

LUIS HENRIQUE INAGAKI DA SILVA

**Desenvolvimento de algoritmos do simulador de formação de imagens de
sensores estelares autônomos**

São Paulo

2020

LUIS HENRIQUE INAGAKI DA SILVA

**Desenvolvimento de algoritmos do simulador de formação de imagens de
sensores estelares autônomos**

Versão Revisada

Dissertação apresentada à Escola Politécnica
da Universidade de São Paulo para obtenção
do título de Mestre em Ciências

São Paulo

2020

LUIS HENRIQUE INAGAKI DA SILVA

**Desenvolvimento de algoritmos do simulador de formação de imagens de
sensores estelares autônomos**

Versão Revisada

Dissertação apresentada à Escola Politécnica
da Universidade de São Paulo para obtenção
do título de Mestre em Ciências

Área de concentração: Engenharia de
Telecomunicação e Controle

Orientador: Prof. Dr. Fábio de Oliveira Fialho

São Paulo

2020

Autorizo a reprodução e divulgação total ou parcial deste trabalho, por qualquer meio convencional ou eletrônico, para fins de estudo e pesquisa, desde que citada a fonte.

Este exemplar foi revisado e corrigido em relação à versão original, sob responsabilidade única do autor e com a anuência de seu orientador.

São Paulo, _____ de _____ de _____

Assinatura do autor: _____

Assinatura do orientador: _____

Catálogo-na-publicação

Silva, Luis Henrique Inagaki da
Desenvolvimento de algoritmos do simulador de formação de imagens de sensores estelares autônomos / L. H. I. Silva -- versão corr. -- São Paulo, 2020.
124 p.

Dissertação (Mestrado) - Escola Politécnica da Universidade de São Paulo. Departamento de Engenharia de Telecomunicações e Controle.

1. Engenharia de sistemas de computação 2. Eletrônica 3. Sensores estelar
4. Satélites 5. Astronomia-Satélites I. Universidade de São Paulo. Escola Politécnica. Departamento de Engenharia de Telecomunicações e Controle II.t.

Aos meus familiares e amigos, às pessoas que torcem pelo meu sucesso e a todos que contribuem para o crescimento do nosso país.

AGRADECIMENTOS

Em primeiro lugar, agradeço enormemente ao Prof. Dr. Fábio de Oliveira Fialho, por sua orientação atenciosa, por toda paciência, por todo o empenho e pela confiança em mim depositada. Seus conselhos e direcionamentos contribuíram significativamente para meu aprimoramento profissional e para o sucesso deste trabalho.

Agradeço aos membros das bancas de qualificação e defesa: Prof. Dr. Fuad Kassab Junior e Prof. Prof. Dr. Eduardo Janot Pacheco, pelos respectivos tempos, atenções e conselhos ofertados nestas importantes ocasiões.

Agradeço em especial a meus familiares pelo apoio, pela compreensão e pelo carinho incondicional providos em todos os momentos.

“A única forma de fazer um grande trabalho é amar o que faz”

Steve Jobs

RESUMO

Silva, Luis Henrique Inagaki da. **Desenvolvimento de algoritmos do simulador de formação de imagens de sensores estelares autônomos**. 2020. 124 p. Dissertação (Mestrado – Engenharia de Telecomunicação e Controle) - Escola Politécnica da Universidade de São Paulo, São Paulo, 2020.

Os sensores estelares são sensores-chaves no sistema de controle de atitude (ACS) de alta precisão para satélites. São sensores de orientação em 3 eixos compostos por um telescópio e uma câmera eletrônica. Para desenvolver um sensor estelar são necessários simuladores de vários subsistemas. Entre eles, destaca-se o simulador de formação de imagens, que simula o processo completo de criação de uma imagem digital. Os sensores estelares dependem das posições das estrelas para derivar a orientação do satélite, mas as estrelas não são objetos estáveis. Eles evoluem provocando de tempos em tempos variações consideráveis em sua emissão de luz. Essa variabilidade estelar provoca imprecisões no cálculo da Linha de Visada (LoS) do satélite, uma vez que a variação de brilho influencia o cálculo do baricentro da estrela, a informação básica usada para derivar a LoS.

Este trabalho tem como objetivo caracterizar a variabilidade estelar, modelá-la e incluí-la em um simulador de formação de imagens, a fim de projetar um software de voo robusto para sensores estelares, mitigando perdas de precisão na medição da orientação do satélite. A metodologia consiste em determinar os fenômenos astrofísicos mais comuns em estrelas observáveis por sensores estelares. Para saber que tipo de variabilidade estelar é relevante, usamos um catálogo de estrela. Em seguida, criamos modelos simplificados para eles. Aproximadamente, 2.900 em 21.000 estrelas variáveis com magnitude aparente $m_V \leq 7$ apresentam variação de brilho relevante em suas curvas de luz. Portanto, elas afetam o desempenho do cálculo do LoS. Os algoritmos e ferramentas desenvolvidos permitem simular vários fenômenos estelares na mesma curva de luz. O método de modelagem é adequado para evitar complexidade desnecessária em relação ao desenvolvimento do software de voo de sensores estelares.

O efeito da perda de precisão por trânsito binário é simulado e os resultados apresentados.

Palavras-Chave: Sensor de Estrelas. Fotometria Estelar. Sistema de Controle de Atitude e Órbita. Satélites. Variabilidade Estelar.

ABSTRACT

Silva, Luis Henrique Inagaki da. **Development of algorithms for the imaging formation simulator of autonomous star tracker**. 2020. 124 p. Dissertação (Mestrado – Engenharia de Telecomunicação e Controle) - Escola Politécnica da Universidade de São Paulo, São Paulo, 2020.

Star trackers are key sensors in high accuracy Attitude Control Systems (ACS) for satellites. They are 3-axis orientation sensors composed of a telescope and an electronic camera. In order to develop a star tracker, simulators of various subsystems are required. Among them, the image formation simulator stands out. It simulates the complete process of creating a digital image. Star trackers rely on stars positions to derive the satellite orientation, but stars are not steady objects. They evolve provoking from time to time considerable variation in their light emission. Such a stellar variability provokes inaccuracies in the satellite Line-of-Sight (LoS) calculation since brightness variation influences the calculation of star centroids, the very basic information used to derive the LoS.

This work aims to characterize the stellar variability, modeling and including them in an image formation simulator in order to design a robust star tracker flight software, mitigating losses of accuracy of the satellite orientation measurement. The methodology consists of determining the most common astrophysical phenomena in observable stars reachable by star trackers. To know what type of stellar variability is relevant, we use a star catalogue. Then, we create simplified models for them. Approximately, 2,900 over 21,000 variable stars with apparent magnitude $m_V \leq 7$ have relevant brightness variation in their light curves. Therefore, they impact the performance of LoS calculation. The developed algorithms and tools allow for simulating several stellar phenomena in the same light curve. The modeling method is adequate to avoid unnecessary complexity regarding star tracker flight software development.

The effect of loss of precision by binary transit is simulated and the results are presented.

Keywords: Star Tracker. Stellar Photometry. Attitude and Orbit Control System. Satellites. Stellar Variability.

LISTA DE FIGURAS

Figura 1. Diagrama de controle para a determinação de atitude de um veículo espacial	19
Figura 2 - Sensor Estelar e suas partes constituintes.....	25
Figura 3 - Configuração de uma matriz de um detector APS.....	27
Figura 4 - Máscara opaca com fenda em “V”	28
Figura 5 - Gimbaled Star Tracker	29
Figura 6 - Sensor estelar de cabeça fixa	30
Figura 7 - Desenho esquemático de um sensor estelar com seus subsistemas	31
Figura 8 - Ilustração do funcionamento do “baffle” de um sensor estelar	32
Figura 9 - Foto do “baffle” do SED 16 (EADS SODERN)	32
Figura 10 - Projeto de uma objetiva dióptrica.	33
Figura 11 - Função bidimensional da PSF.	35
Figura 12 - Convolução de duas estrelas com a PSF do instrumento	35
Figura 13 - Figura do bloco focal do satélite CoRoT.	36
Figura 14 - Estrelas no campo de visada do sensor estelar.	38
Figura 15 - Submatriz $n \times m$ para o cálculo do baricentro.	39
Figura 16 - Distância focal entre o sistema de lentes e o plano focal	40
Figura 17 – (a) À esquerda, captura de imagem de uma câmera de filmagem no visível em voo suborbital. (b) À direita, a mesma cena com leve deslocamento angular poucos segundos depois, após o início da entrada do Sol no campo de visada pelo canto superior direito.	41
Figura 18 - Imagem do movimento estelar obtida com alto tempo de exposição do detector à luz. Efeito equivalente ocorre nas imagens do sensor estelar se a velocidade angular do satélite for muito elevada.	41
Figura 19 - Linha superior: série de imagens de voo do satélite CoRoT atingidas por partículas de alta energia (tipicamente acima de $300 \text{ p} + \text{cm}2\text{seg}$) durante passagem na AAS. Linha inferior: impactos detectados nestas imagens.	42
Figura 20 - Partes contituíntes do simulador de formação de imagens.....	44
Figura 21 - PSF normalizada com o número de fótons (cores apenas para destacar e sem significado).	46

Figura 22 - PSF discretizada com base na resolução do detector (cores apenas para destacar e sem significado).....	47
Figura 23 - PSFs discretizadas e desnormalizadas sobre o detector (cores apenas para destacar e sem significado).....	48
Figura 24 - Projeção das estrelas da esfera celeste no FoV sobre o detector de dimensão 512 pixels.....	50
Figura 25 - Variação da posição estelar sobre o detector devido a dinâmica do satélite.....	51
Figura 26 – Imagem de fundo de céu ruidoso.....	52
Figura 27 - Imagem com baixo ruído de fundo.....	53
Figura 28 - Imagem com alto ruído de fundo.....	54
Figura 29 - Imagem de um frame de simulação.....	55
Figura 30 - Diagrama de funcionamento da eletrônica de proximidade.....	55
Figura 31 - Imagem de um frame após leitura e digitalização.....	58
Figura 32 - Influência da variabilidade estelar na medida de baricentro. O eixo y (intensity) é a quantidade de elétrons.....	61
Figura 33 - Estatística das 2564 estrelas variáveis com magnitude menor ou igual a 7.....	64
Figura 34 - Tipos de curvas de luz para os respectivos fenômenos de interesse.....	65
Figura 35 - Manchas Solares - (a) Aglomerado de manchas Solares na superfície do Sol. (b) Imagem de resolução maior das manchas com a umbra e penumbra.....	67
Figura 36 - Campo magnético Solar. (a) Linhas de campo magnético que emergem da superfície de uma mancha Solar e reentram em outra mancha Solar. (b) Imagem ultravioleta das linhas de campo magnético Solar entre dois grupos de manchas Solares.....	68
Figura 37 - Rotação Solar: (a) e (b) Rotação diferencial do Sol e distorção do campo magnético Solar. (c) Ocasionalmente, as linhas de campo explodem para superfície formando as manchas Solares.....	69
Figura 38 - Rotação das Manchas: percorrendo da esquerda para direita e de cima para baixo é possível ver a evolução das manchas Solares em um período de 12 dias.....	70
Figura 39 - Ciclo Solar: (a) número mensais de manchas Solares durante século 20. (b) Aglomerado de manchas Solares por latitude quando a atividade Solar é mínima/máxima.....	70
Figura 40 – Curva de luz de manchas solares do Sol.....	71

Figura 41 - Proeminência Solar: (a) Imagem em ultravioleta obtida por um detector a bordo do satélite SOHO em 2002. (b) Filamento de gás quente medindo mais de 100.000 km em comprimento e a região brilhante com temperatura de 1 milhão de Kelvins.	72
Figura 42 – Curva de luz ilustrando atividade estelar por erupções solares de uma estrela observada pelo satélite CoRoT. O eixo y (intensity) é a quantidade de elétrons.	73
Figura 43 - “Flares” Solares: explosão mais violenta que a proeminência. Matéria Solar é ejetada no espaço.	74
Figura 44 - Curva de luz característica de fenômenos “Flares”.	75
Figura 45 - Coroa Solar: algumas vezes por semana, em média, uma gigante "bolha" magnetizada de material Solar se separa do Sol e rapidamente escapa para o espaço, como mostrado nesta imagem SOHO tomado em 2002.	76
Figura 46 - Curva de luz de ejeção de massa coronal.	77
Figura 47 - Conjunto de curvas de luz de atividade estelar.	78
Figura 48 – Curva de luz ilustrando atividade estelar de uma estrela observada pelo satélite CoRoT. O eixo y (intensity) é a quantidade de elétrons.	79
Figura 49 - Diagrama HR estrelas variáveis pulsantes.	81
Figura 50 – Diagrama de fase e curva de luz característica de uma Cefeída.	82
Figura 51 - Variação de brilho de uma Cefeída. A pressão externa (P) e a compressão gravitacional interna estão fora de sincronia, de tal forma que a estrela muda de tamanho e temperatura (T).	83
Figura 52 - Curva de luz real de uma oscilação estelar do satélite COROT. O eixo y (intensity) é a quantidade de elétrons.	84
Figura 53 - Conjunto de curvas de luz de variáveis pulsantes.	85
Figura 54 - Curva de luz real de uma oscilação estelar do satélite COROT. O eixo y (intensity) é a quantidade de elétrons.	86
Figura 55 - Nova HERCULES em 1934, (a) março de 1935 e (b) maio de 1935, com um brilho 60 mil vezes maior. (c) Curva de luz que mostra a variação de brilho da NOVA no tempo.	87
Figura 56 – NOVA - Ejeção de matéria. (a) Ejeção de material da anã branca – Nova Persie – em 1901. (b) Nova Cygni, imagem do Hubble Space Telescope, em 1992. Após 7 meses o material da estrela continua se expandindo.	88
Figura 57 - Conjunto de curvas de luz de variáveis eruptivas.	89
Figura 58 - Curva de luz de escolhida para simular uma variável eruptiva.	90

Figura 59 - Características de Curva de luz de uma nova: atinge o pico rapidamente; taxa de declínio cai rapidamente; oscilação sobre o período de 50 dias após o pico.	91
Figura 60 - (a) Uma anã branca orbitando uma gigante vermelha fria. (b) Material da gigante vermelha sendo absorvido pela anã branca. (c) Formação do disco de acreção. (d) Explosão nuclear.....	91
Figura 61 - Lobe Roche – Sistema binário com uma anã branca absorvendo matéria de uma gigante vermelha fria.	92
Figura 62 - Conjunto de curvas de luz de variáveis cataclísmicas.....	93
Figura 63 – Exemplo de curva de luz de variável cataclísmica da missão Kepler – V344 Lyrae. Kp é o fluxo medido em elétron entre o tempo de integração (1 minuto).	94
Figura 64 - (a) Ilustração da curva de luz durante o trânsito planetário. (b) Imagem de maior resolução do trânsito planetário.	96
Figura 65 - Curva de luz referente a um trânsito planetário do satélite COROT. O eixo y (intensity) é a quantidade de elétrons.....	97
Figura 66 - Binária Visual. É possível observar diretamente o período e separação do sistema binário nitidamente.....	98
Figura 67 - Binária Espectroscópica. Deslocamento das linhas espectrais de um sistema binário pelo efeito Doppler.....	99
Figura 68 - Trânsito Binário: duas estrelas eclipsando uma a outra.	100
Figura 69 - Conjunto de curvas de luz de variáveis binárias.....	101
Figura 70 - Curva de luz real de uma estelar binário do satélite CoRoT, onde se pode ver os eclipses sucessivos das duas estrelas, que tem brilhos diferentes. O eixo y (intensity) é a quantidade de elétrons.	102
Figura 71 - Curva de atividade solar obtida do SOHO.....	104
Figura 72 - Curva de luz do “Flare” utilizada para o ajuste de curva.....	105
Figura 73 - Comparação entre a curva de luz e a curva ajustada.....	105
Figura 74 - Curva de atividade “Flare”.....	106
Figura 75 - Curva de luz de oscilação utilizada para o ajuste de curva.	107
Figura 76 - Comparação entre a curva de luz e a curva ajustada.....	107
Figura 77 - Curva de atividade de oscilação estelar.....	108
Figura 78 - Curva de luz de trânsito planetário utilizada para o ajuste de curva.	109

Figura 79 - Comparação entre a curva de luz e a curva ajustada.....	109
Figura 80 - Curva de atividade de trânsito planetário.	110
Figura 81 - Curva de luz de trânsito binário utilizada para o ajuste de curva.	111
Figura 82 - Comparação entre a curva de luz e a curva ajustada.....	112
Figura 83 - Curva de atividade de trânsito binário.	113
Figura 84 - Curva da somatória das atividades estelares.....	114
Figura 85 - Simulação de criação do cubo de imagem em um sensor estelar.	115
Figura 86 - Simulação do efeito de trânsito binário sobre o cálculo de baricentro.	117
Figura 87 – Diagrama de blocos do simulador do software de voo.	124

LISTA DE ABREVIATURA E SIGLAS

APS	Active Pixel Sensor
AST	Autonomous Star Tracker
A/D	Conversor Analógico/Digital
ADU	Analog-to-Digital Unit
CCD	Charge-Coupled Device
CMOS	Complementary Metal-Oxide Semiconductor
CoRoT	Convection, Rotation and planetary Transits
CTO	Coeficiente de Transmissão Ótica
EC	Esfera Celestial
EQ	Eficiência Quântica
FoV	Field of View
GPS	Global Positioning System
IHM	Interface Humam Machine
IFS	Image Formation Simulator
LoS	Line of Sight
LEO	Low Earth Orbit
MEO	Medium Earth Orbit
PLATO	Planetary Transits and Oscillations of stars
PSF	Point Spread Function
SCAO	Sistema de Controle de Atitude e Órbita
SCA	Sistema de Controle de Atitude
SGSE	Software Ground Support Equipment

LISTA DE SÍMBOLOS

A_0	Área de abertura da pupila
c	Velocidade da luz
d	Distância em parsec
$f(\lambda)$	Fluxo
h	Constante de Planck
κ	Constante de Boltzman
M_{\odot}	Magnitude AbSoluta do Sol
m_v	Magnitude visual da estrela
$QE(\lambda)$	Eficiência Quântica
R	Raio da estrela
τ_a	Coefficiente de transmissão ótica
t_i	Tempo de integração
T_{ef}	Temperatura Efetiva de uma Estrela
λ	Comprimento de onda
σ	Constante de Stefan
λ_{min}	Comprimento de onda mínimo de resposta do detector
λ_{max}	Comprimento de onda máximo de resposta do detector
x	Coordenada de pixel na direção do eixo x
y	Coordenada de pixel na direção do eixo y
μ_x	Média da variável aleatória x
μ_y	Média da variável aleatória y
σ	Desvio padrão da variável aleatória
$n!$	Fatorial de n

SUMÁRIO

1	INTRODUÇÃO	19
1.1	MOTIVAÇÕES E OBJETIVOS DO TRABALHO	20
1.2	ESTRUTURA DA DISSERTAÇÃO	21
1.3	METODOLOGIA DE DESENVOLVIMENTO	21
2	SENSOR DE ESTRELAS AUTÔNOMO	23
2.1	GERAÇÕES DE SENSORES ESTELARES	26
2.1.1	<i>Sensores de primeira geração</i>	26
2.1.2	<i>Sensores de segunda geração</i>	26
2.2	TIPOS DE SENSORES ESTELARES	28
2.3	PARTES CONSTITUINTES DO SENSOR ESTELAR DE CABEÇA FIXA	30
2.3.1	<i>O “baffle”</i>	31
2.3.2	<i>O telescópio e sua objetiva dióptrica</i>	33
2.3.3	<i>O bloco focal</i>	36
2.3.4	<i>A eletrônica de proximidade</i>	36
2.3.5	<i>A eletrônica de processamento</i>	37
2.4	PRINCÍPIO DE FUNCIONAMENTO	37
2.5	INTERRUPÇÃO DE OBTENÇÃO DA LINHA DE VISADA	40
2.5.1	<i>Presença do Sol</i>	40
2.5.2	<i>Rotação em alta velocidade</i>	41
2.5.3	<i>Ambiente radiativo</i>	41
2.6	SIMULADOR DE FORMAÇÃO DE IMAGENS	43
3	SIMULADOR DE FORMAÇÃO DE IMAGENS	45
3.1	CÁLCULO DO NÚMERO DE FÓTONS	45
3.2	CÁLCULO DA PSF	45
3.3	DESNORMALIZAÇÃO DA PSF	46
3.4	DISCRETIZAÇÃO ESPACIAL	46
3.5	POSICIONAMENTO DE PSFs	47
3.6	VARIAÇÃO DE POSIÇÃO DAS ESTRELAS	49
3.7	ATIVIDADE ESTELAR	51
3.8	FUNDO DE CÉU	51

3.9	RUÍDO DE POISSON.....	53
3.10	CUBO DE IMAGENS CCD.....	54
3.11	GANHO E OFFSET DO CANAL DE VÍDEO COM CONVERSOR A/D.....	55
3.12	CUBO DE IMAGENS DIGITAIS.....	58
4	VARIABILIDADE ESTELAR.....	59
4.1	INTRODUÇÃO.....	59
4.2	CATÁLOGO ESTELAR.....	62
4.3	BASE DE DADOS.....	63
4.4	RESULTADOS DE CLASSIFICAÇÃO ESTELAR.....	63
4.5	VARIABILIDADE ESTELAR.....	65
4.5.1	<i>Variabilidade Intrínseca.....</i>	<i>66</i>
4.5.2	<i>Variabilidade Extrínseca.....</i>	<i>94</i>
4.5.3	<i>Resultados dos estudos.....</i>	<i>102</i>
5	ALGORITMOS.....	103
5.1	ATIVIDADE ESTELAR.....	103
5.2	“FLARE” SOLAR.....	104
5.3	OSCILAÇÃO ESTELAR.....	106
5.4	TRÂNSITO PLANETÁRIO.....	108
5.5	TRÂNSITO BINÁRIO.....	110
5.6	SOMATÓRIO DOS FENÔMENOS.....	113
5.7	SIMULAÇÃO DA PERDA DE PRECISÃO DE MEDIDA DE BARICENTRO DA ESTRELA POR AÇÃO DE SUA VARIABILIDADE ESTELAR.....	115
6	RESULTADOS FINAIS.....	118
6.1	TRABALHOS FUTUROS.....	119
	REFERÊNCIAS.....	120
	APÊNDICE.....	123
1.	SERVIDOR DE SERVIÇOS DO PROJETO.....	123
2.	SIMULADOR DO SOFTWARE DE VOO.....	123

1 INTRODUÇÃO

Para manter um satélite em órbita é necessário que ele possua um sistema de controle que atue de forma a manter sua posição e orientação controladas em relação a um referencial inercial. A posição do satélite é chamada **órbita** e sua orientação **atitude**, sendo o sistema responsável por mantê-las estáveis denominado **Sistema de Controle de Atitude e Órbita (SCAO)**.

A Figura 1 mostra um diagrama de controle simplificado para a determinação de apenas de atitude de um satélite.

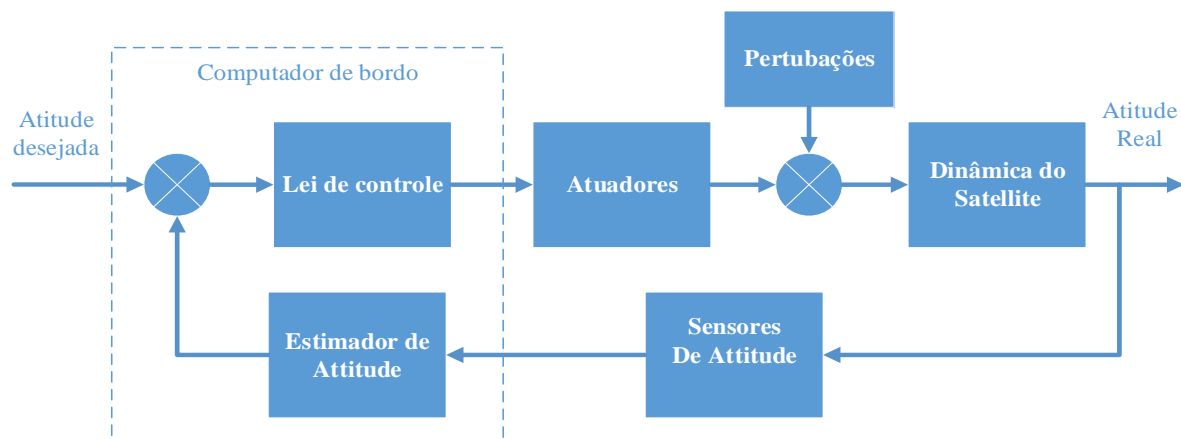


Figura 1. Diagrama de controle para a determinação de atitude de um veículo espacial

Fonte: Autor.

Para implementar o **Sistema de Controle de Atitude** (*Attitude Control System - ACS*) deve-se equipar o satélite com sensores e atuadores.

Em relação aos sensores, podem ser utilizados dois tipos:

- **Sensores de referência externa:** são sensores que se baseiam em referenciais como: estrelas, campos magnéticos e satélites da constelação GPS; e
- **Sensores inerciais** (girômetros e acelerômetros): estes fornecem uma referência de atitude do satélite, sendo válida em um intervalo de tempo limitado e para os quais o registro periódico é necessário.

Entre os sensores de referência externa, especificamente, há o sensor estelar, instrumento usado para medir a atitude para estabilização do satélite em 3 eixos a partir de observações estelares. Ele é composto por um detector, uma eletrônica de processamento e um telescópio. A câmera detectora coleta a luz proveniente das estrelas observadas e a transforma em sinal elétrico, que é lido por uma eletrônica e transformado em sinal digital, uma imagem. A

unidade de processamento realiza a identificação das estrelas, utilizando um catálogo estelar embarcado e armazenado em firmware. Dentro da unidade de processamento é calculada a atitude autonomamente.

Para se desenvolver um sensor estelar são necessários simuladores de diversos subsistemas. Dentre esses, destaca-se o simulador de formação de imagens, que simula o processo completo de criação de uma imagem digital a partir de uma cena observada. Ele é indispensável ao desenvolvimento do software embarcado do sensor.

O simulador de formação de imagens é composto por diversos algoritmos, alguns deles tratados como escopo desta dissertação. Particularmente, o universo não é um ambiente estável, ele se encontra em constantes mudanças, ou seja, as estrelas que nos ajudam a nos orientar no espaço possuem dinâmicas variadas, mudando seus comportamentos de brilho. É importante compreender tais fenômenos e caracterizá-los, de tal modo, que seja possível ao se projetar um sensor estelar, levá-los em conta, criando um software de voo capaz de lidar com tais fenômenos, sem que se prejudique a precisão de medida da orientação do satélite.

1.1 MOTIVAÇÕES E OBJETIVOS DO TRABALHO

Em maio de 2012, o governo federal aprovou pela portaria N°224/GC3 [1], o **Programa Estratégico de Sistemas Espaciais** (PESE), elaborado pelo Ministério da Defesa, através do Comando da Aeronáutica. Seu conteúdo versa sobre os anseios para as próximas décadas das três forças militares em termos de satélites e suas funcionalidades aplicados à defesa do território nacional. De modo a cobrir as diferentes demandas, o País precisará desenvolver diferentes tecnologias críticas.

Uma das tecnologias ainda não dominadas pelo Brasil é SCAO.

Como dito inicialmente, dentre os componentes de um SCAO, desempenham importante papel os sensores de orientação, tais como: sensores estelares, sensores Solares, magnetômetros, girômetros, sensores de navegação (GPS) ou sensores de horizonte. Dentre estas opções, por possuir elevada precisão, destaca-se o **Sensor Estelar Autônomo** (“*Autonomous Star Tracker*”), único sensor que possibilita alcançar os requisitos estabelecidos pelo PESE, para diversos tipos de satélites.

O presente trabalho trata do desenvolvimento de algoritmos para o simulador de formação de imagens do sensor estelar. Este último é de grande importância para o projeto de um sensor estelar, pois a partir dele, pode-se simular vários cenários/missões, com vários fenômenos que

são observados em uma situação real e, assim, garantir a robustez de seu projeto, e em última instância, do controle de atitude.

1.2 ESTRUTURA DA DISSERTAÇÃO

Esta dissertação está organizada da seguinte forma:

- *Capítulo 1:* Introduz e descreve as motivações e objetivos desta dissertação, a estrutura do conteúdo dos capítulos seguintes e a metodologia de desenvolvimento do trabalho;
- *Capítulo 2:* Apresenta uma descrição geral do sensor de estrelas e de seus principais componentes, princípio de funcionamento, modos de operação, os diferentes tipos de detectores e seus principais parâmetros;
- *Capítulo 3:* Apresenta os importantes módulos para o desenvolvimento de uma versão inicial do simulador de formação de imagens;
- *Capítulo 4:* Apresenta uma descrição geral de variabilidade estelar e aborda fenômenos de importância para este trabalho;
- *Capítulo 5:* Apresenta o desenvolvimento dos algoritmos baseado no capítulo 4;
- *Capítulo 6:* Apresenta as discussões sobre os resultados obtidos e as conclusões do trabalho, além de propostas de trabalhos futuros.

1.3 METODOLOGIA DE DESENVOLVIMENTO

Baseado no que foi exposto até aqui, o objetivo do trabalho desta dissertação pode ser desmembrado nos seguintes objetivos menores:

- Estudar as características e partes constituintes de um sensor estelar e seu uso;
- Estudar os princípios de operação do sensor estelar;
- Entender os conceitos astrofísicos para o desenvolvimento dos algoritmos de variabilidade estelar;
- Criar ambiente de banco de dado para o catálogo estelar, o qual proverá informações para o simulador de formação de imagem;
- Desenvolver uma interface humano-máquina do simulador de formação de imagens e algoritmos de variabilidade estelar, mais a integração de algoritmos auxiliares já desenvolvidos pela equipe do projeto;
- Simular diferentes cenários para validar as informações apresentadas neste trabalho.

No que tange à metodologia de forma ampla, a partir desses objetivos, diferentes algoritmos foram desenvolvidos utilizando-se a metodologia típica da área de astronomia espacial,

limitando-a até a fase de simulação, ou seja, compreensão dos efeitos físicos envolvidos, modelagem dos mesmos e execução de simulações.

2 SENSOR DE ESTRELAS AUTÔNOMO

Este capítulo apresenta um texto introdutório sobre sensores estelares autônomos. Ele trata das subdivisões dos sensores estelares em gerações e tipos, para subseqüentemente se concentrar no autônomo de cabeça fixa, objeto desta dissertação, apresentando suas partes constituintes, princípio de funcionamento, modos de operação e tipos de detectores a ele aplicado.

Sensores estelares são amplamente utilizados em veículos espaciais que requerem alta precisão na determinação de sua atitude (da ordem de segundos de arco¹).

Em alguns satélites, a carga útil possui um conjunto telescópio + câmera ainda mais preciso que o próprio sensor estelar, caso das missões **CoRoT** e **PLATO** (ESA) [2]. Nesses casos, a carga útil é o último e mais preciso estágio de configuração de malha de controle de atitude (precisão da ordem de 0,1" a 0,01"). São, tipicamente, malhas de altíssimo requisito de estabilidade que funcionam apenas em modo de apontamento inercial.

