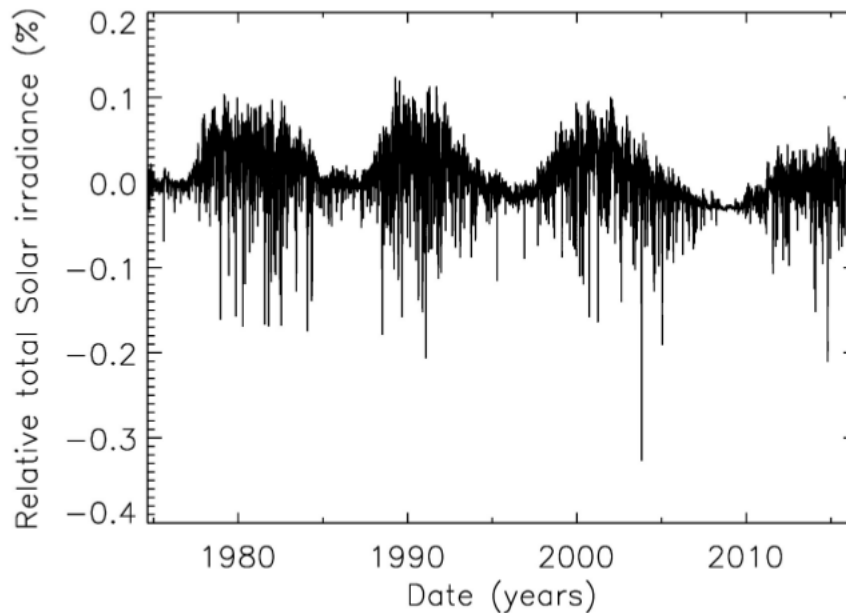


Fonte: Hathaway (2015)

A teoria do dínamo solar é a explicação mais aceita pela comunidade científica, da origem do campo magnético do Sol. Foi construída através de observações das manchas solares, onde percebeu-se a relação existente entre as manchas e o campo magnético, o que levou a construção da teoria do dínamo estabelecida primeiro por Parker (1955). O modelo de Parker não é o único estudado atualmente. Charbonneau (2005) fornece uma revisão dos modelos de dínamo solar onde é descrito o conjunto de equações de magneto-hidrodinâmica para explicar a dinâmica dos movimentos do plasma que gera o campo magnético. O dínamo é o processo de transformação de energia cinética em energia magnética, ou seja, o dínamo solar é impulsionado pelo movimento do plasma no interior solar gerando correntes elétricas que geram o campo magnético. Acredita-se que esse processo ocorre na tacoclina, que é a interface entre a camada radiativa e a convectiva. Na camada convectiva, mais

externa, a velocidade de rotação varia com a latitude, sendo maior no equador do que em altas latitudes.

Figura 1.2 – Irradiação solar total referente a mais de 40 anos de observação

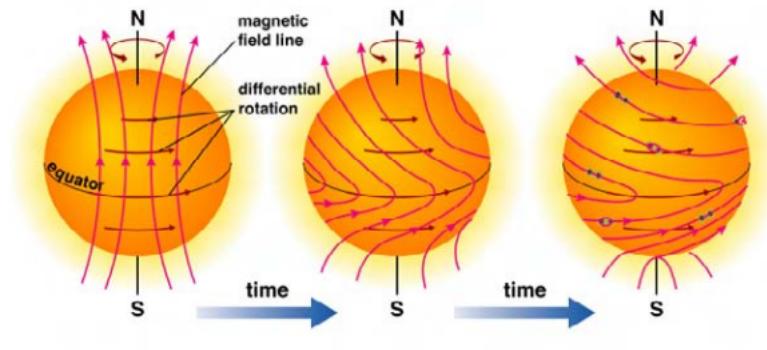


Fonte: Reinhold et al. (2017)

A alta condutividade elétrica do plasma solar faz com que as linhas de campo magnético acompanhem o movimento do plasma. O campo magnético solar tem duas componentes, uma componente toroidal e outra poloidal. A componente poloidal é alongada devido a rotação diferencial, criando uma componente toroidal. Este efeito é conhecido como efeito ômega (efeito- Ω). Outro efeito que está relacionado é o efeito alfa (efeito- α), que basicamente é a transformação do campo toroidal em poloidal, gerando a reconfiguração do campo magnético com polaridade oposta à anterior. A polaridade é invertida a cada 11 anos, então é necessário 22 anos para que esse campo magnético se restabeleça na configuração anterior. Ainda não é bem compreendido como o efeito- α funciona exatamente (Cameron et al., 2017). A combinação desses efeitos formam o modelo de dínamo $\alpha \Omega$, e muito do que é observado no Sol pode ser explicado através desse modelo.

A Figura 1.3 mostra estas transformações de maneira esquemática, a imagem da esquerda mostra as linhas de campo magnético quase verticais, início do campo poloidal e é um período de mínima atividade solar. Na imagem central, as linhas aparecem um pouco distorcidas devido a rotação diferencial. E na imagem à direita, as linhas estão mais arrastadas enrolando-se em torno do equador solar, é um período de máxima atividade solar. Também ocorre o surgimento de tubos de fluxo magnético devido à instabilidade

Figura 1.3 – Representação esquemática do ciclo solar



Fonte: Addison Wesley

de Parker após a reversão do campo toroidal para o campo poloidal devido ao efeito α , o ciclo recomeça com a imagem à esquerda.

Para as estrelas com massas menores que $0,35 M_{\odot}$, que são totalmente convectivas, o modelo de dínamo não pode funcionar, pois essas estrelas não possuem uma região de interface, como a tacoclina, para armazenar os campos magnéticos toroidais como no Sol. A rotação diferencial tanto radialmente quanto na superfície são menores. Neste caso, o dínamo pode ser impulsionado pela convecção que domina o interior estelar (Durney et al., 1993). Já no caso de estrelas massivas, como as do tipo espectral O e B, onde apenas 10% apresentam um campo magnético forte, a origem do campo magnético é pouco compreendida, sendo que elas não possuem um envelope convectivo e assim o modelo de dínamo não pode funcionar. Acredita-se que a origem do campo magnético destas estrelas seja devido a outros processos diferentes dos observados em estrelas de baixa massa (Uzdensky, 2009).

Em estrelas frias, que são totalmente convectivas ou com um envelope convectivo como o Sol, provavelmente terão manchas em suas superfícies (Strassmeier, 2009). As manchas estelares são causadas pelo campo magnético estelar, que é sustentado por um dínamo estelar (Nagel et al., 2016). Nas observações de manchas estelares não se tem resolução espacial, por isso sua presença é inferida por variações no brilho da estrela ao longo do tempo, quando as áreas mais frias na superfície da estrela entram e saem da nossa linha de visada à medida que a estrela gira. O que gera as modulações periódicas na curva de luz estelar (Davenport, 2015).

As estrelas anãs do tipo M são conhecidas há muito tempo por sua atividade magnética turbulenta. Os flares nessas estrelas são observados com maior potência e frequência (Davenport et al., 2014). Tanto o surgimento de manchas na superfície de uma estrela quanto a ocorrência de flares estão diretamente ligados aos campos magnéticos.

Portanto, nas estrelas de baixa massa, onde são observadas maiores áreas de manchas e maior ocorrência de flares, espera-se que essas estrelas tenham campos magnéticos mais fortes e turbulentos comparado ao Sol.

O estudo da atividade estelar nos fornece um importante diagnóstico sobre a estrutura, a evolução e o magnetismo estelar.

1.2 Flares

Em 1859, um flare solar foi observado pela primeira vez pelos astrônomos britânicos R.C. Carrington e R. Hodgson, como um clarão em luz visível no Sol, durante uma das maiores tempestades geomagnéticas já registradas e ficou conhecido como evento de Carrington (Benz & Güdel, 2010). Desde então flares são alvos de estudos, tanto no Sol quanto em outras estrelas.

Os flares são observados como brilhos rápidos e intensos na atmosfera de uma estrela, que ocorrem devido a uma reconexão magnética, causando uma liberação súbita de grandes quantidades de energia. Esses eventos ocorrem principalmente em estrelas com envelope convectivo (Pettersen, 1989) e causam emissão em vários comprimentos de onda, como rádio, raios X, visível e UV (Benz & Güdel, 2010). A curva de luz de um flare clássico é caracterizada por uma fase impulsiva, que consiste em um aumento rápido com duração de dezenas de segundos ou mais, um pico e um rápido decaimento; e por uma fase de decaimento gradual (Hawley & Pettersen, 1991).

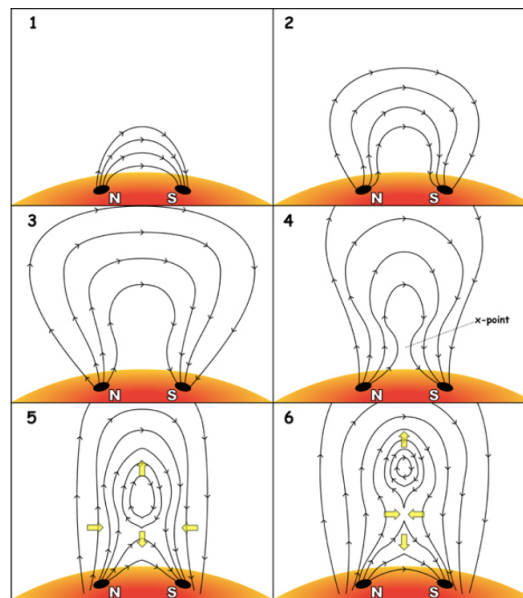
1.2.1 Flares solares

Os flares solares ocorrem, em sua grande maioria, em regiões ativas quando manchas solares estão presentes (Doyle et al., 2019). Acima da fotosfera solar (i.e., da superfície visível do Sol), são observados arcos ("loops") de campo magnético começando e terminando na fotosfera. Os dois "pontos de apoio", com polaridades opostas, onde o arco passa pela superfície do sol são frequentemente manchas solares. O gás ionizado (plasma) preso nos arcos os torna visível. Em uma explicação bastante simplificada do que ocorre durante um flare (Figura 1.4), um arco magnético (painel 1) ao expandir (painéis 2, 3 e 4), principalmente para cima pela diminuição de densidade, pode se reconectar repentinamente, mudando de forma e liberando uma grande quantidade de energia e acelerando as partículas presas no seu interior para cima e para baixo (painel 5). Em alguns casos, uma bolha magnética se forma acima do loop e é empurrada para longe do Sol em velocidades muito altas (painel 6) - chamada de ejeção de massa coronal (em inglês: CME).

O flare solar libera uma energia de 10^{29} a 10^{32} ergs numa escala de tempo de horas. Devido à alta complexidade do processo, os flares diferem em sua estrutura espacial, duração do evento, quantidade e tipo de liberação de energia. O mecanismo de formação

do flare no Sol indica que apenas estrelas com uma zona de convecção externa são capazes de produzir flares (Drabent, 2012).

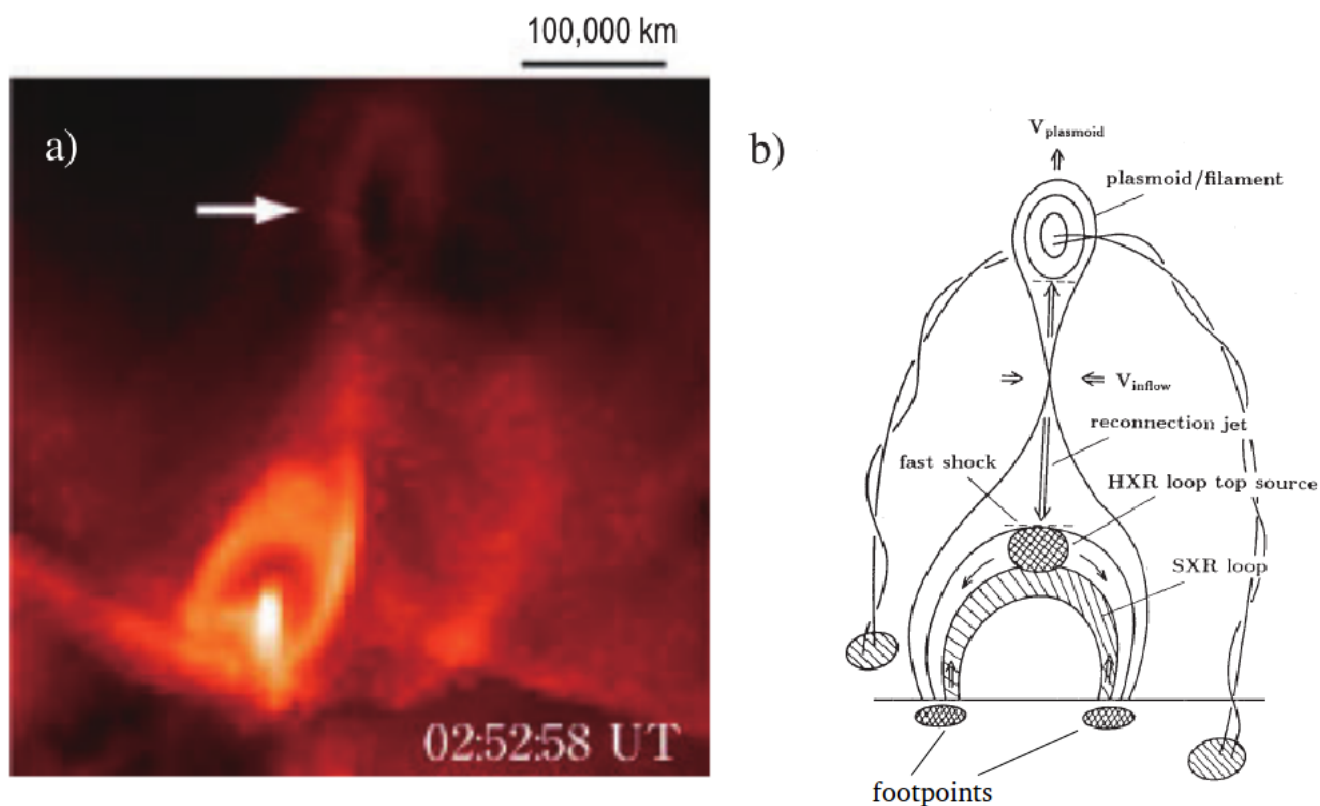
Figura 1.4 – Sequência de diagramas da evolução de um campo magnético durante um flare solar. As setas amarelas indicam as direções que o plasma se move durante o flare.



Fonte: Exploring Magnetism in Solar Flares - University of California, Berkeley

Baseado nos resultados observacionais, estudos teóricos começaram a se concentrar no papel do campo magnético na produção de um flare. Vários modelos clássicos baseados na reconexão magnética foram propostos para explicar o aspecto fenomenológico dos flares, que assumem uma configuração mais ou menos semelhante ao campo magnético e seu processo dinâmico; portanto, esses modelos são chamados com um único nome, modelo CSHKP (usando as iniciais dos autores de cada modelo: Carmichael, Sturrock, Hirayama, Kopp e Pneuman) (Shibata & Magara, 2011) - Figura 1.5. Cabe salientar que ainda não se tem um entendimento completo dos processos físicos relevantes na produção de um flare.

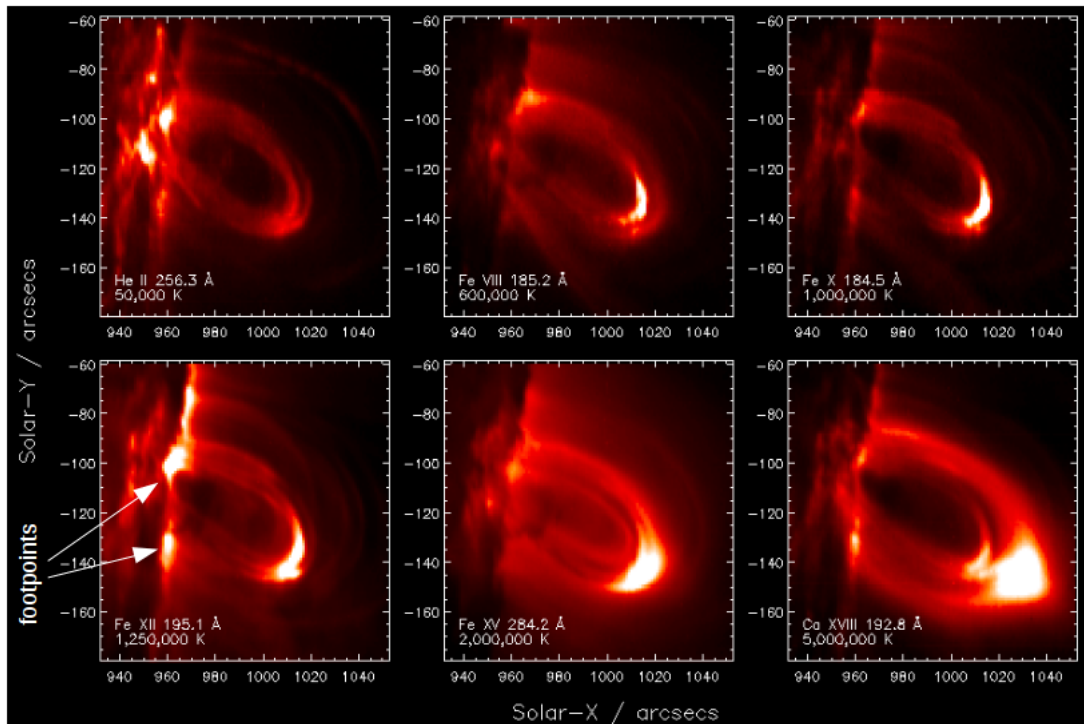
Figura 1.5 – a) Imagem em raios X mole de um flare solar observado pelo satélite Yohkoh.
b) Imagem esquemática de uma versão do modelo CSHKP



Fonte: [Shibata & Magara \(2011\)](#)

A Figura [1.6](#) mostra as imagens obtidas simultaneamente em filtros de bandas estreitas centradas em uma dada linha espectral de um sistema de arcos (loops) observado no limbo do Sol em 17 de dezembro de 2006 pelo instrumento EIS (Extreme-ultraviolet Imaging Spectrometer) abordo do satélite Hinode. Cada imagem representa a visão da região em diferentes linhas de emissão. Cada linha de emissão é formada a uma temperatura distinta (indicada nas imagens) e, portanto, representa diferentes camadas de temperatura na atmosfera do Sol. A Figura [1.7](#) mostra a variação da temperatura em função da altura a partir da superfície solar ([Athay, 1976](#)). Na linha espectral mais quente da Figura [1.6](#), de 5 milhões de Kelvin (Ca XVII 192.8 Å), uma região brilhante de emissão é vista acima dos arcos - uma propriedade característica dos flares solares mais intensos. O flare, em geral, aparece como dois pontos brilhantes, nos pés do arco ('footpoints'), que evoluem lentamente. Muitas vezes, estas regiões brilhantes são alongadas, como uma fita (chamada em inglês de "flare ribbons"). Isto porque um flare acontece comumente em um sistema de arcos.

Figura 1.6 – Sistema de Loops coronais observado no limbo do Sol. Cada imagem foi obtida simultaneamente pelo instrumento EIS.

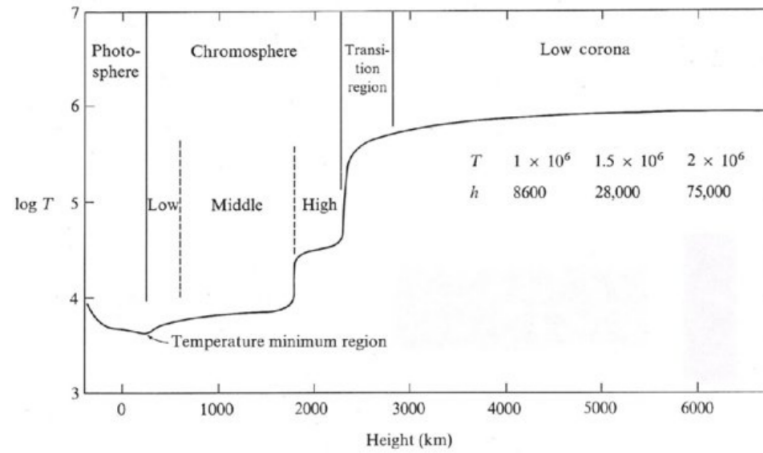


Fonte: http://solar.bnsc.rl.ac.uk/ralsophys/gallery_flaring_loop.html

A Figura [1.8](#) mostra a evolução temporal das observações de um flare em um ângulo de observação diferente da Figura [1.6](#), isto é, o flare é observado no disco solar e não no limbo.

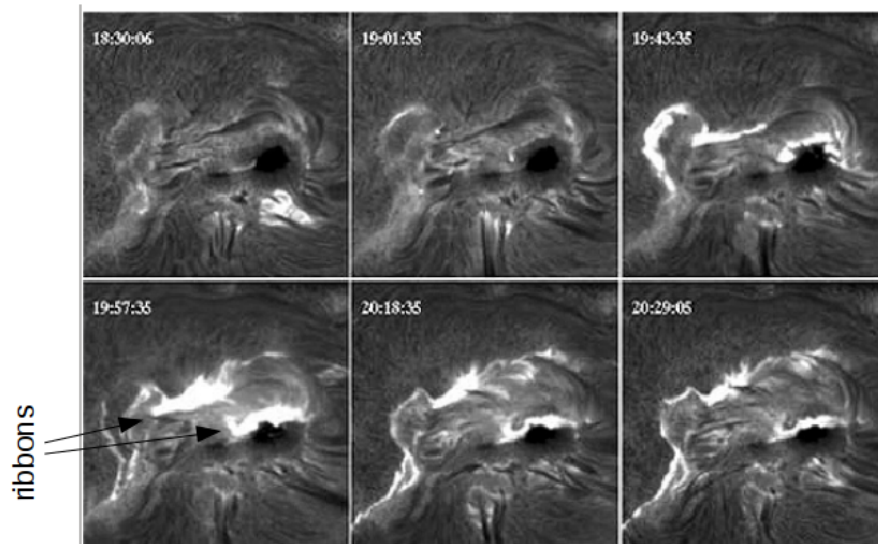
Apesar de o primeiro flare solar observado foi em luz branca (no visível), como mencionado, os efeitos mais óbvios dos flares aparecem na cromosfera e na coroa observados em ultravioleta e raios X. A emissão em luz branca (em inglês: White Light, WL, como é comumente chamada), na parte mais baixa da atmosfera solar, contém uma grande fração da energia luminosa total do flare e, portanto, sua detecção representa um problema importante para a física solar e estelar ([Martínez Oliveros et al., 2012](#)).

Figura 1.7 – As camadas da atmosfera do Sol e suas temperaturas: fotosfera, cromosfera, região de transição e coroa.