Para uma comparação entre o sensor estelar com os outros subsistemas de determinação de atitude de satélites, pode-se observar a [3].

Sensores	Precisão
Sensor Estelar	1 segundo de arco
Sensor Solar	1 minuto de arco
Sensor Terra (horizonte)	6 minutos de arco
Sensor RF beacons	1 minuto de arco
Sensor Magnetômetro	30 minutos de arco

Tabela 1. Comparação da precisão dos instrumentos de determinação de atitude em um satélite.

Fonte: Adaptado de [3].

Além da precisão, o sensor estelar possui outras vantagens: baixo consumo de energia, ausência de partes móveis (aumentando a confiabilidade e vida útil), pode assumir diferentes modos de operação possibilitando um único tipo de sensor a ser empregado em diferentes missões ou em diferentes fases da mesma missão, tamanho e peso bem reduzidos, estabilidade, baixa existência de irregularidades nas medidas (como aquelas presentes no campo magnético

¹ 1 segundo de arco equivale a 1/3600 graus e 1 minuto de arco a 1/60 graus.

da Terra que influenciam os magnetômetros ou ainda as derivas - “*drifts*” - que são inerentes aos giroscópios), entre outros, como citado em [17].

Na literatura, os sensores estelares são classificados em dois tipos básicos:

- **Sensor estelar não autônomo:** Este tipo de sensor não processa a imagem. Assim, depende de uma unidade de processamento externa para calcular as coordenadas das estrelas observadas. Esse cálculo pode tanto ser feito no processador da plataforma do satélite quanto na Terra.
- **Sensor estelar autônomo:** Este tipo de sensor, além de processar a imagem, também determina a sua atitude, através da identificação das coordenadas das estrelas observadas num referencial inercial. Tal identificação é obtida por comparação com um catálogo de estrelas armazenado no próprio sensor estelar.

Atendo-se apenas aos autônomos, são dispositivos astronômicos constituídos basicamente de uma câmera eletrônica acoplada a um microcontrolador de processamento.

A região de apontamento para onde o sensor está observando é denominada **Campo de Visada** (“*Field of View*” - *FoV*). Com base no *FoV* do telescópio do sensor, o detector forma a imagem das estrelas observadas. E quanto maior o *FoV*, maior a quantidade de estrelas no detector do sensor estelar.

Um sistema eletrônico digitaliza as imagens. A partir delas, realiza-se o cálculo do baricentro de cada estrela para a determinação da posição estimada da estrela no detector. Como as posições das estrelas são bem conhecidas com base no catálogo estelar embarcado dentro do sensor, é realizada a comparação dos baricentros calculados. O microcontrolador de processamento calcula a **Linha de Visada** do sensor (*Line of Sight* – *LoS*), gerando os **quatérnios** de atitude. Estes são enviados ao SCAO via interface de padrão militar 1553², tipicamente.

A Figura 2 mostra um sensor estelar e suas partes constituintes.

² Protocolo de comunicação e barramento de tráfego de dados em veículos espaciais criado pelo Departamento de Defesa dos Estados Unidos, sendo este estabelecido como norma.

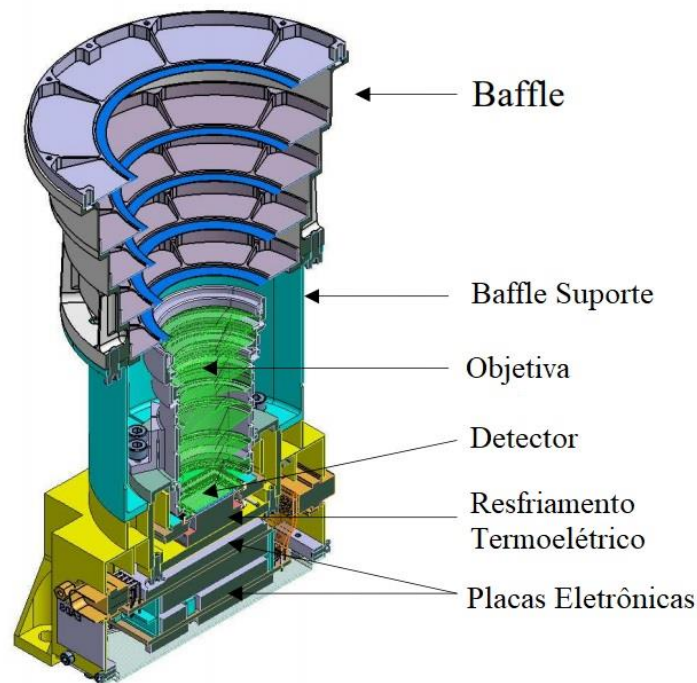


Figura 2 - Sensor Estelar e suas partes constituintes

Fonte: [25]

A câmera possui um detector responsável por converter fótons em elétrons. Predominam dois tipos de tecnologias de detectores: **CCD** (*Charge-Coupled Device*) e **CMOS** (*Complementary Metal-Oxide Semiconductor*). O CCD tem menor ruído. Por outro lado, o CMOS tem vantagens como a capacidade de processamento de dados no próprio pixel, ser mais resistente a danos de radiação e ser flexível na definição da taxa de leitura de pixels.

Uma tecnologia atual de sensores estelares e bastante popular são os sensores de **Pixel Ativo** (*Active Pixel Sensor – APS*) baseados em tecnologia de detector CMOS, que substituem bem os CCDs em aplicações em que o ruído de detecção não seja um requisito severo de desempenho.

Por se basear nas estrelas, o sensor estelar é um sensor de **referência externa**. Seu desempenho é influenciado por características como:

- A sensibilidade do sensor em relação à luz proveniente das estrelas (Eficiência Quântica do Sensor - EQ);
- O campo de visada (FoV);
- A ótica empregada (Coeficiente de Transmissão Ótica - CTO);
- A precisão do cálculo do baricentro da estrela;
- O número de estrelas no campo de visada;

- O sinal de fundo de detecção (*Threshold*);
- O catálogo interno embarcado; e
- A calibração.

2.1 GERAÇÕES DE SENSORES ESTELARES

2.1.1 Sensores de primeira geração

Os sensores de primeira geração são caracterizados por não serem capazes de realizar o cálculo de atitude do satélite internamente, dependendo, deste modo, de um sistema de processamento externo ao sensor para fazê-lo, sendo este um computador principal do satélite ou em solo. São capazes de detectar apenas algumas poucas estrelas.

O primeiro sensor desta geração foi o **ASTRO** (*Advanced Star and Target Referential Optical Sensor*) que possuía uma matriz detectora CCD de 340 colunas por 512 linhas divididas em duas áreas de 256 linhas cada e um FoV de $2.2^\circ \times 3.5^\circ$ de abertura para o detector. Sua eletrônica foi montada com um microcontrolador do tipo TI SBP 9989, com 12 Kbytes de ROM e 8 Kbytes de RAM. O ASTRO era capaz de rastrear 3 estrelas simultaneamente com magnitude visual dentro da faixa de -0.8 a +8.2. Seu consumo de energia era de 38 W e sua massa de 28 Kg [8].

2.1.2 Sensores de segunda geração

Já os sensores estelares de segunda geração, chamados de autônomos, realizam internamente, ou seja, no próprio sensor, o cálculo da atitude do satélite, independentemente dos outros sistemas. Para isso, possuem um catálogo estelar embarcado que é comparado às imagens adquiridas por sua câmera. Possui, assim, a funcionalidade do modo **Lost-in-Space**, que não necessita de uma estimativa de atitude a priori. Uma simples interface de dados de baixa banda é suficiente para transmitir a atitude medida ao sistema de controle de atitude (SCA).

Eles possuem uma alta precisão e maior robustez de operação, além de serem mais adaptáveis. São capazes de detectar algumas dezenas de estrelas em seu campo de visada.

O sensor estelar **SED-16**, atualmente comercializado e desenvolvido pela Sodern Co., por exemplo, foi projetado para controle de atitude em três eixos em órbitas baixa, média e geostacionária, ou ainda em *deep space*. O sensor possui um sistema ótico com 28,8 mm de comprimento focal e uma matriz detectora CCD com 1024x1024 pixels, um FoV com 25° de abertura da pupila. Sua eletrônica usa um microcontrolador SPARC de 32bits de arquitetura ASIC.

Seu conjunto total em massa é de aproximadamente 3 Kg, incluindo o “baffle”. Detecta de 20 a 25 estrelas com magnitude acima de $m_v = 9$ e 10 estrelas em modo de rastreamento [8].

2.1.2.1 Detectores APS em sensores de segunda geração

As tecnologias APS de detectores são fabricadas pelo mesmo processo padrão do CMOS. É basicamente um circuito integrado de transistores fotossensíveis, ou seja, são fotodiodos sensíveis à luz, que são posicionados de tal modo que formem uma matriz de pixels. Os pixels são os elementos endereçáveis em posição x e y, os quais fornecem sinal elétrico representativo da quantidade de fótons coletados durante o tempo de exposição - Figura 3. A leitura dos pixels é imediata sem a necessidade de um pré-processamento para adquirir a informação, ou seja, todos os pixels são lidos simultaneamente. Vale ressaltar que o CCD possui a necessidade de escalonar linha por linha os pixels para um buffer de dados para posteriormente enviá-los ao sistema de digitalização.

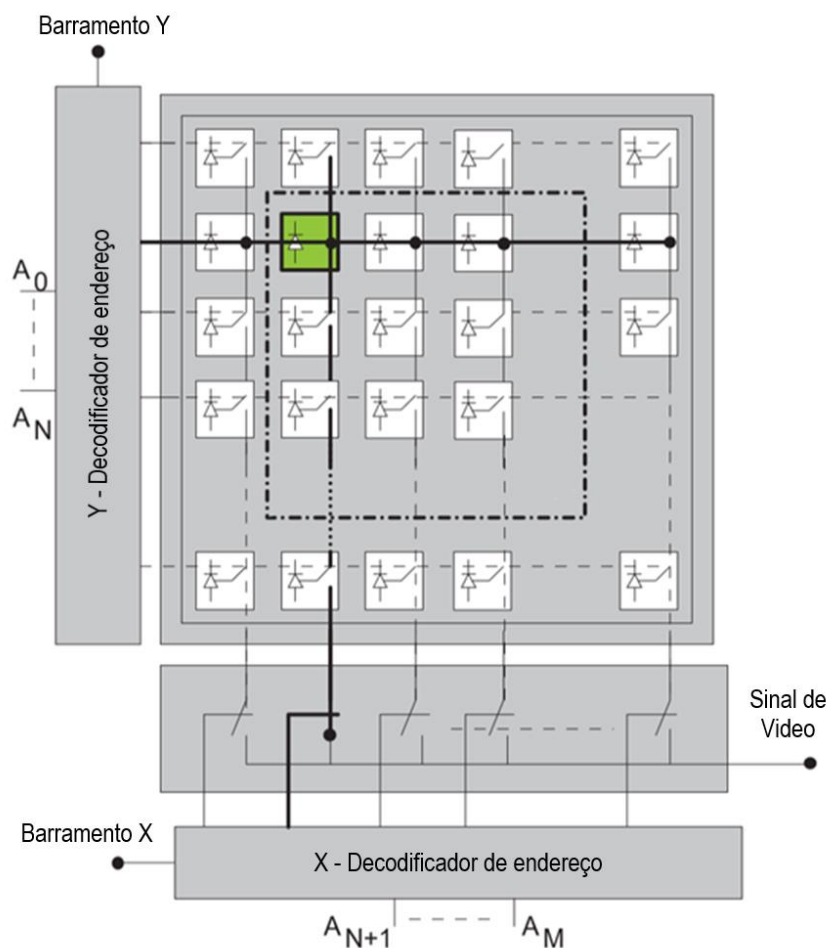


Figura 3 - Configuração de uma matriz de um detector APS.

Possui como principais características baixo consumo, menor massa, maior resistência à radiação, endereçamento direto dos pixels e menor preço. Esta tecnologia se torna importante devido à capacidade de evolução em sua customização e minimização. Outro ponto importante é o potencial que ela possui para melhoria do processamento dedicado dos pixels.

Como exemplo, uma câmera APS inicial tinha uma matriz detectora de 256x256 pixels e um microcontrolador de arquitetura RISC de 32 bits [8]. Hoje já são encontrados detectores de resolução 1024x1024 pixels e processadores usando FPGA³. Sua massa é não mais que 1 Kg e seu consumo de energia é não mais que 5W [20].

2.2 TIPOS DE SENSORES ESTELARES

Em termos de tipos, os sensores estelares podem ser de varredura, de estruturas móveis ou de cabeça fixa:

- **Sensores de Varredura (“*star scanners*”):** Aplicados em satélites que utilizam a rotação para a realização da busca por estrelas na esfera celeste, para atingir a estabilização. Estes sensores possuem entre a objetiva e o detector uma máscara opaca com uma fenda geralmente em forma de “V”, por onde a radiação proveniente das estrelas pode passar. Quando a radiação de uma estrela passa através de uma das pernas da fenda em “V”, o detector é sensibilizado. As coordenadas das estrelas em relação aos eixos do satélite são calculadas dependendo do tempo que a estrela demora para passar entre as fendas das duas “pernas”, conforme Figura 4. Estes sensores têm uma precisão típica da ordem de 0,5-30 minutos de arco [5].

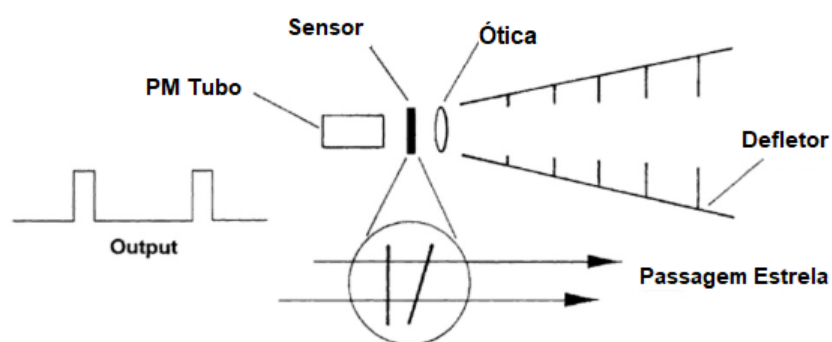


Figura 4 - Máscara opaca com fenda em “V”

Fonte: [5].

³ Field Programmable gate array (FPGA) é um circuito integrado capaz de projetar qualquer outro circuito eletrônico utilizando linguagem de programação HDL (*Hardware Description Language*).

- **Sensores estelares com estruturas móveis (“*gimbaled star tracker*”)**: estes sensores são montados em um pivô móvel cuja base é fixada na estrutura do satélite. Geralmente buscam e rastreiam uma única estrela através do movimento mecânico da estrutura móvel sobre o qual a câmera está montada, tentando sempre manter essa estrela no centro do FoV. A partir da leitura dos sensores angulares montados na estrutura móvel, a atitude do satélite é calculada. A precisão dos sensores desse tipo é da ordem de 1 - 60 segundos de arco, excluindo os erros de alinhamento entre o sensor e o satélite [5].

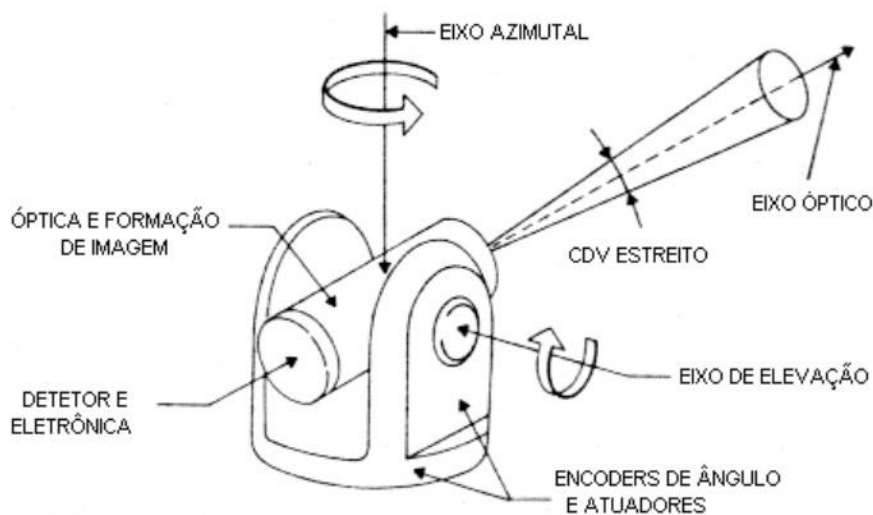


Figura 5 - Gimbaled Star Tracker

Fonte: [5].

- **Sensores estelares de cabeça fixa (“*fixed head star trackers*”)**: Consistem em câmeras fixadas rigidamente na estrutura do satélite e não possuem partes móveis (Figura 6). São usados em satélites estabilizados em três eixos. Apresentam um FoV maior, conseguindo, assim, uma maior quantidade de estrelas observadas e maior precisão. A posição relativa (baricentro) e a magnitude de cada uma das estrelas servem de dados de entrada para um algoritmo de identificação de padrões, capaz de fornecer a direção de apontamento do eixo óptico do sensor como saída. Sensores comerciais deste tipo podem ter precisões da ordem de 5 ~ 10 segundos de arco, ou ainda melhores [5].

Como já dito, o tipo de sensor estudado neste trabalho será o **autônomo de cabeça fixa**. Pois é o único capaz de atingir o requisito de desempenho do projeto.

Assim, os itens subsequentes tratam de suas partes constituintes, princípio de funcionamento, modos de operação e de seu simulador de formação de imagens.



Figura 6 - Sensor estelar de cabeça fixa

Fonte: [26].

2.3 PARTES CONSTITUINTES DO SENSOR ESTELAR DE CABEÇA FIXA

Um sensor estelar é um equipamento que exige o cumprimento de requisitos de desempenho e normas espaciais de fabricação e testes que impõem desafios severos à engenharia. Para simplificar seu entendimento, o sensor estelar é subdividido em diferentes subsistemas adequados às diferentes áreas da engenharia e ciências na sua resolução. Por apresentarem um interesse maior e para simplificar a compreensão desta dissertação, serão considerados apenas cinco desses subsistemas, apresentados na Figura 7.

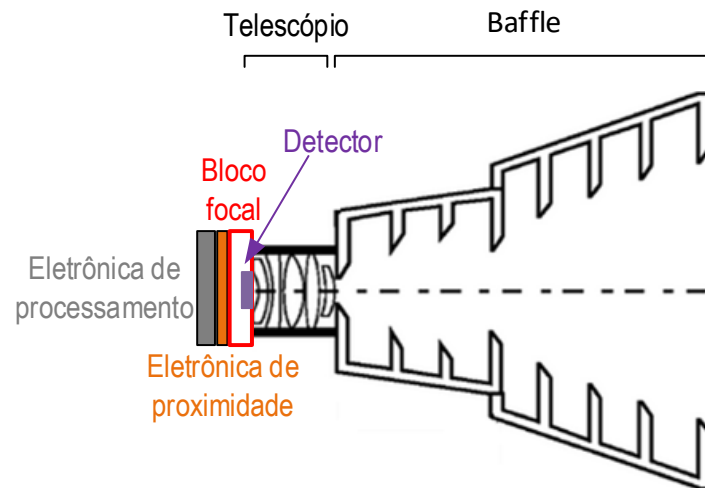


Figura 7 - Desenho esquemático de um sensor estelar com seus subsistemas

Fonte: [17].

Da Figura 7 identifica-se os seguintes subsistemas:

- “*baffle*”: Filtro óptico contra luzes parasitas provenientes de fontes fora do FoV da câmera;
- Telescópio: É constituído por um conjunto de lentes, a objetiva dióptrica, e é responsável por concentrar a luz das estrelas observadas sobre o detector;
- Bloco focal: Estrutura mecânica onde é montado o detector ou conjunto de detectores;
- Eletrônica de proximidade: Eletrônica responsável pela amplificação dos sinais elétricos medidos pelo detector, conversão em sinais digitais e armazenamento em uma memória de massa das imagens digitais completas ou de zonas de interesse do detector;
- Eletrônica de processamento: Eletrônica que realiza o processamento das imagens do campo estelar, deduzindo delas as posições das estrelas observadas, e destas a linha de visada do sensor, e conseqüentemente, do satélite.

2.3.1 O “*baffle*”

A função do “*baffle*” é proteger o FoV da poluição luminosa que, eventualmente, aparece devido a estrelas parasitas e outros objetos brilhantes (Sol, Terra, satélites, detritos, estação espacial etc.) que não fazem parte da informação útil.

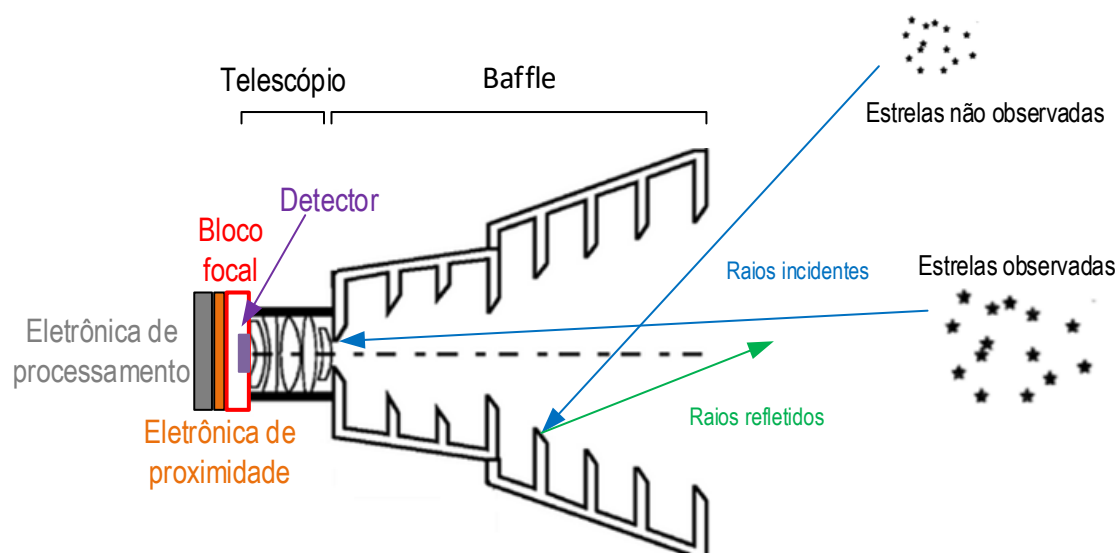


Figura 8 - Ilustração do funcionamento do “baffle” de um sensor estelar

Fonte: [17].

O projeto do “baffle” é realizado de tal modo a definir um ângulo limite (cone de exclusão) para além do qual um objeto brilhante não degrada de forma significativa o desempenho do sensor, sendo medido através de um ganho de filtragem. Tipicamente, entre 10^{-5} e 10^{-7} .



Figura 9 - Foto do “baffle” do SED 16 (EADS SODERN)

Fonte: [28].

O “baffle” é constituído de círculos concêntricos, em forma de anéis, com raios internos cada vez menores até a entrada da pupila, orifício final de entrada de luz para o conjunto de lentes. Estes anéis são divididos de modo que o disco interior tenha uma espessura muito fina (mícrons), isso impede os fenômenos de reflexão nas bordas. Os anéis são tratados externamente para absorver o máximo de luz e evitar sua transmissão para o sistema óptico.

O “baffle” possui as seguintes características construtivas:

- Altura h (m);
- O ângulo de vértice (radianos);
- Ângulo de campo (radianos);
- O número de vãos;
- O espaçamento entre cada vão (mm);
- O coeficiente de absorção na superfície dos vãos; e
- A espessura dos vãos (mm).

2.3.2 O telescópio e sua objetiva dióptrica

Num sensor estelar comercial, tipicamente o telescópio é constituído apenas de uma objetiva dióptrica do tipo Double-Gauss. O papel da objetiva é assegurar a transmissão da luz das estrelas para a matriz fotossensível do detector. Isto deve ser conseguido de forma a minimizar a distorção do formato de uma estrela ou de um conjunto de estrelas. As lentes são escolhidas de modo a criar uma objetiva acromática. A Figura 10 mostra um exemplo de uma realização de lentes.

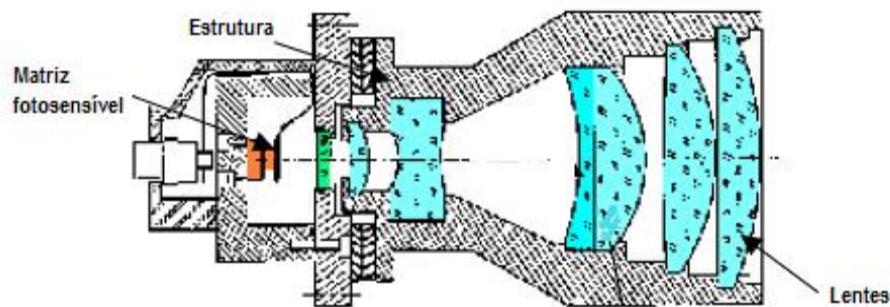


Figura 10 - Projeto de uma objetiva dióptrica.

Fonte: Adaptada de [9].

Exceção feita ao Sol, uma estrela tem uma potência luminosa muito baixa do ponto de vista de um observador no Sistema Solar. Por isso, o sistema óptico deve ter um máximo de transmissão a fim de otimizar a relação sinal/ruído. Além disso, a resolução de uma estrela depende do sistema óptico. Assim, por preocupação de otimização da precisão, o plano sobre o qual é formada a imagem da cena celeste é desfocalizado. Isso provoca um espalhamento das estrelas em vários pixels da matriz fotossensível e seus baricentros são, então, determinados com maior precisão. Tipicamente, as coordenadas dos baricentros das estrelas podem ser fornecidas com uma precisão de um vigésimo de pixel. Para atingir este desempenho, o projetista deve ainda

calibrar o sistema óptico da objetiva, a fim de identificar os parâmetros do polinômio de distorção óptica, que permite corrigir as aberrações geométricas da objetiva. Algoritmos utilizando os dados de voo permitem assegurar a precisão do polinômio após o lançamento do satélite.

O fator limitante de um sistema óptico no espaço é a resistência à radiação. Os materiais padrões das lentes tornam-se opacos quando expostos a uma taxa de radiação do nível das verificadas no ambiente espacial. Estes níveis são tipicamente de alguns kRad em **LEO** (*“Low Earth Orbit”*), de 10 a 15 kRad em órbita geostacionária e podem atingir 40 kRad em órbita intermediária (*“Medium Earth Orbit”*). O requisito escolhido para a fabricação de lentes para sensores estelares é, portanto, a resistência à radiação, especialmente para missões **MEO** [9].

A seguir, os parâmetros que definem o sistema óptico:

- O diâmetro da pupila de entrada: P_e (mm);
- A distância focal de formação da imagem: f (mm);
- A desfocalização, ou seja, a distância do plano da imagem em relação ao plano focal: $desf$ (mm);
- O raio da mancha imagem contendo 80% da energia luminosa: R_{80} (pixel);
- O coeficiente de transmissão óptica: $\tau(\lambda)$ (adimensional);
- A atenuação luminosa $f_0(\theta) = -\log(A_0)$ para uma fonte pontual localizada a θ° do eixo óptico; e
- O polinômio de distorção óptica.

Como resultado do projeto óptico seguindo os parâmetros acima, obtém-se as **Funções de Espalhamento de Ponto** (*“Point Spread Function” ou PSF*), informação central do projeto de um sensor estelar.

Todo raio luminoso quando atravessa um sistema óptico sofre um espalhamento da luz, por efeito da refração do meio, sendo esta dependente da construção da óptica. Para modelar este fenômeno utiliza-se a PSF, que é simplesmente uma função espacial bidimensional da resposta a um impulso. A Figura 11 mostra um exemplo ideal de PSF bidimensional.

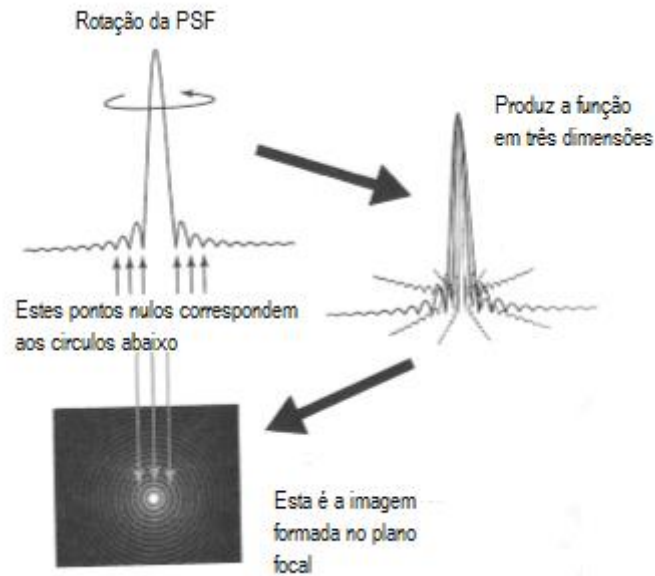


Figura 11 - Função bidimensional da PSF.

Fonte: [6].

A figura resultante após a convolução do objeto pontual observado (a estrela) com a PSF será uma figura espalhada conforme a Figura 12.

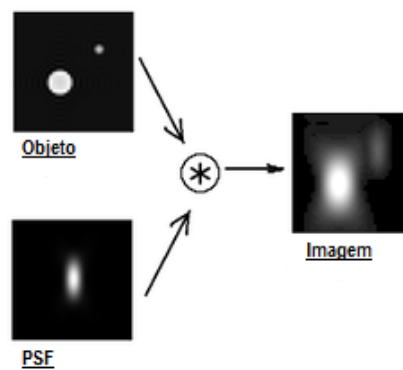


Figura 12 - Convolução de duas estrelas com a PSF do instrumento

Fonte: [29]

É sobre esta figura que se baseiam os cálculos de baricentro e, por conseguinte, de linha de visada do sensor.

Durante uma missão espacial, a ótica de um sensor estelar sofrerá modificações, por exemplo, a radiação que degradará a ótica e será preciso recalibrar as PSFs via software.

2.3.3 O bloco focal

O bloco focal (Figura 13) de um sensor estelar é uma estrutura mecânica onde são montados os detectores. Nele, uma placa de cristal de proteção isola o detector do meio, permitindo a criação de uma câmara que é preenchida com gás nitrogênio durante a manipulação do instrumento no solo e de vácuo durante sua operação em voo, além da implementação de controle térmico por condução e radiação do detector. O bloco focal contém ainda o plano focal do sistema óptico.

Além de critérios mecânicos de montagem, interface e estabilidade face a vibrações do lançamento do satélite, o bloco focal precisa levar em conta critérios de escoamento térmico e controle de temperatura de operação do detector, interfaces elétricas e blindagem do detector contra raios cósmicos.

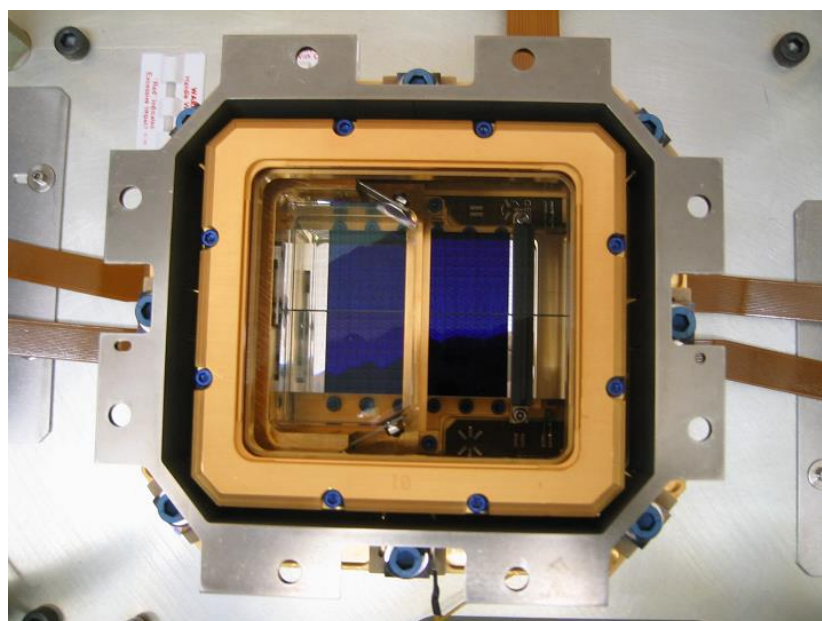


Figura 13 - Figura do bloco focal do satélite CoRoT.

Fonte: [30]

2.3.4 A eletrônica de proximidade

A matriz fotossensível do detector requer numerosos sinais de controle para operar, exigindo uma eletrônica especializada e dedicada.

A eletrônica de proximidade tem as funções de controlar os ciclos de operação do detector (aquisição de fótons e sua leitura), sua estabilidade térmica, de alimentação e de nível mínimo de tensão nos pixels (ou offset), amplificação de sinais, conversão analógico-digital, pré-processamento das imagens e estocagem na memória de massa do sensor. Ela fornece ainda

dados de “*housekeeping*” essenciais ao pós-processamento de imagens para fins de caracterização de desempenho do sensor, caracterização do envelhecimento e correções instrumentais.

Fisicamente, a eletrônica de proximidade se caracteriza por um conjunto de circuitos eletrônicos posicionados perto da cabeça óptica do sensor. Ela tem como principais parâmetros:

- O ganho;
- O ruído eletrônico: σ_{ana} em e⁻/pixel/leitura;
- A faixa dinâmica do conversor analógico-digital (A/D) em bits;
- O passo de quantização: q (número de elétrons);
- O offset da eletrônica: offset (elétrons); e
- O tempo de integração: T_i (s).

2.3.5 A eletrônica de processamento

Uma vez obtida a imagem ou um conjunto de imagens digitais, todos os cálculos serão realizados dentro de uma placa eletrônica de processamento digital. Esta placa deve controlar ainda todas as funções do sensor estelar, desde o barramento de dados até o controle da temperatura em que se encontra.

Esta placa pode ser ligada mecanicamente ao resto do sistema. No entanto, é preferível que a mesma seja montada em uma unidade de controle remota, dando maior flexibilidade de projeto à plataforma do satélite e ao projeto térmico do sensor. Um caso exemplo, o satélite CoRoT, que possuía a eletrônica acoplada e restringia a alteração em outros subsistemas.

Não existe um padrão para descrever estes tipos de dispositivos eletrônicos. No entanto, para todos os componentes eletrônicos, permanece a necessidade de se usar componentes validados para uso no espaço. Isto restringe enormemente a escolha de componentes e, por conseguinte, as possibilidades de mudanças e otimizações nas arquiteturas utilizadas.

2.4 PRINCÍPIO DE FUNCIONAMENTO

Um sensor estelar **autônomo** opera tipicamente em dois modos:

- Aquisição inicial de atitude;
- Modo de rastreamento.

A diferença entre os modos, basicamente, é a função que cada um desempenha e se o conhecimento aproximado da atitude está disponível [4].

A primeira função envolve a determinação da atitude somente pelo sensor sem informações iniciais (“*LOST IN SPACE*”). Esta função é baseada em um padrão de identificação de estrelas, que consiste em comparar a informação embarcada do catálogo estelar com o campo de estrelas detectadas no FoV.

A segunda função - modo de operação normal - assume que a atitude atual esteja perto da última atitude estimada. Desse modo, estima-se a janela de pixels onde provavelmente a estrela estará contida. Os pixels dessa janela são processados e o baricentro é calculado sobre os mesmos.

As etapas do princípio de funcionamento do sensor estelar de **cabeça fixa**, tema desta dissertação, podem ser explicados como se segue:

1. A luz emitida pelas estrelas se propaga pelo espaço, eventualmente alcançando o detector fotossensível do sensor estelar. As luzes indesejadas fora do FoV do sensor são filtradas pelo “*baffle*”. Esta filtragem se faz necessária, pois, os raios espúrios (fluxos luminosos das estrelas que não se encontram no FoV do sensor) não deverão influenciar na leitura da imagem;

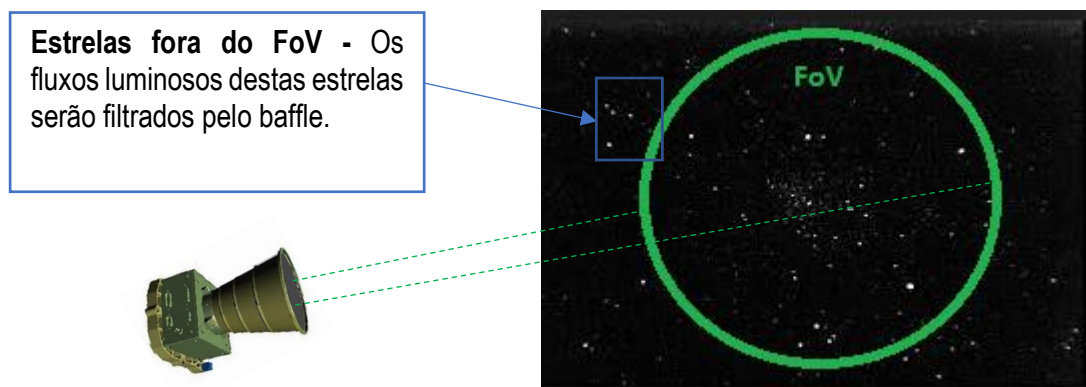


Figura 14 - Estrelas no campo de visada do sensor estelar.

Fonte: Autor

2. Após a filtragem pelo “*baffle*”, os fluxos luminosos das estrelas que efetivamente se encontram no campo de visada do sensor, passarão pelo sistema óptico. Este sistema possui um coeficiente de transmissão ótica que indica, em porcentagem, o quanto de fluxo luminoso irá atravessá-lo em função do comprimento de onda;
3. O mesmo sistema ótico é regido por uma função de espalhamento de ponto (*PSF* – “*Point Spread Function*”) que nada mais é do que a resposta da convolução do ponto luminoso com a resposta ótica;

4. São então formadas as manchas imagens no detector do sensor estelar para cada uma das estrelas observadas no campo de visada. As manchas imagens nada mais são do que os pontos luminosos estelares espalhados nos pixels do detector;
5. A imagem é adquirida por um certo intervalo de tempo, que se denomina tempo de integração da imagem, e este determina o número de fótons que serão coletados pelo detector. Neste caso, o tempo de integração deve apresentar um compromisso quanto a observação das estrelas e a saturação dos pixels do detector. A eficiência quântica do detector determina a quantidade de fótons que irão ser convertidos em elétrons em função do comprimento de onda;
6. Depois da aquisição, são definidas n submatrizes (janelas) conforme a **Figura 15**, de " n " por " m " elementos centradas em cada um dos pixels de maior sinal, ou intensidade luminosa, onde se supõe detectada a presença de uma estrela para o cálculo do baricentro.

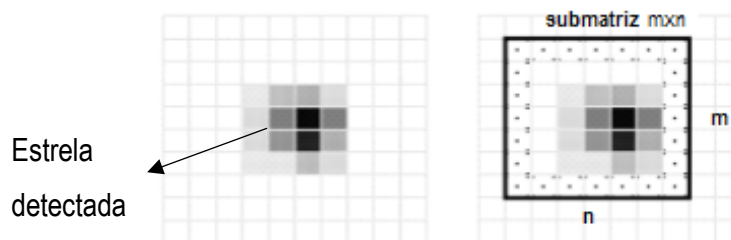


Figura 15 - Submatriz $n \times m$ para o cálculo do baricentro.

Fonte: Adaptada de [9]

7. Conhecendo-se a distância focal f , é possível determinar a posição de cada estrela da esfera celeste, conforme a ilustração simplificada da Figura 16;

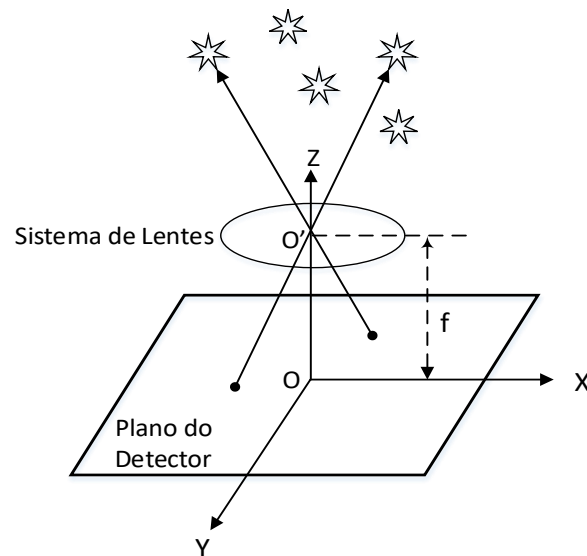


Figura 16 - Distância focal entre o sistema de lentes e o plano focal

Fonte: Autor

8. Dadas as posições das estrelas no detector, um algoritmo de reconhecimento de padrões processa a imagem e determina, através de uma comparação com um catálogo embarcado, a orientação do eixo óptico do sensor, gerando assim as coordenadas de atitude.

2.5 INTERRUPÇÃO DE OBTENÇÃO DA LINHA DE VISADA

Certas condições podem levar o sensor a não ser capaz de fornecer informações de atitude, tais como:

2.5.1 *Presença do Sol*

A passagem do Sol no campo de visada impede o funcionamento normal do sensor. Sem estar totalmente inserido no campo de visada, mas em uma posição em que tenha um ângulo menor do que aquele para o qual o aparelho foi dimensionado, também é suficiente para que o sensor fique saturado. A presença da Terra nas mesmas condições pode levar ao mesmo resultado conforme Figura 17.

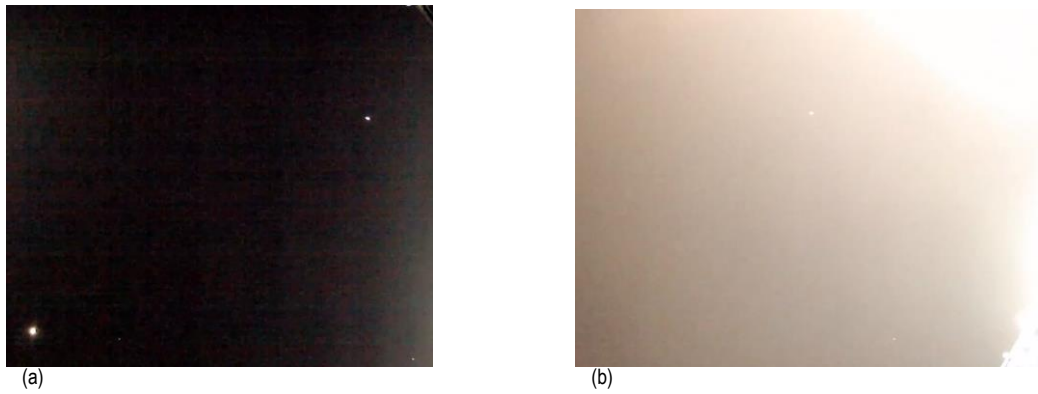


Figura 17 – (a) À esquerda, captura de imagem de uma câmera de filmagem no visível em voo suborbital. (b) À direita, a mesma cena com leve deslocamento angular poucos segundos depois, após o início da entrada do Sol no campo de visada pelo canto superior direito.

Fonte: [31].

2.5.2 Rotação em alta velocidade

Velocidade muito alta da cabeça óptica espalhará a imagem na matriz do detector e pode tornar as estrelas invisíveis. Com isso, a detecção de suas posições se torna impossível. O sensor pode não reconhecer ou mesmo não seguir as estrelas no modo de rastreamento conforme Figura 18.



Figura 18 - Imagem do movimento estelar obtida com alto tempo de exposição do detector à luz. Efeito equivalente ocorre nas imagens do sensor estelar se a velocidade angular do satélite for muito elevada.

Fonte: [32].

2.5.3 Ambiente radiativo

Por fim, para exposições do sensor a densidades excessivas de radiação espacial (prótons principalmente), o número de falsas estrelas pode se tornar proibitivo para a operação adequada do equipamento. Esse fenômeno varia em função do tipo de órbita (baixa, média,

geoestacionária, pontos de Lagrange). Pode ocorrer durante eventos Solares específicos (atividade intensa em torno de 2001, por exemplo). E, particularmente, em órbita baixa mostra-se acentuado durante a passagem da câmera pela Anomalia do Atlântico Sul (AAS), região sobre a América Latina (Brasil – Sta. Catarina), com extensão atualmente até a África, que contém uma anomalia no campo magnético da Terra, proteção natural contra partículas de alta energia. Alguns métodos permitem o funcionamento do sensor para uma densidade mais elevada de prótons, ao custo de maior carga de processamento. Um exemplo de imagem deste fenômeno, conforme Figura 19.

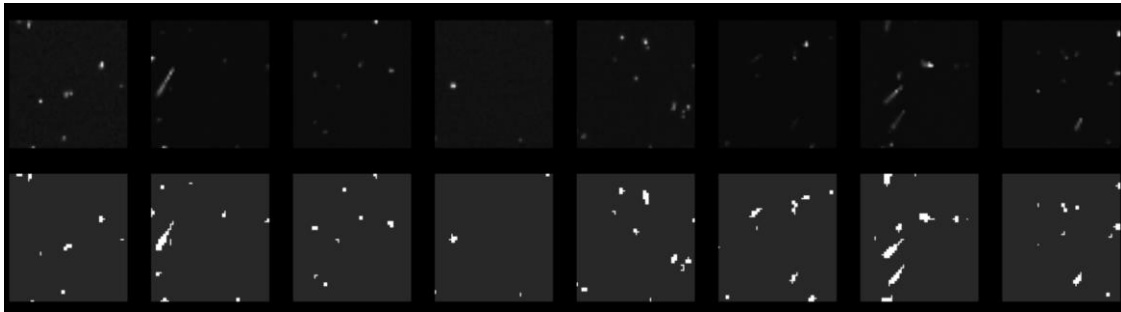


Figura 19 - Linha superior: série de imagens de voo do satélite CoRoT atingidas por partículas de alta energia (tipicamente acima de $300 p^+ / cm^2 / seg$) durante passagem na AAS. Linha inferior: impactos detectados nestas imagens.

Fonte: [17].

2.6 SIMULADOR DE FORMAÇÃO DE IMAGENS

O **Simulador de Formação de Imagens (IFS)** é um aplicativo desenvolvido no **MATLAB** com o toolbox **APPDESIGN** no contexto do projeto. Tem como objetivo simular todo o processo de aquisição de imagens do sensor estelar, desde as cenas observadas no FoV, passando pelo sistema óptico, conversão de fótons em elétrons pelo detector, digitalização e armazenamento de imagens digitais.

Ele tem como objetivo simular um ambiente espacial com os variados fenômenos que acontecem durante a missão de um satélite e que prejudicam o desempenho do rastreador de estrelas, como exemplo, a atividade estelar, fundo do céu e variação da posição das estrelas devido às não linearidades do detector.

Assim, o IFS é um **Software Ground Support Equipment (SGSE)**, essencial para o desenvolvimento do software de voo do sensor estelar. A Figura 20 ilustra os blocos necessários para criar uma versão inicial do IFS. O presente trabalho implementou todos os blocos da Figura 20 com base em trabalhos anteriores de nossa equipe (GENNARO et al. 2016 - [17] e BURGER et al 2018 - [42]) e o desenvolvimento da variabilidade estelar descrito no capítulo 4.

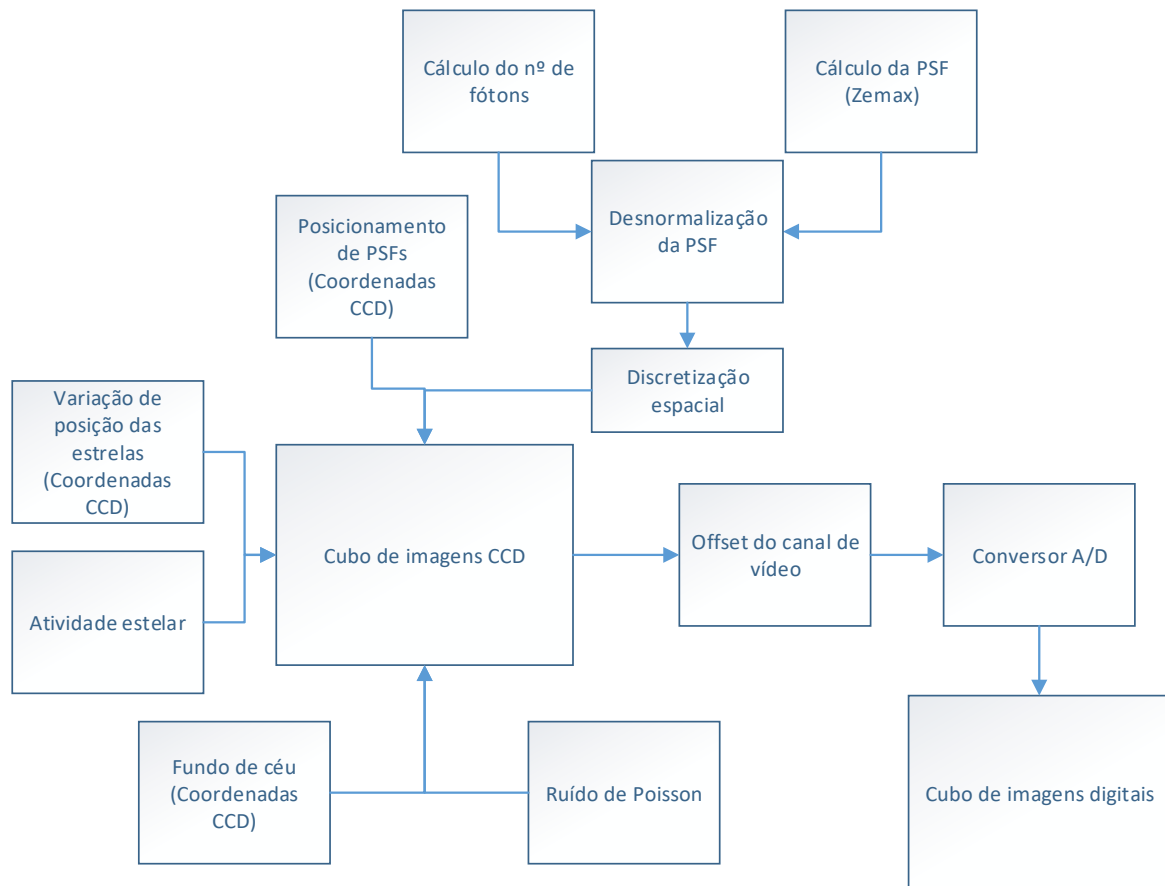


Figura 20 - Partes contituíntes do simulador de formação de imagens.

Fonte: Autor.

O próximo capítulo detalha os blocos da Figura 20.

3 SIMULADOR DE FORMAÇÃO DE IMAGENS

3.1 CÁLCULO DO NÚMERO DE FÓTONS

O cálculo de número de fótons consiste em fornecer uma estimativa do número de fótons (ou elétrons) coletados pelo detector a partir dos parâmetros astrofísicos gerais de uma estrela (magnitude aparente e temperatura efetiva). O algoritmo de cálculo, empregado neste simulador de formação de imagens, foi desenvolvido por GENNARO, 2016 [17]. A equação utilizada para obter esse número de fótons e sendo a equação principal que caracteriza o campo de radiação estelar é dada pela lei de *Stephan-Boltzman*, onde podemos obter a luminosidade de uma estrela baseada em seu raio e sua temperatura efetiva.

$$f_{\text{ótons}}(\lambda) = A_0 t_i f(m_v, f_\lambda, T_{ef}, d) \int_{\lambda_1}^{\lambda_2} f_\lambda(\lambda) \tau_a(\lambda) QE(\lambda) \frac{\lambda}{hc} d\lambda \quad (1)$$

onde:

- $QE(\lambda)$ é a eficiência quântica (*adimensional*), $\tau_a(\lambda)$ é o coeficiente de transmissão ótica (*adimensional*),
- A_0 é a área da pupila (cm^2), $\frac{\lambda}{hc}$ é o inverso da energia do fóton (*erg*),
- t_i é o tempo de integração (tempo de aquisição da imagem em segundos – “s”),
- λ_1 e λ_2 são os limites inferior e superior em comprimento de onda da resposta espectral do sensor (*nm*),
- $f(m_v, f_\lambda, T_{ef}, d)$, é uma equação em função da magnitude, fluxo, temperatura efetiva e da distância da estrela.

3.2 CÁLCULO DA PSF

A passagem de luz por um sistema óptico provoca sua dispersão sobre o detector. Esta dispersão pode ser representada por uma PSF normalizada e discretizada, que é rebatizada como mancha imagem. No nosso caso, a função gaussiana pode ser utilizada como primeira aproximação:

$$f_{psf}(x, y) = \iint_{-x_\infty, -y_\infty}^{x_\infty, y_\infty} \frac{1}{2\pi\sigma^2} e^{-\frac{1}{2}\left(\frac{(x-\mu_x)^2 + (y-\mu_y)^2}{2\sigma^2}\right)} dx dy \quad (2)$$

onde:

- f_{psf} é a função gaussiana resolvida nos pontos x e y em coordenadas de pixels,
- y e x são as variáveis aleatória em coordenadas da estrela,
- μ_x e μ_y são as medias da variável aleatória medida,
- σ é o desvio padrão que simboliza o nível de desfocalização da mancha imagem da estrela no detector após a passagem da luz pelo sistema óptico.

Vale ressaltar que o simulador futuramente utilizará PSFs provenientes do software ZEMAX, o qual tem como objetivo modelar uma PSF de um sistema óptico real.

3.3 DESNORMALIZAÇÃO DA PSF

Esta etapa realiza a multiplicação do número de fótons pela PSF, resultando em uma PSF com amplitude baseada na estrela observada Figura 21.

$$PSF_{star} = N_{elétrons} \cdot f_{psf} \quad (3)$$

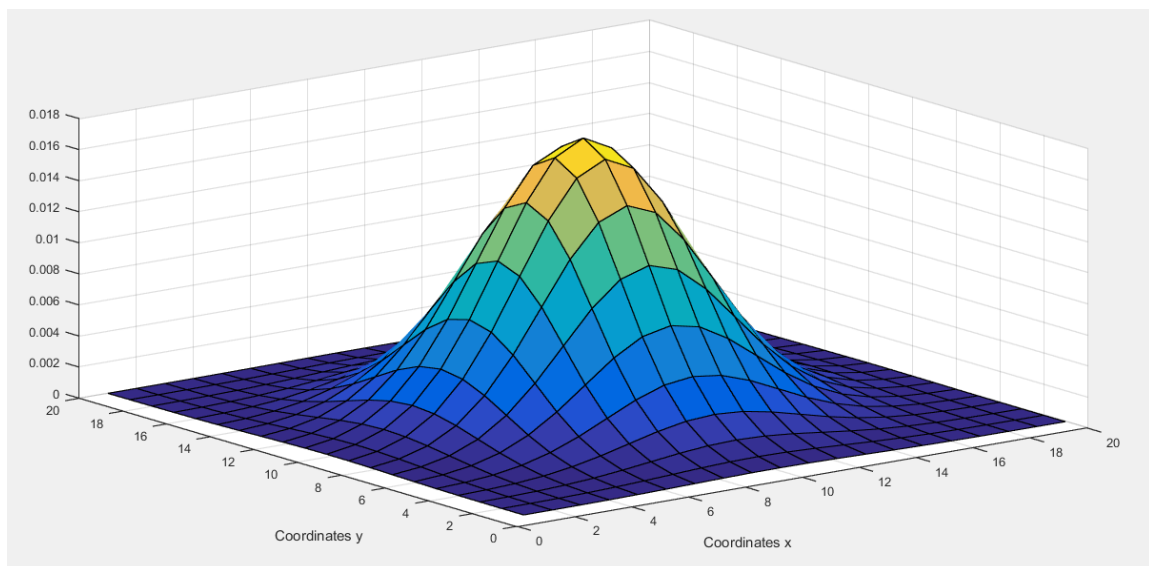


Figura 21 - PSF normalizada com o número de fótons (cores apenas para destacar e sem significado).

Fonte: [42].

3.4 DISCRETIZAÇÃO ESPACIAL

Aqui a PSF desnormalizada é discretizada com base na resolução espacial do sensor estelar, ou seja, a quantidade e as dimensões dos pixels do detector (Figura 22). Para isso, a seguinte equação é utilizada:

$$f_{psf}(x, y) = \frac{1}{2\pi\sigma^2} e^{-\frac{1}{2}\left(\frac{(x-x_0)^2+(y-y_0)^2}{2\sigma^2}\right)} \quad (4)$$

onde:

- f_{psf} é a função gaussiana resolvida nos pontos x e y em coordenadas de pixels,
- $(x-\mu_x)$ e $(y-\mu_x)$ são as coordenadas do centro da estrela e,
- σ é o desvio padrão.

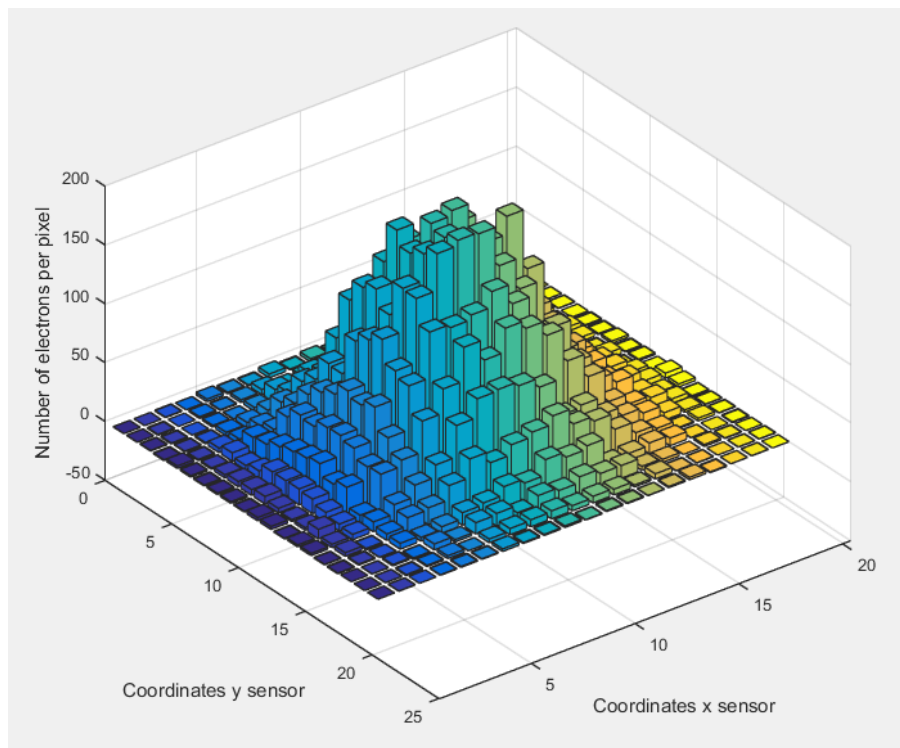


Figura 22 - PSF discretizada com base na resolução do detector (cores apenas para destacar e sem significado).

Fonte: [42].

3.5 POSICIONAMENTO DE PSFS

A partir do catálogo estelar, a posição da estrela na esfera celeste é projetada sobre o detector e a PSF discretizada e desnormalizada é ali posicionada (Figura 23).

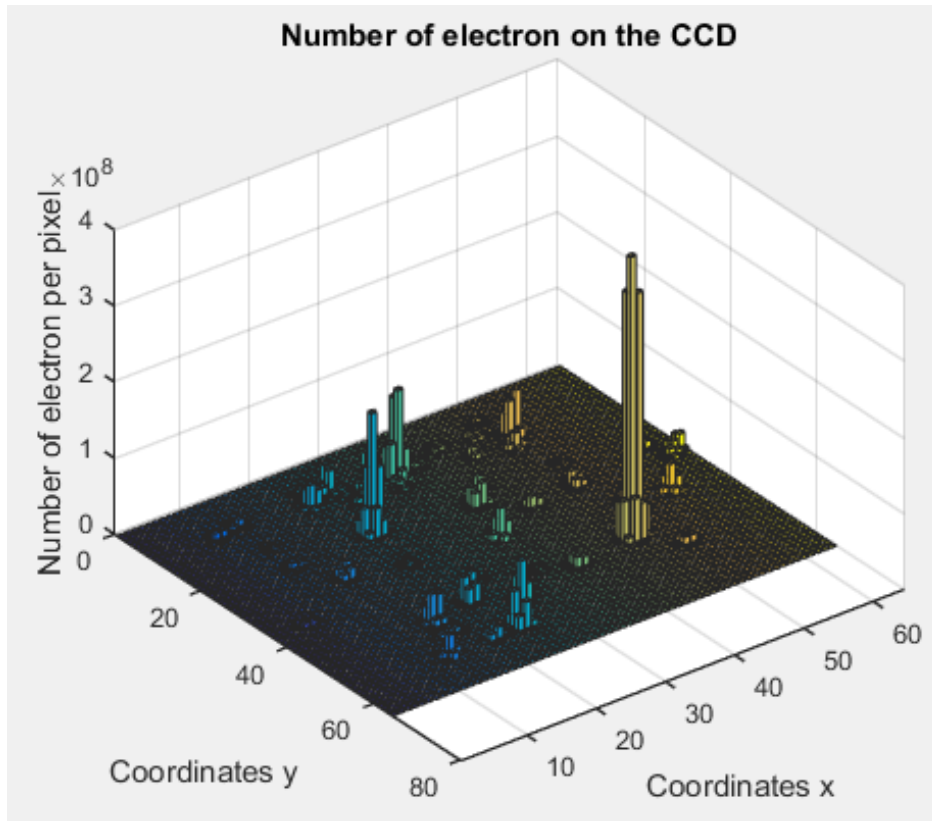


Figura 23 - PSFs discretizadas e desnormalizadas sobre o detector (cores apenas para destacar e sem significado).