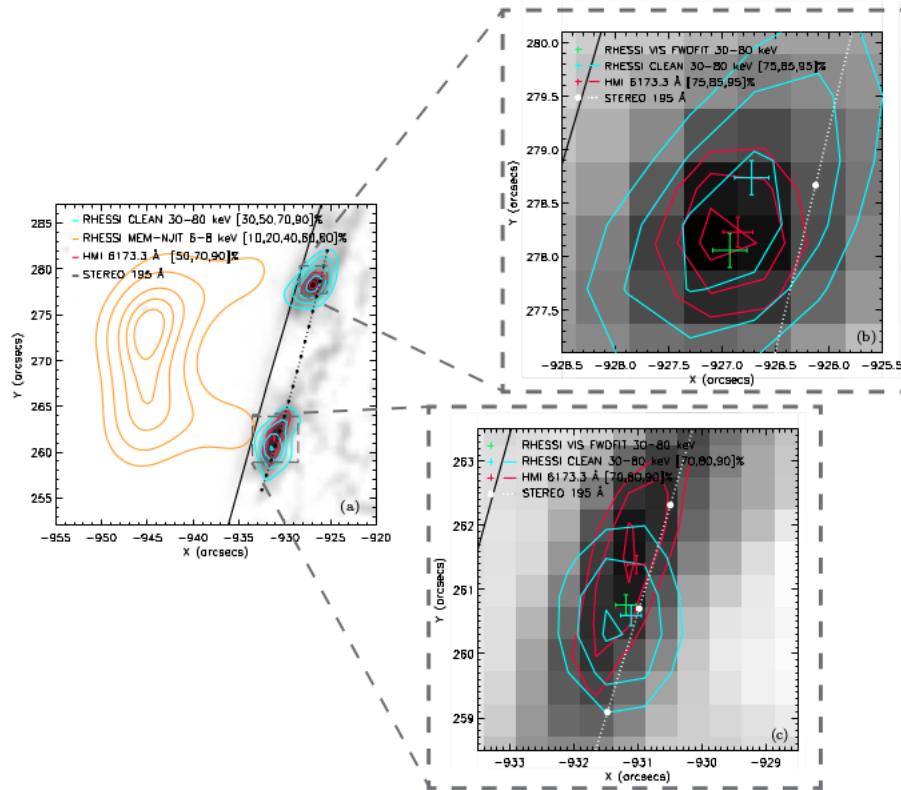
Fonte: Athay (1976)

Figura 1.8 – Imagem em H α de um grande flare solar mostrando duas fitas ('ribbons') largas paralelas na cromosfera solar. Cada imagem subtende um ângulo de 300 segundos de arco.



Fonte: Kenneth R. Lang, NASA's Cosmos, Tufts University.

Figura 1.9 – Flare observado próximo ao limbo solar em 24 de fevereiro de 2011 (NOAA coordenadas N14E87) pelo HMI/SDO e RHESSI.

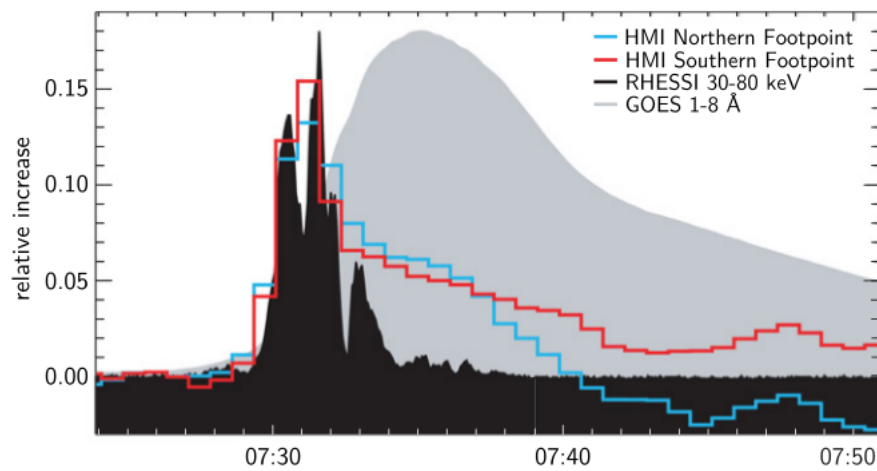


Fonte: [Martínez Oliveros et al. \(2012\)](#)

Graças à disponibilidade de dados, atualmente, existem várias análises de flares solares em luz branca obtidas simultaneamente em raios X e/ou ultravioleta. A Figura 1.9 mostra um flare próximo ao limbo do Sol observado em 6173Å do espectro contínuo no visível obtido pelo satélite SDO (Solar Dynamics Observatory) através de seu instrumento HMI (Helioseismic Magnetic Imager) em 24 de fevereiro de 2011 (NOAA coordenadas N14E87) ([Martínez Oliveros et al. \(2012\)](#)). O gráfico de contorno da emissão em luz branca está sinalizada com as linhas vermelhas na região dos footpoints (painéis à direita). Enquanto a emissão de raios X duros (30 a 80 keV) está representada pelas linhas de contorno em azul e foi obtida simultaneamente pelo satélite RHESSI (Ramaty High Energy Solar Spectroscopic Imager). No painel à esquerda, as linhas de contorno em laranja indicam a emissão de raios X moles (6 a 8 keV) também obtidas simultaneamente pelo RHESSI, mostrando a estrutura do arco conectando os pontos de apoio.

No início de um flare, é observado o rápido aumento de raios X duros (> 30 keV), partículas de alta energia são geralmente geradas. Isso forma a fase impulsiva do flare. Durante esta fase, ocorre a liberação de energia mais violenta.

Figura 1.10 – Emissão em raios X duros, raios X moles e no visível.



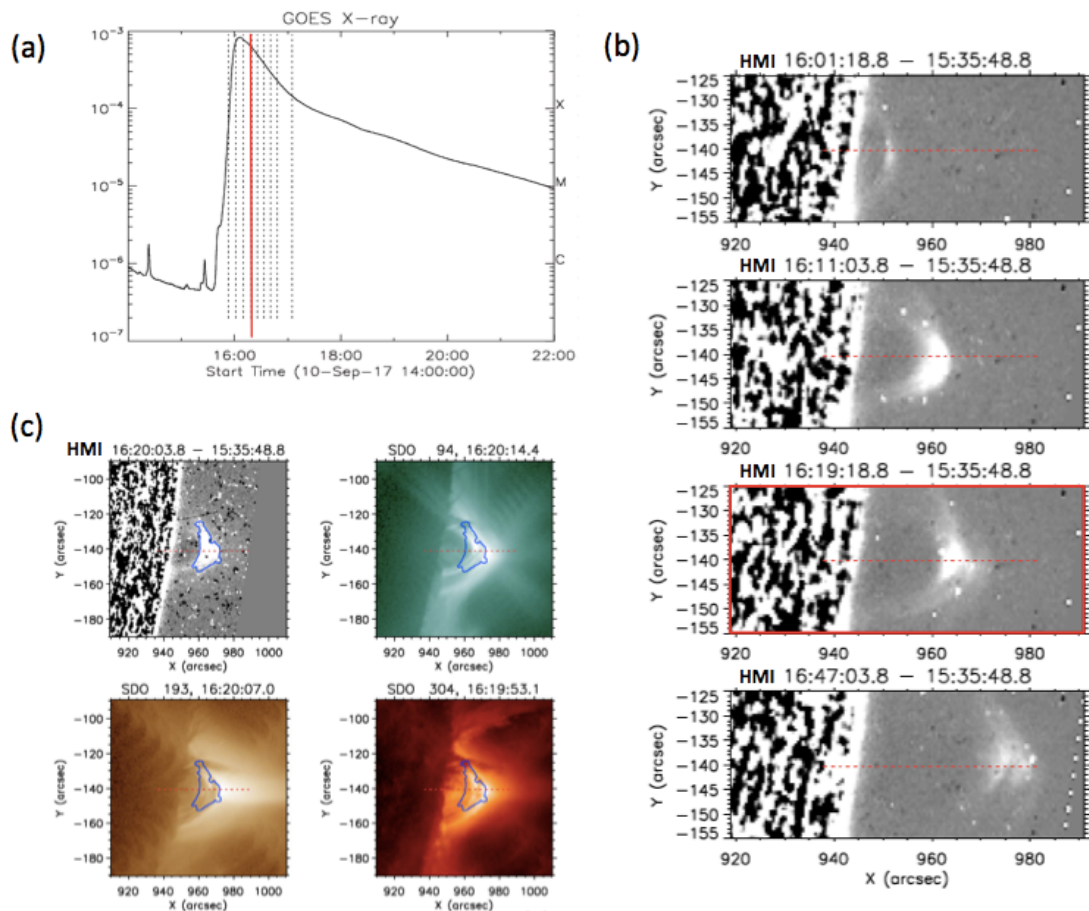
Fonte: [Martínez Oliveros et al. \(2012\)](#)

Depois disso, as emissões diminuem gradualmente, o que é chamado de fase gradual do flare ([Shibata & Magara, 2011](#)). As emissões de raios X duros são intensas apenas durante a fase impulsiva, enquanto os raios X moles (<10 keV) continuam a aumentar após a fase impulsiva e se tornam dominantes durante a fase gradual. Veja a Figura [1.10](#) onde os dados do satélite GOES (Geostationary Operational Environmental Satellite) mostram a emissão de raios X moles. Elétrons de alta energia gerados pela reconexão magnética na coroa supostamente fluem para baixo ao longo do arco magnético (arcos de raios X moles), aquecendo o plasma cromosférico para formar a região de emissão em raios X duros nos footpoints. A emissão do arco em raios X moles provém de um arco preenchido com plasma quente cuja temperatura é maior que 10 milhões de Kelvins, vindos de uma região super quente formada na coroa (em torno da região onde ocorre a reconexão magnética). As emissões em luz branca e raio X duro estão intimamente correlacionadas em tempo, intensidade e espaço. Isso sugere fortemente que a deposição de energia por elétrons acelerados pelo flare está intimamente ligada à emissão radiativa observada em luz branca. A correlação temporal mostra um início quase simultâneo de ambas as emissões, com um tempo de decaimento mais longo da emissão de luz branca (Figura [1.10](#): luz branca (White light) em azul e vermelho em comparação com raios X duro em preto), indicativo de um processo de resfriamento. Entretanto, este mecanismo térmico não está ainda bem compreendido ([Krucker et al., 2015](#)) e ([Jurčák et al., 2018](#)).

Apesar de que no Sol a emissão em luz branca parece ocorrer unicamente nos footpoints ou ribbons, recentemente, foram observados flares em luz branca nos arcos magnéticos em imagens fora do limbo. A Figura [1.11](#) mostra um sistema de arcos muito brilhante detectado no limbo solar durante um flare em 10 de setembro de 2017, em luz

branca pelo HMI/SDO analisado por [Jejčič et al. \(2018\)](#).

Figura 1.11 – Painel (a). Fluxo em raios X (1-8 Å) obtido pelo satélite GOES (linha sólida) mostrando o flare observado em 10 de setembro de 2017. Painel (b). Evolução temporal dos arcos observados luz branca pelo HMI/SDO. A imagem marcada em vermelho corresponde em tempo à linha vertical vermelha do Painel (a). Painel (c). Comparação da imagem em luz branca (HMI) com as imagens obtidas pelo AIA/SDO em filtros distintos no ultravioleta. As linhas de contorno do arco observado pelo HMI (marcado em azul) estão sobrepostos em todas as imagens.



Fonte: Adaptado de [Jejčič et al. \(2018\)](#)

1.2.2 Flares estelares

Os flares estelares exibem correlações semelhantes às observadas nos flares solares, sugerindo que o mesmo processo físico de reconexão magnética está ocorrendo em ambos ([Osten & Wolk, 2015](#)), apesar da distribuição de temperatura e energia total dos flares não serem próximas. Os flares solares têm temperaturas variando de 10^7 a $3,0 \times 10^7$ K e energia total variando de 10^{29} a 10^{32} ergs, e os flares estelares tem temperatura de 10^7 a 10^8 K e energia total de 10^{29} a 10^{38} ergs ([Shibata & Magara, 2011](#)). Em outras estrelas já

foram observadas muitos flares gigantes, conhecidos como “superflares”. Esses superflares tem energia maior que 10^{33} ergs.

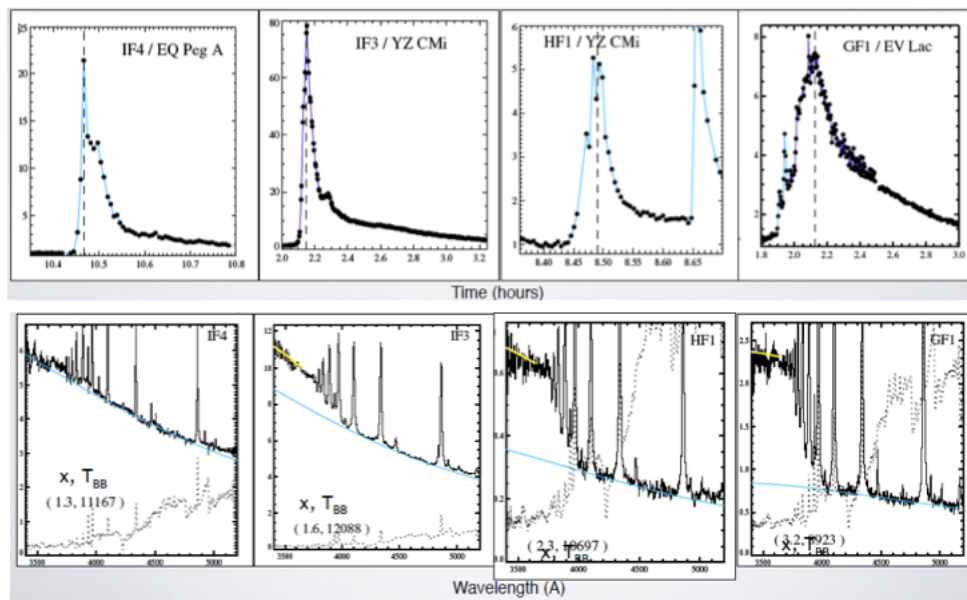
Os dados espaciais fotométricos de alta precisão obtidos pelo CoRoT e o Kepler, e mais recentemente pelo TESS, com duração de meses obtidos em alta cadência têm possibilitado uma revolução não só na descoberta de exoplanetas, estrelas binárias e pulsantes, mas também no estudo de atividade estelar, como os flares. Uma série de artigos surgiu rapidamente usando dados do Kepler tentando entender os superflares, correlacionando energia do flare, duração do flare, atividade magnética (representada por grandes manchas estelares), velocidade de rotação estelar, idade estelar, etc (Heinzel & Shibata, 2018). Cabe mencionar, que não encontramos na literatura nenhum artigo em revista com referee, apenas anais de congressos, usando dados do CoRoT para estudar flares estelares. As curvas de luz obtidas pelo Kepler apresentam a emissão de luz branca, integrado na banda espectral de 400 a 900 nm, que é próxima a banda espectral do CoRoT que vai de 250 a 1.000 nm. Portanto, todos os flares observados por esses satélites são chamados de flares de luz branca. Isso sugere que, nas estrelas, observamos as estruturas de superfície análogas aos ribbons dos flares solares, onde todos, ou a maioria dos flares em luz branca são normalmente detectados.

No Sol, as fitas (‘ribbons’) solares são na realidade muito estreitas (embora muitas vezes longas), ocupando apenas uma pequena fração da área da região ativa. No entanto, podemos extrapolar isso para os superflares, onde se espera que os arcos magnéticos sejam muito maiores. Além disto, Heinzel & Shibata (2018) mostram que as densidades de elétrons nos arcos magnéticos podem ser muito maiores que as presentes nos flares solares em estrelas anãs do tipo M e do tipo solar com grandes manchas estelares e campos magnéticos muito mais fortes. Neste caso, os arcos contribuirão substancialmente para a emissão em luz branca dos superflares observados pelo Kepler e pelo CoRoT. É interessante que este artigo, Heinzel & Shibata (2018), foi publicado meses antes das observações em luz branca feitas por Jejčič et al. (2018). Além disto, em estrelas muito frias, os arcos podem ser visíveis no disco estelar (devido ao aumento de contraste) e podem também ocupar áreas muito maiores do que as ribbons. No Sol, as duas componentes do flare - fitas e arcos - são espacialmente visíveis nas observações e podemos estudá-los separadamente. Nas estrelas, no entanto, elas se misturam e, portanto, ambas podem contribuir para o fluxo estelar total no visível.

Kowalski et al. (2013) analisaram flares em 20 estrelas anãs do tipo M usando dados espectroscópicos e fotométricos obtidos simultaneamente no ultravioleta próximo e no ótico. Os espectros foram divididos fenomenologicamente em quatro componentes: (a) contínuo de Balmer em $\lambda < 3646 \text{ \AA}$, (b) pseudo-contínuo com linhas de Balmer mescladas de $\lambda = 3646\text{--}3800 \text{ \AA}$; (c) contínuo semelhante a um corpo negro quente (com $T = 10.000$ a 12.000 K), que domina o fluxo em $\lambda > 4.000 \text{ \AA}$ e (d) um corpo negro frio ($T \sim 5.000 \text{ K}$)

em $\lambda \geq 5.000 \text{ \AA}$. A contribuição de cada um dos componentes não é a mesma para cada flare (Kowalski et al., 2016). Eles classificaram os flares analisados em 3 tipos: impulsivos, híbridos e graduais (Figura 1.12). A componente similar a um corpo negro com $T \sim 10.000 \text{ K}$ já era bastante conhecida (Hawley & Fisher, 1992).

Figura 1.12 – Painéis superiores: Fotometria filtro Johnson U para diferentes estrelas. Os flares são classificados em IF (impulsivo), HF (híbrido) e GF (gradual). As linhas pretas verticais tracejadas indicam o tempo do máximo do flare. Painéis inferiores: Espectros durante a emissão máxima do flare (correspondente à linha tracejada vertical nos painéis superiores) em preto. A linha pontilhada é o espectro quando a estrela está inativa. A função de Planck que melhor se ajusta ao intervalo $4.000\text{--}4.800 \text{ \AA}$ é mostrada em azul claro. A curva amarela em $\lambda < 3646 \text{ \AA}$ é a função de Planck ajustada.



Fonte: Adaptado de Kowalski et al. (2013)

Mirzorian (1990) descobriu que, em particular, as estrelas do tipo espectral M (Anãs vermelhas) têm alta ocorrência de flares. As anãs vermelhas são quase totalmente convectivas, a maior ocorrência de flare pode ser devido a seus dínamos magnéticos turbulentos. É desconhecido se os mecanismos de criação dos flares em anãs vermelhas são realmente os mesmos que no Sol (Davenport et al., 2011).

Maehara et al. (2012) analisaram 148 estrelas do tipo solar usando 120 dias de observações do Kepler. Eles analisaram a amplitude e energia de superflares nessas estrelas e viram que a energia máxima de um superflare não mostra nenhuma correlação com o período de rotação estelar, mas os superflares ocorrem com mais frequência nas estrelas com maior velocidade de rotação. Shibayama et al. (2013) selecionaram 279 estrelas do

tipo espectral G, com observações do Kepler de 500 dias para estudar a taxa de ocorrência de superflares em estrelas do tipo solar, eles avaliaram a probabilidade de tais eventos ocorrerem no Sol e também viram que a alta ocorrência de superflares pode ser atribuída à existência de manchas estelares muito grandes. [Hawley et al. \(2014\)](#) estudaram 5 estrelas do tipo M usando dados de cadência curta do Kepler para identificar flares com duração menor que 30 minutos. Eles analisaram a energia, amplitude, duração e tempo de decaimento dos flares e encontraram fortes correlações entre esses parâmetros. Também em curta cadência, [Balona \(2015\)](#) analisou 209 estrelas de flares e descobriu que cerca de um terço dos flares têm formas complexas de decaimento. [Davenport et al. \(2014\)](#) usando 11 meses de dados de cadência de 1 minuto do Kepler, apresentaram a maior amostra de flares já feita para uma única estrela, que foi a estrela GJ 1243 do tipo espectral M. Eles identificaram mais de 6.100 flares, com energias variando de 10^{29} a 10^{33} erg. Em outro estudo, [Davenport \(2016\)](#) realizou uma busca homogênea por flares estelares usando todas as curvas de luz disponíveis do Kepler de maneira automática, onde foi identificado 851.168 flares, com energia média de 10^{35} erg em 4.041 estrelas. O número de flares encontradas nessas estrelas é maior para as estrelas com massas menores.

Recentemente, [Yang & Liu \(2019\)](#) apresentaram um catálogo de flare usando os dados de cadência longa da missão Kepler. Nesse catálogo, eles analisaram 3.420 estrelas, identificando 162.262 flares e viram que cerca de 70% das estrelas com flares apresentam o período de rotação menor que 10 dias.

Apesar da maioria dos estudos de flares utilizarem dados de telescópios espaciais, [Rodríguez Martínez et al. \(2019\)](#) usaram dados terrestres e analisaram curvas de luz de 1.376 estrelas do tipo M, identificando 480 estrelas com flares, usando fotometria do ASAS-SN (All-Sky Automated Survey for Supernovae), uma base de dados terrestres, onde vários telescópios observam o céu em diferentes locais na Terra.

[Doyle et al. \(2019\)](#), utilizaram dados fotométricos com cadência de 2 min do satélite TESS (Transiting Exoplanet Survey Satellite), para investigar a relação entre manchas estelares e flares estelares em 167 estrelas de baixa massa, identificando 1.843 flares com energias de $6,0 \times 10^{29}$ a $2,4 \times 10^{35}$ erg. Eles observaram que nessa amostra 90% das estrelas mostram uma modulação rotacional clara, provavelmente devido à presença de uma mancha fria. Não foi identificada relação entre a mancha fria e o número de flares.

1.3 Justificativa e Objetivos

Ainda não são bem compreendidos os processos físicos envolvidos na enorme liberação de energia nos flares. Daí a importância do estudo sistemático para uma melhor compreensão deste fenômeno. Além disto, os flares solares, em geral associados com ejeção de massa coronal ('coronal mass ejections', CME), podem causar danos em satélites,

sobrecarga em linhas de transmissão elétrica e expor passageiros de vôos em rotas próximas aos pólos à radiação. Devido ao grande impacto que esses eventos podem causar na Terra, estudar os processos físicos envolvidos é relevante para entendermos se pode ocorrer uma superflare no Sol, como as observadas em outras estrelas. Os flares estelares também podem prejudicar o aparecimento de vida em exoplanetas cuja estrela hospedeira tenha muitos superflares.

O objetivo deste trabalho é analisar as características dos flares em estrelas observadas pelo satélite CoRoT, que possui dados fotométricos de alta precisão. A maior parte dos estudos de flares estelares foram feitos usando dados do satélite Kepler. Neste trabalho usamos os dados do CoRoT, que apesar de ter uma menor precisão fotométrica comparada a precisão do Kepler, tem a vantagem de fornecer dados em três canais de cores distintos (azul, verde e vermelho) possibilitando a análise dos flares em cada canal de cor. Além disso o CoRoT possui uma cadência mais curta que a do Kepler, permitindo a identificação de flares de menor duração e possibilitando uma amostragem melhor do processo físico.

Esta dissertação está organizada da seguinte forma. No capítulo 2, descrevemos os dados do CoRoT que foram utilizados. No capítulo 3, fazemos uma descrição dos canais de cores do CoRoT e mostramos seu uso científico analisando a modulação rotacional das curvas de luz. No capítulo 4, mostramos os métodos usados para a identificação e o ajuste do perfil dos flares nas curvas de luz das estrelas analisadas. No capítulo 5, apresentamos e discutimos os resultados encontrados das propriedades dos flares. Finalmente, no capítulo 6, abordamos as conclusões finais e perspectivas futuras deste trabalho.

2 Dados Observacionais

Neste trabalho, analisamos 25 estrelas com flares observadas pelo CoRoT, das 111 citadas em [Drabent \(2012\)](#), cujo tipo espectral é determinado espectroscopicamente. Embora o CoRoT não tenha a mesma precisão fotométrica que o Kepler, devido a, em parte, uma abertura de quase um metro do telescópio (versus 27 cm do CoRoT), a cadência do CoRoT é mais curta: 32 segundos ou 8 minutos. A cadência do Kepler é de 1 minuto e 29,4 minutos, curta e longa duração respectivamente. Os dados do Kepler são obtidos em um único intervalo de comprimento de onda. Já o CoRoT tem a vantagem de observar em três intervalos de comprimento de onda diferentes, chamados azul, verde e vermelho.