Fonte: [42].

Para se realizar a projeção das estrelas sobre o detector, parte-se de suas posições em coordenadas equatoriais (ascensão reta e declinação) disponíveis no catálogo estelar. Em seguida, de forma simplificada, transforma-se tais coordenadas em coordenadas do bloco focal óptico, para então convertê-las em coordenadas do detector. Para isso, construiu-se uma matriz de transformação homogênea, composta pela soma da matriz de rotação com a matriz de translação do sistema de coordenadas, tem-se:

$$\text{matriz de rotação} \Rightarrow {}^A_B R = \begin{bmatrix} \cos(\text{roll}) & -\sin(\text{roll}) & 0 \\ \sin(\text{roll}) & \cos(\text{roll}) & 0 \\ 0 & 0 & 1 \end{bmatrix} \quad (5)$$

$$\text{matriz de translação} \Rightarrow {}^A O_B = \begin{bmatrix} RA \\ DE \\ 0 \end{bmatrix} \quad (6)$$

sendo *roll* a inclinação do detector em relação às coordenadas equatoriais horizontais, *RA* a ascensão reta da linha de visada e *DE* a declinação da linha de visada do satélite. Resultando na matriz de transformação homogênea:

$${}^A_B T = \begin{bmatrix} {}^A_B R & {}^A O_B \\ 0 & 1 \end{bmatrix} \rightarrow {}^A_B T = \begin{bmatrix} \cos(\text{roll}) & -\sin(\text{roll}) & 0 & RA \\ \sin(\text{roll}) & \cos(\text{roll}) & 0 & DE \\ 0 & 0 & 1 & 0 \\ 0 & 0 & 0 & 1 \end{bmatrix} \quad (7)$$

Conhecida a relação de transformação entre sistemas de coordenadas é resolvido o seguinte sistema linear, obtendo o valor da posição em coordenadas equatoriais para cada estrela da seguinte forma:

$$\text{coord. equatoriais} = {}^A_B T \cdot \text{coord. estrelas} \quad (8)$$

No entanto, para a obtenção das coordenadas do bloco focal, foi feito o seguinte cálculo:

$$\text{coord. bloco focal} = \frac{\text{coord. equatoriais} \cdot \text{size_sensor} \cdot \text{size_pixel}}{FoV} \quad (9)$$

onde *size_sensor* o tamanho do detector (*pixels*), *size_pixel* o tamanho de cada pixel (*m*) e *FoV* o campo de visão do sensor (*graus*).

E, finalmente, obteve-se a posição das estrelas em coordenadas do detector:

$$\text{coord. detector} = \left(\frac{\text{coord. bloco focal}}{\text{size pixel}} \right) + \left(\frac{\text{size sensor}}{2} \right) + 1 \quad (10)$$

3.6 VARIAÇÃO DE POSIÇÃO DAS ESTRELAS

A partir do conhecimento do erro dinâmico de atitude do satélite, este é projetado no detector, gerando movimento espacial das estrelas. No processo de formação de imagens em um instrumento ótico, as variações/perturbações, de posição angular, prejudicam a qualidade da imagem, resultando em uma imagem borrada (vide Figura 18).

Para compensar os ruídos fotométricos introduzido pela plataforma do satélite e que não foram absorvidos, dos quais são o erro de posição desejada (jitter - erro residual de apontamento predominantemente aleatório) e o erro de posição para uma trajetória do satélite. Se faz necessário determinar a posição das estrelas sobre o detector com base na posição das estrelas na esfera celeste. A partir da posição das estrelas observadas e LoS medida, as coordenadas de ascensão reta e declinação de ambas medições são utilizadas para projetar a posição da estrela sobre o detector seguindo a seguinte equação:

$$\begin{bmatrix} \xi_0 \\ \zeta_0 \end{bmatrix} = \begin{bmatrix} \frac{\pi}{2} - \text{asin} \left(\sin(\delta_0) \cos \left(\delta_{LoS} - \frac{\pi}{2} \right) - \cos(\delta_0) \sin \left(\delta_{LoS} - \frac{\pi}{2} \right) \sin \left(\alpha_0 - \alpha_{LoS} + \frac{\pi}{2} \right) \right) \\ \text{atan2} \left(\frac{\cos(\delta_0) \sin \left(\delta_{LoS} - \frac{\pi}{2} \right) \sin \left(\alpha_0 - \alpha_{LoS} + \frac{\pi}{2} \right) + \sin(\delta_0) \sin \left(\delta_{LoS} - \frac{\pi}{2} \right)}{\cos(\delta_0) \cos \left(\alpha_0 - \alpha_{LoS} + \frac{\pi}{2} \right)} \right) \end{bmatrix} \quad (11)$$

onde δ_0 e α_0 é a declinação e ascensão reta da estrela observada, δ_{LoS} e α_{LoS} é a declinação e ascensão reta da LoS e o $\begin{bmatrix} \xi_0 \\ \zeta_0 \end{bmatrix}$ são as projeções das estrela sobre o detector em posição angular.

A partir das posições angulares projetadas no detector é possível encontrar as posições das estrelas sobre o detector em coordenadas cartesianas da seguinte forma:

$$\begin{bmatrix} x_0 \\ y_0 \end{bmatrix} = f \left(\frac{Detector_size}{Pixel_size} \right) \begin{bmatrix} \tan(\xi_0) \cos(\zeta_0) \\ \tan(\xi_0) \sin(\zeta_0) \end{bmatrix} \quad (12)$$

onde f é a distância focal (cm), $Detector_size$ é o tamanho do detector ($pixels$), $Pixel_size$ é o tamanho do pixel (μm) e $\begin{bmatrix} x_0 \\ y_0 \end{bmatrix}$ é a posição da estrela em coordenadas cartesianas sobre o detector.

A Figura 24 mostra um exemplo de projeção das estrelas na esfera celeste sobre o detector.

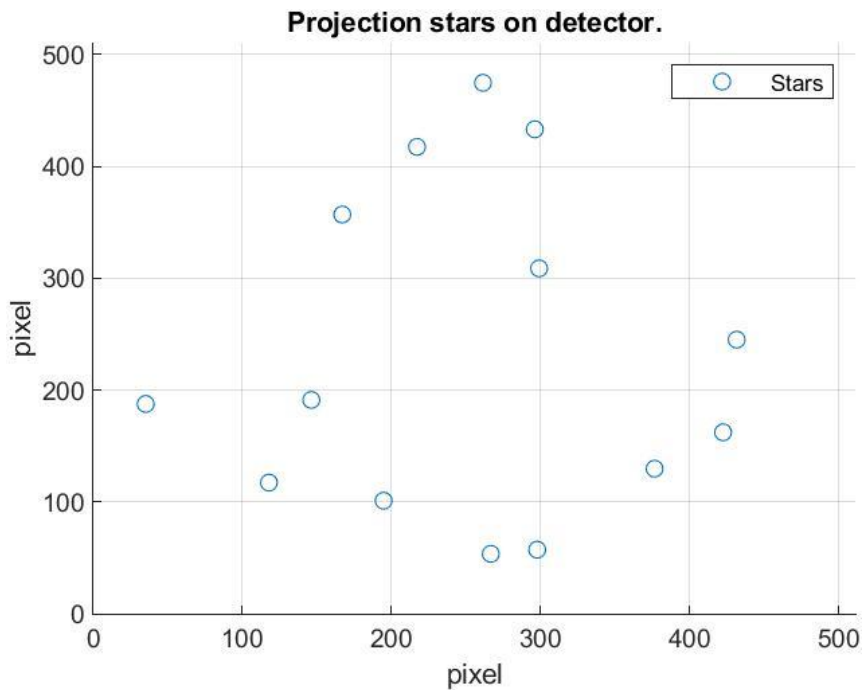


Figura 24 - Projeção das estrelas da esfera celeste no FoV sobre o detector de dimensão 512 pixels.

Fonte: Autor.

Conhecidas as posições das estrelas no detector é possível utilizar o erro dinâmico de posição angular (LoS realizada) para visualizar o quanto é o desvio devido as perturbações não compensadas. Assim, a Figura 25 mostra um exemplo para uma posição estelar e o desvio para uma dinâmica realizada pelo satélite COROT. A partir disto é possível simular o efeito e impacto que, por exemplo, o jitter tem sobre o processo de geração do cubo de imagens no sensor estelar.

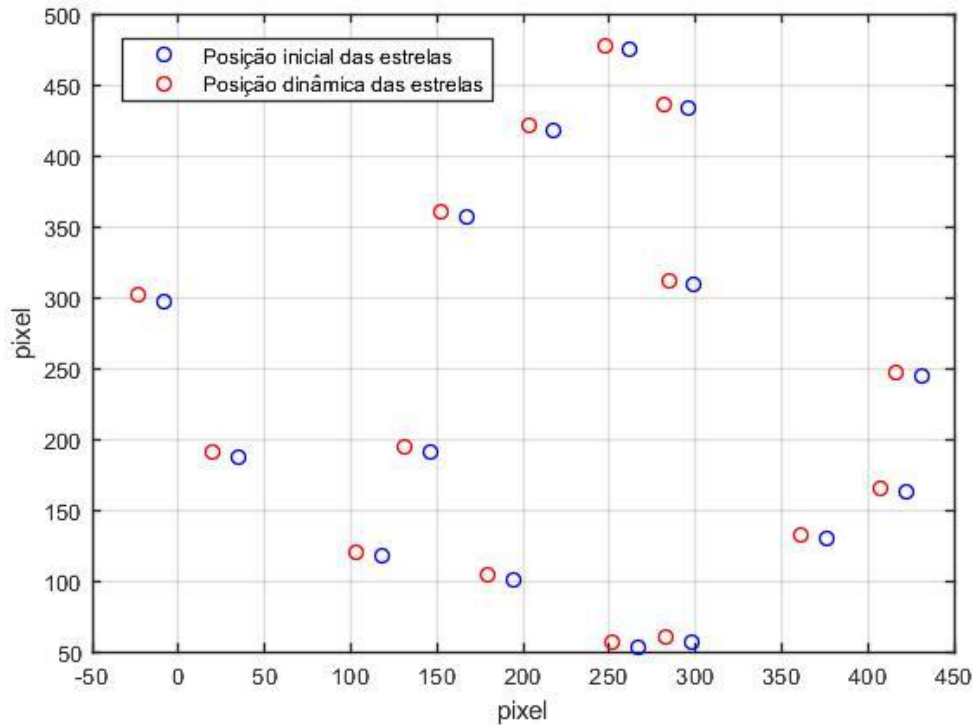


Figura 25 - Variação da posição estelar sobre o detector devido a dinâmica do satélite.

Fonte: Autor.

3.7 ATIVIDADE ESTELAR

Esta etapa consiste nos algoritmos que simulam os fenômenos astrofísicos estelares. Eles são apresentados no capítulo de variabilidade estelar (Cap. 4) e, por isso, não são abordados nessa seção.

3.8 FUNDO DE CÉU

Ao se adquirir uma imagem, a estrela observada vem poluída por diferentes fontes de energia, como por exemplo, a luz zodiacal ou o albedo terrestre. É necessário simular essas fontes de luz poluente, o que será feito neste bloco (Figura 26).

Como primeira aproximação, assumiremos que o fundo de céu será dado apenas por um valor médio em todo o detector. Modelos como o utilizado em MARCHIORI et al, 2019 serão incorporados futuramente no simulador.

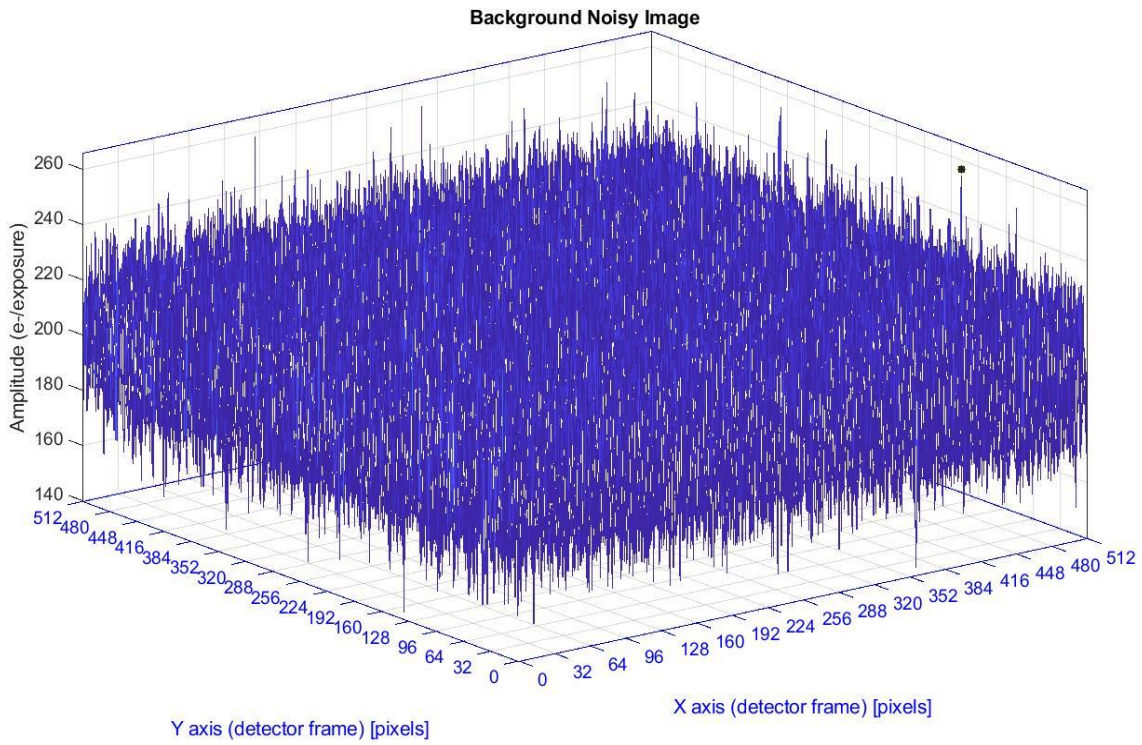


Figura 26 – Imagem de fundo de céu ruidoso.

Fonte: Autor.

Ao analisar a distribuição da luminosidade do céu em cima do detector, pode-se verificar que a intensidade luminosa em função da posição no sensor segue uma distribuição de Poisson.

Tal distribuição é apropriada para aplicações que envolvam a contagem de quantidade de vezes que um evento aleatório ocorre em uma dada quantidade de tempo, distância, área, etc.

Para simular o fundo de céu na interface do simulador é necessário definir um valor médio de elétrons por pixel, o qual é parâmetro de configuração na interface. O mesmo define o valor esperado de uma distribuição, ou seja, a média e variância da função de Poisson, definida pela seguinte equação:

$$f_{poisson}(n(t), \lambda) = \frac{e^{-\lambda t} \lambda t^n}{n!} \quad (13)$$

onde e é base do logaritmo natural ($e = 2.71828 \dots$), $n!$ é o fatorial de n , $\lambda > 0$ é um número real e a função densidade de probabilidade dada por:

$$\lambda = E(X) = Var(X) \quad (14)$$

onde $E(X)$ é a média e $Var(X)$ a variância da distribuição.

3.9 RÚIDO DE POISSON

Ruído inerente à contagem de fótons feita pelo detector. Ele é simulado por uma distribuição de Poisson em cada pixel. Ou seja, nas imagens estelares obtidas, uma parte da luminosidade que é detectada sobre todo o sensor não provém diretamente de estrelas, os alvos principais, mas também de fontes difusas de luz (exemplo, albedo terrestre e/ou luz zodiacal). Assim, na matriz representativa da imagem estelar adiciona-se a distribuição de Poisson com base no valor médio de número de elétrons gerado em cada pixel do sensor, conforme a seguinte equação:

$$Image_{star}(k) = PSF_{star} + f_{poisson}(n(t), \lambda) \quad (15)$$

onde $Image_{star}(k)$ é a imagem resultante, PSF_{star} é a psf discretizada com base na resolução espacial do detector e $f_{poisson}(n(t), \lambda)$ é o fundo de céu com o ruído de Poisson.

De forma qualitativa foi simulado o efeito de um fundo de céu com baixo (Figura 27) e alto (Figura 28) ruído nas imagens estelares obtidas.

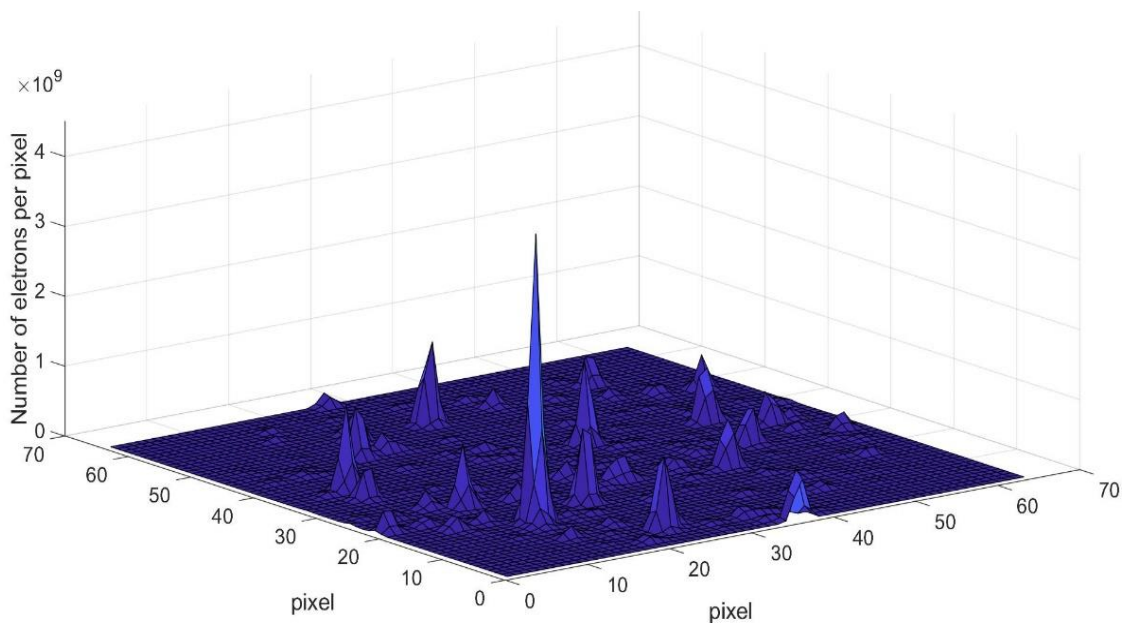


Figura 27 - Imagem com baixo ruído de fundo.

Fonte: Autor.

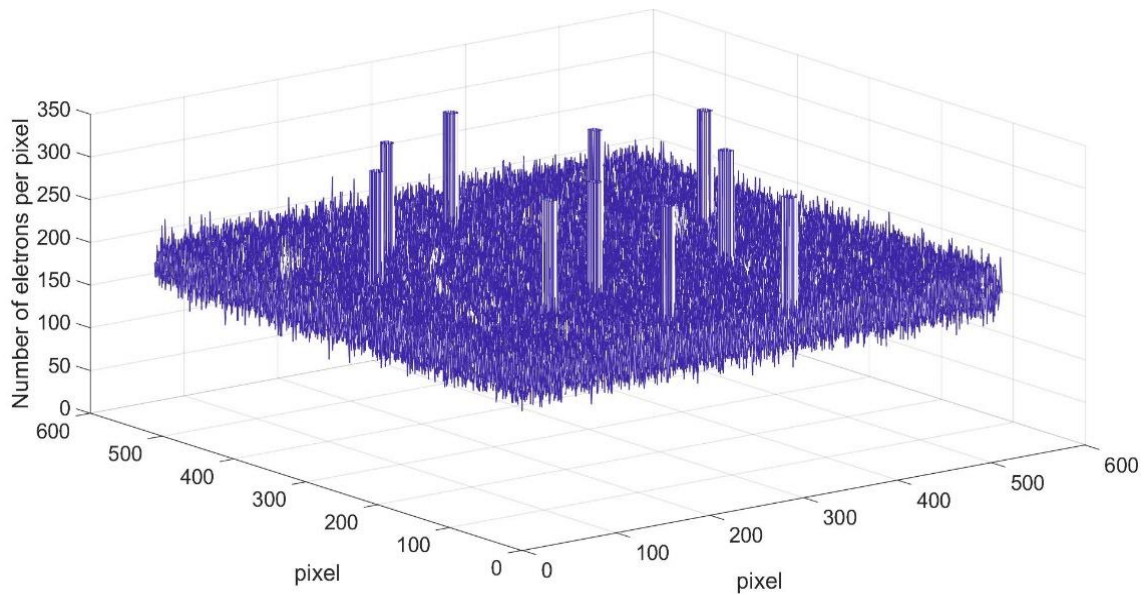


Figura 28 - Imagem com alto ruído de fundo.

Fonte: Autor.

Analisando as Figura 27 e Figura 28, percebe-se que o ruído de alta energia é provocado por alta luminosidade, como por exemplo, a passagem do Sol dentro do FoV do sensor estelar. E no caso de um ruído de baixa energia, as estrelas dentro do FoV sofrem pouca influência, diferente do caso onde o ruído é de alta energia, no qual as estrelas praticamente desaparecem. Entretanto, isto depende também da magnitude da estrela, se a magnitude for igual 7, como o exemplo apresentado na Figura 27, a influência será muito baixa, caso a magnitude suba para 15, a influência será perceptível e prejudicial para a precisão do sensor estelar.

3.10 CUBO DE IMAGENS CCD

Trata-se das imagens resultantes ao longo do tempo de todo o processo até aqui descrito (Figura 29), ou seja, à exceção da leitura das imagens pela eletrônica de proximidade.

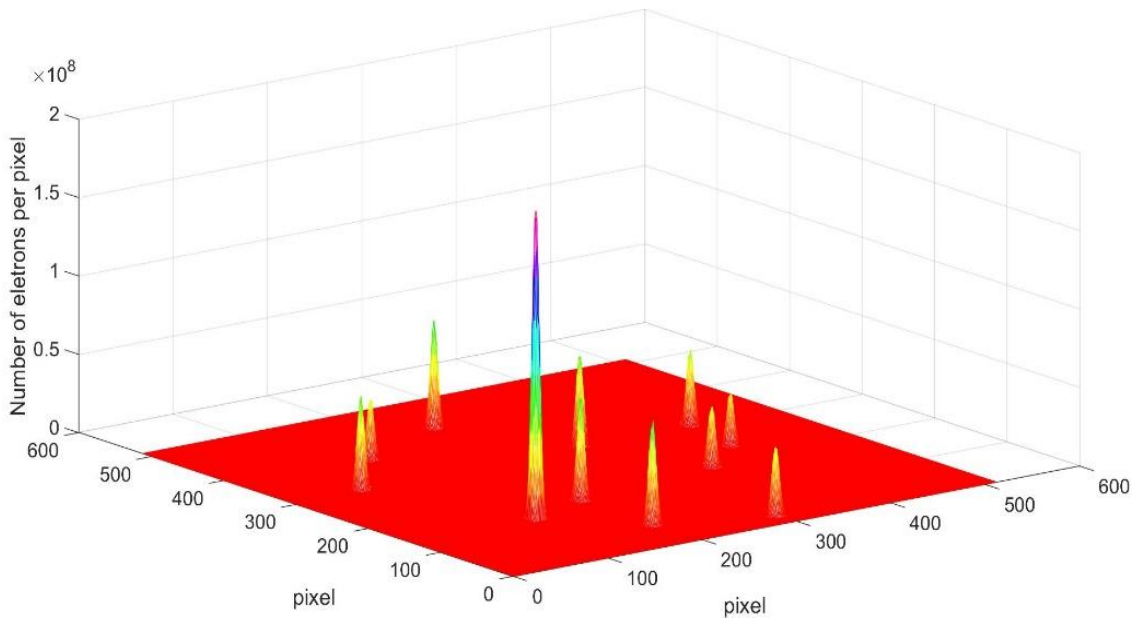


Figura 29 - Imagem de um frame de simulação.

Fonte: Autor.

3.11 GANHO E OFFSET DO CANAL DE VÍDEO COM CONVERSOR A/D

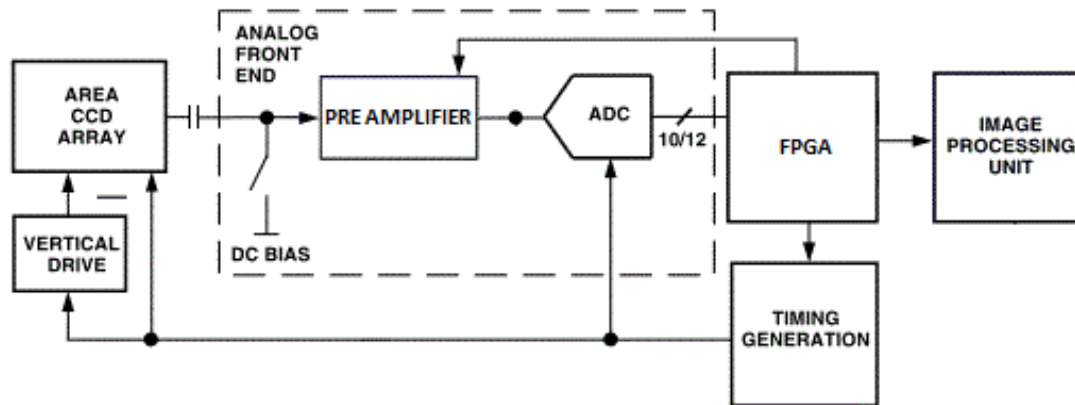


Figura 30 - Diagrama de funcionamento da eletrônica de proximidade.

Fonte: Autor.

A Figura 30 ilustra o processo de geração da imagem pela eletrônica de proximidade do sensor estelar. A partir da matriz de pixel do detector, a qual possui a função de coletar os fótons e convertê-los em elétrons. Dos quais os elétrons gerados no canal de leitura são transformados em valor de tensão pela eletrônica de proximidade, a qual aplica um nível de tensão ("**DC BIAS**"), que soma um sinal muito pequeno mais um nível de tensão ideal ("**BIAS-OFFSET**"). Este valor

tem o intuito de garantir e eliminar valores negativos e ruídos na etapa de processamento, já que não possuem sentido físico.

$$V_{leitura\ imagem} = G_{detector}(T_{detector}) \cdot (\bar{N}_{e-}(i,j) + \bar{N}_{e-offset}) \quad (16)$$

onde:

- $G_{detector}$ é o ganho de conversão de fótons em tensão do detector, dado em $\left[\frac{\mu V}{\text{fotoneletrons}}\right]$;
- $T_{detector}$ é a temperatura do detector em $[K]$
- $\bar{N}_{e-}(i,j)$ é o número médio de elétrons no pixel (i,j) .

O pré-amplificador possui um valor de ganho responsável por traduzir o quanto de fótons-elétrons serão convertidos A/D (Analogico/digital).

$$Im_{volt} = G_{pre-amplifier}(T_{pre-ampli}) \cdot V_{leitura\ imagem} \quad (17)$$

onde:

- $G_{pre-amplifier}$ é o ganho do pré-amplificador do canal de digitalização, dado em $\left[\frac{\mu V}{\mu V}\right]$;
- $T_{detector}$ é a temperatura do detector em $[K]$.

A etapa do conversor A/D é necessária para transformar um sinal analógico em sinal digital, que consiste em transformar os fótons coletados pelo detector em unidades **ADUs** (Analog-to-Digital Unit) que um computador consiga interpretar e processar. Entretanto, a conversão A/D tem um limite de saturação que deve ser respeitado, seguindo o seguinte critério, $Im_V(i,j) > V_{in\ max\ ADC}$, então $Im_V(i,j) = V_{in\ max\ ADC}$, onde $V_{in\ max\ ADC}$ é o limite de conversação de tensão em bits e $Im_V(i,j)$ é o nível de tensão do pixel na posição (i,j) .

Assim, as imagens digitais estocadas na memória de massa do sensor não possuem unidades físicas. Todavia, para processamento e utilização da informação nelas contida, é necessário que as unidades sejam físicas. Deste modo, ADUs são transformados em elétrons no software de voo do sensor.

Tanto no simulador de formação de imagens quanto no software de voo falaremos de ganho de conversão do canal de leitura, amplificação e digitalização das imagens produzidas pelo detector. Todos esses parâmetros são pré-configurados na IHM (Interface Homem Máquina) para simulação.

Este canal possui um ganho global dependente das temperaturas do detector e da eletrônica de proximidade.

A caracterização do ganho é feita nas fases de calibração de início de vida e periódica do sensor.

O ganho é dado pela expressão:

$$G_{digitalization} = Im_{volt} \cdot G_{ADC} \quad (18)$$

onde:

- $G_{digitalization}$ é o ganho global do canal de digitalização, dado em $\left[\frac{ADU}{\text{fotoneletrons}}\right]$;
- G_{ADC} é o ganho do conversor A/D, dado em $\left[\frac{ADU}{\mu V}\right]$;
- Im_{volt} é a imagem em tensão, dado em $[\mu V]$.

Tipicamente, $0.5 < G_{digitalization} < 5$.

Dimensionalmente,

$$\left[\frac{ADU}{\text{fotoneletrons}}\right] = \left[\frac{\mu V}{\text{fotoneletrons}}\right] \cdot \left[\frac{V}{\mu V}\right] \cdot \left[\frac{ADU}{\mu V}\right] \quad (19)$$

Deste modo, para se obter as imagens digitais em elétrons basta se calcular:

$$rawStarWind_l(k)[e-] = \frac{1}{G_{digitalization}} rawStarWind_l(k)[ADU] \quad (20)$$

onde:

- $rawStarWind_l(k)[e-]$ é a imagem bruta em $[e-]$ da estrela alvo l no instante k ;
- $rawStarWind_l(k)[ADU]$ é a imagem bruta em $[ADU]$ da estrela alvo l no instante k .

No entanto, a eletrônica de conversão analógico/digital possui uma dinâmica intrínseca relevante, a qual irá depender do tipo de eletrônica embarcada no sensor estelar. Nesta versão inicial do simulador IFS, a conversão direta e simplificada apresentada acima foi implementada para possibilitar a simulação de um caso simplificado, porém uma conversão dinâmica e de primeira ordem (integração / rampa) será desenvolvida para que o simulador suporte várias dinâmicas da eletrônica de processamento.

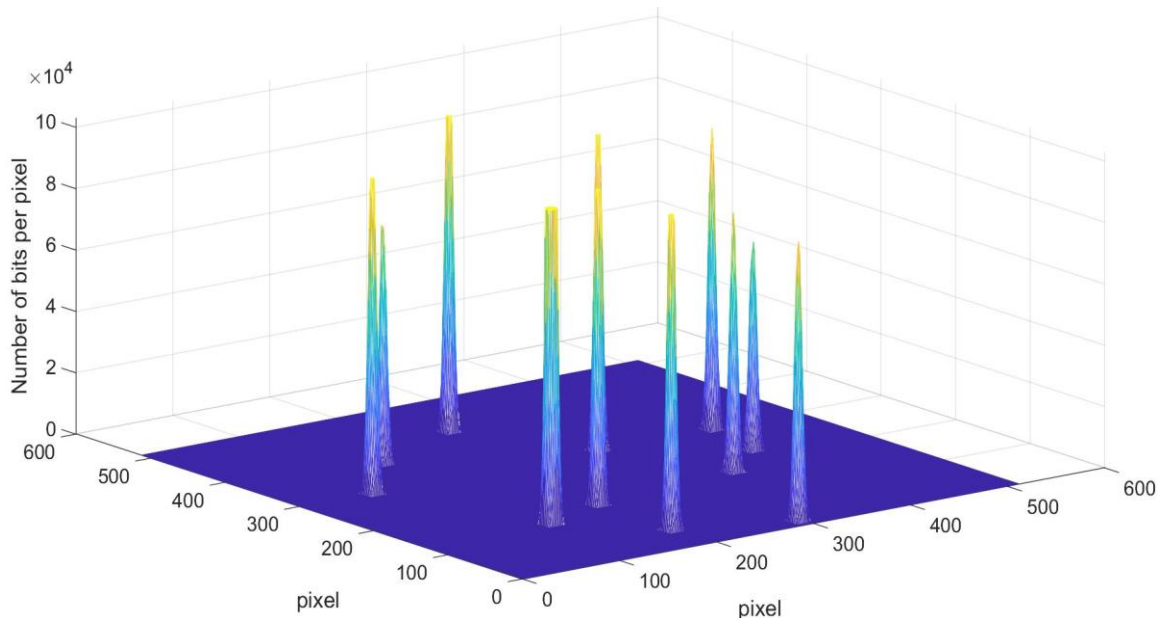


Figura 31 - Imagem de um frame após leitura e digitalização.

Fonte: Autor.

A Figura 31 mostra o fluxo de fótons coletado durante um período de exposição do detector e convertido em ADU. Entretanto, os pixels podem sofrer saturação e causar transbordamento para os vizinhos. Neste caso, utilizou-se um limite de saturação sobre os pixels, seguindo o seguinte critério $Im_{e-}(i, j) > N_{\max e-}$, então $Im_{e-}(i, j) = N_{\max e-}$, onde $N_{\max e-}$ é o número máximo de elétrons e $Im_{e-}(i, j)$ é o número de elétrons no pixel na posição (i, j) .

Assim, as estrelas que superam a saturação são limitadas até este ponto. Como visto na figura acima, a estrela mais brilhante tem seu pico ceifado.

Vale ressaltar que a imagem bruta da estrela está contida numa janela específica, chamada janela de estrela (*StarWind*). De início, portanto, é preciso definir a posição e tamanho da janela de estrela. Esta janela é escolhida levando-se em conta a posição esperada da estrela sobre o detector e a amplitude máxima de variação de apontamento do satélite no intervalo de tempo de aquisição da imagem, de modo a garantir que a estrela alvo esteja sempre dentro da janela. Portanto, este cálculo é refeito a cada nova imagem adquirida.

3.12 CUBO DE IMAGENS DIGITAIS

Aqui é finalizada toda a etapa para formação da imagem digital. É esse cubo que será posteriormente utilizado como dado de entrada no simulador do software de voo (vide Apêndice 2).

4 VARIABILIDADE ESTELAR

Este capítulo tem como objetivo elencar e introduzir os fenômenos astrofísicos de natureza estelar que são de grande importância para o Sensor Estelar.

4.1 INTRODUÇÃO

Desde que o homem iniciou a observar as estrelas, acreditavam que as estrelas não tinham variabilidade em seu brilho. Essa interpretação caiu por terra em novembro de 1572 quando o astrônomo *Tycho Brahe* (1546-1601) observou uma *NOVA*⁴. Desde então, percebeu-se que as estrelas do céu podem variar bastante. Séculos depois, esta descoberta de existência de estrelas variáveis contribuiu para uma grande revolução no meio astronômico, que de fato se deu a partir do século 19, com a invenção da fotografia e da espectroscopia. Com o desenvolvimento e a evolução da astrofotografia e espectroscopia proporcionou-se aos astrônomos um melhor entendimento das estrelas variáveis [11]. Com as linhas espectrais da espectroscopia, pode-se medir características intrínsecas das estrelas como massa, temperatura, composição química, idade, etc. Maiores detalhes em [12].

Com uma outra técnica, a fotometria (contagem de fótons), consegue-se medir a variação de brilho das estrelas. Se acompanharmos ao longo do tempo, perceberemos que a maioria das estrelas mostra mudanças periódicas em seu brilho. Isso acontece em diferentes escalas de tempo e com diferentes amplitudes. Essas medições podem ser representadas graficamente em função do tempo para produzir curvas de luz. Analisando-se estas últimas, pode-se estabelecer padrões de variação ao longo do tempo, e assim, determinar tipos de variabilidade.

As estrelas variáveis podem ser classificadas em dois grupos: variáveis intrínsecas, nas quais ocorrem mudanças físicas na estrela, ou seja, processos internos devido às suas propriedades físicas e químicas; e variáveis extrínsecas, nas quais ocorrem mudanças por causa de fatores externos que influenciam o brilho da estrela.

Nesta dissertação, o foco do estudo de variabilidade estelar se concentra em entender os fenômenos estelares intrínsecos e extrínsecos essenciais ao Sensor Estelar. Para tanto, é preciso primeiro entender por que a variabilidade estelar é relevante, para em seguida determinar quais fenômenos são estatisticamente os mais recorrentes.

⁴ É um sistema binário com duas estrelas. Elas são consideradas estrelas variáveis do tipo cataclísmicas. E são compostas por uma anã branca e uma gigante vermelha que estão em processo de fusão.

A variabilidade estelar tem influência nas curvas de baricentro medidas sobre as estrelas observadas, que por sua vez, geram informações indesejadas de atitude para o SCA, prejudicando assim seu desempenho.

A determinação de atitude do satélite se baseia na medição de baricentro de duas ou mais estrelas. Já a atitude de um corpo é quantificada pela medida da rotação da estrutura do corpo em relação a um referencial inercial. Para realizar a determinação de atitude, existem várias abordagens, sendo **TRIAC** e **QUEST** as duas mais comuns [43] (Warier et al., 2016). No caso de sensores estelares, uma das principais entradas do algoritmo de estimação de atitude são as coordenadas das estrelas observadas no plano do detector. Para se obter essas entradas é necessário determinar os **baricentros** das estrelas observadas. Tais medições são realizadas dentro de pequenas janelas contendo as estrelas guias. Nessas janelas, um algoritmo é usado para determinar com precisão os centroides das estrelas (bar_{x_l}, bar_{y_l}) no detector, através do seguinte cálculo:

$$bar_{x_l}(k) = \frac{\sum_{i=1}^m (\bar{N}_{e-}(i, j) \cdot i)}{\sum_{j=1}^n \sum_{i=1}^m (\bar{N}_{e-}(i, j))}, \quad bar_{y_l}(k) = \frac{\sum_{j=1}^n \bar{N}_{e-}(i, j) \cdot j}{\sum_{j=1}^n \sum_{i=1}^m (\bar{N}_{e-}(i, j))} \quad (21)$$

onde:

- $\bar{N}_{e-}(i, j)$ é o número médio de elétrons no pixel (i, j)
- n e m são as dimensões da janela contendo a estrela l no instante k .

Como exemplo, o satélite CoRoT, cuja câmera científica também era utilizada como sensor estelar quando a malha de controle de atitude opera em modo de observação científica ([45]), mede o baricentro das estrelas observadas no campo dedicado à sismologia estelar e executa o cálculo da linha de visada a partir desses dados.

Dois algoritmos eram utilizados para realizar esses cálculos:

- Um algoritmo mais simples, linear, embarcado no satélite. Ele utilizava apenas 2 estrelas para calcular a LoS e a envia ao SCA;
- Um segundo algoritmo, mais complexo, não-linear, que ficava em solo. Esse já utilizava o limite máximo de 10 estrelas do FoV da câmera para calcular a LoS, recalculando os baricentros das estrelas e utilizá-los nas correções instrumentais solo.

Comparando-se os resultados do cálculo de baricentro realizado em voo diretamente sobre as imagens ao segundo método descrito acima, percebe-se a perda de precisão por ação

da variabilidade estelar. Isto porque, quando há ocorrência de um fenômeno estelar em uma estrela, a variação de brilho na curva de luz impacta diretamente na precisão de medida da curva de baricentro usada para calcular a LoS, gerando uma perturbação para o SCA. Já com a utilização de 10 estrelas, a perda de precisão de medida do baricentro de uma dada estrela é absorvida pela consideração dos baricentros das outras 9 estrelas, levando a uma medida de LoS menos sensível à variabilidade estelar. A forma de medir esse desempenho é por meio de comparação entre os resultados calculados pelos dois algoritmos.

A Figura 32 mostra o exemplo de uma estrela do tipo binária eclipsante sendo observada pelo detector do CoRoT e sua influência na medida de baricentro nos eixos x e y da janela dessa estrela.

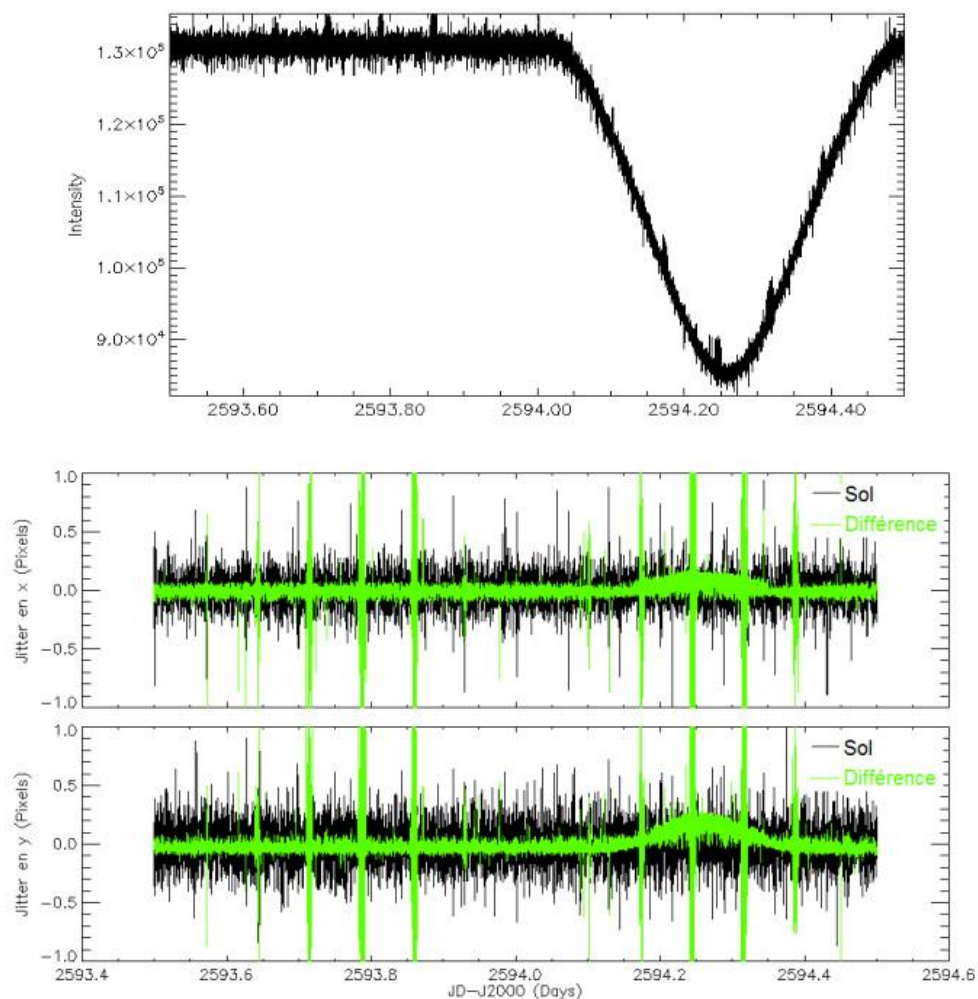


Figura 32 - Influência da variabilidade estelar na medida de baricentro. O eixo y (intensity) é a quantidade de elétrons.

Fonte: [44].

Na figura acima, em preto, encontram-se as estimativas de jitter nos eixos x e y na janela da estrela em questão, obtidas em solo utilizando-se 10 estrelas no cálculo da LoS. Já em verde estão as curvas da diferença entre as medidas diretas de baricentro feitas em voo e as estimativas solo. Vê-se claramente que, durante o eclipse do sistema binário, há um aumento de ruído e viés na medida de jitter em voo.

Variações de luminosidade geram curvas de luz de diferentes tipos, conforme o fenômeno atrelado às estrelas observadas. Dessa forma, justifica-se a importância de simular os diferentes tipos de curvas de luz e usá-las como modelo de perturbação para a determinação da LoS e do SCA.

Passemos agora à determinação da frequência estatística dos diferentes tipos de variabilidade estelar.

4.2 CATÁLOGO ESTELAR

Catálogo estelar é um catálogo astronômico que contém uma lista de estrelas com parâmetros que as identifiquem. Existe uma grande variedade de catálogos estelares que foram produzidos para diferentes propostas ao longo de vários anos. Os catálogos mais modernos estão disponíveis em formato digital em sites governamentais.

Seu uso se justifica, pois ele contém informações detalhadas das estrelas. E seu conteúdo é mantido por comunidades científicas que garantem a validade dos dados.

Assim, para o escopo do simulador, é essencial que o catálogo estelar contenha informações sobre a classificação estelar das estrelas, pois, a partir desse conhecimento prévio sobre a gama de estrelas variáveis, é possível concluir quais fenômenos são importantes para o desenvolvimento da versão inicial do simulador de formação de imagens do sensor estelar.

Neste momento, no decorrer do desenvolvimento desta dissertação e do simulador, o catálogo estelar mais atual e que promete ser o mais completo é o **GAIA DR2**⁵, o qual ainda não contém informações completas sobre a classificação das estrelas já observadas.

⁵ Gaia é um satélite da European Space Agency (ESA) projetado para astrometria: medição de posição e distância das estrelas com uma precisão nunca atingida antes. A missão ajudará a construir o maior e mais preciso catálogo estelar [46].

Entretanto, algumas já foram classificadas com auxílio de outros catálogos já existentes, como é o caso do catálogo **GCVS** (*General Catalog of Variable Stars*)⁶, o qual foi utilizado para classificar os tipos de estrelas RR Lyrae no GAIA.

Futuramente, está previsto para ser lançado o **GAIA DR3**, que possuirá mais tipos estelares classificados, como por exemplo, as estrelas do tipo binárias que na atual versão ainda não estão completamente classificadas.

4.3 BASE DE DADOS

Para que as informações do catálogo estelar sejam úteis para o simulador, é necessário o uso de uma base de dados que consiga armazenar esse catálogo e extrair informações pertinentes a qualquer momento.

Dessa forma, os dados do catálogo GAIA e do GCVS foram baixados e importados para um servidor de banco de dados chamado **MARIADB**. O motivo de sua escolha é que ele é um software livre e possui um ótimo desempenho para armazenar grande quantidade de dados. No entanto, a importação do catálogo para o banco de dados não é imediata, sendo necessário um pré-processamento dos dados. Assim, primeiramente, um algoritmo em MATLAB foi desenvolvido para extrair as informações do catálogo, que está em um arquivo de extensão do tipo **FITS** para um arquivo de extensão do tipo **CSV**, este último sendo uma extensão que o banco de dados é capaz de interpretar. Vale ressaltar que durante a importação houve a necessidade de avaliar o tipo de campo que seria importado, isto porque, dependendo do tipo de campo, podia ocorrer erro de importação. Assim, por exemplo, de forma criteriosa, alguns campos tinham que ser convertidos em formato do tipo texto para que fossem importados corretamente.

4.4 RESULTADOS DE CLASSIFICAÇÃO ESTELAR

A partir dos dados no banco de dados é possível extrair as informações desejadas por meio de comandos **SQL** (*Structured Query Language*) para criar a estatística das estrelas variáveis de interesse nesta dissertação. E, por fim, utilizar as informações das estrelas variáveis para alimentar o simulador e gerar cenários para uma determinada missão.

Com base no catálogo GCVS, temos 52011 estrelas variáveis classificadas conforme listado a seguir:

⁶ O GCVS é a única fonte de referência em todas as estrelas variáveis conhecidas. Seu conteúdo é publicado por pesquisadores de estrelas variáveis em Moscou desde 1946 [47].

- Eruptivas;
- Pulsantes;
- Rotacionais;
- Cataclísmicas (explosivas e “*novalike*”);
- Sistemas binários eclipsantes;
- Variáveis RAIO-X;
- Outras.

No entanto, restringiremos as estrelas com magnitude menor ou igual a 7, e assumiremos essa magnitude como limite de detecção do sensor estelar. Segundo o catálogo GCVS, as estrelas classificadas com esta magnitude totalizam 2564.

A Figura 33 mostra a estatística obtida a partir do banco de dados para os tipos estelares classificados.

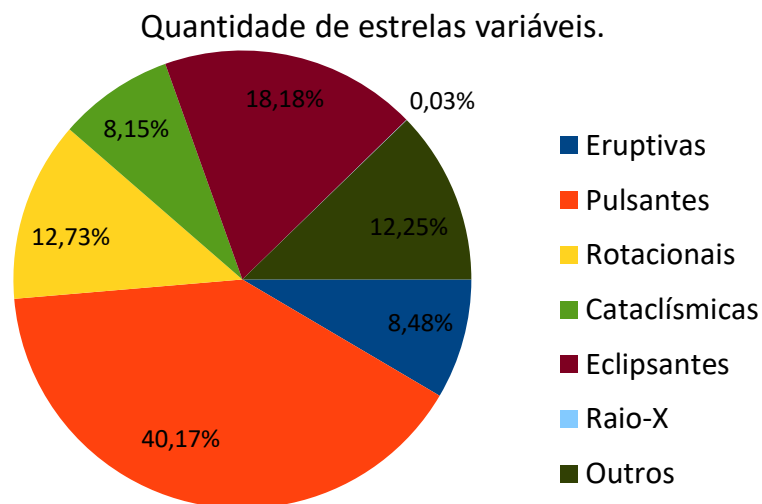


Figura 33 - Estatística das 2564 estrelas variáveis com magnitude menor ou igual a 7.

Fonte: Autor.

Dessa forma, a partir deste levantamento, percebe-se que as variabilidades estelares mais frequentes devidas as estrelas: pulsantes, eclipsantes, rotacionais, eruptivas e cataclísmicas. Logo, são as estrelas que estatisticamente mais prejudicaram o desempenho do SCA. A Figura 34 mostra exemplos dessas variabilidades estelares de interesse e o tipo de curva característica para cada fenômeno estelar.

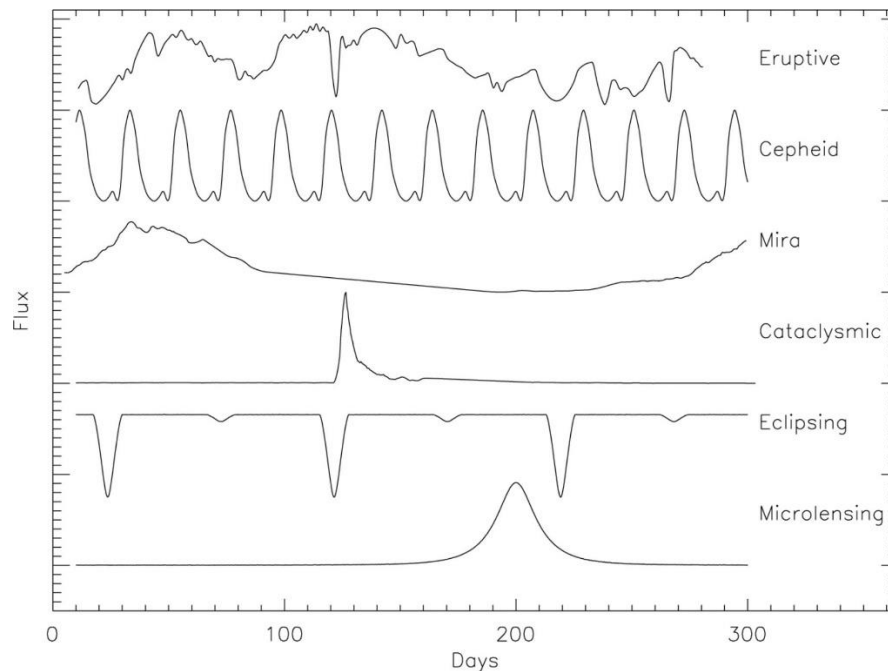


Figura 34 - Tipos de curvas de luz para os respectivos fenômenos de interesse.

Fonte: [41].

As estrelas no espectro de raios x, que representa 0,03%, não entram no escopo do simulador, pois o sensor estelar detecta apenas o espectro da luz visível e infravermelho próximo.

A categoria, “**Outros**”, que representa 12,25%, são estrelas que não possuem classificação e não são conhecidas, portanto, não entram como escopo para a versão inicial do simulador.

A próxima seção deste capítulo irá apresentar uma introdução teórica das categorias de interesse com maiores detalhes.

4.5 VARIABILIDADE ESTELAR

As variações de luminosidade que as estrelas possuem são divididas em dois principais tipos de variabilidade: intrínseca e extrínseca.

E cada tipo de variabilidade possui fenômenos, dos quais cada um deles possui uma curva de luz característica que as diferenciam. Ainda, para as estrelas com mesma variabilidade, elas podem ter variações particulares ocorrendo em amplitude de luminosidade e frequência de oscilação. Mas o formato da curva de luz que caracteriza o fenômeno da estrela variável é mantido.

Portanto, o simulador, deve ser capaz de simular essas variações particulares para cada categoria, além de simular todos os fenômenos estelares de interesse.

A seguir são mostrados os fenômenos estelares e suas possíveis variações pontuais com suas curvas de luz características.

4.5.1 Variabilidade Intrínseca

Esta seção apresenta o caso de variabilidade estelar, devido a fenômenos que ocorrem internamente na estrela. As estrelas variáveis deste tipo estão em constante mudanças em sua estrutura física, ou seja, internamente ocorrem processos devidos às suas propriedades físicas e químicas. Estas mudanças influenciam no comportamento da curva de luz, gerando padrões periódicos e aperiódicos. Pulsações e erupções, por exemplo, são fenômenos estelares intrínsecos. A seguir é apresentada uma relação com detalhes sobre os tipos de variabilidade intrínseca:

- Variáveis pulsantes: ocorrência de mudança no tamanho e/ou forma da estrela;
- Atividade estelar (Manchas estelares e fenômenos correlatos): ocorrência de não homogeneidade de temperatura na superfície da estrela e/ou propriedades físicas, e ainda por movimentação da superfície estelar;
- Variáveis eruptivas: ocorrência de erupções em suas cromosferas e coronas;
- Variáveis cataclísmicas/explosivas: ocorrência de formação de disco de acreção, explosões e colapso de seu núcleo;
- Variáveis raio-X: ocorrência de emissão de raio-X a partir de sistemas binários;

No contexto do Sensor Estelar os fenômenos intrínsecos relevantes são a atividade estelar, os “*Flares*” e as oscilações estelares.

4.5.1.1 Atividade Estelar

O nosso Sol é a estrela mais próxima da Terra e é tida como referência para o entendimento de vários fenômenos estelares.

Todas as estrelas que observamos possuem um ciclo de vida que as caracterizam devido a sua massa e idade. E possuem propriedades físicas similares às outras estrelas em outras galáxias.

Atividade estelar é um fenômeno astrofísico que está relacionado a diferentes tipos de variações tanto em forma e escala de tempo. Os fenômenos mais comuns são ejeção de massa coronal, “*Flares*” e manchas solares, que ocorrem em escalas de tempo de horas e dias. Enquanto, ciclos de campos magnéticos estelares são esperados sob uma escala de tempo de décadas, como exemplo, o Sol que possui um ciclo de 11 anos.

4.5.1.1.1 Manchas Solares

A atividade estelar é um fenômeno comum em todas as estrelas do tipo solar e faz com que apareçam manchas escuras, que no caso do nosso Sol são chamadas de manchas solares. A sua existência se deve ao fato de que o campo magnético inibe o processo de convecção. Assim, o transporte de energia nas manchas é bem menor, e, conseqüentemente, elas são significativamente mais frias, emitindo bem menos radiação que o restante da superfície estelar. Devido ao contraste com a superfície mais brilhante é que as manchas parecem escuras. Elas surgem e praticamente desaparecem por completo em períodos regulares de cerca de 11 anos, no caso do Sol. O período não é estritamente periódico: o período do ciclo varia entre 10 e 12 anos e a quantidade de manchas varia entre 50 e 200 [11].

Na Figura 35 é possível ver uma fotografia do Sol durante seu período máximo de atividade, com machas Solares, que ocorrem frequentemente em grupos. É possível notar na figura a presença de duas partes: a umbra, ou centro escuro da mancha, que tem temperatura em torno de 4500K, envolvida pela penumbra, com temperatura em torno de 5500K.

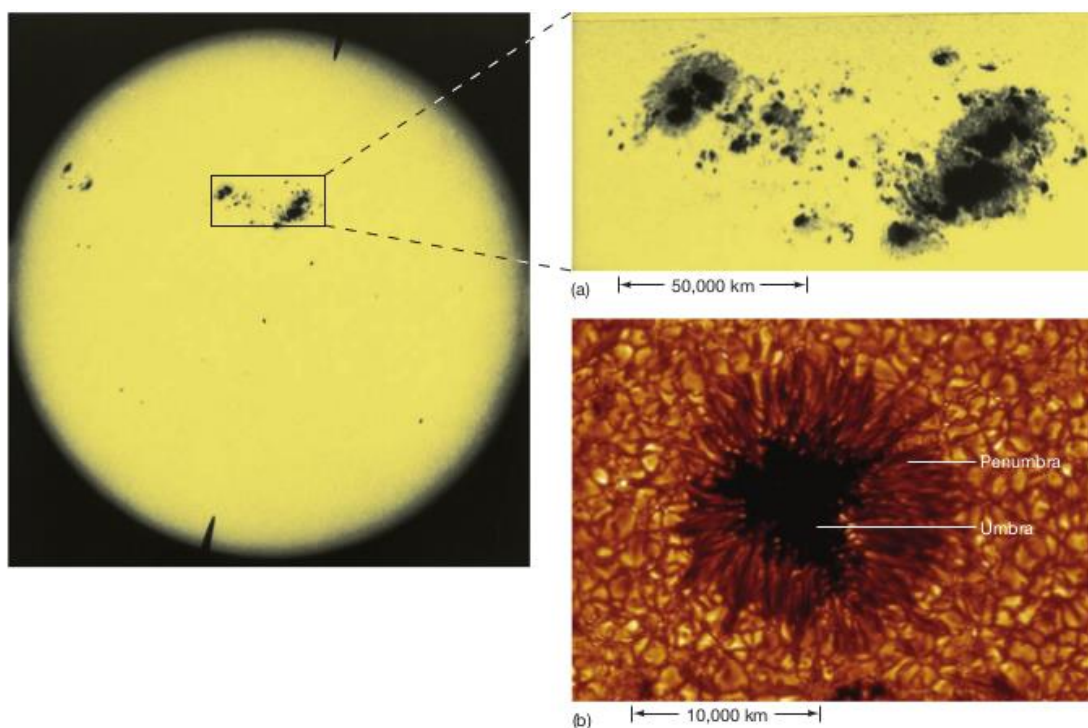


Figura 35 - Manchas Solares - (a) Aglomerado de machas Solares na superfície do Sol. (b) Imagem de resolução maior das machas com a umbra e penumbra.

Fonte: [11].

Essas manchas, sob intenso campo magnético, ejetam massa (gás em forma de plasma) para a cromosfera, camada acima da fotosfera. Essa massa retorna para a superfície seguindo as linhas de campo magnético, como ilustrado na Figura 36.

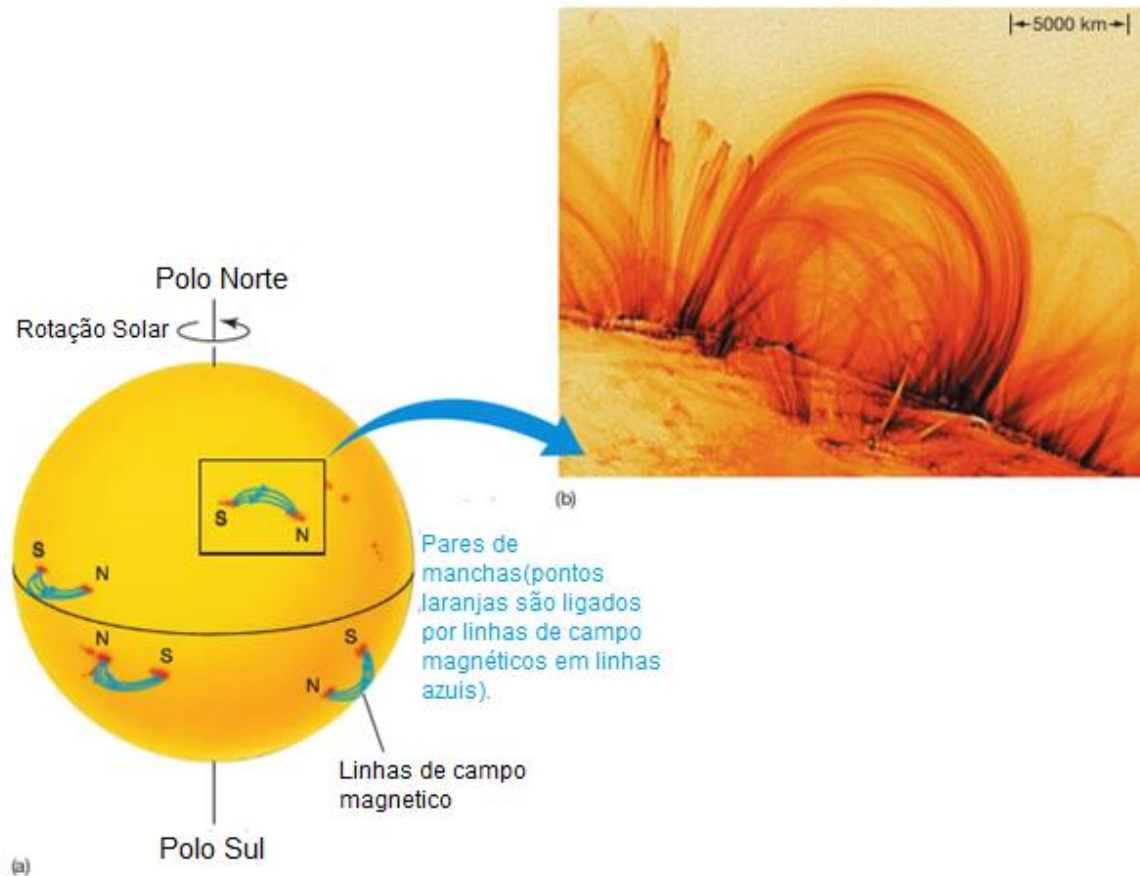


Figura 36 - Campo magnético Solar. (a) Linhas de campo magnético que emergem da superfície de uma mancha Solar e reentram em outra mancha Solar. (b) Imagem ultravioleta das linhas de campo magnético Solar entre dois grupos de manchas Solares.