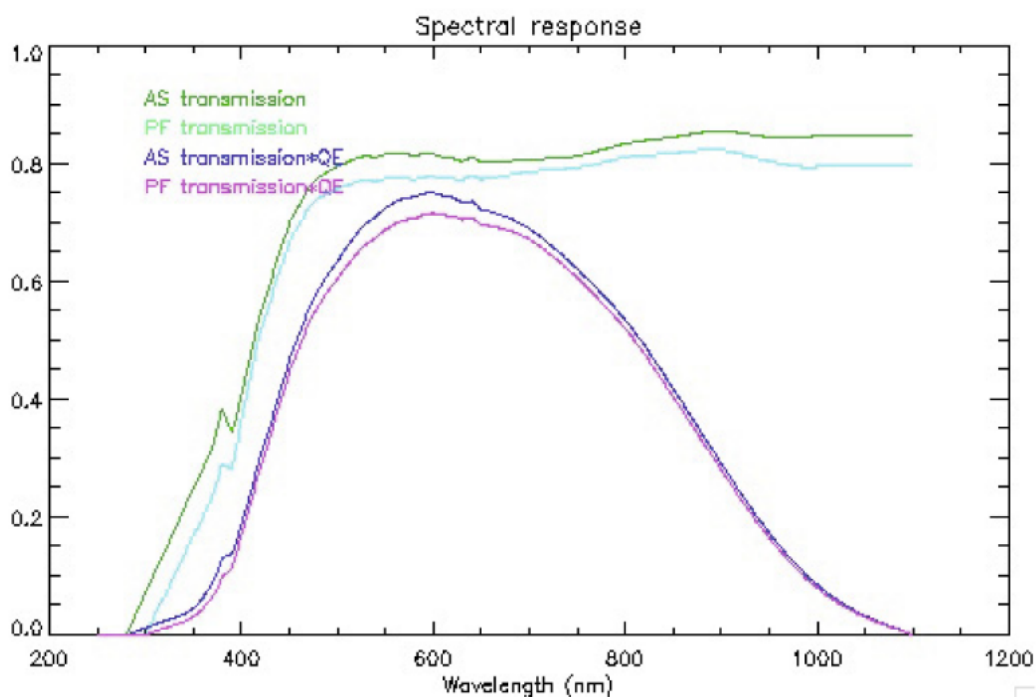
2.1 CoRoT

O CoRoT (Convecção, Rotação e Trânsitos planetários) foi um observatório espacial, lançado em 2006 e que interrompeu suas observações em 2012. Teve o objetivo de procurar planetas extra-solares e realizar medidas em asterossismologia. A missão foi liderada pela Agência Espacial Francesa (CNES) em conjunto com a Agência Espacial Europeia (ESA) e outros parceiros internacionais, entre eles o Brasil ([Baglin et al., 2006](#)). Observou milhares de estrelas continuamente por até 150 dias. Possui um telescópio espacial pequeno com um espelho de 27 cm de diâmetro e uma câmara com 4 detectores CCD (2048×2048 pixels), dedicado à observação fotométrica de alta precisão. Sendo que 2 CCDs são dedicados a observação de estrelas brilhantes com o objetivo principal de realizar asterossismologia e os outros 2 CCDs são dedicados a observação de estrelas fracas com o objetivo principal de buscar planetas extra-solares, denominado canal de exoplanetas. As transmissões de todo o sistema ótico do CoRoT foram medidas antes do lançamento e são mostradas na Figura [2.1](#) [Auvergne et al. \(2009\)](#).

Informações cromáticas foram obtidas por meio de um prisma bi-refringente de dispersão espectral, colocado entre a objetiva e os detectores referente aos 2 CCDs do canal de exoplaneta, com o objetivo de distinguir uma atividade estelar de um trânsito planetário em estrelas mais brilhantes. A função de espalhamento pontual (Point Spread Function: PSF) é um espectro de muito baixa resolução ([Rouan et al., 1999](#)). A PSF exibe uma forma alongada com um tamanho típico de 15×10 pixels (Figura [2.2](#)). Uma máscara fotométrica é escolhida entre 256 modelos predefinidos que melhor se ajustam ao formato da PSF da estrela (indicada em preto na figura). O formato da PSF varia conforme a temperatura e o índice de cor da estrela, sua posição no CCD e a posição de estrelas muito próximas à estrela alvo (contaminantes) ([Barge et al., 2006](#)). A curva de luz monocromática (branca) é então construída somando-se todas as contagens dentro da

máscara. Para muitas estrelas, o espectro é dividido em três bandas espectrais cujos fluxos são registrados independentemente, dando lugar aos canais cromáticos (vermelho, verde e azul) - que serão discutidos no capítulo 3.

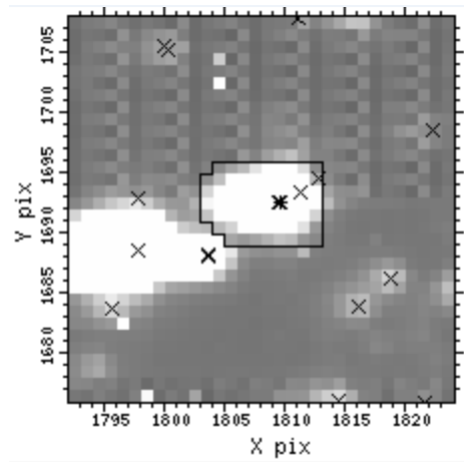
Figura 2.1 – Resposta espectral para os dois canais do CoRoT: asterossismologia (AS) e exoplaneta (PF: Planet Finder). Diferenças entre AS e PF são devido à absorção do prisma. A eficiência quântica (QE) média dos CCDs foi medida para 9 valores de comprimento de onda.



Fonte: [Auvergne et al. \(2009\)](#)

O CoRoT obtém dados com taxa de amostragem de 32s e também 512s, que é obtido através do empilhamento a bordo do satélite de 16 medições na taxa de amostragem de 32s ([Ollivier et al., 2016](#)). Os campos de observação do satélite CoRoT se encontram no plano galáctico. Durante seis meses, o satélite era apontado na direção do centro galáctico, como é mostrado na Figura [2.3](#), à esquerda. Após esse período, o satélite girava 180° e apontava para o antcentro da galáxia, região externa da galáxia na qual observava durante mais seis meses, como é mostrado na Figura [2.3](#), à direita.

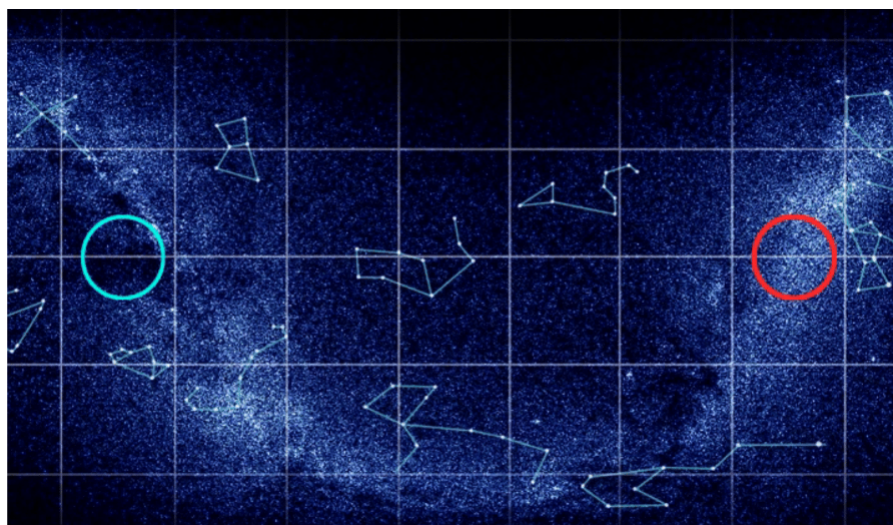
Figura 2.2 – Imagem CCD de CoRoT 102948867. As cruzes marcam as posições dos objetos catalogados mais brilhantes.



Fonte: ExoDat Database, operated at LAM-OAMP, Marseille, France

Cada sequência observacional (run, em inglês) (Tabela 4.1) pode durar de 3 a 5 meses para o período mais longo de observação, identificado como LR (long run) e de até 20 dias para o período mais curto identificado como SR (short run). O período inicial da missão é identificado como IR (initial run) e as abreviações "a"(antcentro) e "c"(centro) referem-se à direção do campo observado.

Figura 2.3 – Regiões do apontamento anual, o círculo azul marca o centro galáctico e o círculo vermelho o antcentro galáctico

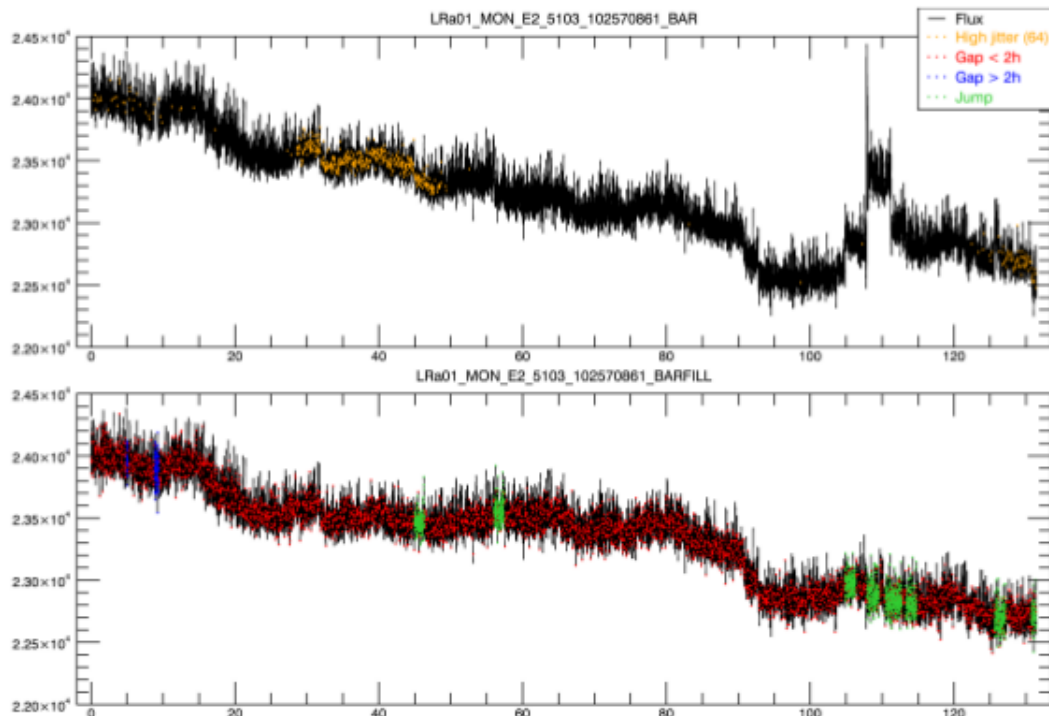


Fonte: https://www.esa.int/ESA_Multimedia/Images/2006/11/COROT_s_two_eyes

Os dados finais do CoRoT utilizados neste trabalho, estão prontos para análise na

forma de curva de luz e são o resultado de um processo complexo que ocorre em diferentes níveis. Algumas correções são realizadas a bordo diretamente durante a fase de observação e antes da transferência de dados para a Terra e outras correções são realizadas em solo. A bordo foram realizados alguns processos e correções através do processamento de janela cromática Exo, descrito em [Ollivier et al. \(2016\)](#). Nesse processo é calculado o fluxo bruto em cada zona cromática das janelas cromáticas. Também foi feito o agrupamento das 16 observações com cadência de 32s que leva a uma amostragem de 512s, onde é calculado a média e o desvio padrão para cada amostragem de 512s. Em solo foram realizados outros processos e correções, tais como correção da corrente escura, que é o efeito causado pela energia da agitação térmica no CCD, correções dos efeitos devido a partículas de alta energia durante a travessia na região da Anomalia do Atlântico Sul, correção dos efeitos de jitter, que são ligeiras variações no apontamento do instrumento, entre outras correções descritas em [Samadi et al. \(2007\)](#) e em [Ollivier et al. \(2016\)](#). Vários tipos de dados são criados. Neste trabalho usamos dados das extensões do tipo BAR E BARFILL (Figura [2.4](#)).

Figura 2.4 – Exemplo de uma curva de luz no tipo BAR (painel superior) e no tipo BARFILL (painel inferior)



Fonte: [Ollivier et al. \(2016\)](#)

Na extensão tipo BAR os dados são processados, o tempo é dado em tempo baricêntrico e é realizado todo o procedimento de correção de dados descrito acima. Já na

extensão tipo BARFILL são os mesmo dados do tipo BAR, mais correções de jumps, que corrigem os saltos devido a, por exemplo, impacto de prótons no CCD e também é feito uma substituição dos dados inválidos e ausentes usando o método Inpainting desenvolvido por Pires et al. (2015). Neste trabalho analisamos as curvas de luz referentes a extensão tipo BAR, pois o aumento súbito de brilho durante um flare pode ser considerado como dado inválido e removido da curva de luz. A extensão tipo BARFILL foi usada apenas para identificar os jumps de temperatura, onde ocorrem mudanças bruscas na curva de temperatura dos CCDs. Os possíveis flares que identificamos nas regiões dos jumps não foram considerados por estarem afetados e não serem confiáveis.

Neste trabalho, analisaremos 25 estrelas da sequência principal (tipos G, K e M) que apresentam flares e cujo tipo espectral foi determinado através de observações espectroscópicas (listadas na Tabela 4.1).

3 Cores do CoRoT

Os canais de cores do CoRoT são obtidos graças a um prisma colocado antes dos detectores do canal de exoplaneta descrito no capítulo 2. A função de espalhamento pontual (PSF) é um espectro de muito baixa resolução que é dividido por uma seleção adequada de pixels em três bandas espectrais, cujos fluxos são registrados independentemente. Os limites entre as cores são distribuídos da seguinte maneira: 20% dos fótons mais azuis são atribuídos ao canal azul e 65% dos fótons mais vermelhos para o canal vermelho. Os fótons restantes constituem o fluxo verde (Rouan et al., 1999). No entanto, a fração real dos fluxos de cores depende do alvo. Os fluxos coloridos são muito sensíveis às pequenas variações no apontamento do satélite. Qualquer mudança no espectro transferirá o sinal através da borda de uma cor para a outra. A luz branca (que é a combinação dos três canais de cores) é mantida constante durante a sequência observacional.

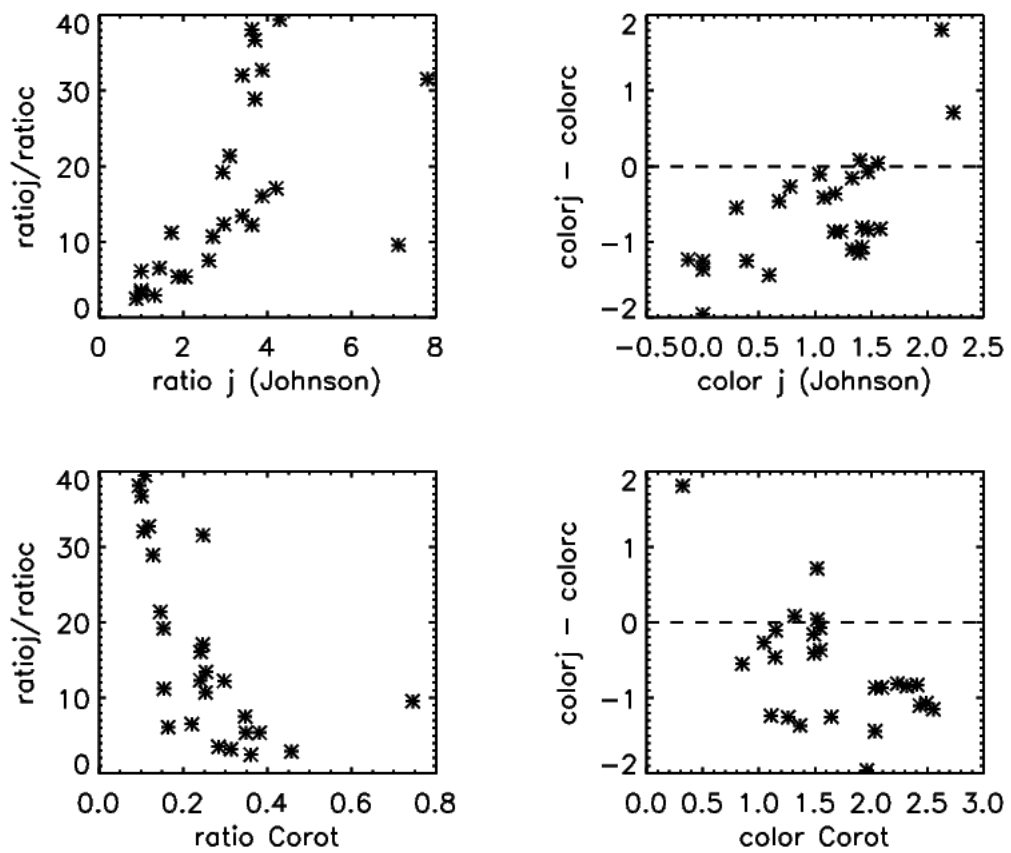
Além das instabilidades no apontamento do telescópio (jitter), o tipo espectral e a temperatura da estrela observada também afetam a distribuição do fluxo entre os canais (Weingrill, 2015). Por exemplo, Alapini (2010) definiu para uma estrela com temperatura de 5.800 K que o canal azul está na faixa de 370 nm a 507 nm, o canal verde de 507 nm a 585 nm e o canal vermelho de 585 nm a 1.000 nm. Drabent (2012) definiu para uma estrela do tipo espectral A0V que o canal azul está na faixa de 350 nm a 460,3 nm, o canal verde de 460,3 a 496 nm e o canal vermelho de 496 nm a 1000 nm. Portanto, não existe um sistema de referência para a fotometria cromática do CoRoT (Barge et al., 2006).

A título de comparação, usamos a informação dos fluxos para os filtros de Johnson (que apresentam os comprimentos de onda bem definidos para cada filtro) para cada uma das 25 estrelas que foram analisadas neste trabalho e comparamos com os fluxos nos canais de cores do CoRoT. O resultado dessa comparação é vista na Figura 3.1. Os dois painéis à esquerda comparam a razão dos fluxos médios no azul e no vermelho do CoRoT (ratio_c) com a razão dos fluxos referentes aos filtros B e R de Johnson (ratio_j) obtidos no SIMBAD Database. Nos dois painéis à direita, comparamos a diferença entre as magnitudes B e R dos filtros Johnson (color_j) e dos canais do CoRoT azul e vermelho (color_c). Notamos que parece haver uma dependência entre eles e também o que parece ser uma divisão entre dois grupos de estrelas, separados por uma reta com inclinação igual a ~ 5 , visível no painel superior à esquerda. A faixa de comprimento de onda de cada filtro de Johnson é diferente das faixas dos canais de cores do CoRoT, sendo que o canal azul do CoRoT inclui parte do filtro B de Johnson e também pode incluir parte do filtro U. Já o canal vermelho do CoRoT é bem largo e inclui parte dos filtros R, V e I de Johnson.

Entretanto, os canais de cores ainda são confiáveis para identificar mudanças na

temperatura efetiva das estrelas, por exemplo diferenciando pulsação ou rotação (Weingrill, 2011). As informações dos canais de cores também são úteis para distinguir trânsitos planetários e binárias eclipsantes (Carone et al., 2012). O intervalo de comprimento de onda exato de cada canal ainda é desconhecido, mas pode ser usado para testar a legitimidade de suposições físicas (Nagel et al., 2016).

Figura 3.1 – Comparação dos filtros B e R de Johnson e canais de cores azul e vermelho do CoRoT. Os termos ratio_j e color_j são, respectivamente, a razão de fluxos e diferença de magnitudes dos filtros B e R de Johnson (no sentido B–R). Os termos ratio_c e color_c são calculados usando os fluxos médios não calibrados (em elétrons) obtidos pelo CoRoT.



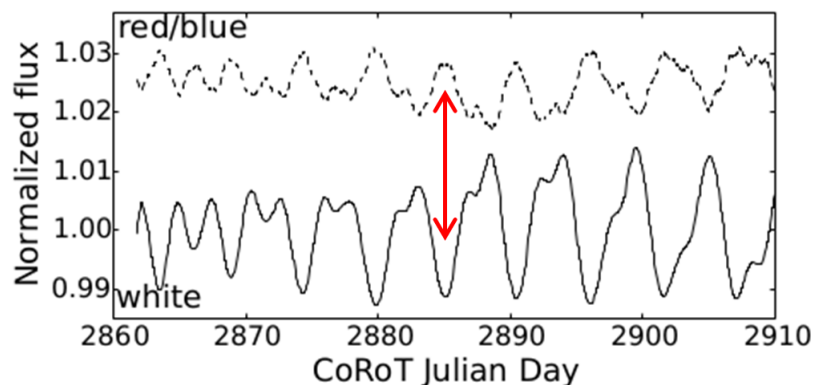
4 Correlação da modulação rotacional da curva de luz

[Nagel et al. \(2016\)](#) analisaram 8 estrelas do CoRoT e viram que a modulação rotacional devido a manchas estelares é consistente com a dependência das cores nas curvas de luz destas estrelas mostrando que a modulação na curva de luz apresenta um excesso no canal vermelho em relação ao canal azul durante os mínimos de fluxo, que pode ser visto na Figura [4.1](#).

Afim de validar o uso dos canais de cores para o estudo dos flares, analisamos as variações de intensidade de fluxo na curva de luz das estrelas analisadas neste trabalho (Tabela [4.1](#)), que apresentam uma modulação consistente com uma mancha em sua superfície. Vimos que 71% das estrelas analisadas tem sua curva de luz correlacionada com a taxa do fluxo azul e vermelho (o coeficiente de correlação de Pearson para cada estrela é mostrado na Tabela [4.1](#)). Ou seja, quando o fluxo da estrela diminui, a emissão é maior no canal vermelho (faixa de comprimento de onda maior) do que no canal azul (faixa de comprimento de onda menor). A modulação rotacional vista nessas estrelas pode ser explicada devido a uma grande mancha fria, pois quando o fluxo diminui (período onde a mancha está na nossa linha de visada) a temperatura deve ser menor e assim emite em comprimento de onda maior, comparado ao período onde a mancha não é vista (temperatura é maior).

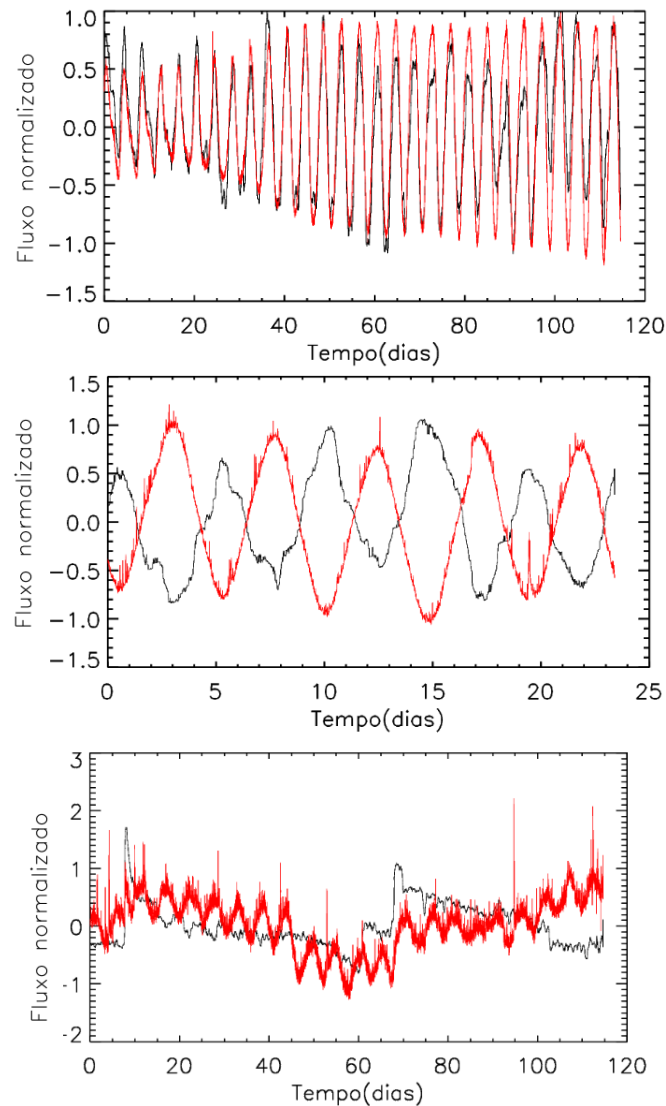
Na Figura [4.2](#), mostramos um exemplo de correlação, anti-correlação e sem correlação. O fluxo normalizado em luz branca está em vermelho e a razão entre o fluxo azul e o

Figura 4.1 – CoRoT 102577568



Fonte: [Nagel et al. \(2016\)](#)

Figura 4.2 – A curva em vermelho é o fluxo normalizado em luz branca e a curva em preto é a razão entre o fluxo azul e o vermelho normalizado. Painel superior: CoRoT 110661118 (correlacionada). Painel no meio: CoRoT 500007276 (anti-correlacionada). Painel inferior: CoRoT 110773079 (não está correlacionada).



vermelho (no sentido azul dividido pelo vermelho) também normalizado está em preto. Para a estrela que não apresenta correlação, o fluxo em luz branca não apresenta uma variação devido a uma mancha na superfície da estrela. A estrela que apresenta anti-correlação pode pertencer ao aglomerado jovem NGC 2264 e ser uma estrela do tipo T Tauri (Drabent, 2012), deste modo estaríamos vendo uma mancha quente.