Fonte: [11].

O Sol é composto por gás ionizado (plasma), em cujo centro se encontra em reações nucleares dos elementos mais leves (hidrogênio). E sua superfície tem aparência de um líquido em ebulição, cheio de bolhas, ou grânulos. Além disso, ele possui rotação diferencial, sendo que o equador gira mais rápido que os polos, de modo que as linhas de campo magnético começam a distorcer para o sentido leste, em direção ao equador, passando a ser praticamente paralelas à linha equatorial Solar. Esta diferença de rotação entre o equador e os polos têm relação com o ciclo de atividade Solar e ocorre um afloramento das linhas de campo magnético, que leva o nome de rotação diferencial. A combinação da rotação diferencial e da convecção afeta radicalmente o

comportamento do campo magnético do Sol, que, por sua vez, desempenha um papel importante na determinação do número e localização de manchas Solares.

Como ilustrado na

Figura 37, a rotação diferencial do Sol distorce o campo magnético Solar ao redor do equador Solar “envolvendo-o” e, no final deslocando qualquer campo magnético originalmente Norte-Sul para a direção Leste-Oeste. Ao mesmo tempo, faz com que o gás de convecção magnetizado suba em direção à superfície, no qual forma turbilhões e entrelaçamentos de gás seguindo o padrão do campo magnético. Em alguns locais, as linhas de campo tornam-se dobradas como uma mangueira de jardim, fazendo com que assim, a força de campo aumente. Ocasionalmente, o campo torna-se tão forte que supera a gravidade do Sol, e um "tubo" de linhas de campo irrompe da superfície e circula a baixa atmosfera, formando um par de manchas Solares. A orientação geral Leste-Oeste do campo Solar subjacente influencia as polaridades observadas, resultando em pares de manchas Solares em cada hemisfério.

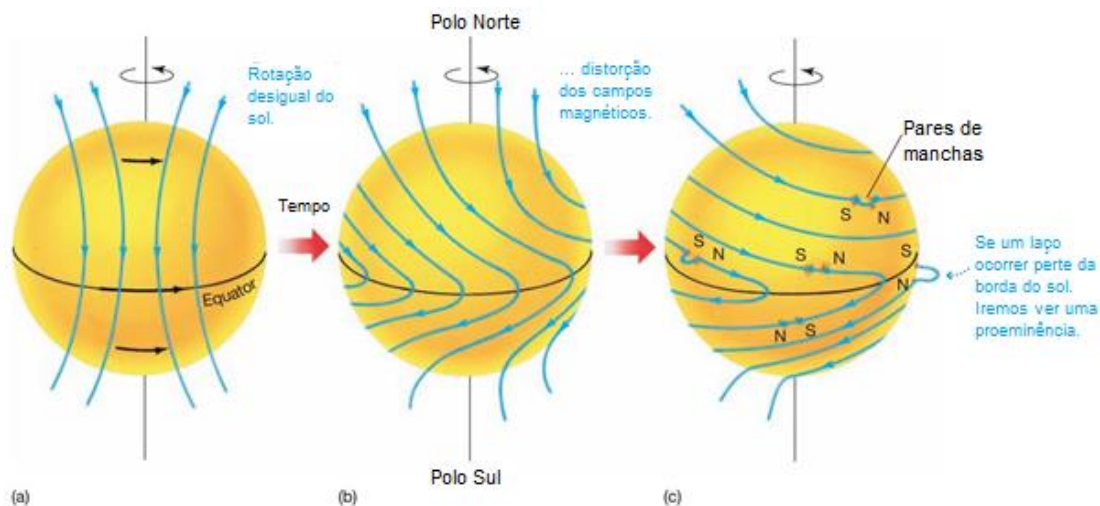


Figura 37 - Rotação Solar: (a) e (b) Rotação diferencial do Sol e distorção do campo magnético Solar. (c) Ocasionalmente, as linhas de campo explodem para superfície formando as manchas Solares.

Fonte: [11].

As manchas Solares não são estáveis. A maioria altera o seu tamanho e forma, e ainda todas vêm e vão. A

Figura 38 mostra uma sequência no tempo no qual os números de manchas variaram – algumas surgem – algumas se dissipam – num período de vários dias. Manchas individuais podem durar de 1 a 100 dias; um grande grupo, tipicamente dura 50 dias. Não só as manchas Solares vêm e vão com o tempo, mas seus números e distribuição em toda a superfície do Sol também

muda com bastante regularidade. Séculos de observações estabeleceram um claro ciclo de manchas Solares.

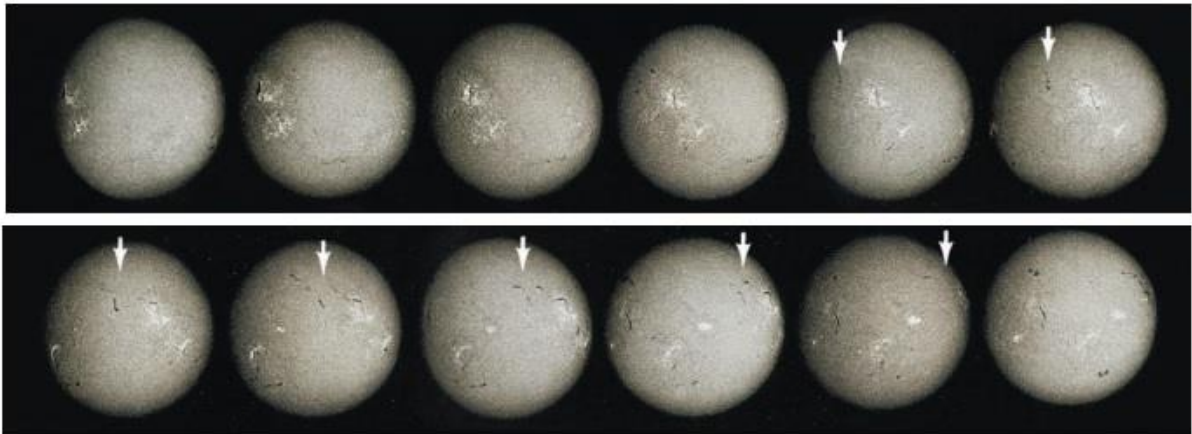


Figura 38 - Rotação das Manchas: percorrendo da esquerda para direita e de cima para baixo é possível ver a evolução das manchas Solares em um período de 12 dias.

Fonte: [11].

A Figura 39 mostra o número de manchas Solares observadas a cada ano durante o século 20. O número médio de manchas Solares atinge um máximo a cada 11 anos ou mais e, em seguida, cai praticamente para zero antes de o ciclo começar novamente.

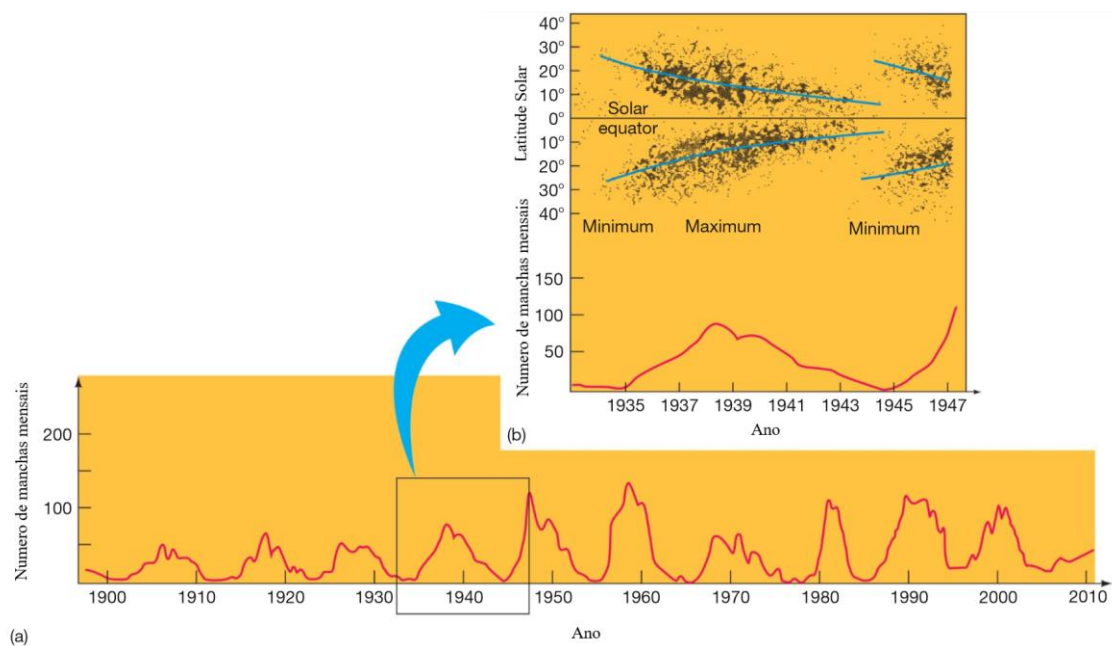


Figura 39 - Ciclo Solar: (a) número mensais de manchas Solares durante século 20. (b) Aglomerado de manchas Solares por latitude quando a atividade Solar é mínima/máxima.

Fonte: [11].

A fotosfera com um par ou grupo de manchas Solares pode ser um lugar violento, às vezes em erupção explosiva, expelindo grandes quantidades de partículas energéticas para a coroa. Os locais destes eventos energéticos são conhecidos como regiões ativas. A maioria dos grupos de manchas Solares têm regiões ativas a eles associadas. Como todos os outros aspectos da atividade Solar, estes fenômenos tendem a seguir o ciclo Solar e são mais frequentes e violentos em torno do tempo de máxima atividade Solar.

A curva de luz e o diagrama de fase que caracteriza a presença de “**Manchas Solares**” é ilustrada na Figura 40.

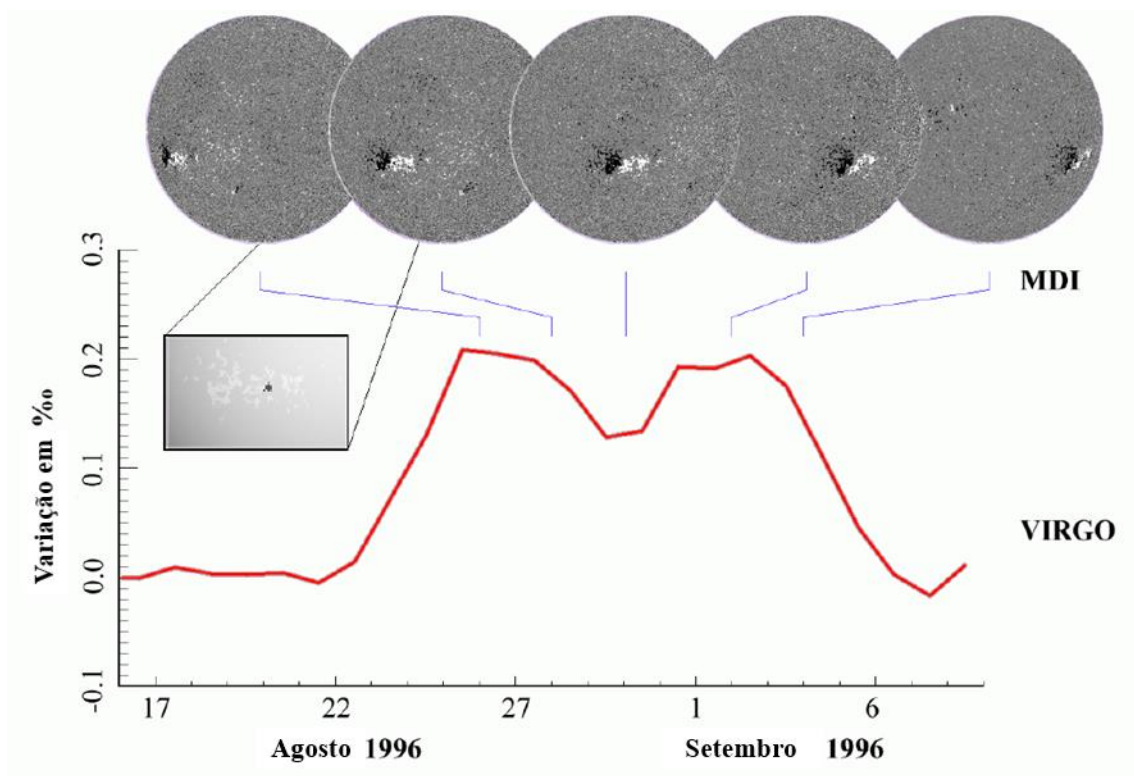
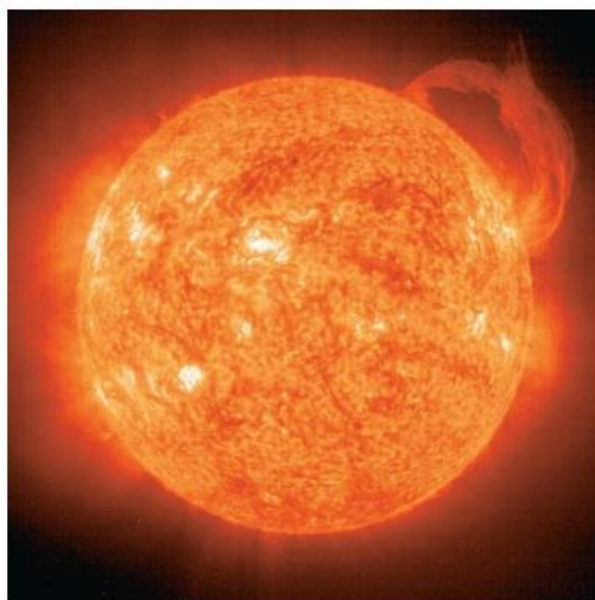


Figura 40 – Curva de luz de manchas solares do Sol.

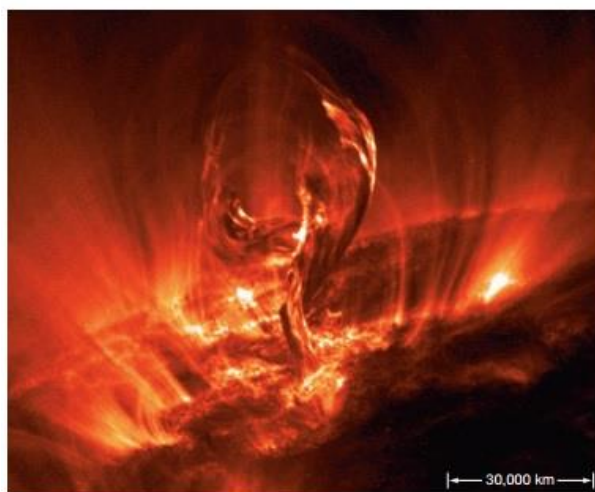
Fonte: [33]

4.5.1.1.2 Erupções (Proeminências)

A Figura 41 mostra duas grandes proeminências Solares – turbilhões ou laços de gás (“plasma”) brilhantes são ejetados de regiões ativas sobre a superfície Solar, movendo-se através das partes internas da coroa sob a influência do campo magnético do Sol. Esses turbilhões surgem onde existe instabilidade magnética e um forte campo magnético em regiões onde se encontra grupos de manchas Solares. Esse movimento de plasma transporta de uma região para outra, uma grande quantidade de massa e energia da superfície solar, percorrendo milhões de quilômetros de uma ponta a outra.



(a)



(b)

Figura 41 - Proeminência Solar: (a) Imagem em ultravioleta obtida por um detector a bordo do satélite SOHO em 2002. (b) Filamento de gás quente medindo mais de 100.000 km em comprimento e a região brilhante com temperatura de 1 milhão de Kelvins.

Fonte: [11].

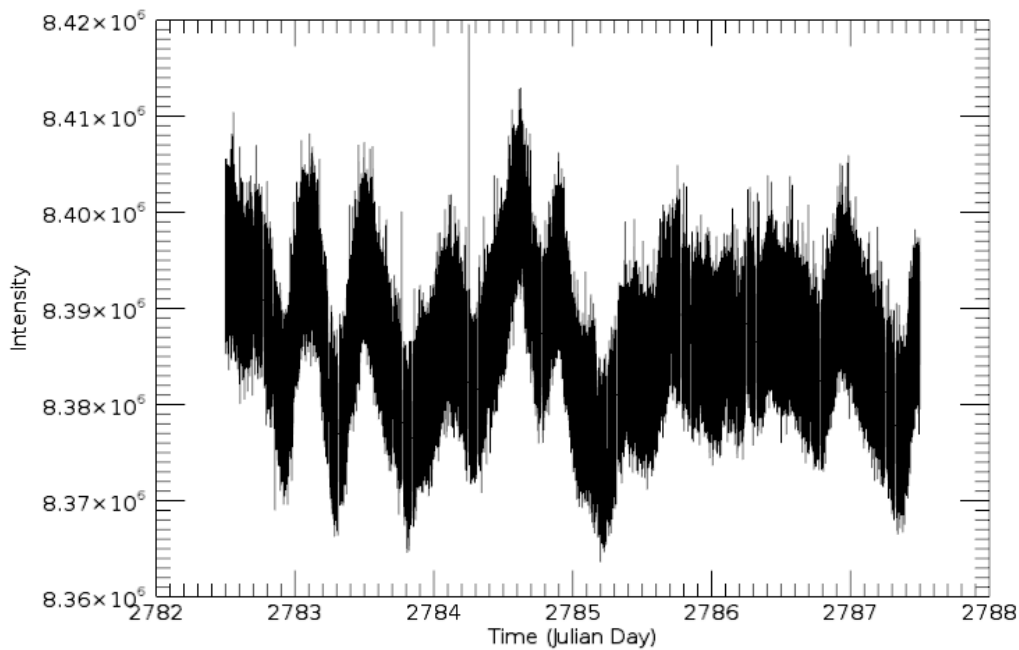


Figura 42 – Curva de luz ilustrando atividade estelar por erupções solares de uma estrela observada pelo satélite CoRoT. O eixo y (intensity) é a quantidade de elétrons.

Fonte: Autor.

4.5.1.1.3 “Flares”

“*Flares*” são outro tipo de atividade observada na baixa atmosfera do Sol, perto de regiões ativas. São o resultado de instabilidades magnéticas, erupções, como mostrado na Figura 43, e são ainda mais violentos (e ainda bem menos compreendidos) do que proeminências. Eles muitas vezes são ejetados em uma região do Sol em minutos, liberando enormes quantidades de energia que se projetam em direção à coroa Solar. Observações espaciais indicam que as emissões de raios-X e ultravioleta são especialmente intensas no núcleo, onde a pressão é extremamente elevada e as temperaturas podem chegar a 100 milhões K.

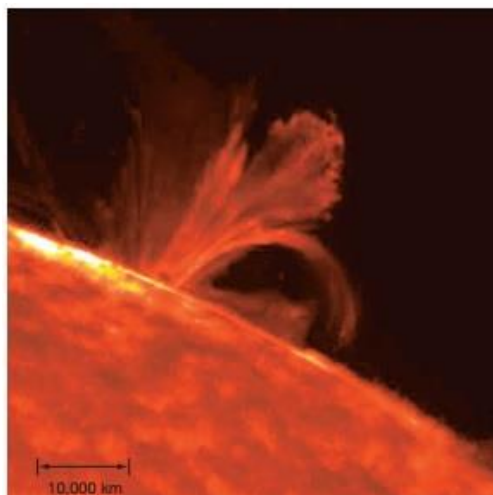


Figura 43 - “*Flares*” Solares: explosão mais violenta que a proeminência. Matéria Solar é ejetada no espaço.

Fonte: [11].

A curva de luz característica do fenômeno “*Flares*” é ilustrada na Figura 44.

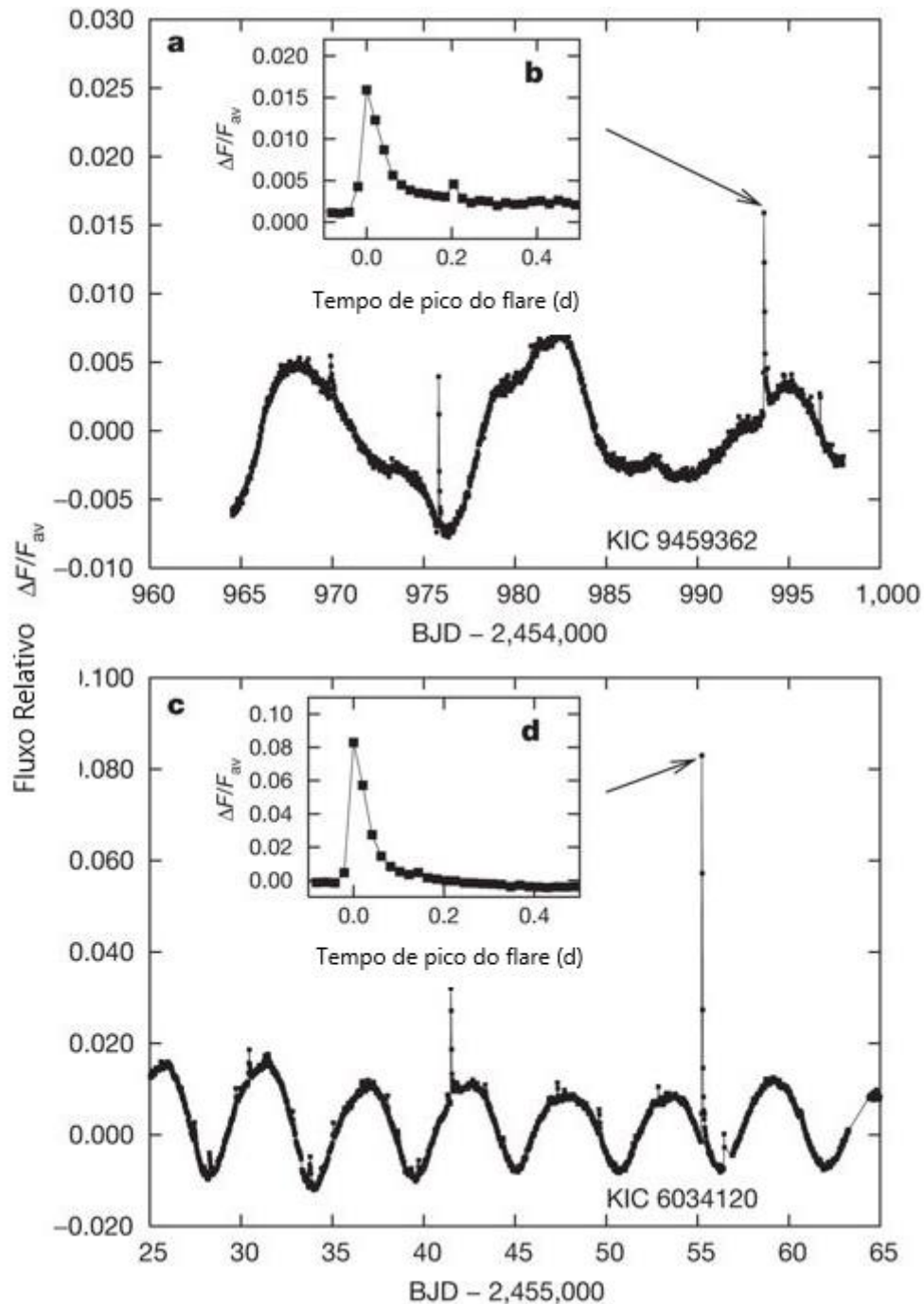


Figura 44 - Curva de luz característica de fenômenos "Flares".

Fonte: [34]

4.5.1.1.4 Ejeção de massa coronal

A Figura 45 mostra uma ejeção de massa coronal do Sol, as vezes (mas nem sempre), associada com "Flares" e proeminências. Esses fenômenos são gigantes "bolhas" magnéticas de gás ionizado que se separa do resto da atmosfera Solar e escapa para o espaço interplanetário. Ocorrem uma vez por semana em períodos de manchas Solares mínimas, mas até duas ou três vezes por dia em períodos de manchas Solares máximas. Ela carrega uma enorme quantidade de

energia – se o seu campo magnético estiver alinhado com o da terra, um processo conhecido como **reconexão**, surge, despejando parte de sua energia na magnetosfera e potencialmente causando interferências generalizadas em sistemas de comunicação e interrupções de energia em nosso planeta.

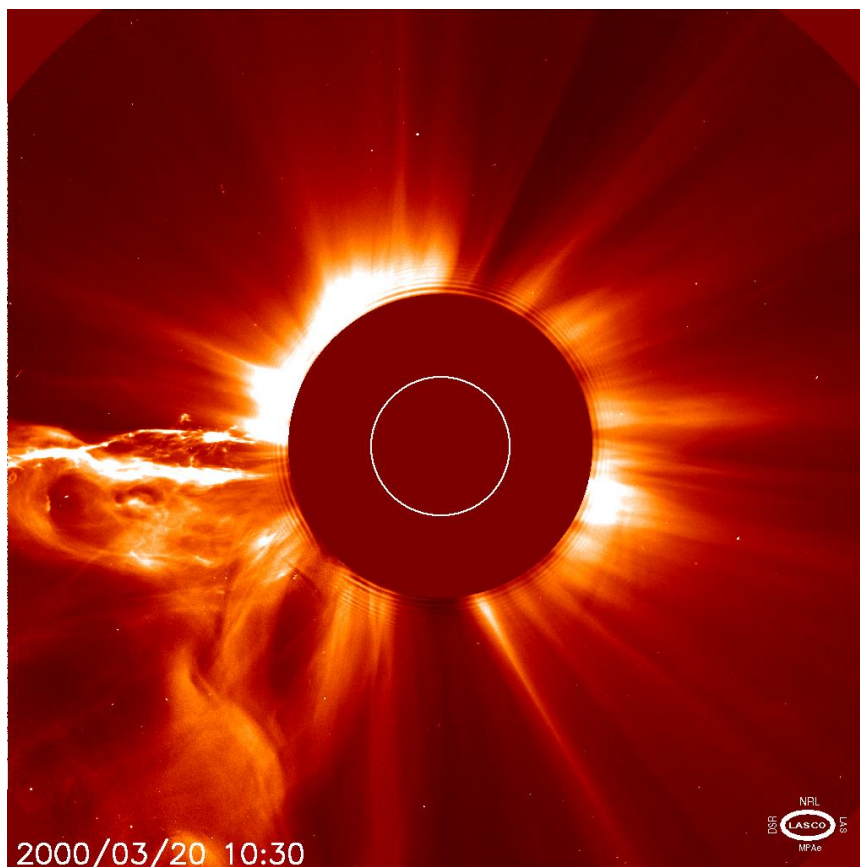


Figura 45 - Coroa Solar: algumas vezes por semana, em média, uma gigante "bolha" magnetizada de material Solar se separa do Sol e rapidamente escapa para o espaço, como mostrado nesta imagem SOHO tomado em 2002.

Fonte: [11].

A Figura 46 apresenta uma curva de luz exemplo de ejeção de massa solar.

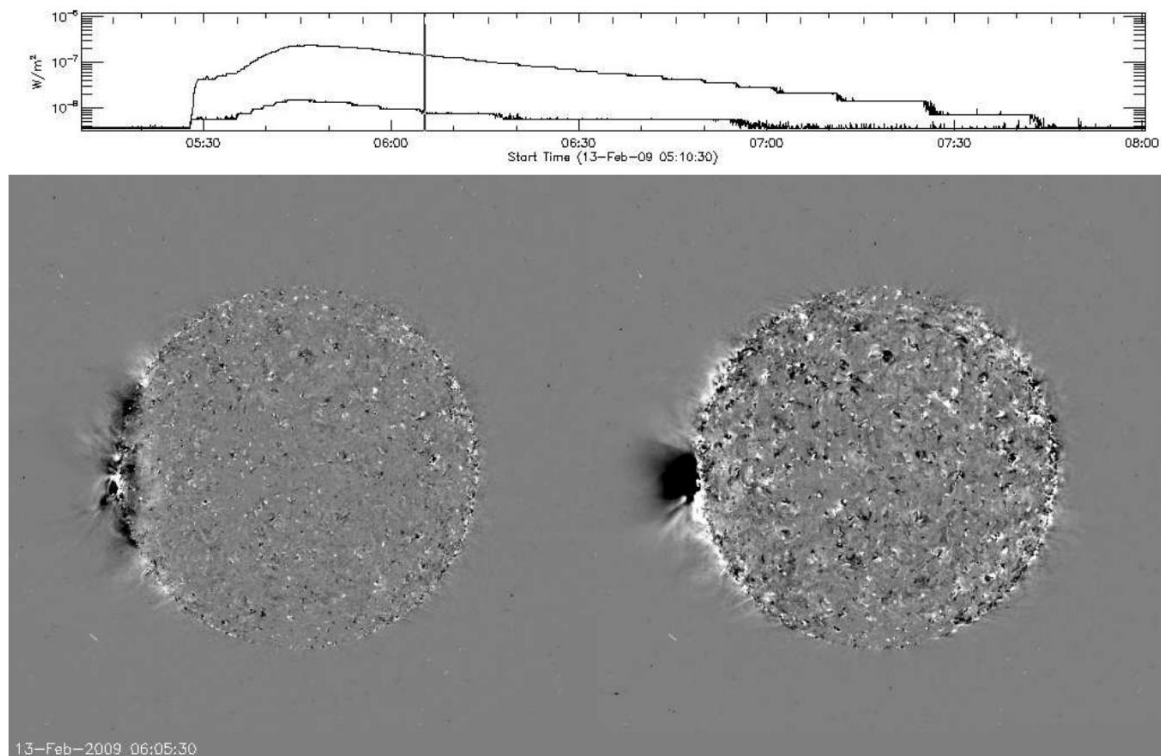


Figura 46 - Curva de luz de ejeção de massa coronal.

Fonte: [18].

4.5.1.1.5 Curvas de luz de atividade estelar

Como já comentado, cada estrela possui uma curva de luz particular, mas ela tem suas características principais inalteradas, permitindo que seja possível caracterizá-la pelo seu tipo de fenômeno.

A Figura 47 - Conjunto de curvas de luz de atividade estelar. apresenta os exemplos de curvas de luz de atividade estelar.