Para estimar o período de rotação das estrelas, calculamos o espectro de frequências usando o Periodograma Normalizado de Lomb (lnp_test.pro do IDL), também conhecido como Lomb-Scargle, que permite o cálculo do espectro de dados amostrados de maneira

Tabela 4.1 – Relação das 25 estrelas analisadas mostrando a sequência de observação de cada estrela, o tipo espectral, número de flares encontradas (Capítulo 4), o período de rotação obtido e o coeficiente de correlação de Pearson entre a razão dos fluxos azul e vermelho com o fluxo branco. Referências do tipo espectral: ¹Sebastian et al. (2012), ²Dahm & Simon (2005), ³Herbig & Bell (1988), ⁴Debosscher et al. (2009), ⁵Guenther et al. (2012), ⁶Loeillet et al. (2008).

Estrela Corot	Run	Tipo espectral	N° de flares	P_{rot} (dias)	$C_{Pearson}$
102646279	LRa01	G1III ⁵ (Binária Espectroscópica ⁶)	25	10,5	0,4
102646279	LRa06	G1III ⁵ (Binária Espectroscópica ⁶)	29	10,8	0,6
102715243	LRa06	G4V ⁵ (Binária Espectroscópica ⁶)	13	2,2	0,6
102715243	IRa01	G4V ⁵ (Binária Espectroscópica ⁶)	22	2,3	0,5
102715243	LRa01	G4V ⁵ (Binária Espectroscópica ⁶)	12	2,2	0,6
102718810	LRa01	K5Ve ⁵ (Binária Espectroscópica ⁶)	31	2,3	0,8
102718810	IRa01	K5Ve ⁵ (Binária Espectroscópica ⁶)	2	2,3	0,5
102718810	LRa06	K5Ve ⁵ (Binária Espectroscópica ⁶)	47	0,9	0,9
110838402	LRa02	F6V ¹ (Binária Eclipsante)	1	2,2	0,1
110747714	LRa02	K5II ¹ (Delta Cefeida)	4	4,8	0,5
102646977	LRa06	G9III ¹	12	21,9	-0,3
102646977	LRa01	G9III ¹	8	21,9	0,2
110757572	LRa02	K0IV ¹	16	7,1	0,9
102854684	IRa01	F0V ¹ (SPB: Slowly Pulsating B)	15	0,6	0,1
102677674	LRa01	F8V ¹	3	15,5	0,0
102677674	LRa06	F8V ¹	0	15,3	0,5
102602133	LRa06	G9V ¹	30	22	-0,7
102602133	LRa01	G9V ¹	0	22	-0,6
102899501	IRa01	G9V ¹	0	1,6	0,9
110744989	LRa02	G9V ¹ (Delta Scuti)	8	0,4	0,7
102691871	LRa01	G0V ¹	2	7,1	0,1
500007137	SRa01	K5Ve ²	2	2,9	0,6
110773079	LRa02	K1V ¹	7	5,3	0,1
500007276	SRa01	K4Ve ²	1	4,7	-1,0
500007298	SRa01	K4Ve ² (T Tau)	0	15,6	1,0
110685010	LRa02	K7V ¹	5	5,5	0,8
102781750	LRa01	K2V ¹	0	0,37	0,6
223990009	SRa05	K2Ve ³	4	3,8	0,1
223990009	SRa01	K2Ve ³	0	3,8	0,9
110661118	LRa02	K5V ¹ (Variável elipsoidal)	4	4,0	0,9
110681935	LRa02	K5V ¹ (Variável elipsoidal)	7	4,5	0,9
110741064	LRa02	K5V ¹	7	0,2	0,4
110752597	LRa02	K5Ve ¹ (Delta Cefeida)	3	4,2	0,7
102948867	IRa01	M2Ve ⁴	24	9,12	0,9

desigual. O pico com maior amplitude no espectro foi escolhido ou, se presente, sua frequência fundamental. Os valores encontrados estão na Tabela [4.1](#).

4.1 Análise individual das estrelas

Para cada estrela, mostramos o espectro de frequências em ciclos por dia (painel superior) e a comparação entre o fluxo branco normalizado (em vermelho) e o fluxo azul dividido pelo vermelho (em preto) - painel inferior. Os períodos de rotação das estrelas foram calculados através de uma função em IDL que calcula o Periodograma Normalizado de Lomb. As linhas verticais tracejadas no painel superior indicam os harmônicos da frequência com amplitude maior. O fluxo e razão de fluxos no painel inferior foram suavizados usando uma média móvel (IDL: smooth.pro) com largura igual a um quarto do período de rotação, na maioria dos casos.

4.1.1 Estrelas que apresentam correlação

Figura 4.3 – CoRoT 102781750. [Paparó et al. \(2011\)](#) identificaram que mais de uma única estrela está situada dentro da máscara do CoRoT. Segundo eles, o alvo principal, uma estrela ativa, apresenta uma mancha em sua superfície que revela um período médio de rotação de $P_{rot} = 0,37$ dias ($f_0 = 2,735 \text{ c d}^{-1}$). A outra estrela mostra uma periodicidade de 14,83 dias e eles acreditam que é uma estrela β Cepheid. No painel superior, vemos estas duas frequências e, no painel inferior, o período de 8,8 horas devido à rotação correlacionado à razão dos fluxos, indicando a presença de uma mancha fria.

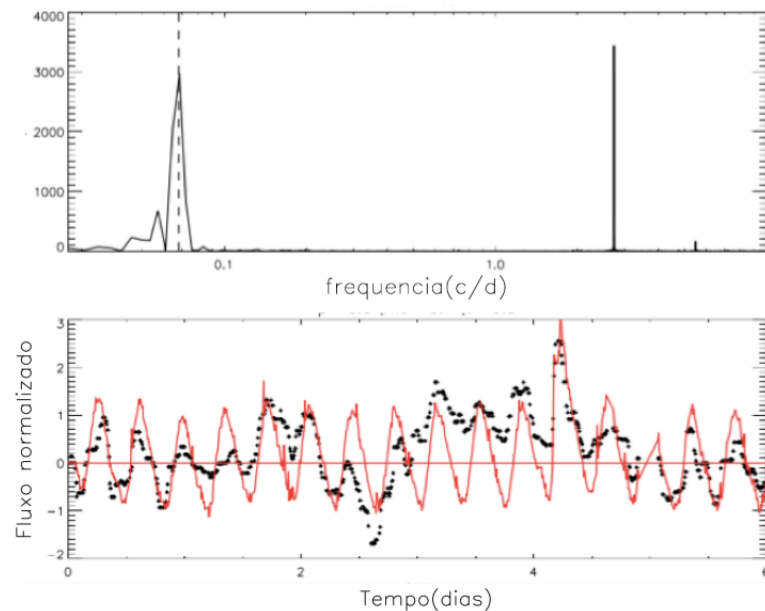


Figura 4.4 – CoRoT 102899501. Estrela G9V com período de rotação igual a 1,6 dias. Apresenta uma boa correlação consistente com uma mancha fria.

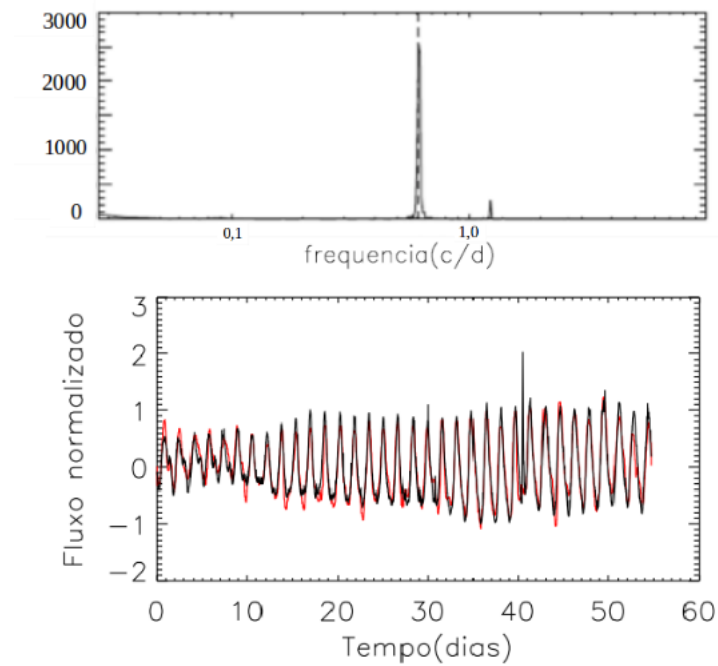


Figura 4.5 – CoRoT 102948867. Estrela M2V cuja modulação da curva de luz é consistente com uma mancha fria. O período de rotação encontrado foi de 9,1 dias.

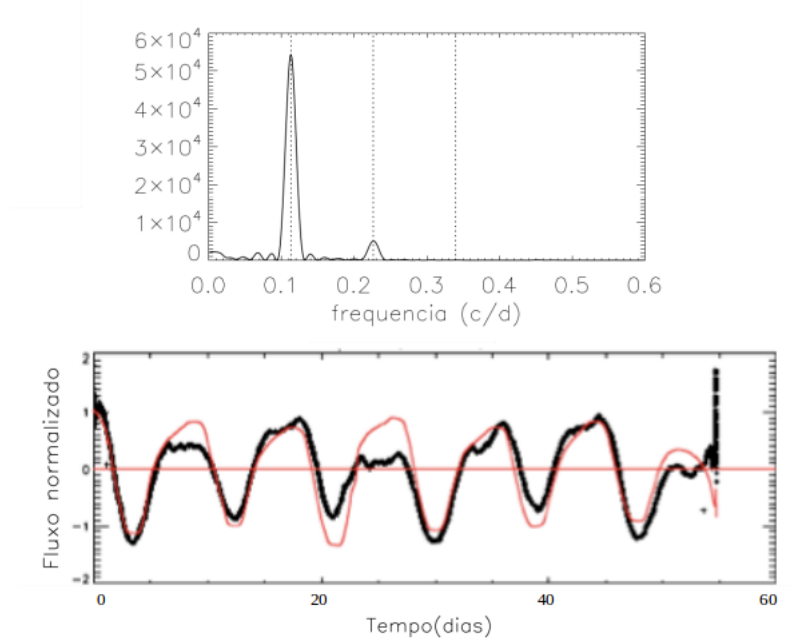


Figura 4.6 – CoRoT 110661118. Classificada como uma variável elipsoidal, mas a modulação apresenta uma variação de amplitude que é consistente com a rotação de uma mancha. O período de rotação encontrado foi de 4,0 dias.

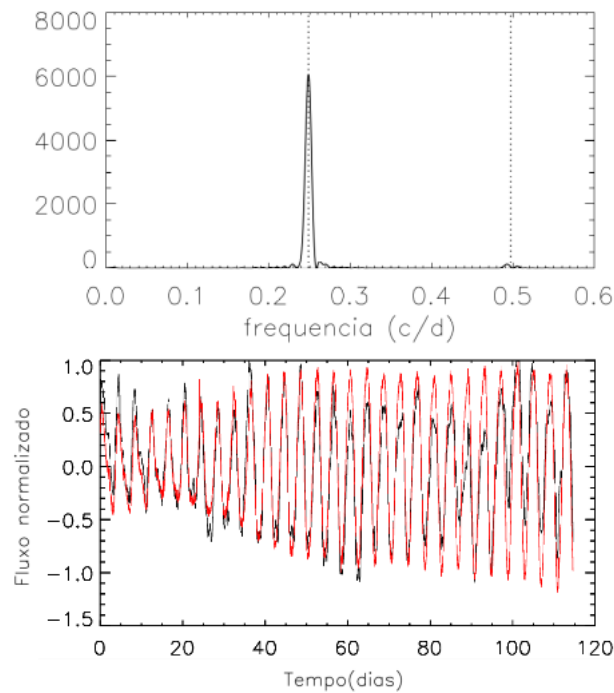


Figura 4.7 – CoRoT 110681935. Classificada como uma variável elipsoidal. Existem duas frequências muito próximas, separadas por $0,05 \text{ d}^{-1}$, consistente com o batimento observado de aproximadamente 22 dias. Se a estrela estiver classificada de maneira errada, as duas frequências próximas poderiam ocorrer devido à rotação diferencial de 4,5 e 3,7 dias, similar a rotação diferencial observada no Sol.

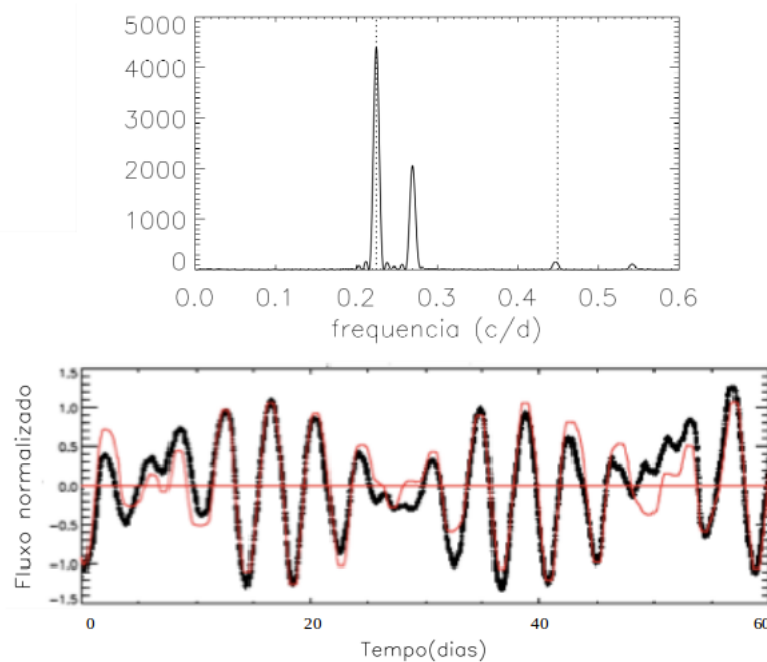


Figura 4.8 – CoRoT 110685010. Há um claro aumento na amplitude da variação do fluxo com o tempo (primeiros 60 dias versus últimos 60 dias), o que é uma indicação do aumento da atividade magnética (área maior das manchas solares). O período de rotação encontrado foi de 5,5 dias.

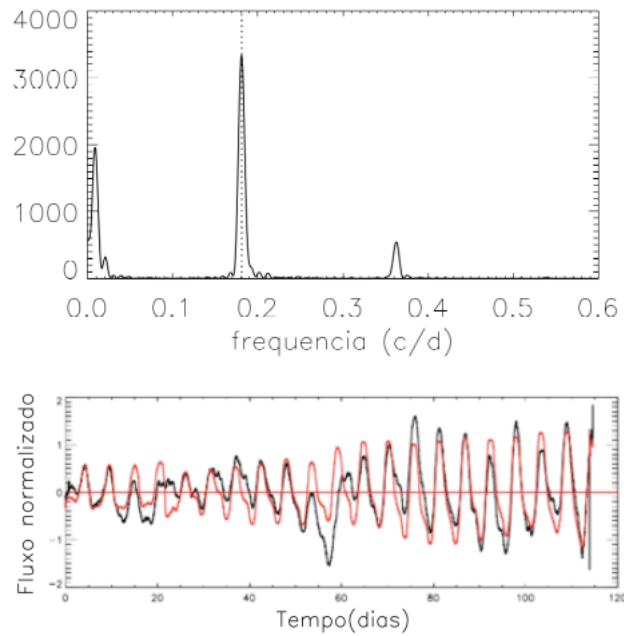


Figura 4.9 – CoRoT 110744989. Estrela do tipo δ Scuti, além das frequências de oscilação com frequências maiores que 10 d^{-1} devido aos modos p , apresenta uma única frequência e seu harmônico abaixo de 5 d^{-1} que provavelmente ocorre devido à rotação da estrela, apresentando uma ótima correlação. O período de rotação encontrado foi de 0,4 dias.

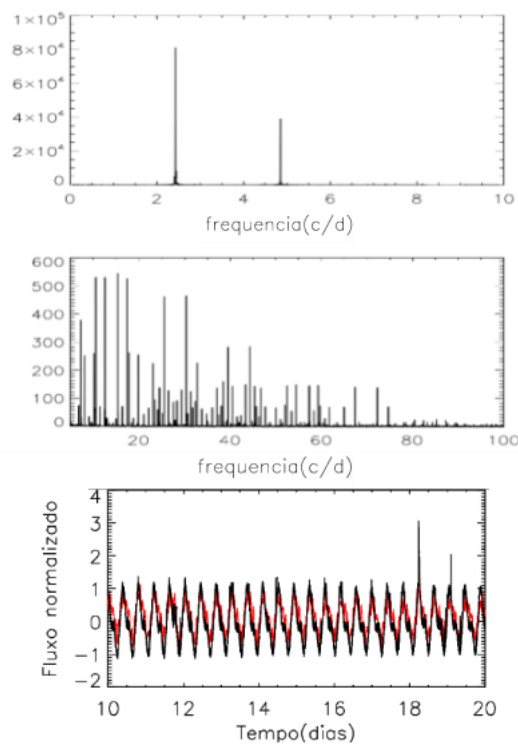


Figura 4.10 – CoRoT 110752597. Estrela classificada como δ Cefeida. Se a classificação estiver correta, vemos uma pequena variação da cor da estrela com a variação de brilho devido à pulsação. O período de rotação encontrado foi de 4,2 dias.

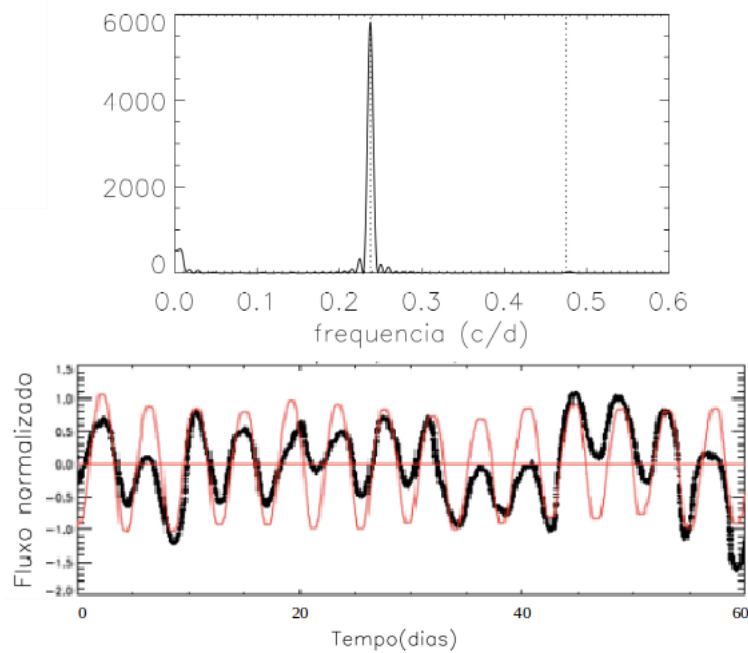


Figura 4.11 – CoRoT 110757572. Existem duas frequências muito próximas ($0,142$ e $0,155$ d^{-1}), separadas por $0,0013$ d^{-1} , consistente com o batimento observado de aproximadamente 77 dias. Poderia ocorrer devido à rotação diferencial. O pequeno pico em $0,31d^{-1}$ é um harmônico da segunda frequência em $0,155$ d^{-1} . O período de rotação encontrado foi de 7,1 dias.

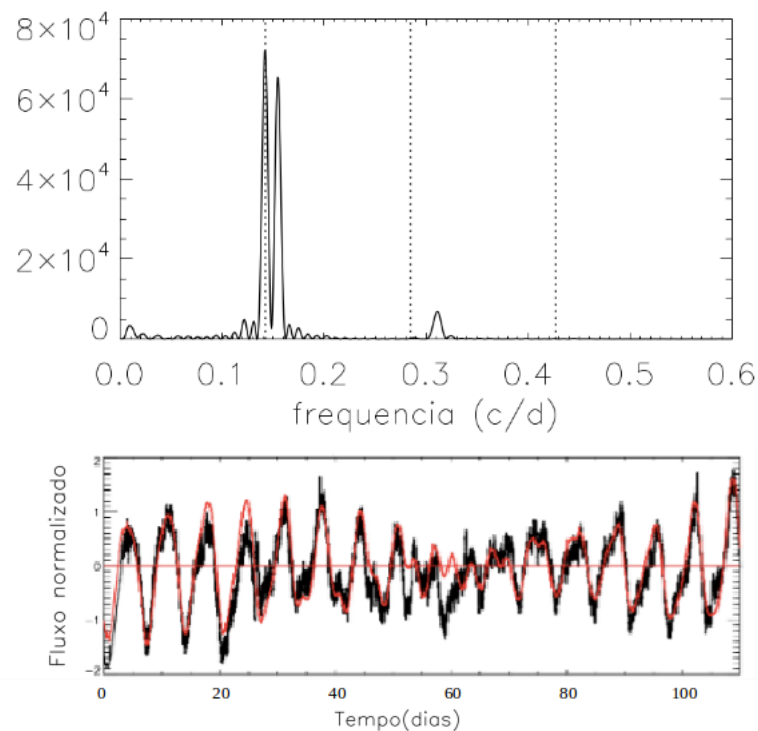


Figura 4.12 – CoRoT 223990009. O período de rotação encontrado foi de 3,8 dias. O segundo pico mostrado é um harmônico.

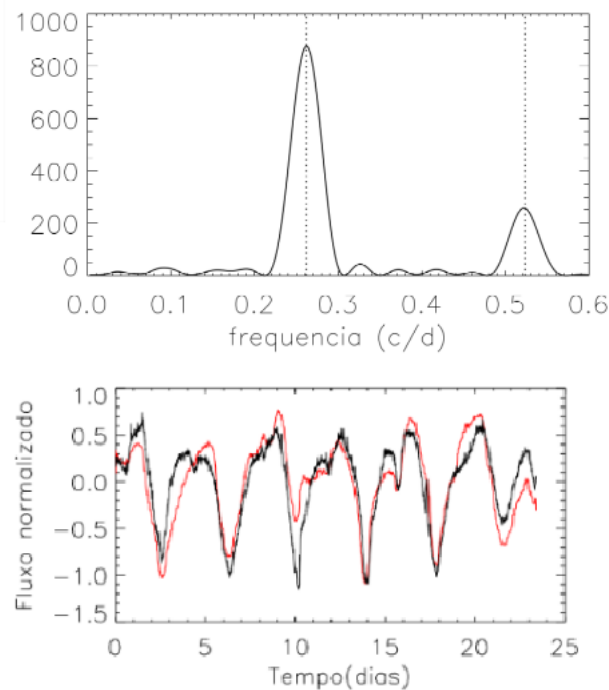


Figura 4.13 – CoRoT 500007298. Estrela classificada como do tipo T Tau. As estrelas T Tau também podem apresentar mancha escura (Bastien, 2015), o que explicaria a correlação encontrada. O período de rotação encontrado foi de 15,6 dias.

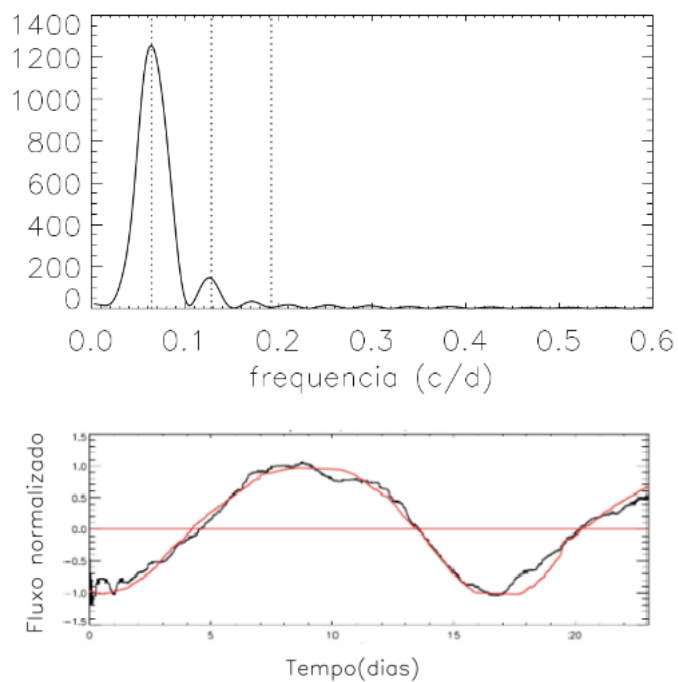


Figura 4.14 – CoRoT 500007137. Os outros dois picos mostrados são harmônicos do primeiro. Apesar de não coincidir perfeitamente uma curva com a outra, o coeficiente de correlação encontrado é igual a 0,6. O período de rotação encontrado foi de 2,9 dias.

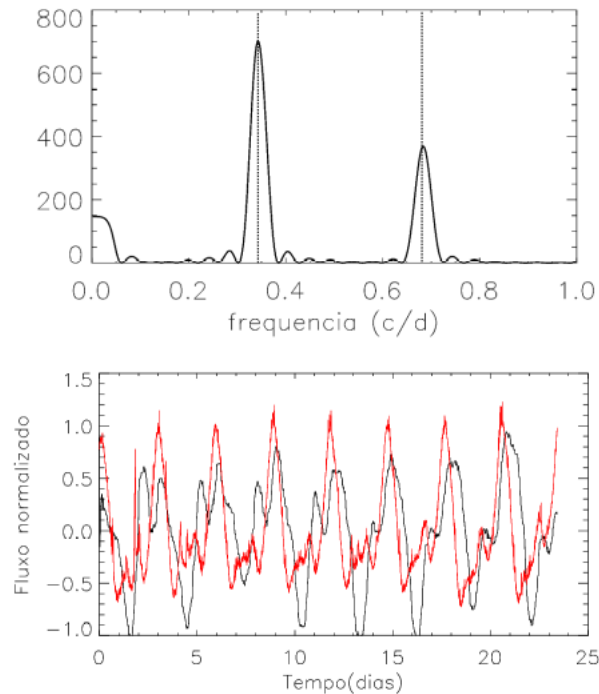


Figura 4.15 – CoRoT 110747714. Esta estrela está classificada como δ Cefeida, apesar da variação da curva de luz ter um comportamento diferente do esperado para uma estrela deste tipo. O período de rotação encontrado foi de 4,8 dias.

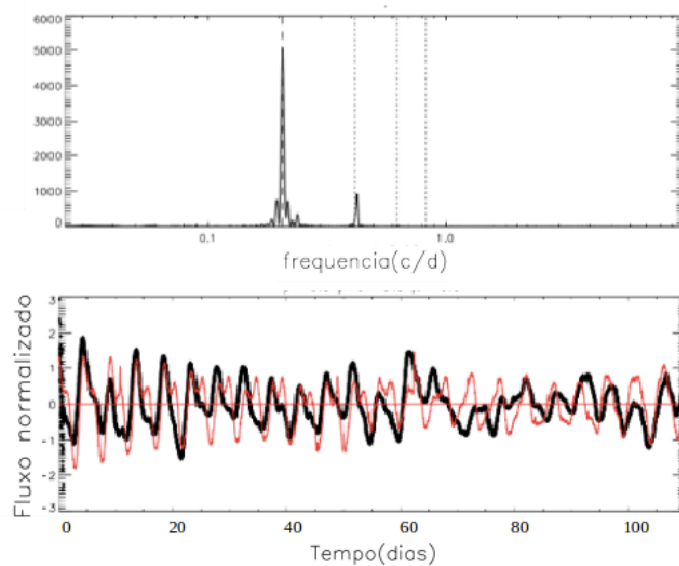


Figura 4.16 – CoRoT 102646279. Estrela classificada como binária espectroscópica. A modulação rotacional com período de 10,5 dias está presente nas observações de 2007-2008 e de 2012 do CoRoT.

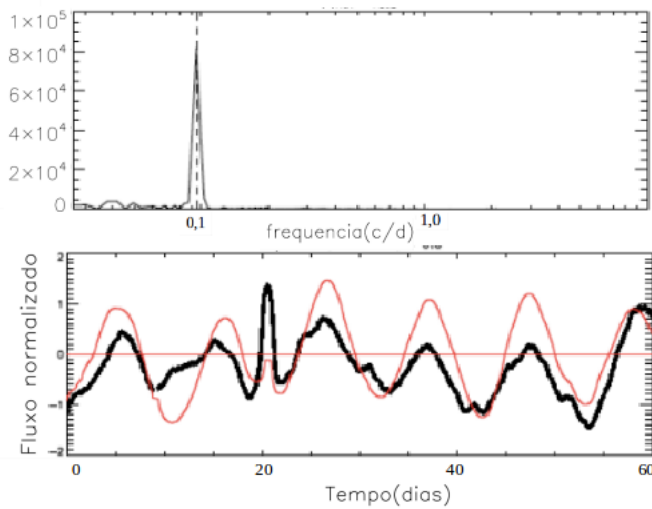


Figura 4.17 – CoRoT 102715243. Estrela classificada como binária espectroscópica. Existem duas frequências muito próximas, consistente com um batimento observado na curva de luz. A estrela observada em 2007 (fev-abr), 2007-2008 e em 2012 apresenta o mesmo período de 2,3 dias. Entretanto, nas observações de 2007, mostradas no painel inferior, a razão dos fluxos apresenta mínimos periódicos de 4 dias. Nos painéis à direita, mostramos em detalhe este efeito. O painel à direita e acima, mostra o fluxo no canal vermelho (em vermelho) e no canal azul (em preto). Um estudo mais detalhado é necessário para excluir um problema instrumental que esteja causando esta variação na razão dos fluxos.

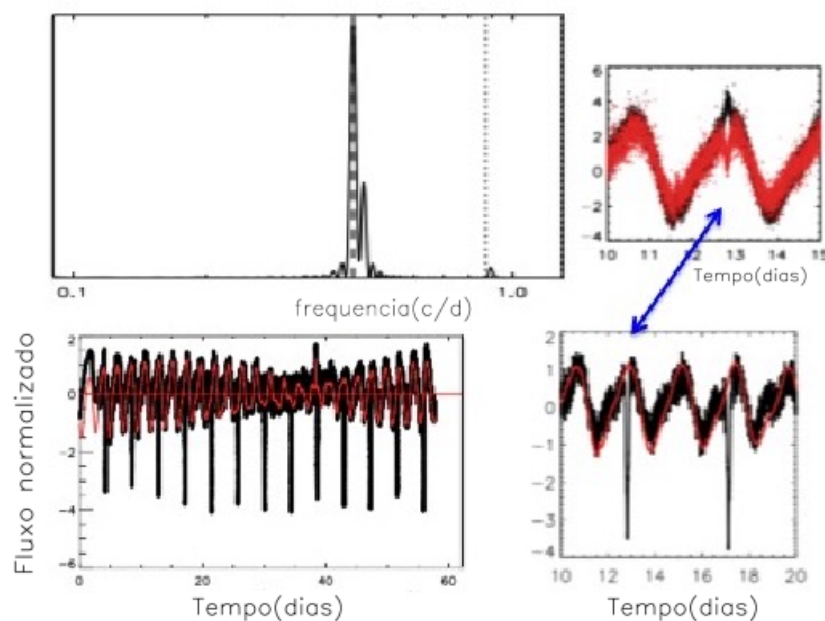


Figura 4.18 – CoRoT 102718810. Estrela classificada como binária espectroscópica. Apresenta duas frequências, uma em $0,433 \text{ d}^{-1}$ e outra em $1,065 \text{ d}^{-1}$. Estas duas frequências estão presentes nas três épocas observadas pelo CoRoT: 2007, 2008 e 2012. A correlação é mantida ao longo das 3 épocas, o coeficiente variando de 0,5 a 0,85. Na figura, mostramos a época relativa a 2007. O período de rotação encontrado foi de 2,3 dias.

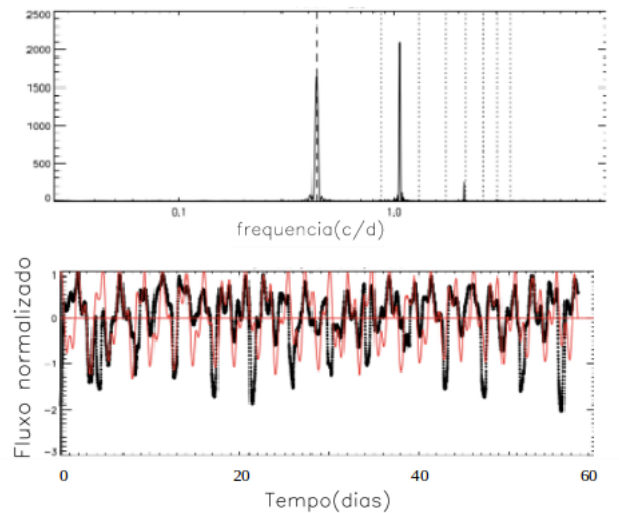
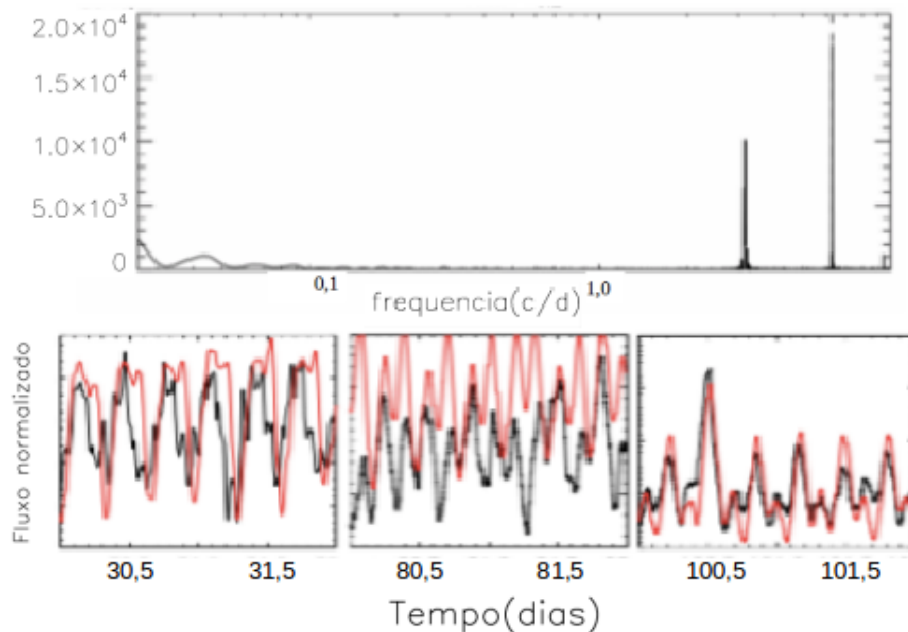


Figura 4.19 – CoRoT 110741064. Estrela classificada como binária eclipsante e tipo espectral K5V. O coeficiente de correlação encontrado é igual a 0,44, mas a variação da curva de luz muda ao longo do tempo. Mostramos 3 intervalos distintos da observação para uma melhor visualização. Encontramos uma frequência e seu harmônico. O período é bem curto de 3,8 horas.



4.1.2 Estrelas que não apresentam correlação

Figura 4.20 – CoRoT 110838402. Estrela classificada como binária eclipsante. Os outros picos são referentes aos harmônicos. O período de rotação encontrado foi de 2,2 dias.

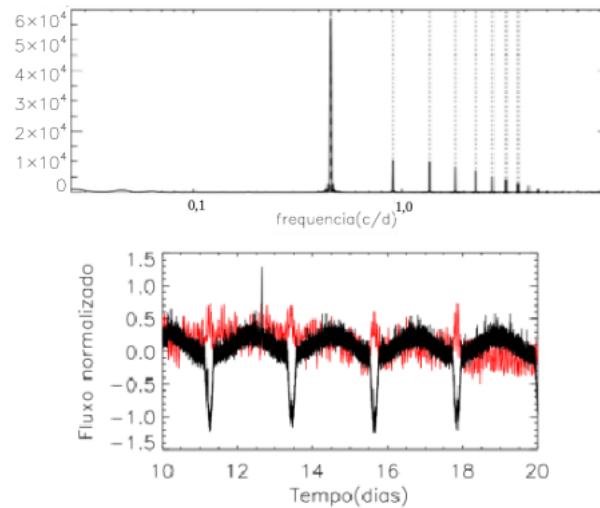


Figura 4.21 – CoRoT 110773079. Provavelmente a modulação na curva de luz não ocorre devido a uma mancha. Entretanto, o fluxo no canal vermelho apresenta descontinuidades, o que dificulta a análise. O período de rotação encontrado foi de 5,3 dias.

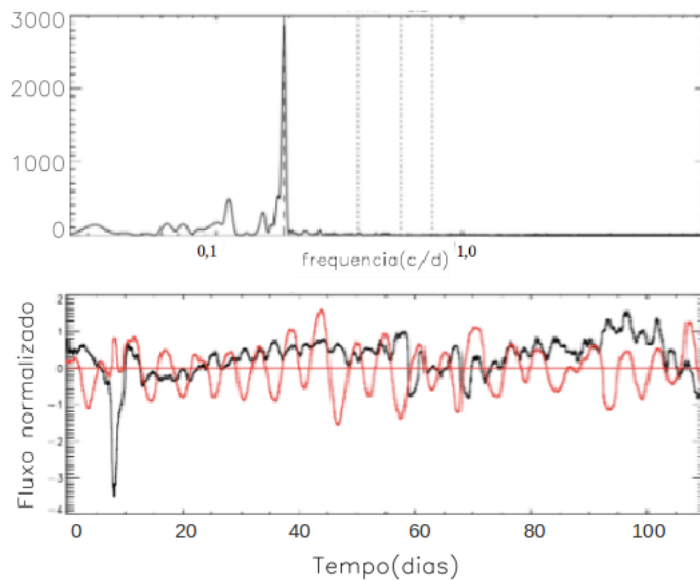


Figura 4.22 – CoRoT 102646977. Estrela evoluída do tipo G9III no ramo das gigantes. O período de rotação encontrado foi de 21,9 dias.

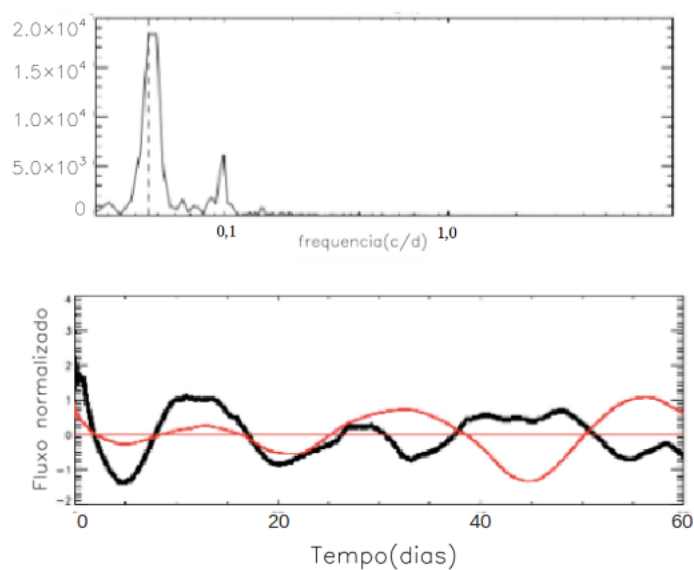


Figura 4.23 – CoRoT 102677674. Apesar da aparência de uma modulação rotacional da curva de luz neste estrela F8V, a razão dos fluxos não apresenta correlação. O período de rotação encontrado foi de 15,5 dias.

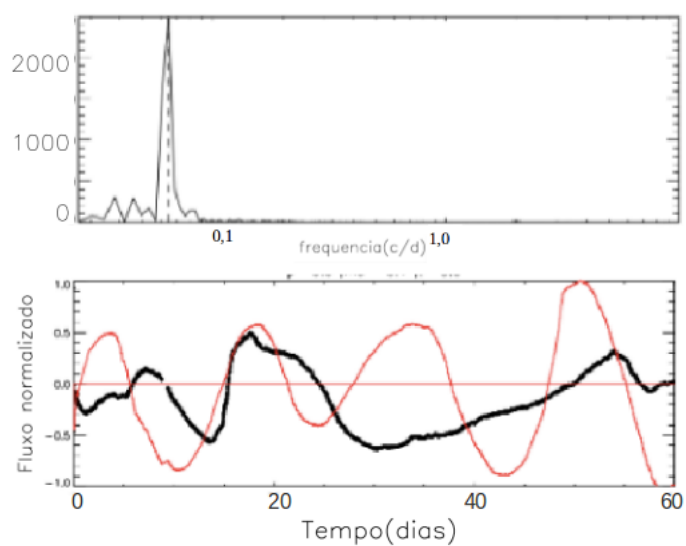


Figura 4.24 – CoRoT 102854684. Classificada como uma SPB (Slowly pulsating B-star) e tipo espectral F0V. A razão entre os fluxos azul e vermelho apresenta um mínimo a cada 4,3 dias. Esta estrela será estudada com mais cuidado no futuro. O período de rotação encontrado foi de 0,6 dias.

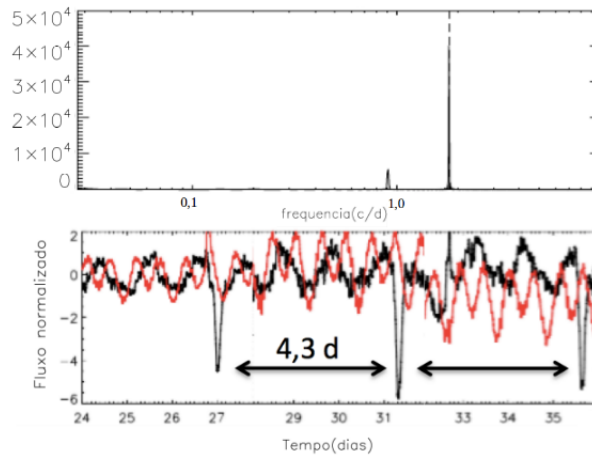
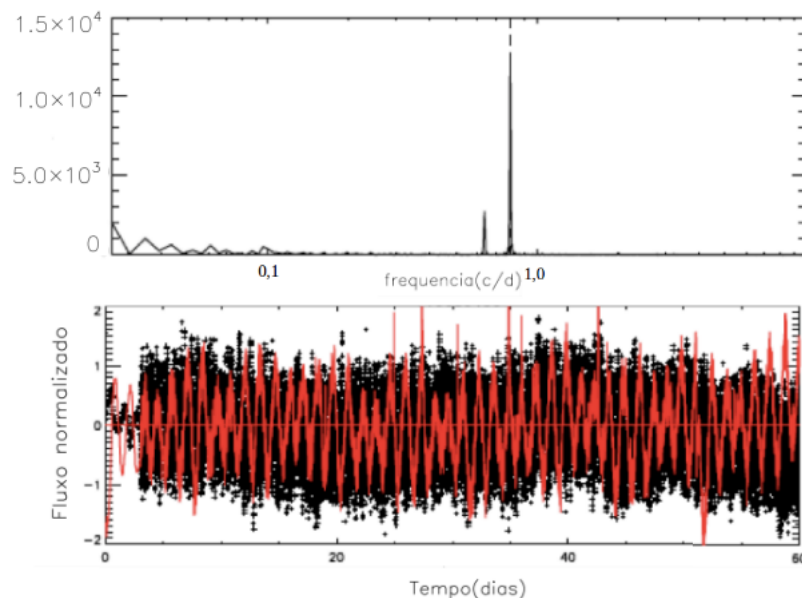


Figura 4.25 – CoRoT 110659420. Está entre as 111 estrelas com flares encontradas por [Drabent \(2012\)](#). Descartamos esta estrela deste trabalho por estar classificada como do tipo A8V. Por não ter um envelope convectivo, não se espera que tenha manchas ou a possibilidade de ocorrência de flares. Como esperado, não encontramos uma correlação (coeficiente de Pearson é igual a zero), apesar da variação da sua curva de luz ter a aparência de uma modulação rotacional com período igual a 1,26 dias.



4.1.3 Estrelas que apresentam anti-correlação

Figura 4.26 – CoRoT 102602133. Esta estrela foi observada na sequência LRa01 do CoRoT que inclui a região de formação estelar Sh2-284. Se confirmado que é uma proto-estrela em formação, poderíamos estar observando uma mancha quente. O período de rotação encontrado foi de 22 dias.