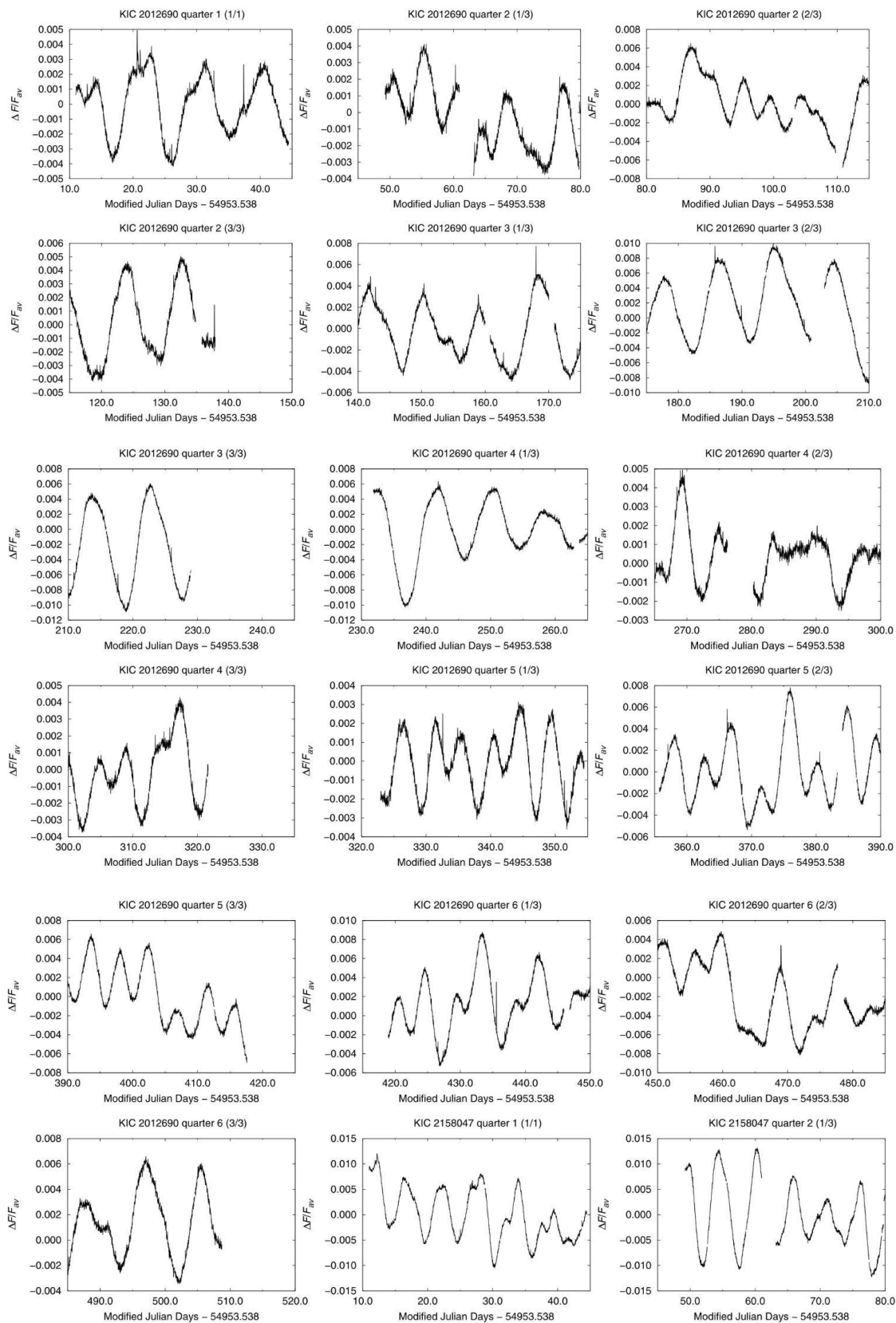


Figura 47 - Conjunto de curvas de luz de atividade estelar.

Fonte: [38]

A partir desse conhecimento prévio sobre quais são as possibilidades de curvas de luz para o tipo de atividade estelar, é possível escolher uma curva de luz que retrate este fenômeno e atenda a necessidade de projeto. Devido à grande diversidade de variações existentes para ele, se torna inviável simular todas as possibilidades de curvas de luz. Assim, a curva de luz ideal a ser escolhida e capaz de retratar o fenômeno em questão é a que terá maior influência na medida de precisão e cálculo da LoS, ou seja, a curva com maiores amplitudes e frequência de oscilação. Para a versão inicial do simulador o tipo de curva de luz escolhida é apresentada na Figura 48.

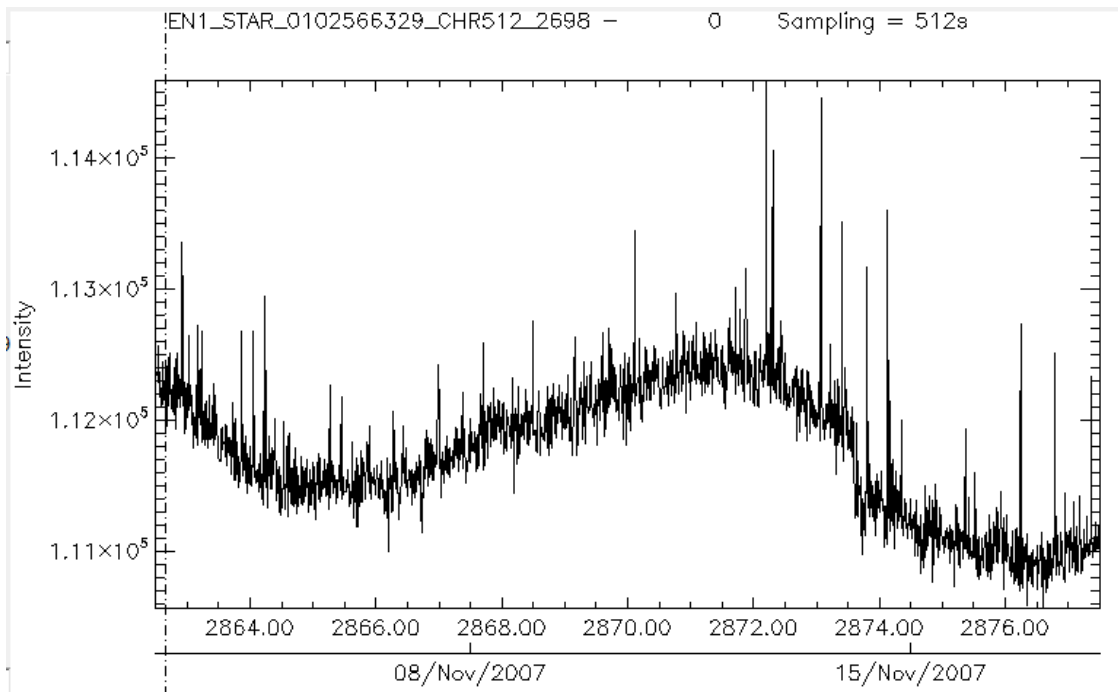


Figura 48 – Curva de luz ilustrando atividade estelar de uma estrela observada pelo satélite CoRoT. O eixo y (intensity) é a quantidade de elétrons.

Fonte: Autor.

O próximo capítulo irá apresentar a implementação deste fenômeno com maiores detalhes.

4.5.1.2 Oscilação Estelar

Essa variabilidade se refere a um intervalo de tempo onde a luz visível proveniente da estrela, em particular, sofre variação em seu brilho. Assim, será abordado o tipo de variáveis intrínsecas do tipo pulsantes, a qual é um tipo de oscilação estelar de interesse neste trabalho.

As oscilações estelares podem ser classificadas em duas categorias principais: as variáveis pulsantes e as variáveis cataclísmicas. Essa classificação se baseia, principalmente, em

perfis de comportamento na aparência das curvas de luz, ou na evolução de suas características espectrais.

Assim, as estrelas que possuem oscilação não estão em equilíbrio hidrostático já que as forças não são contrabalanceadas e acelerações locais causam o movimento dos fluidos. Consequentemente, as pulsações garantem a manutenção do equilíbrio. No entanto, algumas estrelas usam um caminho diferente para encontrar o equilíbrio: um excesso de energia é descarregado através de erupções episódicas, explosões e outras - “alterações de humor”. Uma opção que pode eventualmente ser muito perigosa, uma vez que a explosão pode destruir completamente a estrela. Estas estrelas que se manifestam por tal energia, mesmo autodestrutiva, são chamadas de variáveis cataclísmicas. As mais notáveis são as variáveis eruptivas que emitem uma quantidade incomum de radiação, como é o caso das T-Tauri. Ainda mais espetaculares são as explosões causadas pelo surgimento de processos termonucleares em suas camadas superficiais (NOVAS) ou pelo colapso de seus núcleos (Supernovas).

4.5.1.2.1 Variáveis Pulsantes

As variáveis pulsantes podem ser de dois tipos: pulsação radial, quando acontece de forma simétrica em toda a superfície, ou seja, quando os deslocamentos das camadas dependem apenas do raio da estrela, de tal maneira que a mesma preserva sua forma esférica; pulsação não-radial, quando os deslocamentos dependem da posição angular, além da dependência radial, ou seja, quando as ondas ocorrem em todas as direções da superfície estelar, levando a vários períodos e padrões complexos de oscilação. A simetria esférica não é mantida neste caso, a menos que as variações de amplitude sejam suficientemente pequenas. As oscilações de uma estrela pulsante são o resultado de ondas sonoras e acústicas no interior estelar. As frequências de pulsação fornecem a informação sobre o perfil de densidade da região onde as ondas se originam e viajam. Essas ondas suportam vários modos de oscilações dependendo da força restauradora dominante. Para maiores detalhes sobre os modos de oscilação recomenda-se outra referência, como por exemplo: “John Percy – *Undertanding variable stars*” - [10].

As variáveis pulsantes radiais, são compostas, principalmente, de Cefeídas, são as estrelas variáveis mais numerosas e melhor conhecidas. Elas caracterizam-se por uma variação cíclica do volume de seu envelope apresentando uma série de compressões e descompressões do material estelar. As flutuações na luminosidade e as modificações nas propriedades espectrais acompanham este fenômeno. A grande maioria destas estrelas se reagrupa na faixa de instabilidade representada no diagrama de **Hertzsprung-Russell** (Diagrama-HR), ilustrado na Figura 49. Esta faixa começa na altura da sequência principal com estrelas brancas de tipo

espectral A. Na extremidade quente localizam-se as variáveis magnéticas. Na outra extremidade, de luminosidade elevada e tipos espectrais G e K, encontram-se estrelas cuja pulsação é chamada de semi-regular, e que se assemelham até certo ponto às gigantes vermelhas. As estrelas pulsantes radiais principais localizam-se entre os dois grupos anteriores [12].

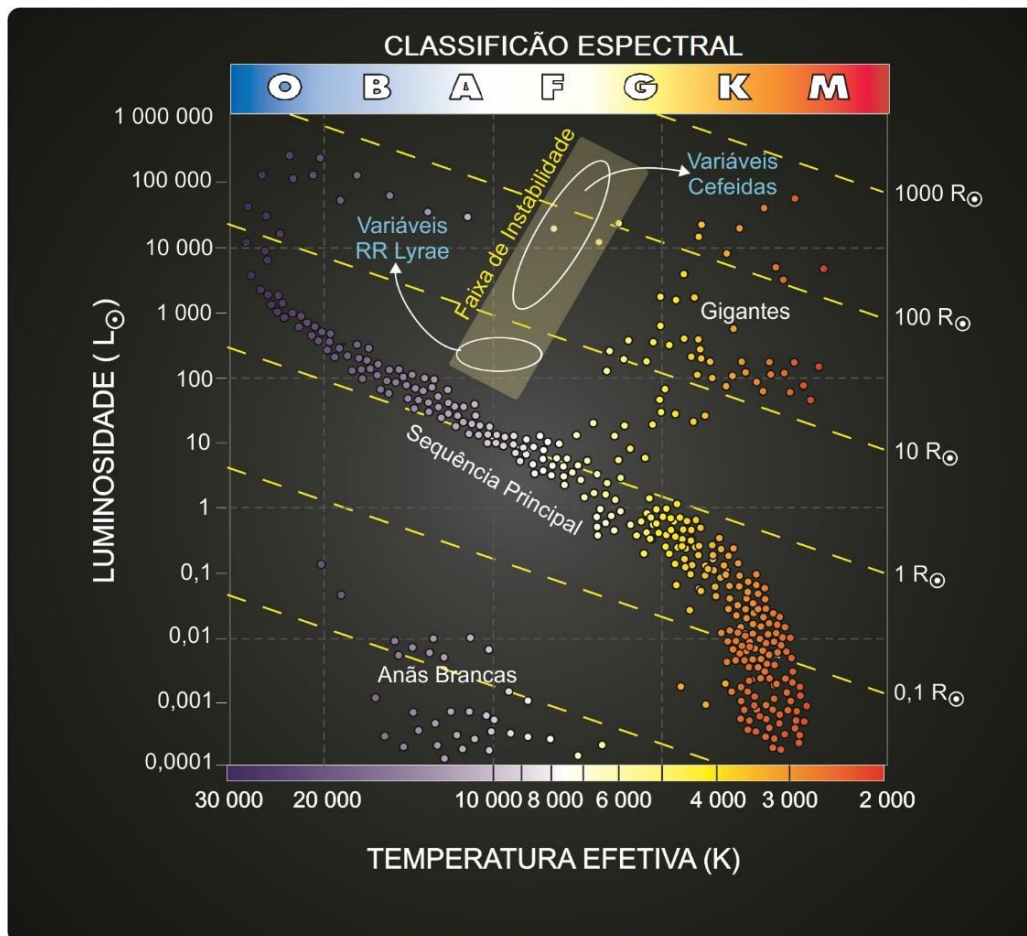


Figura 49 - Diagrama HR estrelas variáveis pulsantes.

Fonte: Adaptado de [35].

No caso das cefeidas, que são as variáveis melhor compreendidas, os astrônomos conseguem explicar sem maior dificuldade os mecanismos das flutuações. As oscilações dos envelopes destas estrelas são mantidas por fenômenos de ionização e recombinação dos átomos situados nas camadas superiores. Os períodos podem ser de apenas algumas horas, mas algumas vezes, podem atingir vários meses. Um exemplo de estrela variável pulsante é Mira (Gigante Vermelha), uma estrela da constelação da Baleia, que chega a ser tão brilhante (magnitude 2 – escala de *Hipparchus*) que pode ser visível a olho nu, mas que também logo tem seu brilho diminuído de tal forma que se torna invisível. A variação do seu brilho se repete regularmente com um período de cerca de um ano. Outra propriedade de estrelas pulsantes é sua

relação entre o período de variação de luminosidade e o seu brilho intrínseco. Quanto mais luminosa, no caso de uma cefeída, maior será seu período de variação de brilho, pois quanto maior o volume da estrela maior será o período de oscilação da curva de luz, como ilustrado na Figura 50. No entanto, essa relação período-luminosidade é diferente para cada família de pulsantes. A partir do momento que se conhece o período de uma cefeída, a relação período-luminosidade permite determinar a luminosidade intrínseca dessa estrela e, em seguida, a sua distância pode ser deduzida por uma simples comparação com sua luminosidade aparente.

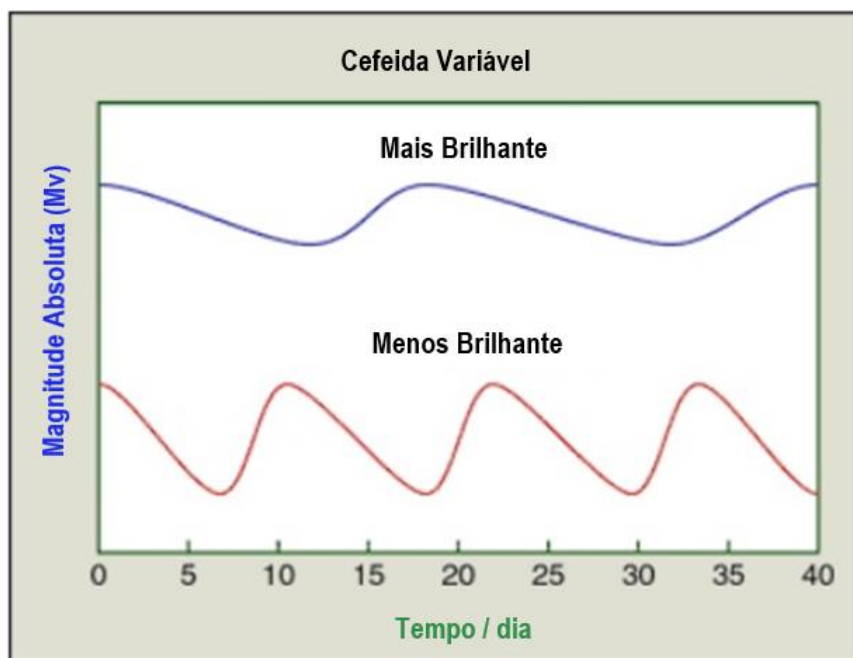
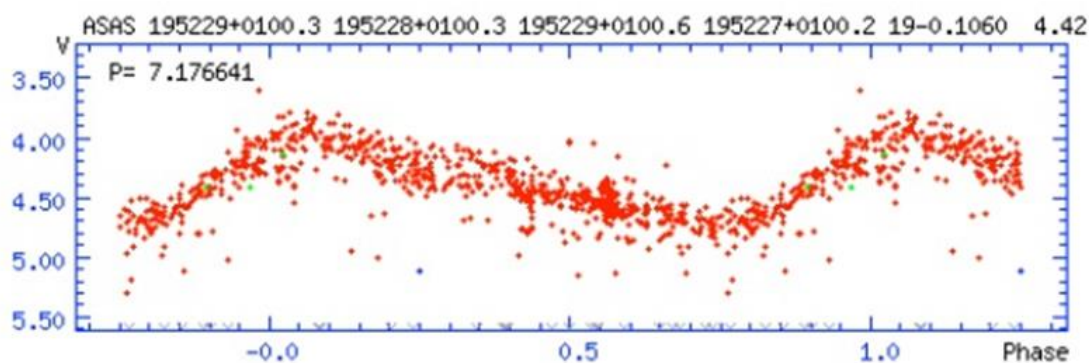


Figura 50 – Diagrama de fase e curva de luz característica de uma Cefeída.

Fonte: [13].

Os principais grupos de estrelas variáveis pulsantes recebem o nome de uma das suas representantes: Cefeídas, cujo protótipo é Delta Cephei (Cepheus), W Virgínia (Virgo), RR Lyrae (Lira), Delta Scuti (Scutum), RV Tauri (Taurus) ou Cefeídas semi-regulares. De fato, as pulsações

podem afetar estrelas de todos os tipos (estrelas azuis, gigantes vermelhas, ou mesmo anãs brancas). Uma Cefeída é uma estrela gigante ou super-gigante amarela, de 100 a 30000 vezes mais brilhante que o Sol. A sua massa está compreendida geralmente entre 4 à 15 vezes a massa do Sol, e sua luminosidade varia regularmente de 0,1 à $2 M_{\odot}$, com um período compreendido entre 1 e 100 dias. A curva de luz apresenta uma assimetria acentuada na Figura 51: o aumento de luminosidade é mais rápido que seu decaimento (este sendo mais irregular). No momento de brilho mínimo, as Cefeídas localizam-se nas classes F, G ou K. este tipo espectral evolui para a parte azul do espectro e apresenta uma forma incomum (importantes linhas de titânio e hidrogênio aparecem) na sua fase mais brilhante. Entre o brilho máximo e mínimo, a temperatura da superfície destas estrelas tem uma variação de cerca de 1500K. podem-se distinguir dois grupos principais de Cefeídas: as Cefeídas típicas do tipo I (ricas em metais), Delta Cefeídas, que podem ser encontradas no disco da Via Láctea; e W Virginis de tipo II (pobres em metais), localizadas no halo galáctico [15].

Para maiores detalhes sobre cada uma das estrelas pulsantes sugere-se “*Variable Star Classification and Light Curves Manual 2.1*” e “C Sterken and C Jaschek – *Light curves of variable stars*” - [12].

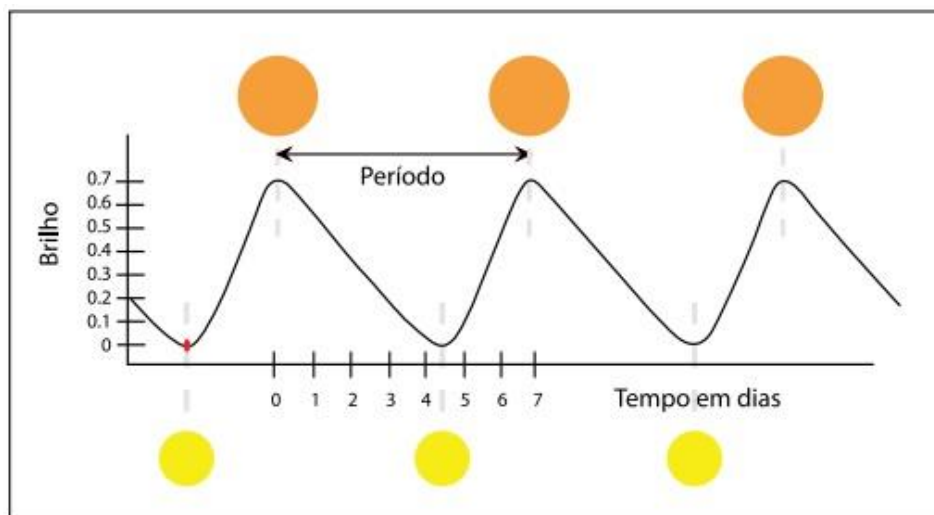


Figura 51 - Variação de brilho de uma Cefeída. A pressão externa (P) e a compressão gravitacional interna estão fora de sincronia, de tal forma que a estrela muda de tamanho e temperatura (T).

Fonte: [14].

A Figura 52 apresenta, como exemplo, uma curva de luz real de oscilação estelar obtida do satélite COROT.

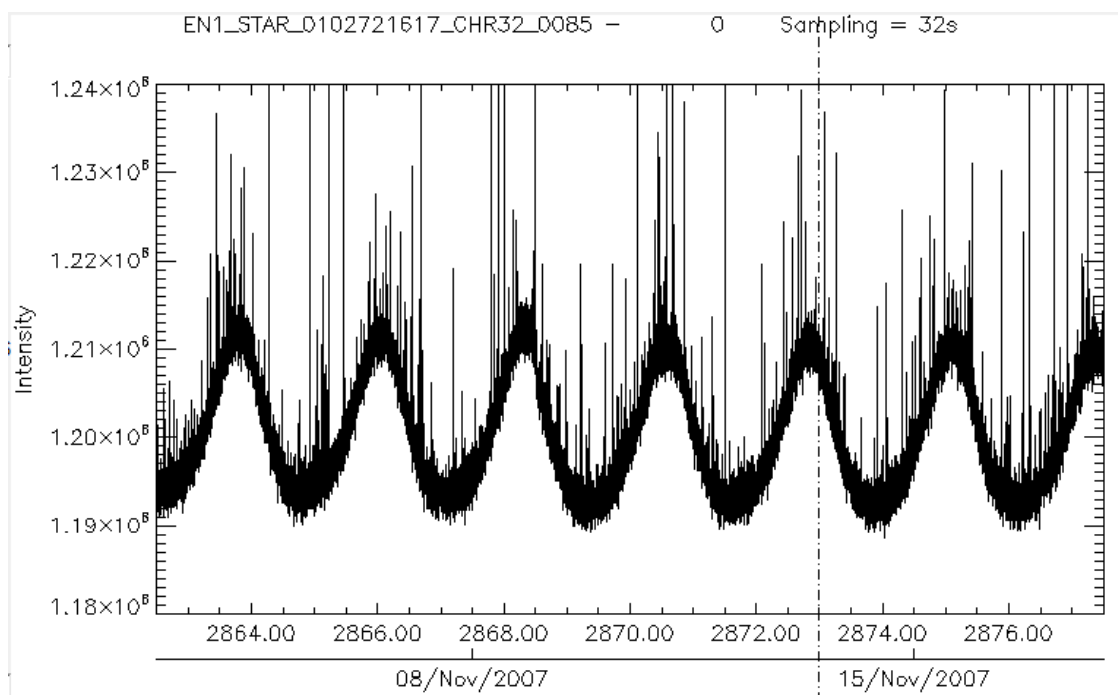


Figura 52 - Curva de luz real de uma oscilação estelar do satélite COROT. O eixo y (intensity) é a quantidade de elétrons.

Fonte: Autor

4.5.1.2.1.1 Curvas de luz de estrelas pulsantes

Como já comentado, cada estrela possui uma curva de luz particular, mas ela tem suas características principais inalteradas, permitindo que seja possível caracterizá-la pelo seu tipo de fenômeno.

A seguir na Figura 53 são apresentados exemplos de curvas de luz de variáveis pulsantes.

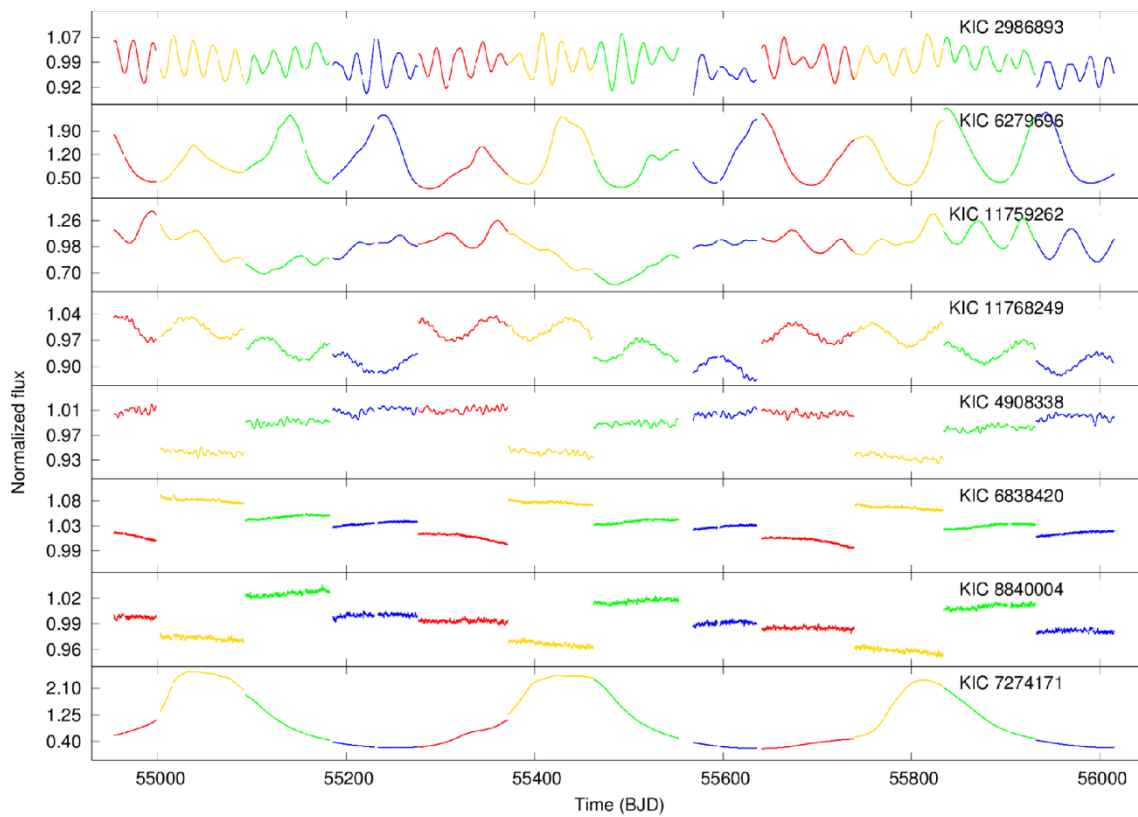


Figura 53 - Conjunto de curvas de luz de variáveis pulsantes.

Fonte: [39].

A partir desse conhecimento prévio sobre quais são as possibilidades de curvas de luz para o tipo de variáveis pulsantes, é possível escolher uma curva de luz que retrate este fenômeno. Devido à grande diversidade de variações existentes para ele, torna-se inviável simular todas as possibilidades de curvas de luz. Assim, a curva de luz ideal a ser escolhida e capaz de retratar o fenômeno em questão é a que terá maior influência na medida de precisão e cálculo da LoS, ou seja, a curva com maiores amplitudes e frequência de oscilação. E para a versão inicial do simulador o tipo de curva de luz escolhida é apresentada na Figura 54.

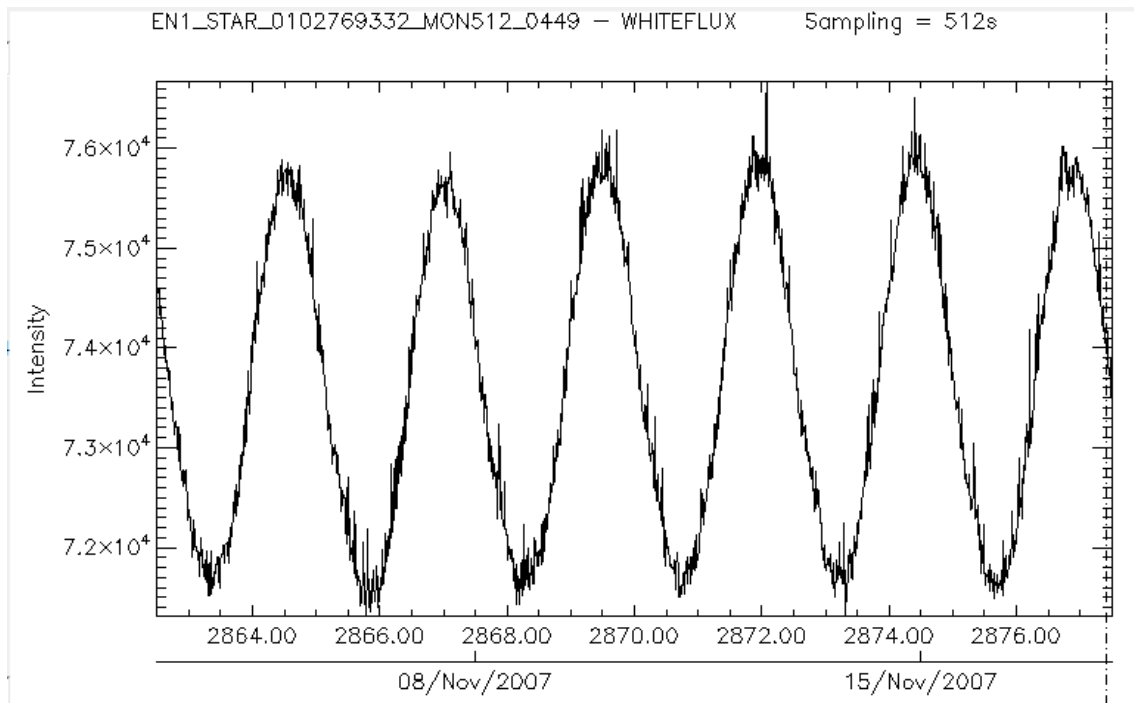
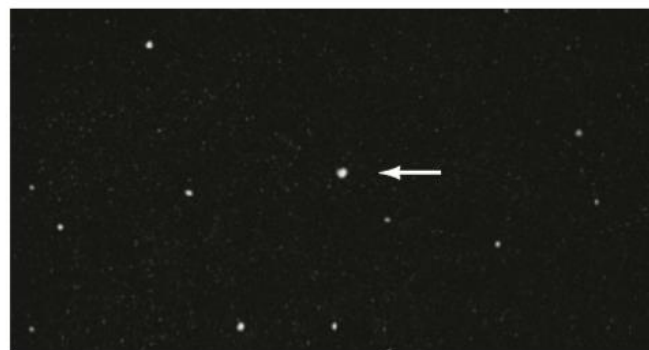


Figura 54 - Curva de luz real de uma oscilação estelar do satélite COROT. O eixo y (intensity) é a quantidade de elétrons.