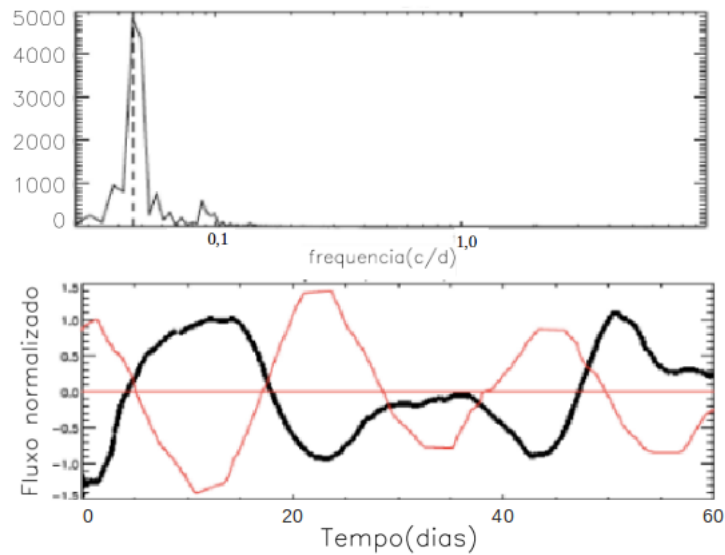
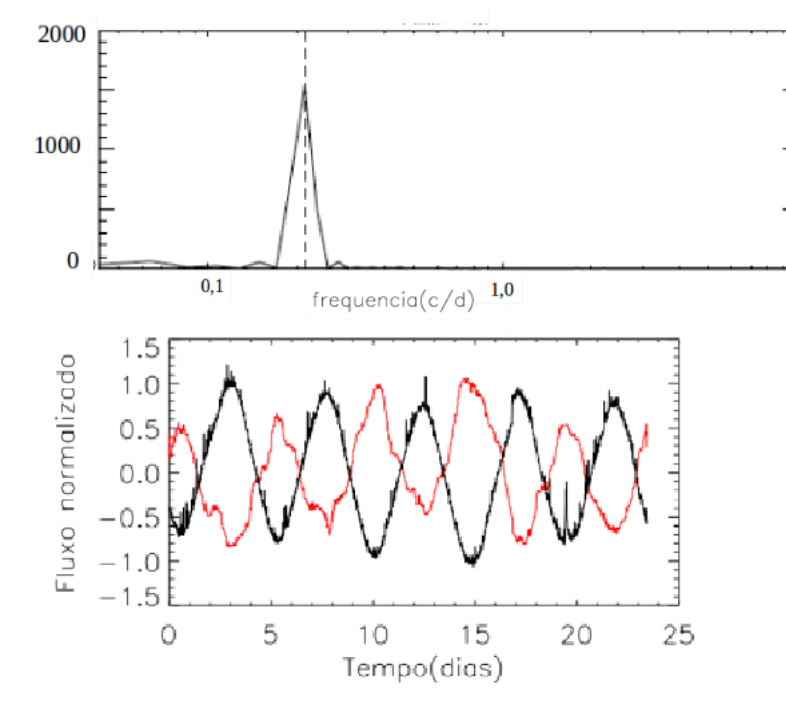


Figura 4.27 – CoRoT 500007276. Estrela do tipo T Tau (Dahm & Simon, 2005). A anti-correlação pode ocorrer devido à uma mancha quente. O período de rotação encontrado foi de 4,7 dias.



5 Análise dos Dados

5.1 Identificação dos flares

Drabent (2012), na sua tese de doutorado, desenvolveu uma busca automática de flares e encontrou 111 estrelas com flares entre 48.409 curvas de luz do CoRoT obtidas de janeiro de 2007 até dezembro de 2010. Além da tabela com as estrelas com flares observadas pelo CoRoT, ele calculou diagramas de frequência de ocorrência dos flares.

Neste trabalho, escolhemos analisar 25 estrelas com flares das 111 estrelas encontradas por Drabent que tem o seu tipo espectral bem determinado através de medidas espectroscópicas (ver lista de estrelas na Tabela 4.1). O tipo espectral destas 25 estrelas vão desde o tipo G0 até o tipo M2 e maior parte delas são do tipo K.

O método que usamos para identificar os flares nas curvas de luz do CoRoT foi analisar visualmente toda curva de luz de cada estrela. Existem códigos computacionais que fazem identificação automática dos flares, mas o método mais preciso ainda é a análise de maneira visual.

Davenport et al. (2014), identificaram uma amostra de flares na estrela ativa GJ 1243 observada pelo satélite Kepler, o método de identificação dos flares usado foi, inicialmente, a criação de um código de busca automática de flares para os dados do Kepler. Esse código se chama FBEYE (“Flares By-Eye”), que é um conjunto de programas em IDL(Interactive Data Language) para visualizar curvas de luz, identificar e classificar os flares através de rotinas de busca automática. Após a identificação automática, foi feito uma validação e classificação manual para cada flare, encontrando 885 flares. Eles dividiram os flares em clássicos e complexos. Os clássicos seguem um perfil idealizado de um flare, com um aumento rápido do fluxo seguido de um decaimento mais lento. Os flares complexos têm duração de pelo menos 20 minutos e possuem pico secundário.

A fim de facilitar a visualização da curva de luz das estrelas e a seleção dos flares, nós usamos o código FBEYE criado por Davenport et al. (2014). O critério de classificação dos flares que usamos foi analisar a curva de luz no branco, azul, verde e vermelho e selecionar apenas os flares que tinham quatro ou mais pontos acima do fluxo médio, visíveis em pelo menos dois canais de cores. Procuramos ser bem criteriosos com a identificação dos flares, o que pode ter levado a perder alguns deles, porém, nos dá maior garantia de não incluir eventos falsos, obtendo assim resultados robustos.

Nas 25 estrelas analisadas, não encontramos flares em 3 delas, apesar de terem sido classificadas por Drabent como estrelas com flares. Isso pode ser explicado devido ao método de identificação dos flares usado por Drabent ocorrer de maneira automática,

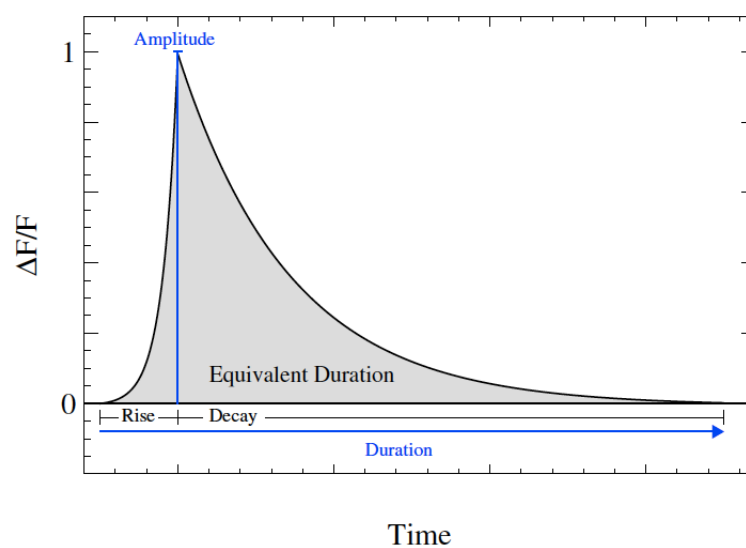
tendo em vista que foram analisadas mais de 100 estrelas. Também removemos os flares aparentes que coincidiam com períodos identificados como saltos, "jumps", térmicos, o que, aparentemente, não foi feito por Drabent [2012]. Já nas 22 estrelas restantes encontramos um total de 343 flares. O número de flares encontrado para cada estrela é mostrado na Tabela 4.1.

5.2 Ajuste

Após identificar os flares, desenvolvemos um código em IDL para o ajuste do perfil do flare na curva de luz. A curva de luz de um flare clássico é caracterizada por uma fase impulsiva, que consiste em um aumento rápido com duração de dezenas de segundos ou mais, um pico e um rápido decaimento; e por uma fase de decaimento gradual (Hawley & Pettersen, 1991). Usamos o método de mínimos quadrados de Levenberg-Marquardt¹ para ajustar a função escolhida. A função que usamos para o ajuste do perfil do flare foi uma exponencial crescente e outra decrescente (equação 5.1) que foi escolhida por se ajustar bem ao perfil conhecido dos flares em luz visível (Figura 5.1).

$$F(t) = a_2 + a_3 t + \begin{cases} a_0 e^{a_{subida}(t-a_1)}, & t < a_1 \\ a_0 e^{a_{descida}(t-a_1)}, & t \geq a_1 \end{cases} \quad (5.1)$$

Figura 5.1 – Perfil idealizado de um flare na curva de luz mostrando as quantidades medidas: amplitude, tempos de subida e de decaimento e duração.

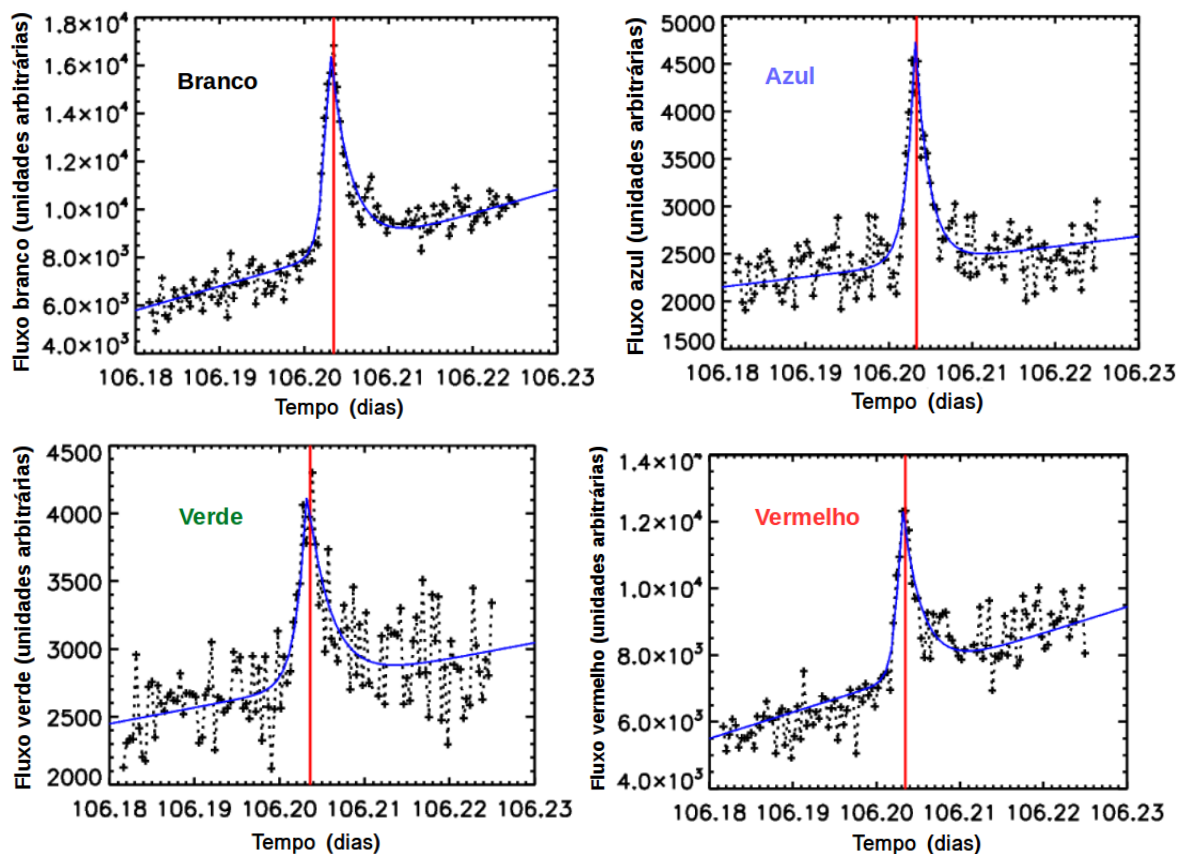


Fonte: Hawley et al. (2014)

¹ mpfitfun.pro de Craig B. Markwardt.

Os parâmetros obtidos nos fornecem a amplitude do fluxo do flare, o tempo de duração total do flare, a posição central do flare e a duração da fase crescente e da fase decrescente. As informações destes parâmetros serão analisadas no Capítulo 6. A Figura 5.2 mostra o exemplo do ajuste de um flare vista no branco, azul, verde e vermelho. Ajustamos o flare em cada um dos quatro canais de cores separadamente.

Figura 5.2 – Flare observado na estrela CoRoT 110741064. A curva em azul é a função ajustada e a linha vermelha indica o tempo do máximo do flare.



5.3 Relação dos flares com modulação na curva de luz

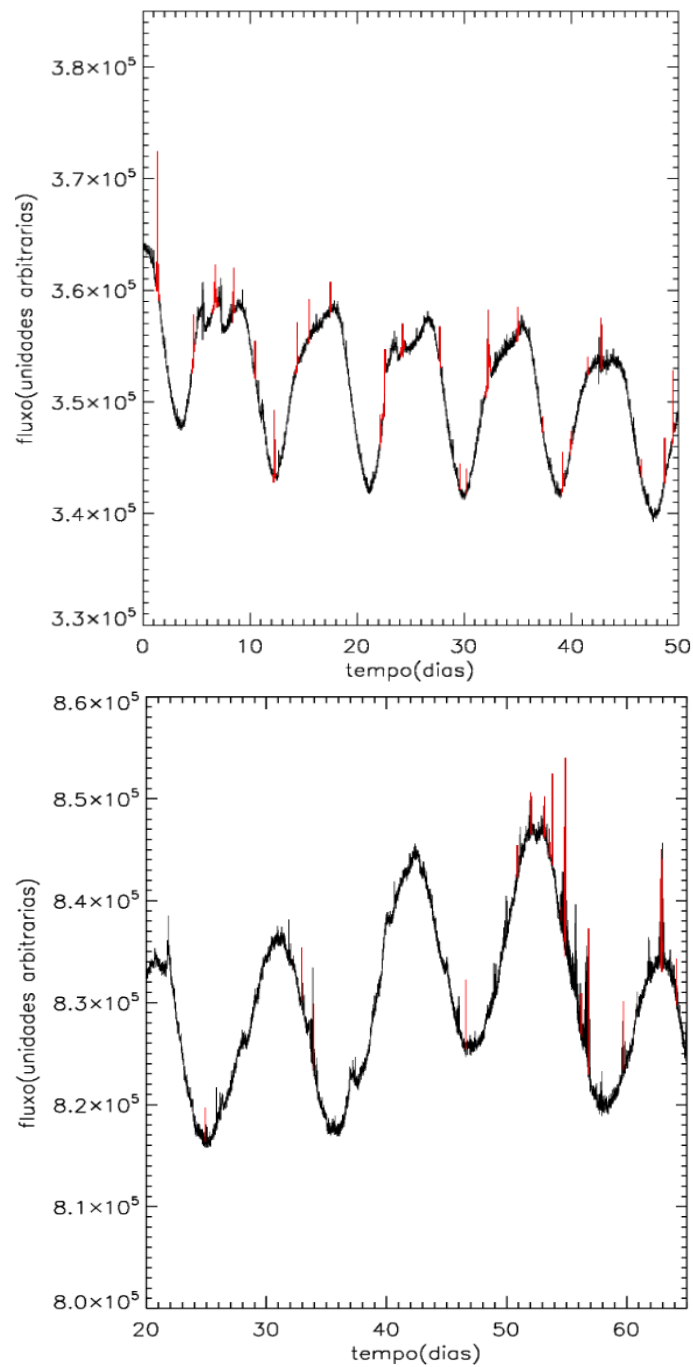
Analisamos a relação do número de flares com a modulação na curva de luz. No Sol, sabemos que os flares são mais frequentes nas áreas de manchas solares (McIntosh & Poquérusse, 1990).

Nos flares estelares não é comum a relação entre o número de flares com as manchas frias. Doyle et al. (2019) investigaram essa relação em uma amostra de 167 estrelas de baixa massa. Eles viram que 90% dessas estrelas mostram uma modulação rotacional, provavelmente devido a uma grande mancha, que não tem correlação com o número de

flares.

A Figura 5.3 mostra parte da curva de luz de duas estrelas com os flares marcados em vermelho, sendo uma estrela solitária e a outra binária espectroscópica. Para as estrelas analisadas, não foi vista nenhuma relação entre as fases da modulação rotacional da curva de luz e o número de flares.

Figura 5.3 – Painel superior: CoRoT 102948867 M2Ve. Painel inferior: CoRoT 102646279 Binária Espectroscópica



6 Resultados e Discussões

Analisamos as propriedades básicas dos flares, que foram encontrados em 22 estrelas das 25 que estudamos. Nas 3 estrelas que não encontramos flares, apesar de serem classificadas por Drabent como estrelas com flares, acreditamos que seja pelo método de identificação dos flares usado por Drabent ocorrer de maneira automática e aparentemente não ter removido os flares que coincidiam com períodos identificados como saltos, "jumps", térmicos, o que foi feito neste trabalho.

Examinamos os parâmetros de amplitude, duração e tempo de subida e descida dos flares, afim de encontrar relações entres eles. O canal verde é muito ruidoso (veja na Figura 5.2) devido à pequena fração de pixels usados na construção da sua curva de luz, (i.e, "filtro" muito estreito) como foi explicado no Capítulo 3. Por isto, não foi usado em vários dos resultados apresentados nesse capítulo.

6.1 Amplitude relativa e duração do flare

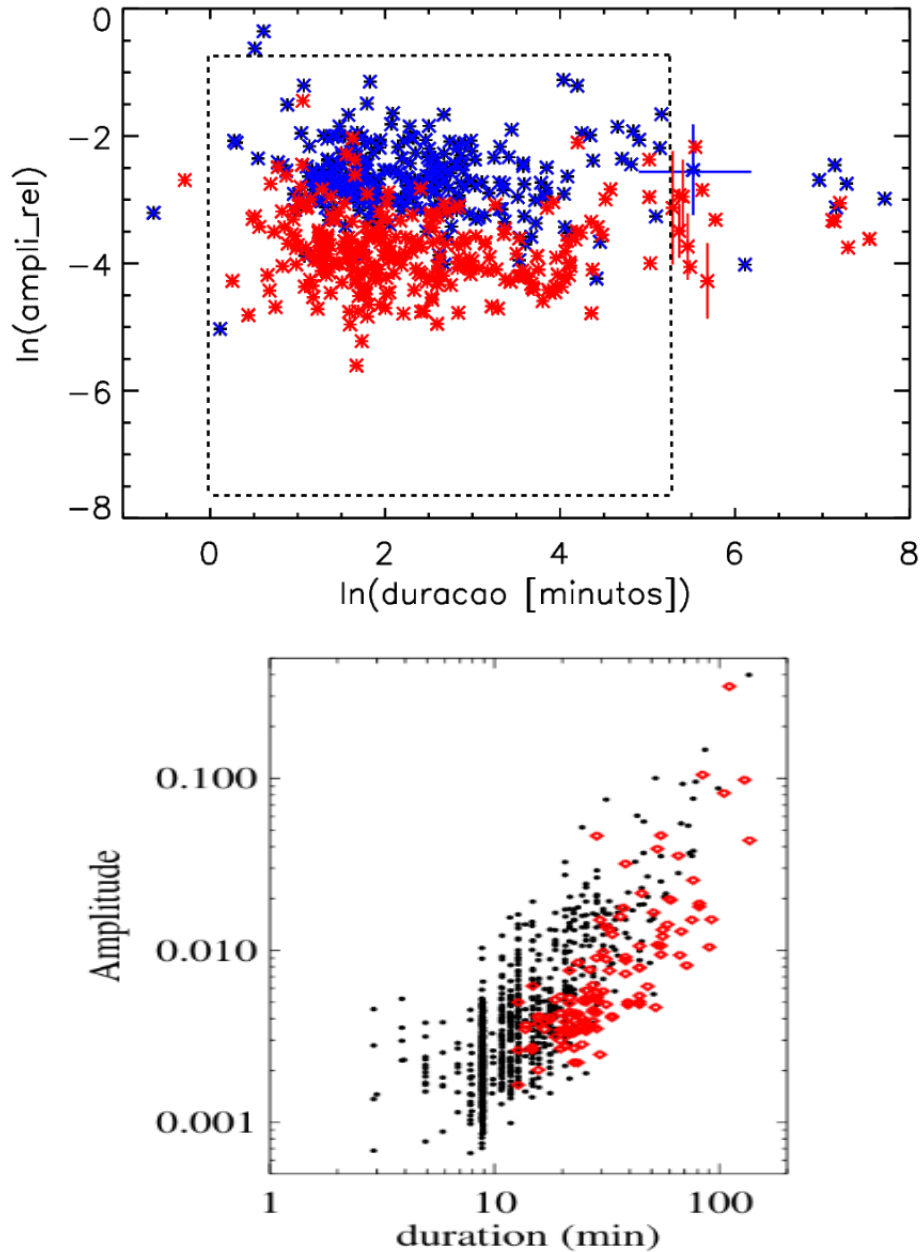
A duração do flare foi arbitrariamente definida como o intervalo de tempo a partir do momento em que a amplitude do flare atinge 10% do seu máximo até decair e chegar novamente a este mesmo patamar. Da equação 5.1, obtemos a duração do flare, que é igual a largura a meia altura (FWHM) multiplicado por $\ln(0,1)/\ln(0,5) = 3,32$. A amplitude relativa do flare, A_{rel} , é definida pelo maior valor de fluxo (o pico do flare) e representa o excesso de emissão acima do fluxo médio local (F_{local}), obtida usando os parâmetros ajustados da equação 5.1. Calculamos a amplitude relativa de acordo com a equação, onde a_0 é a amplitude:

$$A_{\text{rel}} = a_0/F_{\text{local}} \quad \text{onde:} \quad F_{\text{local}} = a_1 a_3 + a_2$$

Como é mostrado na Figura 6.1 (painel superior), não encontramos nenhuma relação entre a amplitude relativa e a duração nos flares analisados. Este resultado é consistente com os flares solares, onde também não é observado relação entre a amplitude e a duração (Harra et al., 2016). Na Figura 6.1 (painel superior), as barras de erros (horizontais e verticais) correspondem a propagação de erros dos parâmetros ajustados (equação 5.1). A maioria dos erros são muito pequenos e não estão visíveis no gráfico. Já no painel inferior da Figura 6.1, temos o gráfico referente a estrela GJ 1243 analisada por Hawley et al. (2014), onde é observado uma relação clara entre a amplitude e a duração dos flares de uma única estrela, mostrando que quanto maior a amplitude, maior a duração. Na análise, encontramos mais flares de curta duração e com amplitude maior que em Hawley et al. (2014). Esta diferença pode ser explicada devido aos dados usados, onde a menor

cadência do CoRoT nos permite encontrar flares de menor duração e a melhor relação sinal ruído permite encontrar flares de menor amplitude nos dados do Kepler. Almeida & Rabello-Soares (2017) analisaram 3.000 flares observados pelo Kepler e também não obtiveram uma relação entre amplitude relativa e a duração (Figura 6.2).

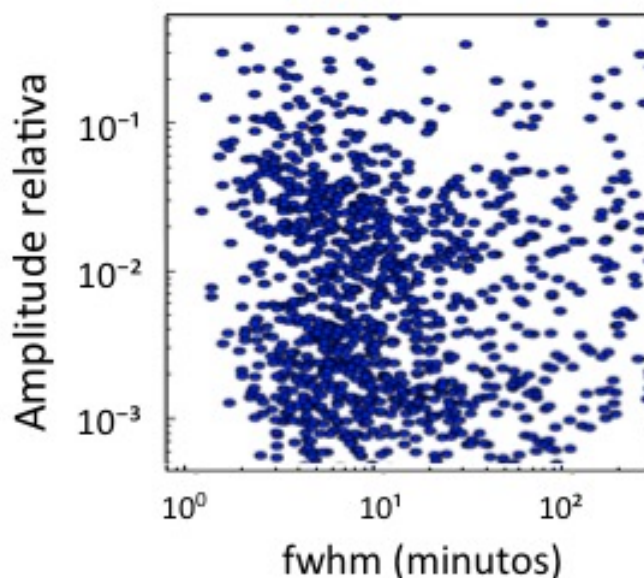
Figura 6.1 – Painel Superior: Variação do logaritmo natural da amplitude relativa (ampli_rel) em função do logaritmo da duração do flare. Os flares observados no canal azul estão em azul e os observados no canal vermelho em vermelho. O retângulo tracejado corresponde aos limites do gráfico abaixo para melhor comparação dos resultados. Painel inferior: Figura de [Hawley et al. \(2014\)](#) da amplitude relativa em função da duração em escala logarítmica para a estrela GJ 1243 observada pelo Kepler (em preto, flares clássicos e, em vermelho, flares complexos).



No painel superior da Figura [6.1](#), vê-se claramente que as amplitudes relativas

observadas no canal azul são bem maiores, comparadas ao canal vermelho. A Figura 6.3 mostra a amplitude relativa no canal azul dividido pela amplitude relativa no vermelho em função da amplitude relativa no canal azul, confirmando que os flares tem a amplitude maior no canal azul do que no vermelho. Os erros da razão entre as amplitudes são da ordem de alguns milésimos ou menores, com algumas exceções, como pode ser visto na Figura 6.3 (apenas duas barras de erro estão visíveis), as outras são muito pequenas. Os flares, na média, têm uma amplitude relativa no azul três vezes maior que no vermelho. Este resultado está de acordo com o esperado, tendo em vista que os flares apresentam maior emissão em comprimentos de onda menores (como raios X e ultravioleta).

Figura 6.2 – Resultados obtidos ajustando flares observados pelo Kepler para 3.000 flares.



Fonte: Almeida & Rabello-Soares (2017)

A maioria dos flares nas estrelas binárias espectroscópicas tem uma duração menor que ~ 20 minutos. Já nas estrelas solitárias, os flares estão mais bem distribuídos em valor da duração (Figura 6.4). Portanto, a média da duração dos flares nas 3 estrelas binárias espectroscópicas é menor que nas outras estrelas analisadas.

Para os flares com duração menor que 20 minutos, 58% (138 flares) tem uma duração maior no canal azul do que no vermelho (Figura 6.5). Para os flares com duração maior, encontramos o inverso, eles têm a duração maior no canal vermelho do que no canal azul (27 flares, que correspondem a 82% do total). Estes resultados são referentes a todas as estrelas e tendo em conta apenas valores maiores que $1,5\sigma$. Não encontramos uma distinção entre estrelas binárias ou não, na diferença de duração no canal azul e no vermelho .

Figura 6.3 – Razão entre a amplitude relativa obtida no canal azul em relação à obtida no canal vermelho.

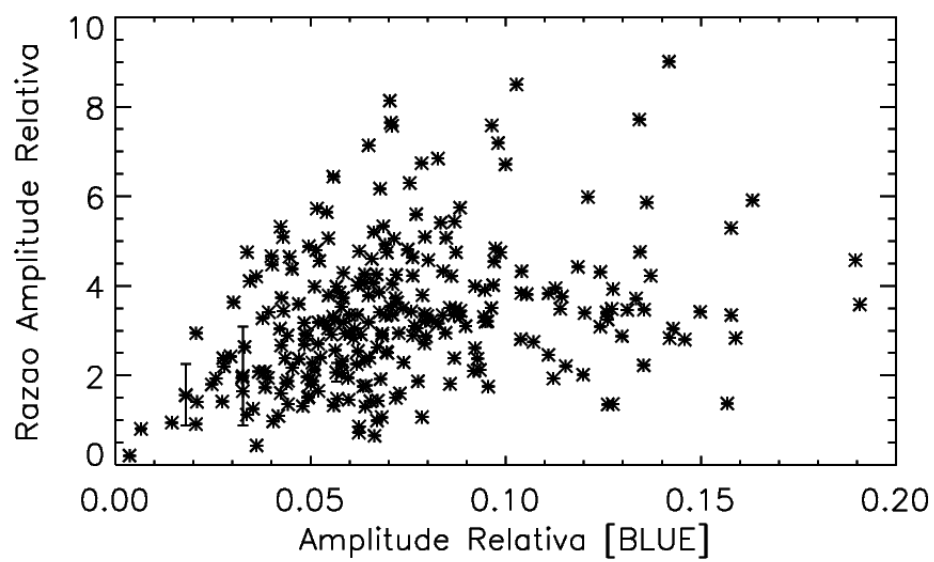


Figura 6.4 – Painéis superiores: Valor da duração em minutos no canal branco para todos os flares das estrelas solitárias (esquerda) e binárias espectroscópicas (direita). Painéis inferiores: Histograma do logaritmo (na base 10) da duração dos flares, onde o número de flares está dividido pelo número total de flares nas estrelas solitárias (esquerda) e binárias espectroscópicas (direita). A linha horizontal (painéis superiores) e vertical (inferiores) em 20 minutos é apenas uma referência.

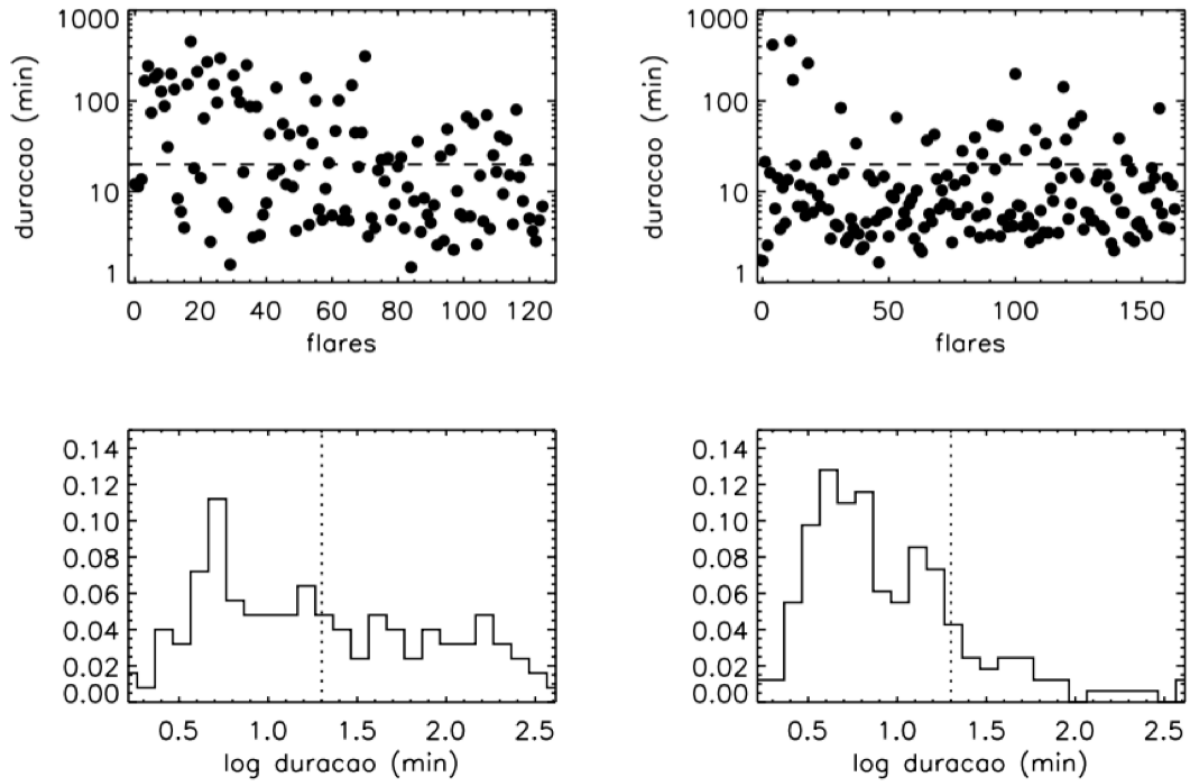
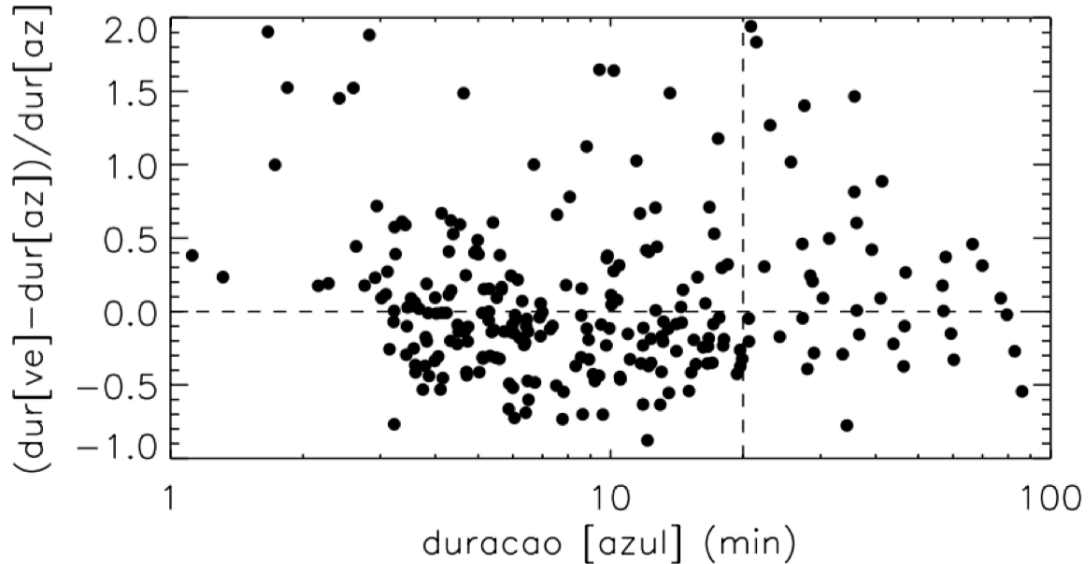


Figura 6.5 – Diferença relativa entre a duração (dur) dos flares no canal vermelho (ve) e no azul (az).

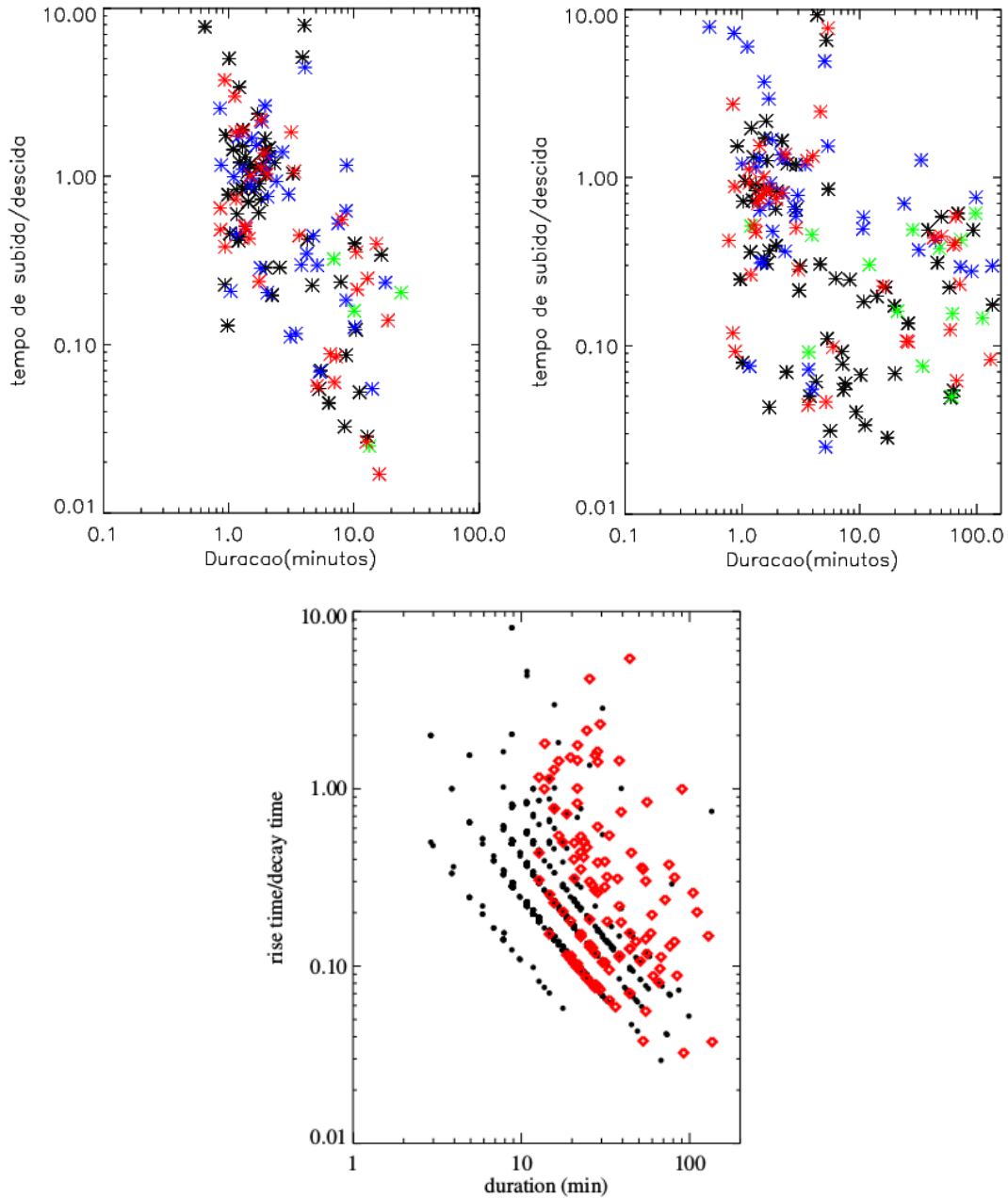


6.2 Tempo de subida e de descida do flare

O flare é caracterizado pela fase de subida e de descida. A fase de subida é caracterizada a partir do início do aumento do fluxo em relação ao fluxo médio local até o valor máximo do fluxo. A fase de descida é caracterizada a partir do fluxo máximo do flare até o fluxo local médio. Escolhemos arbitrariamente o início (e o fim) do flare quando sua amplitude está a 10% da amplitude máxima. Da equação 5.1, o tempo de duração da fase de subida é dado por $-\ln(0,1)/a_{\text{subida}}$ e o de descida é dado por $-\ln(0,1)/a_{\text{descida}}$.

Usamos apenas os flares em que o tempo de subida e descida estão bem determinados, ou seja, que apresentam um número de pontos suficientes em cada fase (subida e descida). Com isto, o número de flares estudadas a seguir será bem menor. Na Figura 6.6, analisamos a razão entre o tempo de subida e o de descida em função da duração do flare. Nos painéis superiores da figura, cada flare nos canais de cor (azul, verde e vermelho) é representado por sua respectiva cor e a cor preta representa as flares no canal branco (que é a combinação dos três canais de cores). No painel da esquerda, estão os flares das estrelas binárias espectroscópicas e no painel da direita os flares das estrelas solitárias. A maior parte dos flares com tempo de subida maior que o de descida tem duração menor que 10 minutos. Hawley et al. (2014) encontraram que o tempo de subida é menor que o tempo de descida para a maior parte dos flares da estrela analisada, GJ 1243, observada pelo Kepler (reproduzida no painel inferior da Figura 6.6 para comparação).

Figura 6.6 – Painéis superiores: Flares nas estrelas Binárias espectroscópicas (esquerda) e Solitárias (direita). Painel inferior: Estrela GJ 1243 retirado de [Hawley et al. \(2014\)](#). Os autores dividiram os flares em clássicos (em preto) e complexos (em vermelho).



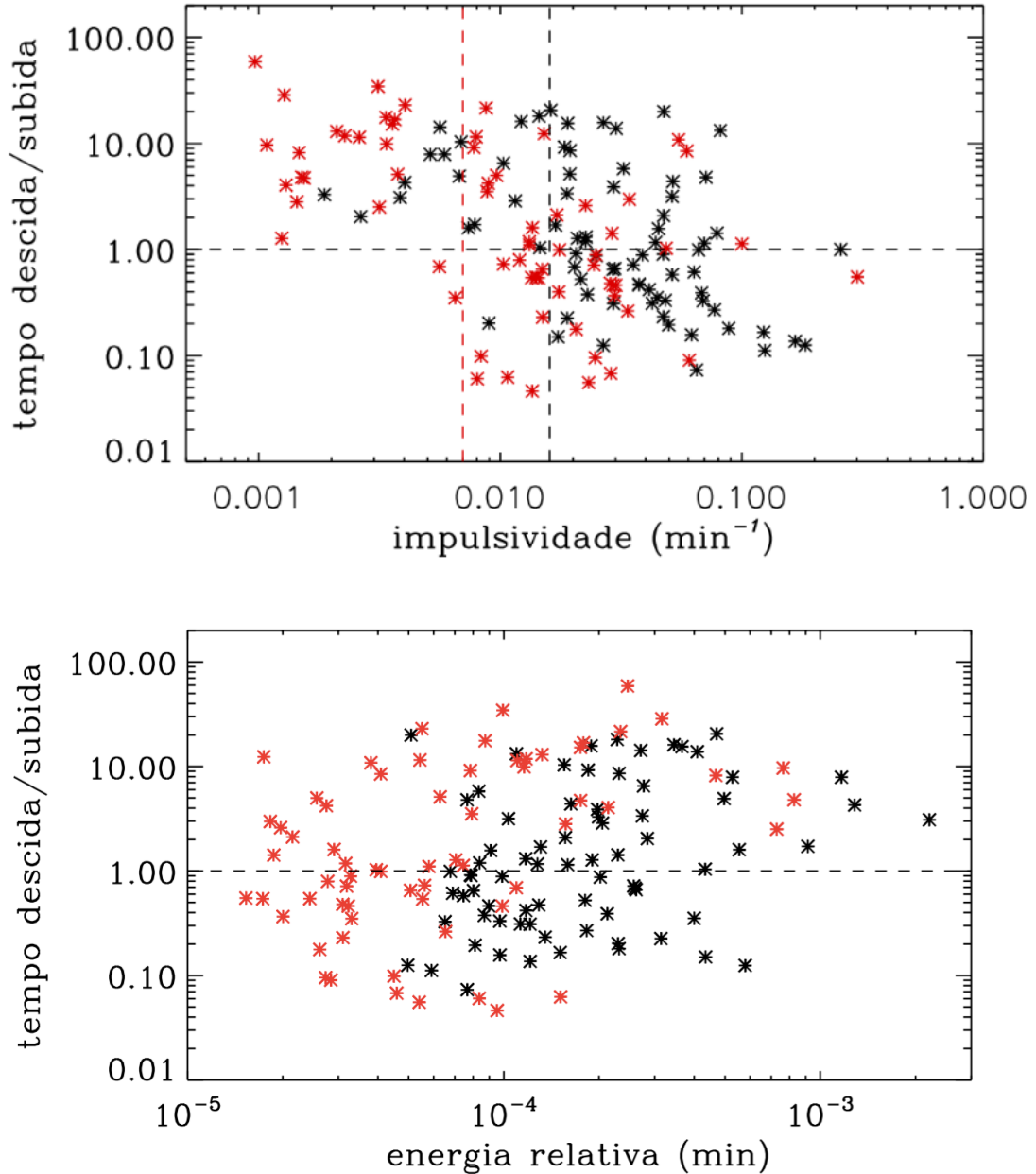
Em geral, os flares apresentam o tempo de subida menor que o tempo de descida, mas nas estrelas binárias espectroscópicas cerca de 44% dos flares analisados apresentam tempo de subida maior. Já para as estrelas solitárias, apenas cerca de 19% dos flares apresentam o tempo de subida maior que o tempo de descida. Esses flares que apresentam

o tempo de subida maior, também apresentam uma duração menor.

A impulsividade (‘impulsiveness’) é definida como a razão entre a amplitude relativa e a FWHM (ou duração do flare): $I = A_{\text{rel}} / \text{FWHM}$ (por exemplo, [Kowalski et al. \(2016\)](#)). Como os flares no azul têm uma amplitude relativa maior que no vermelho (Figura [6.3](#)), também apresentarão uma maior impulsividade. O painel superior da Figura [6.7](#) mostra a variação da razão entre o tempo de descida e de subida em função da impulsividade. Os dados obtidos para os flares observados no canal azul estão representados na cor preta e os dados obtidos no canal vermelho estão representados em vermelho. A maior impulsividade dos flares no canal azul pode ser observada na figura. Os flares com menor impulsividade têm o comportamento ‘tradicional’, onde o tempo de descida é maior que o de subida. Entretanto, os flares com maior impulsividade estão, aproximadamente, igualmente distribuídas com tempo de descida menor ou maior que o de subida, sendo que 40% dos flares têm o comportamento tradicional e 60% têm o tempo de subida maior que o de descida. As linhas verticais na Figura [6.7](#) marcam o valor da impulsividade escolhido arbitrariamente para separar menor e maior impulsividade em cada cor. Os erros da razão entre o tempo de descida e o de subida é da ordem de décimos ou menor e os erros da impulsividade são da ordem de um milésimo da impulsividade ou menor. Portanto, as barras de erro (horizontais e verticais) não estão visíveis.

A energia relativa do flare dada por: $E_{\text{rel}} = A_{\text{rel}} \times (a_{\text{subida}}^{-1} + a_{\text{descida}}^{-1})$, após integrar a área abaixo do flare (dada pela equação [5.1](#)) e dividindo pelo fluxo quiescente próximo ao flare, F_{local} . O painel inferior da Figura [6.7](#) mostra a razão entre o tempo de descida e subida em função da energia do flare. Não vemos qualquer dependência com a energia relativa do flare. Os flares observados no canal azul também têm uma energia relativa maior porque possuem uma maior amplitude que no canal vermelho.

Figura 6.7 – Razão entre tempo de subida e descida em função da impulsividade (painel superior) e da energia relativa (painel inferior) dos flares observados no canal azul (pontos pretos) e no canal vermelho (pontos vermelhos).

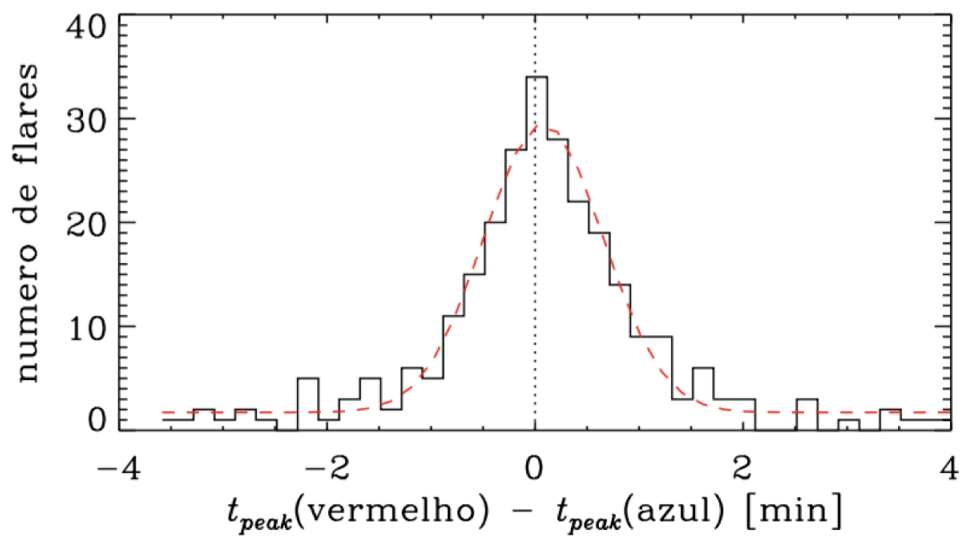


6.3 Tempo de ocorrência do máximo do flare

O tempo em que o flare atinge sua amplitude máxima, $t_{\text{peak}} = a_1$ (equação 5.1), não acontece simultaneamente em cada canal de cor. A Figura 6.8 mostra o histograma da diferença entre o tempo do máximo do canal vermelho e o do azul, Δt_{peak} , apenas para

valores maiores que $1,5\sigma$. A incerteza de Δt_{peak} é menor que $\sim 0,003$ minutos. Ajustamos uma gaussiana (linha tracejada em vermelho) com FWHM igual a $(1,35 \pm 0,06)$ minutos e centrada em $(0,08 \pm 0,02)$ minutos. Em cerca de 55% dos flares (167 em 300 flares), com $|\Delta t_{\text{peak}}| > 1,5\sigma$, o pico máximo ocorre primeiro no canal azul do que no vermelho (isto é, $\Delta t_{\text{peak}} > 0$). Testes usando simulação de Monte Carlo seriam necessários para conhecer a significância estatística deste resultado. Cabe ressaltar que o flare em cada canal é ajustado independentemente.

Figura 6.8 – Número de flares para diferentes valores de Δt_{peak} .

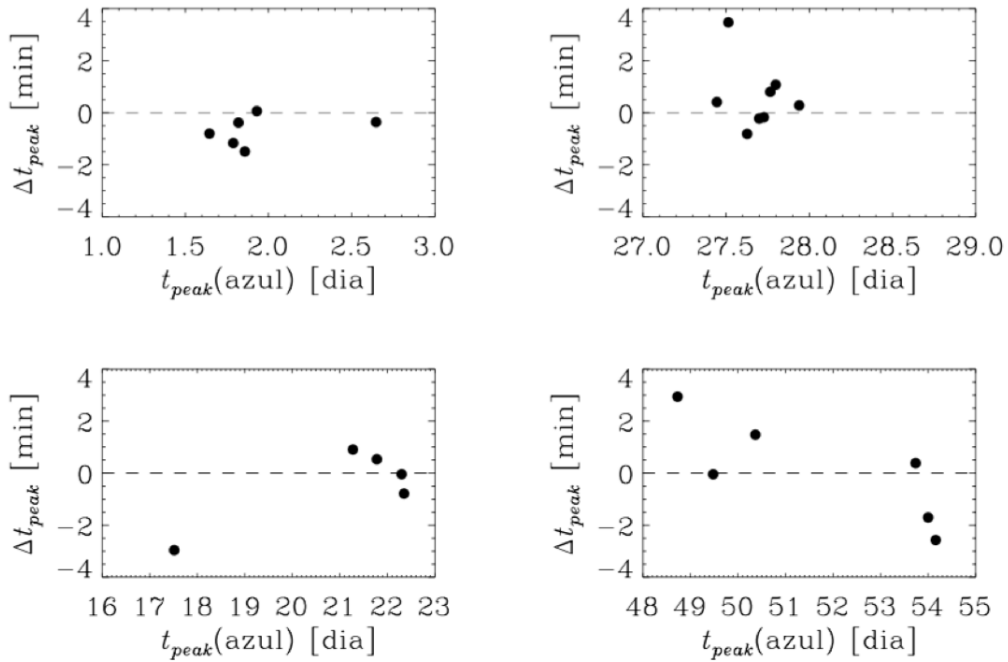


A Figura 6.9 mostra exemplos da variação de Δt_{peak} ao longo das observações em dois intervalos de tempo para duas estrelas. Para uma mesma estrela, não vemos um padrão indicando uma preferência para que o flare em um determinado canal aconteça primeiro que no outro. A variação aparentemente aleatória de Δt_{peak} poderia estar indicando diferentes tipos de flares, com contribuições diferentes para cada uma das quatro componentes observadas por Kowalski et al. (2016) e/ou diferenças nas contribuições dos pontos de apoio do arco magnético (footpoints ou ribbons) e/ou contribuição dos próprios arcos (loops), como descrito na Introdução (Capítulo 1). Entretanto, como os canais de cores do CoRoT não são filtros fotométricos bem definidos (Capítulo 3), torna a interpretação destes resultados ainda mais difíceis.

Além disto, encontramos uma correlação positiva de Δt_{peak} com a diferença do tempo de subida entre os dois canais: $\Delta t_{\text{sub}} = t_{\text{subida}}(\text{vermelho}) - t_{\text{subida}}(\text{azul})$ (painel superior na Figura 6.10), indicando que, em geral, se o flare atinge a amplitude máxima primeiro em um dado canal, o flare terá neste canal o tempo de subida menor que no

outro canal. O coeficiente de correlação de Pearson e Spearman é igual a 0,45 e 0,53, respectivamente, considerando apenas os flares onde $|\Delta t_{\text{peak}}|$ e $|\Delta t_{\text{sub}}|$ são maiores que $1,5\sigma$. A probabilidade de que esta correlação seja aleatória é menor que 10% para o número de flares correlacionados (64 flares) (Bevington & Robinson, 2003). O número de flares é menor porque usamos um critério bem mais rígido na seleção dos flares para usar o tempo de subida ajustado pela equação 5.1. Ajustando uma reta através de mínimos quadrados e levando em consideração os erros das medidas (usando `poly_fit.pro` do IDL, que utiliza a função `SVDFIT` de Vetterling (2002)), encontramos uma inclinação igual a 1,38 - Figura 6.10.

Figura 6.9 – Exemplos da variação de Δt_{peak} ao longo das observações para dois intervalos de tempo arbitrariamente escolhidos para a estrela binária espectroscópica G1 III CoRoT 102646279 (painéis superiores) e a estrela solitária M2 V CoRoT 102948867 (painéis inferiores). Os erros são muito pequenos e não estão visíveis nas figuras.

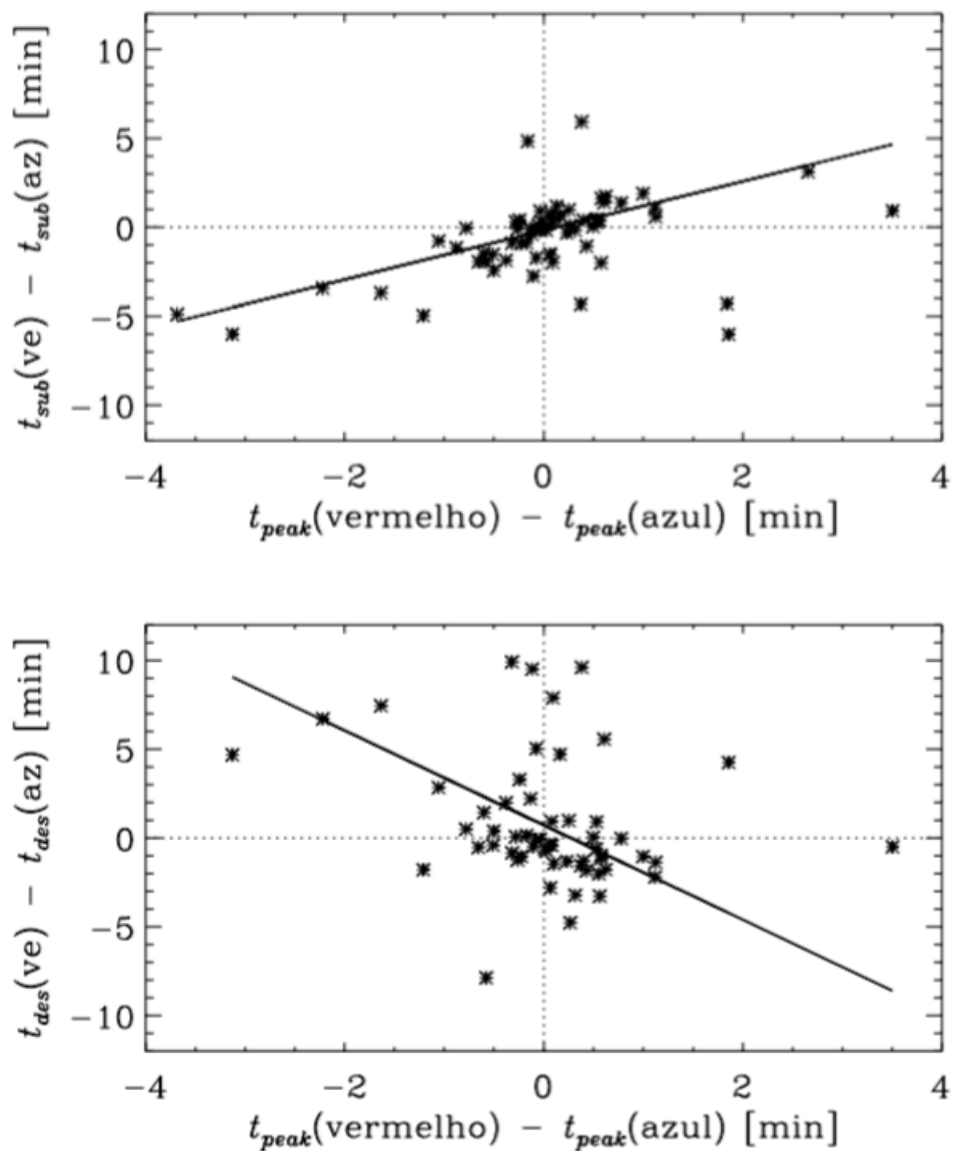


Uma correlação negativa de Δt_{peak} com a diferença do tempo de descida entre os dois canais (painel inferior na Figura 6.10), $\Delta t_{\text{des}} = t_{\text{descida}}(\text{vermelho}) - t_{\text{descida}}(\text{azul})$, também é observada, indicando que, em geral, se o flare atinge o máximo primeiro em um dado canal, o flare terá neste canal o tempo de descida maior que no outro canal. O coeficiente de correlação de Pearson e Spearman é igual a -0,25 e -0,33, respectivamente, considerando apenas os flares onde $|\Delta t_{\text{peak}}|$ e $|\Delta t_{\text{des}}|$ são maiores que $1,5\sigma$. A probabilidade de que esta correlação seja aleatória é menor que $\sim 16\%$ para o número de flares correlacionados (57

flares) (Bevington & Robinson, 2003). Ajustando uma reta, a inclinação é igual a 2,66 (poly_fit.pro).

Resumindo, no canal no qual o flare atinge seu máximo primeiro, o flare terá (a) um tempo de subida aproximadamente $1,4 \times \Delta t_{\text{peak}}$ menor e (b) um tempo de descida aproximadamente $2,7 \times \Delta t_{\text{peak}}$ maior que no outro canal. Contrário ao esperado, não encontramos uma correlação entre Δt_{sub} e Δt_{des} . O que sugere que a correlação encontrada entre t_{peak} e t_{sub} (e t_{des}) provém do método de ajuste e não é uma propriedade intrínseca dos flares. Isto precisa ser analisado com mais detalhes no futuro. Igualmente não encontramos correlação de t_{peak} com a amplitude relativa.

Figura 6.10 – Variação da diferença do tempo de subida (painel superior) e do de descida (painel inferior) em função de Δt_{peak} . As palavras vermelho e azul foram abreviadas no título do eixo y. Os erros são muitos pequenos e não estão visíveis.



7 Conclusões e Perspectivas

Analisamos 25 estrelas observadas pelo satélite CoRoT em três canais de cores e que apresentam uma modulação na curva de luz. Descobrimos que a maioria dessas estrelas (71%) apresentam um excesso de emissão no canal vermelho em relação ao canal azul durante os mínimos de fluxo. Isso pode ocorrer devido a presença de uma grande mancha fria (ou um conjunto de manchas) na superfície dessas estrelas, devido ao fato de uma emissão maior no canal vermelho (comprimento de onda maior) em relação ao azul, indicar uma temperatura menor na superfície da estrela.

Através de uma identificação criteriosa, encontramos 343 flares em 22 estrelas entre 111 identificadas por [Drabent \(2012\)](#) como estrelas observadas pelo CoRoT que possuem flares. Na análise realizada, não encontramos uma relação entre as fases da modulação rotacional da curva de luz e o número de flares, o que também foi observado por outros autores. O resultado esperado é que, durante os mínimos da curva de luz, quando a mancha ou manchas estão na direção do observador, também fossem observadas um número maior de flares.

A amplitude e a duração dos flares analisados também não apresentam nenhuma relação, o que também ocorre nos flares solares e nos flares analisados por Almeida e Rabello Soares (2017), usando dados do Kepler. Já para a estrela GJ 1243, do tipo espectral M em [Hawley et al. \(2014\)](#), foi encontrada uma relação clara entre a amplitude e a duração dos flares. Esta discrepância é interessante e merece ser investigada. Entretanto, os dados do Kepler, pela sua maior quantidade de estrelas e flares observados, são mais adequados.

A grande maioria dos flares apresentou uma amplitude relativa três vezes maior no canal azul, comparada ao canal vermelho. Isso é esperado, tendo em vista que os flares tem maior emissão em comprimento de onda menores como raios X e ultravioleta.

O perfil clássico de um flare mostra que a fase de subida é menor que a fase de descida, mas, nas estrelas binárias espectroscópicas, encontramos que 44% dos flares têm a fase de subida maior que a de descida. Já para as demais estrelas, apenas 19% deles mostram a fase de subida maior. A maior parte dos flares com tempo de subida maior que o tempo de descida tem duração menor que 10 minutos. Cerca de 60% dos flares com maior impulsividade apresentam o tempo de subida maior, mas os flares com menor impulsividade apresentam o comportamento clássico.

Foi constatado que em 55% dos flares o pico máximo ocorre primeiro no canal azul do que no canal vermelho. Essa variação aparentemente aleatória do canal de cor onde o flare alcance sua amplitude máxima primeiro, poderia estar indicando diferentes tipos de flares, com contribuições diferentes para cada uma das quatro componentes observadas

por [Kowalski et al. \(2016\)](#) e/ou diferenças nas contribuições dos pontos de apoio do arco magnético (footpoints ou ribbons) e/ou dos próprios arcos (loops). Porém, como os canais de cores do CoRoT não são filtros fotométricos bem definidos, não podemos afirmar. Encontramos correlação entre a diferença do tempo de ocorrência nos canais azul e vermelho, com a diferença entre os tempos de subida nestes dois canais. Além de uma anti-correlação entre as diferenças dos tempos dos máximos e a diferença entre os tempos de descida nos dois canais. De tal modo que o canal de cor onde o pico ocorre primeiro é também o canal no qual o tempo de subida é menor e o tempo de descida é maior que o outro canal. Entretanto, isto pode ocorrer devido à função de ajuste usada e mais estudos são necessários.

A média da duração dos flares nas estrelas binárias espectroscópicas é menor que nas estrelas solitárias.

Como passos seguintes a este trabalho apontamos a identificação e análise de mais estrelas com flares do CoRoT, para obter uma amostragem maior de flares e assim resultados mais precisos. Além do uso de método de Monte Carlo para estimar a significância estatística dos resultados obtidos. Esperamos assim contribuir no avanço da compreensão dos flares estelares.

Apesar de não ter informação cromática, o uso dos dados do TESS para o estudo de flares estelares permitirá a obtenção de novos resultados. O TESS (Transiting Exoplanet Survey Satellite) é um telescópio espacial de alta precisão lançado no espaço em abril de 2018, com detectores CCDs que possuem um número maior de pixels comparado com detectores do Kepler, permitindo obter curvas de luz com menor nível de ruídos. A missão TESS tem como alvo 500.000 estrelas com foco nas estrelas do tipo espectral G, K e M, fornecendo dados com cadência de 2 minutos ([Doyle et al., 2019](#)). Estes dados possibilitarão identificar flares em estrelas de diferentes tipos espectrais, principalmente as estrelas do tipo M. Analisar a taxa de ocorrência de flare e a energia em função do tipo espectral das estrelas. Além de investigar a relação dos flares com o período de rotação estelar. Isso permitirá obter resultados relevantes para uma maior compreensão dos processos físicos envolvidos nos flares.

Referências

- Alapini, A. 2010, PhD thesis, University of Exeter Citado na página [30](#).
- Almeida, P. E. M. & Rabello-Soares, M. C. 2017, in UFMG/Semana do Conhecimento Citado 2 vezes nas páginas [53](#) e [55](#).
- Athay, R. G. 1976, The solar chromosphere and corona: Quiet sun, Vol. 53 Citado 2 vezes nas páginas [15](#) e [17](#).
- Auvergne, M., Bodin, P., Boissard, L., et al. 2009, A&A, 506, 411 Citado 2 vezes nas páginas [25](#) e [26](#).
- Babcock, H. W. 1961, ApJ, 133, 572 Citado na página [9](#).
- Baglin, A., Auvergne, M., Barge, P., et al. 2006, in ESA Special Publication, Vol. 1306, The CoRoT Mission Pre-Launch Status - Stellar Seismology and Planet Finding, ed. M. Fridlund, A. Baglin, J. Lochard, & L. Conroy, 33 Citado na página [25](#).
- Baliunas, S. & Soon, W. 1995, ApJ, 450, 896 Citado na página [9](#).
- Balona, L. A. 2015, MNRAS, J/MNRAS/447/2714 Citado na página [23](#).
- Barge, P., Léger, A., Ollivier, M., et al. 2006, in ESA Special Publication, Vol. 1306, The CoRoT Mission Pre-Launch Status - Stellar Seismology and Planet Finding, ed. M. Fridlund, A. Baglin, J. Lochard, & L. Conroy, 83 Citado 2 vezes nas páginas [25](#) e [30](#).
- Bastien, P. 2015, T Tauri and Herbig Ae/Be stars, 176 Citado na página [40](#).
- Benz, A. O. & Güdel, M. 2010, ARA&A, 48, 241 Citado na página [13](#).
- Bevington, P. R. & Robinson, D. K. 2003, Data reduction and error analysis for the physical sciences Citado 2 vezes nas páginas [63](#) e [64](#).
- Cameron, R. H., Dikpati, M., & Brandenburg, A. 2017, Space Science Reviews, 210, 367 Citado na página [11](#).
- Carone, L., Gandolfi, D., Cabrera, J., et al. 2012, A&A, J/A+A/538/A112 Citado na página [31](#).
- Charbonneau, P. 2005, Living Reviews in Solar Physics, 2, 2 Citado 2 vezes nas páginas [9](#) e [10](#).
- Dahm, S. E. & Simon, T. 2005, AJ, 129, 829 Citado 2 vezes nas páginas [34](#) e [47](#).

- Davenport, J. R. A. 2015, PhD thesis, University of Washington Citado na página [12](#).
- Davenport, J. R. A. 2016, *ApJ*, 829, 23 Citado na página [23](#).
- Davenport, J. R. A., Becker, A. C., Hawley, S. L., et al. 2011, *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, Vol. 448, *Mining Databases for M Dwarf Variability*, ed. C. Johns-Krull, M. K. Browning, & A. A. West, 983 Citado na página [22](#).
- Davenport, J. R. A., Hawley, S. L., Hebb, L., et al. 2014, *ApJ*, 797, 122 Citado 3 vezes nas páginas [12](#), [23](#) e [48](#).
- Debosscher, J., Sarro, L. M., López, M., et al. 2009, *A&A*, 506, 519 Citado na página [34](#).
- Doyle, L., Ramsay, G., Doyle, J. G., & Wu, K. 2019, *MNRAS*, 489, 437 Citado 4 vezes nas páginas [13](#), [23](#), [50](#) e [67](#).
- Drabent, A. 2012, PhD thesis, Friedrich-Schiller-Universität Jena Citado 8 vezes nas páginas [14](#), [25](#), [30](#), [33](#), [46](#), [48](#), [49](#) e [66](#).
- Durney, B. R., De Young, D. S., & Roxburgh, I. W. 1993, *Solar Physics*, 145, 207 Citado na página [12](#).
- Guenther, E. W., Gandolfi, D., Sebastian, D., et al. 2012, *A&A*, 543, A125 Citado na página [34](#).
- Harra, L. K., Schrijver, C. J., Janvier, M., et al. 2016, *Solar Physics*, 291, 1761 Citado na página [52](#).
- Hathaway, D. H. 2015, *Living Reviews in Solar Physics*, 12, 4 Citado 2 vezes nas páginas [9](#) e [10](#).
- Hawley, S. L., Davenport, J. R. A., Kowalski, A. F., et al. 2014, *ApJ*, 797, 121 Citado 7 vezes nas páginas [23](#), [49](#), [52](#), [54](#), [58](#), [59](#) e [66](#).
- Hawley, S. L. & Fisher, G. H. 1992, *ApJS*, 78, 565 Citado na página [22](#).
- Hawley, S. L. & Pettersen, B. R. 1991, *ApJ*, 378, 725 Citado 2 vezes nas páginas [13](#) e [49](#).
- Heinzel, P. & Shibata, K. 2018, *ApJ*, 859, 143 Citado na página [21](#).
- Herbig, G. H. & Bell, K. R. 1988, *Third Catalog of Emission-Line Stars of the Orion Population : 3 : 1988* Citado na página [34](#).
- Jejčič, S., Kleint, L., & Heinzel, P. 2018, *ApJ*, 867, 134 Citado 2 vezes nas páginas [20](#) e [21](#).
- Jurčák, J., Kašparová, J., Švanda, M., & Kleint, L. 2018, *A&A*, 620, A183 Citado na página [19](#).

- Kowalski, A. F., Hawley, S. L., Wisniewski, J. P., et al. 2013, *ApJS*, 207, 15 Citado 2 vezes nas páginas [21](#) e [22](#).
- Kowalski, A. F., Mathioudakis, M., Hawley, S. L., et al. 2016, *ApJ*, 820, 95 Citado 4 vezes nas páginas [22](#), [60](#), [62](#) e [67](#).
- Krucker, S., Saint-Hilaire, P., Hudson, H. S., et al. 2015, *ApJ*, 802, 19 Citado na página [19](#).
- Loeillet, B., Bouchy, F., Deleuil, M., et al. 2008, *A&A*, 479, 865 Citado na página [34](#).
- Maehara, H., Shibayama, T., Notsu, S., et al. 2012, *Nature*, 485, 478 Citado na página [22](#).
- Martínez Oliveros, J.-C., Hudson, H. S., Hurford, G. J., et al. 2012, *The Astrophysical Journal Letters*, 753, L26 Citado 3 vezes nas páginas [16](#), [18](#) e [19](#).
- McIntosh, P. S. & Poquérusse, M. 1990, *Solar Physics*, 130, 101 Citado na página [50](#).
- Mirzorian, L. V. 1990, in *IAU Symposium, Vol. 137, Flare Stars in Star Clusters, Associations and the Solar Vicinity*, ed. L. V. Mirzorian, B. R. Pettersen, & M. K. Tsvetkov, 1 Citado na página [22](#).
- Nagel, E., Czesla, S., & Schmitt, J. H. M. M. 2016, *A&A*, 590, A47 Citado 3 vezes nas páginas [12](#), [31](#) e [32](#).
- Ollivier, M., Deru, A., Chaintreuil, S., et al. 2016, II.2 Description of processes and corrections from observation to delivery, 41 Citado 2 vezes nas páginas [26](#) e [28](#).
- Osten, R. A. & Wolk, S. J. 2015, *ApJ*, 809, 79 Citado na página [20](#).
- Paparó, M., Chadid, M., Chapellier, E., et al. 2011, *A&A*, 531, A135 Citado na página [35](#).
- Parker, E. N. 1955, *ApJ*, 122, 293 Citado na página [10](#).
- Pettersen, B. R. 1989, *Solar Physics*, 121, 299 Citado na página [13](#).
- Pires, S., Mathur, S., García, R. A., et al. 2015, *A&A*, 574, A18 Citado na página [29](#).
- Reinhold, T., Cameron, R. H., & Gizon, L. 2017, *A&A*, 603, A52 Citado na página [11](#).
- Rodríguez Martínez, R., Lopez, L. A., Shappee, B. J., et al. 2019, *AAS*, arXiv:1912.05549 Citado na página [23](#).
- Rouan, D., Baglin, A., Barge, P., et al. 1999, *Physics and Chemistry of the Earth C*, 24, 567 Citado 2 vezes nas páginas [25](#) e [30](#).

- Samadi, R., Fialho, F., Costa, J. E. S., et al. 2007, Extraction of the Photometric Information: Corrections, *astro* Citado na página [28](#).
- Sebastian, D., Guenther, E. W., Schaffenroth, V., et al. 2012, *A&A*, 541, A34 Citado na página [34](#).
- Shibata, K. & Magara, T. 2011, *Living Reviews in Solar Physics*, 8, 6 Citado 4 vezes nas páginas [14](#), [15](#), [19](#) e [20](#).
- Shibayama, T., Maehara, H., Notsu, S., et al. 2013, *ApJS*, 209, 5 Citado na página [22](#).
- Strassmeier, K. G. 2009, *The Astronomy and Astrophysics Review*, 17, 251 Citado na página [12](#).
- Uzdensky, D. A. 2009, in *astro2010: The Astronomy and Astrophysics Decadal Survey*, Vol. 2010, 302 Citado na página [12](#).
- Vetterling, W. T. 2002, *Numerical recipes example book (C++)* Citado na página [63](#).
- Weingrill, J. 2011, PhD thesis, Karl Franzens University Graz Citado na página [31](#).
- Weingrill, J. 2015, *Astronomische Nachrichten*, 336, 125 Citado na página [30](#).
- Yang, H. & Liu, J. 2019, *ApJS*, 241, 29 Citado na página [23](#).