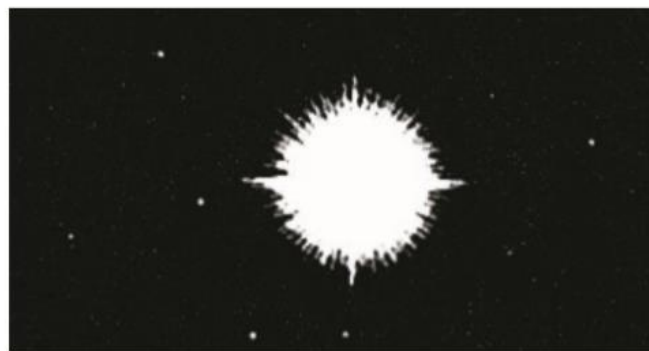
Fonte: Autor

4.5.1.2.1 Variáveis Eruptivas

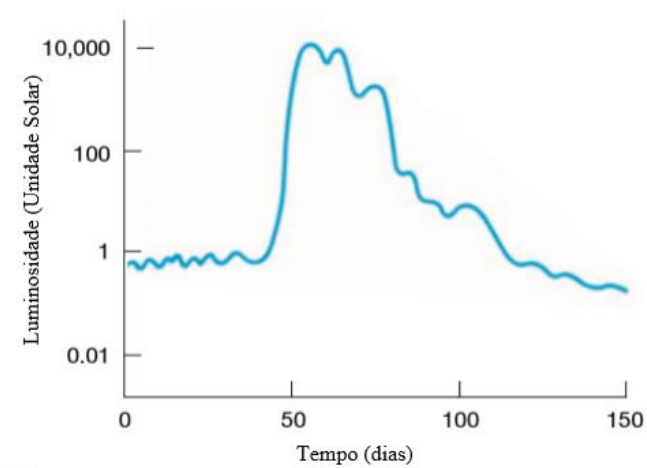
As estrelas variáveis eruptivas, Figura 55, como já citado anteriormente, são geralmente estrelas de luminosidade fraca que ejetam massa, ou seja, são estrelas de baixa massa como o Sol, que se encontram no final de sua evolução, mais frias e que levam o nome de anãs vermelhas. Elas são mais frequentes que os sistemas binários, em que a massa é transferida de uma estrela para a outra. Esta classe de estrelas variáveis não mostram um comportamento regular. As variações de luz são devidas a súbitas explosões. Material estelar é ejetado para o espaço de uma maneira não periódica, como na Figura 56. Essas estrelas podem também ser cercada por uma coroa de material. Vento estelar pode interagir com este material e produzir mudanças bruscas de brilho. Exemplos desta categoria são as estrelas “*Flares*”, vários tipos de variáveis nebulosas e R Coronae Borealis, a qual aumenta aleatoriamente o brilho dentro de intervalos entre segundos e minutos. Os eventos transitórios podem atingir valores imagináveis de energias, a partir de pequenas explosões a eventos que ultrapassam a cromosfera, como os “*Flares*” (com energia 103 vezes maior); eventos mais energéticos são possíveis de ocorrer também.



(a)



(b)



(c)

Figura 55 - Nova HERCULES em 1934, (a) março de 1935 e (b) maio de 1935, com um brilho 60 mil vezes maior. (c) Curva de luz que mostra a variação de brilho da NOVA no tempo.

Fonte: [13].

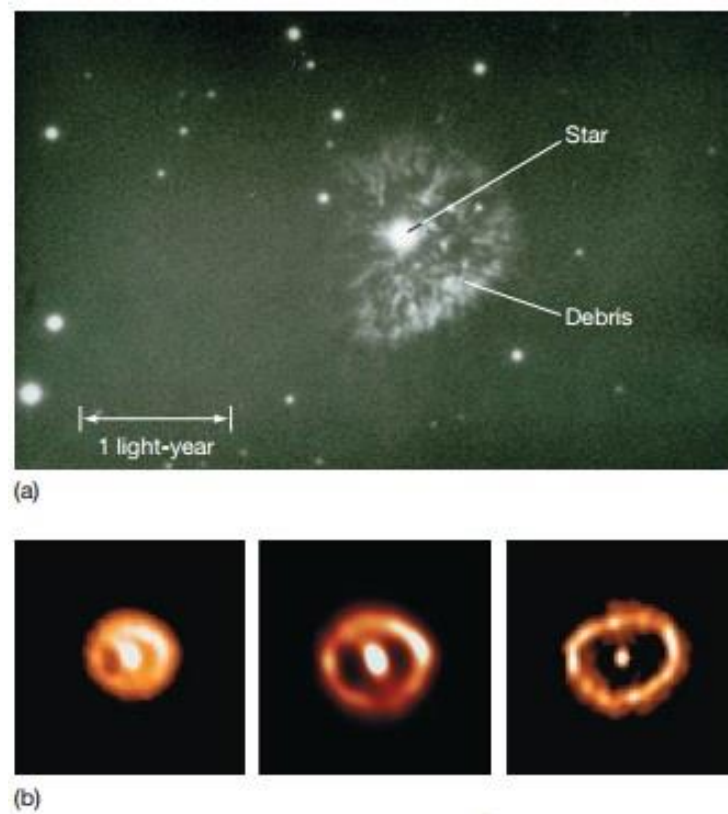


Figura 56 – NOVA - Ejeção de matéria. (a) Ejeção de material da anã branca – Nova Persie – em 1901. (b) Nova Cygni, imagem do Hubble Space Telescope, em 1992. Após 7 meses o material da estrela continua se expandindo.

Fonte: [13].

4.5.1.2.1.1 Curvas de luz de estrelas Eruptivas

Como já comentado, cada estrela possui uma curva de luz particular, mas ela tem suas características principais inalteradas, permitindo que seja possível caracterizá-la pelo seu tipo de fenômeno.

A seguir são apresentados exemplos de curvas de luz de variáveis eruptivas.

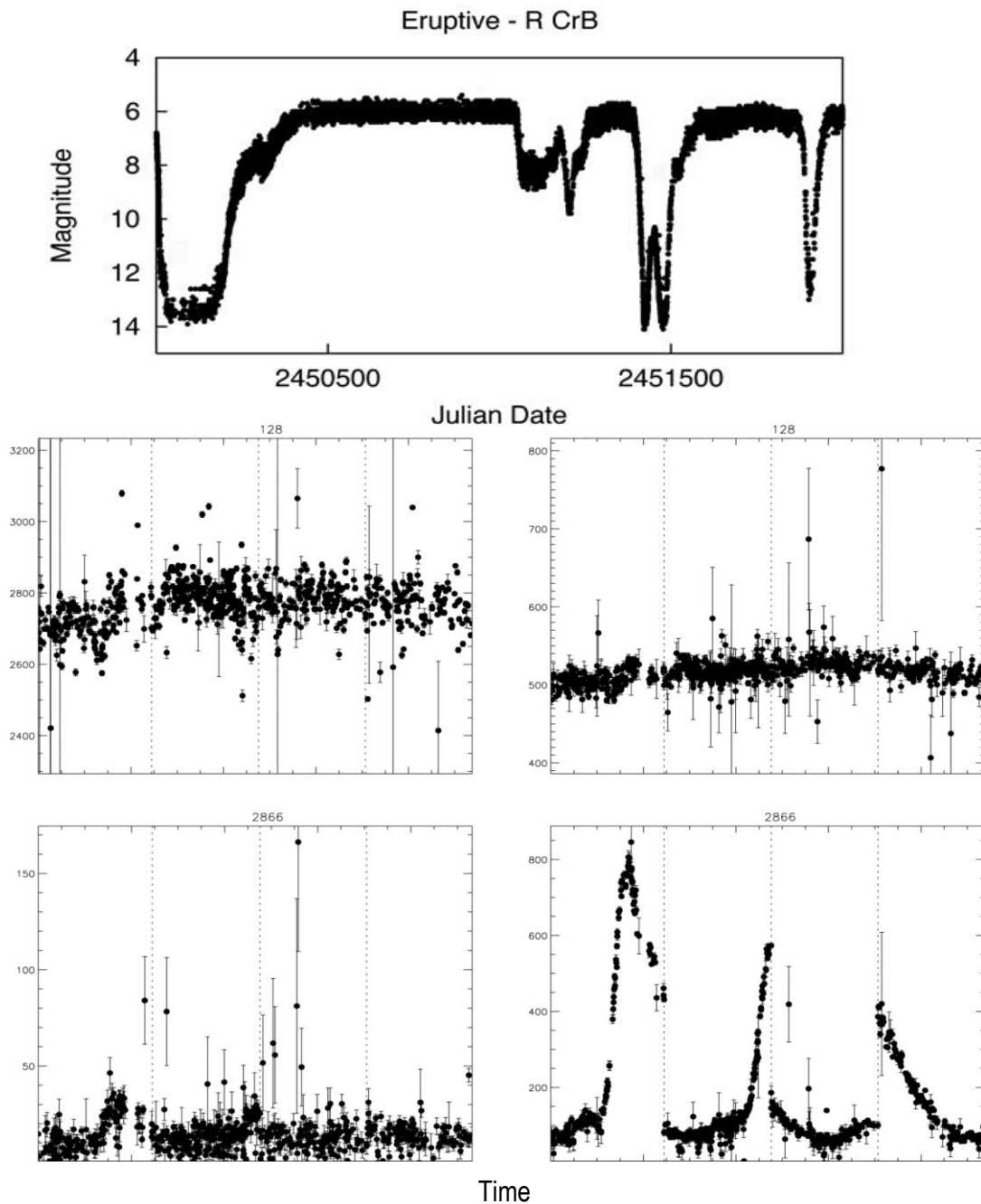


Figura 57 - Conjunto de curvas de luz de variáveis eruptivas.

Fonte: [13].

A partir desse conhecimento prévio sobre quais são as possibilidades de curvas de luz para o tipo de variáveis eruptivas, é possível escolher uma curva de luz que retrate este fenômeno. Devido à grande diversidade de variações existentes para ele, se torna inviável simular todas as possibilidades de curvas de luz. Assim, a curva de luz ideal a ser escolhida e capaz de retratar o fenômeno em questão é a que terá maior influência na medida de precisão e cálculo da LoS, ou

seja, a curva com maiores amplitudes e frequência de oscilação. E para a versão inicial do simulador o tipo de curva de luz escolhida é apresentada na Figura 58.

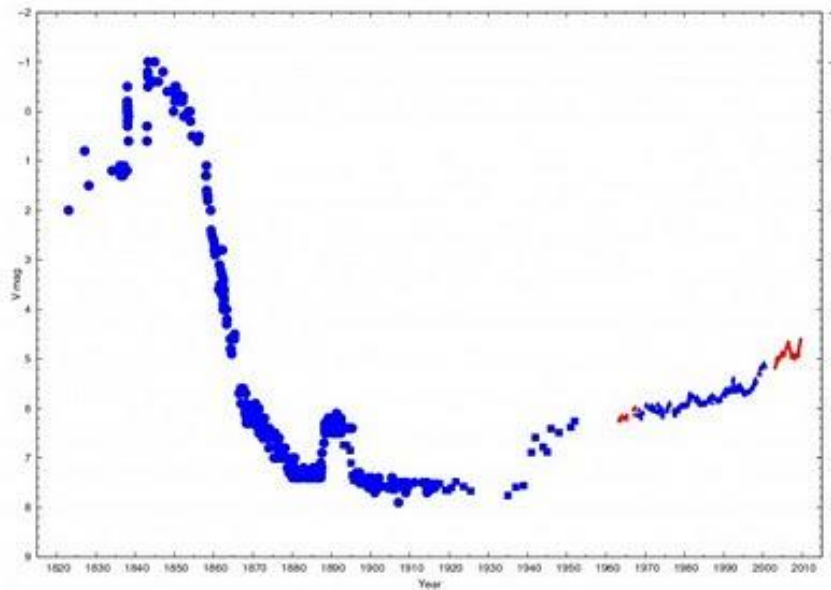


Figura 58 - Curva de luz de escolhida para simular uma variável eruptiva.

Fonte: [13].

4.5.1.2.1 Variáveis Cataclísmicas

Variáveis cataclísmicas é outra subdivisão de estrelas variáveis eruptivas. Embora no caso clássico de variáveis eruptivas os fenômenos que causam a variação de luz (Figura 59 - Características de Curva de luz de uma nova: atinge o pico rapidamente; taxa de declínio cai rapidamente; oscilação sobre o período de 50 dias após o pico.) estão concentrados principalmente na cromosfera ou corona dessas estrelas, variáveis cataclísmicas (ou explosivos) variam devido a reações nucleares na superfície estelar ou interior, como ilustrado na Figura 60. As explosões podem ser tão energéticas que pode até mesmo destruir toda a estrela. Este grupo inclui novae, estrelas novae-like, novae anão e supernovas. Para maiores detalhes sugere-se a referência - "John percy – *Undetanding variable stars*" - [10].

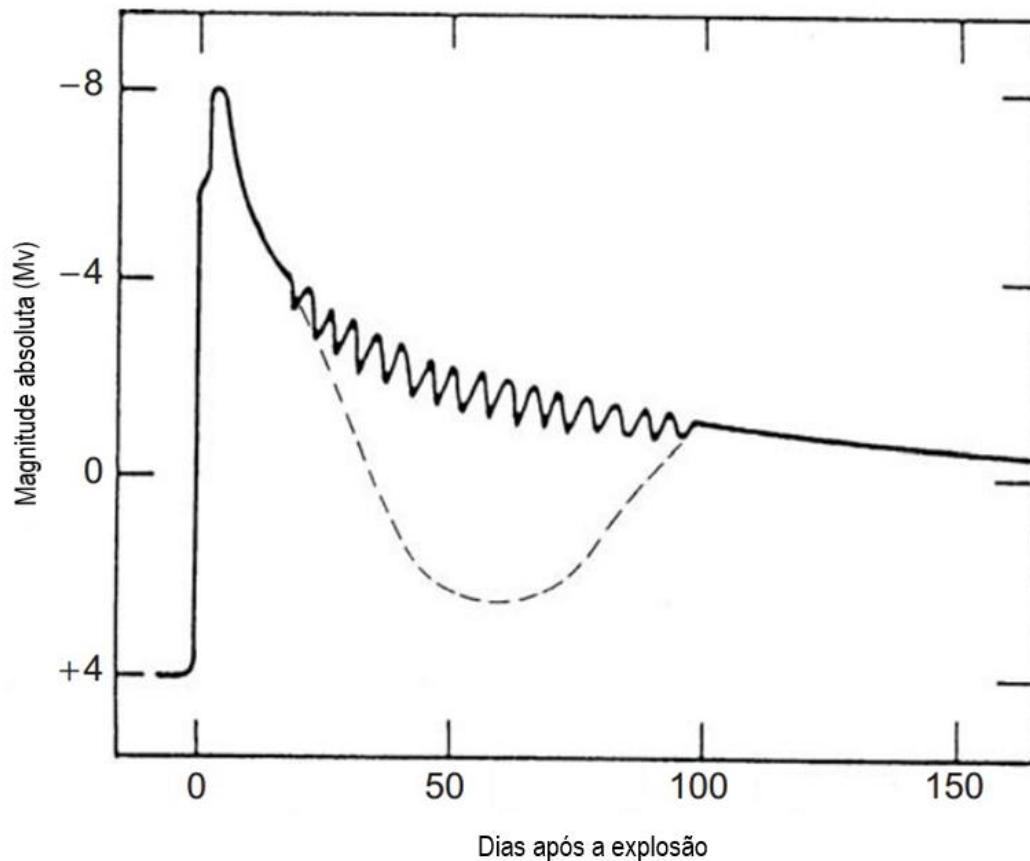


Figura 59 - Características de Curva de luz de uma nova: atinge o pico rapidamente; taxa de declínio cai rapidamente; oscilação sobre o período de 50 dias após o pico.

Fonte: [10].

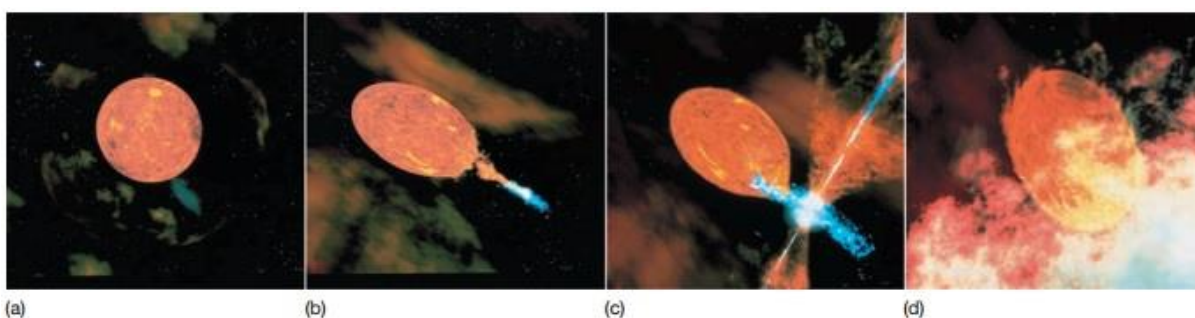


Figura 60 - (a) Uma anã branca orbitando uma gigante vermelha fria. (b) Material da gigante vermelha sendo absorvido pela anã branca. (c) Formação do disco de acreção. (d) Explosão nuclear.

Fonte: [13].

Em termos de variável cataclísmica, refere-se a um outro tipo de estrela variável. Elas também são sistemas estelares binários que consistem de uma anã branca e, uma estrela mais

fria menos evoluída (por exemplo, uma gigante vermelha) que está preenchida por seu lóbulo de Roche, como ilustrado na Figura 61.

Dessa forma, por estar suficientemente próximas (período orbital pequeno, da ordem de algumas horas), acontece uma transferência de massa da estrela secundária (de maior raio, e geralmente, de menos massa) para a anã branca (estrela primária) devido ao preenchimento do lóbulo de roche. Esta aproximação provoca a formação do disco de acreção, um plasma em rotação e, em alta temperatura que provoca explosões. Assim, os fluxos de massa da companheira estelar vão para a anã branca. Todo o fenômeno citado é uma nova ou uma supernova em preparação.

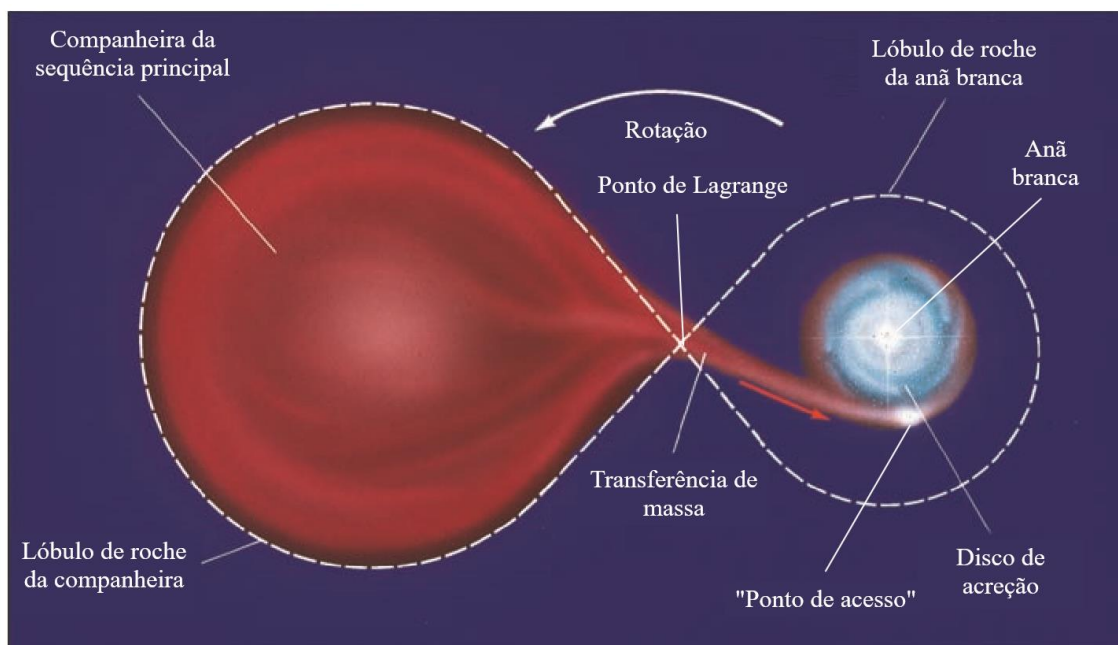


Figura 61 - Lobe Roche – Sistema binário com uma anã branca absorvendo matéria de uma gigante vermelha fria.

Fonte: [13].

4.5.1.2.1.1 Curvas de luz de estrelas cataclísmicas

Como já comentado, cada estrela possui uma curva de luz particular, mas ela tem suas características principais inalteradas, permitindo que seja possível caracterizá-la pelo seu tipo de fenômeno.

A seguir são apresentados exemplos de curvas de luz de estrelas cataclísmicas.

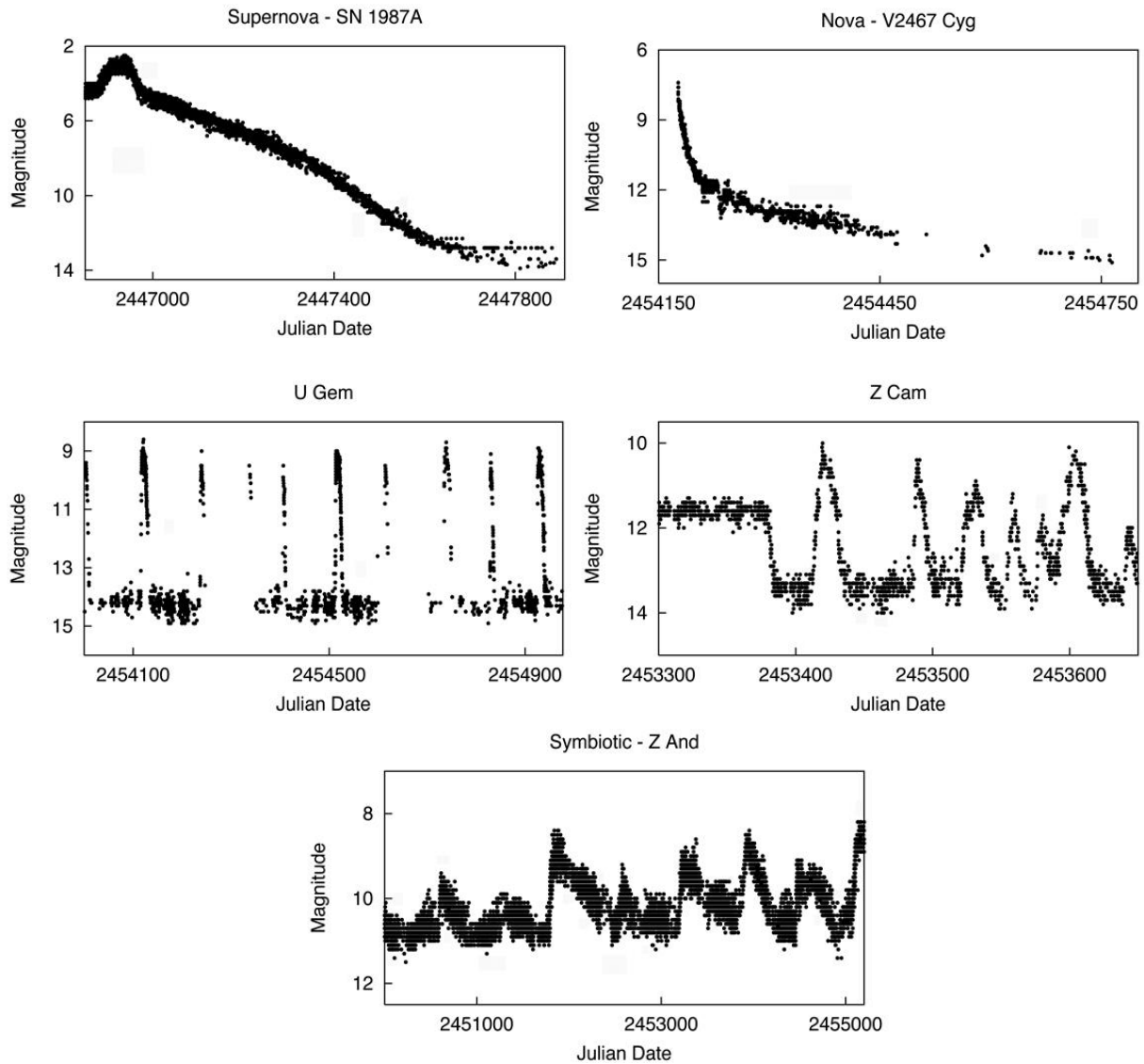


Figura 62 - Conjunto de curvas de luz de variáveis cataclísmicas.

Fonte: [13].

A partir desse conhecimento prévio sobre quais são as possibilidades de curvas de luz para o tipo de variáveis eruptivas, é possível escolher uma curva de luz que retrate este fenômeno. Devido à grande diversidade de variações existentes para ele, se torna inviável simular todas as possibilidades de curvas de luz. Assim, a curva de luz ideal a ser escolhida e capaz de retratar o fenômeno em questão é a que terá maior influência na medida de precisão e cálculo da LoS, ou seja, a curva com maiores amplitudes e frequência de oscilação. E para a versão inicial do simulador o tipo de curva de luz escolhida é apresentada na Figura 63.

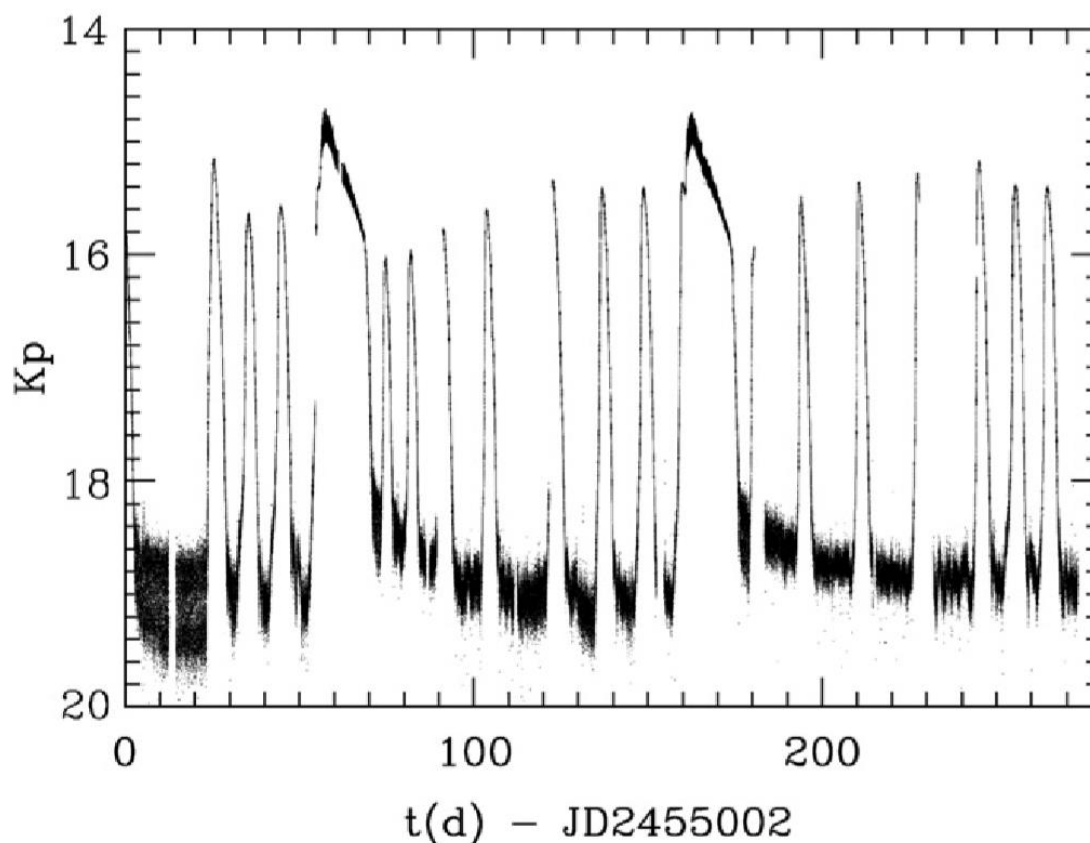


Figura 63 – Exemplo de curva de luz de variável cataclísmica da missão Kepler – V344 Lyrae. Kp é o fluxo medido em elétron entre o tempo de integração (1 minuto).

Fonte: [21].

4.5.2 Variabilidade Extrínseca

Uma substancial fração de estrelas pertence a sistemas binários ou múltiplos e, a maioria binárias eclipsantes. Elas influenciam o comportamento da curva de luz, gerando apenas padrões periódicos, diferentemente do caso de variabilidade intrínseca, que pode ser aperiódica.

Para esse tipo de variabilidade estelar, as mudanças ocorrem por causa de fatores externos que influenciam no brilho da estrela e conseqüentemente em sua curva de luz. Isto ocorre, por exemplo, em sistemas multicorpos ou ainda por rotação estelar.

A seguir serão apresentados com maiores detalhes os tipos de variabilidade:

- Trânsito binário ou planetário: ocorrência de passagem de uma estrela ou planeta em sua frente;
- “*Microensing*”: deflexão da luz na presença de campo gravitacional;
- Emissão variável devido ao aquecimento no processo do disco de acreção;

- Variáveis rotacionais: ocorrência de não-uniformidade da estrela, ou seja, forma elipsoidal;

No contexto do Sensor Estelar os fenômenos intrínsecos relevantes são os trânsitos binários e os trânsitos planetários.

4.5.2.1 Sistemas Binários

A principal característica desse tipo de sistema é a existência de dois corpos celestiais, ligados gravitacionalmente, que orbitam em torno de um centro de massa comum. Deste modo, para um observador, quando um corpo passa na frente do outro, ele o oculta.

Milhares de binárias eclipsantes foram descobertas e esses avanços têm sido alcançados através do melhoramento de novas tecnologias em telescópios, detectores e análises de dados computadorizados. Além disso, permitiram uma maior distinção entre trânsito binários (estrelas eclipsantes) e planetários (exoplaneta – planeta orbitando sua estrela), que são os tipos de sistemas distintos de interesse nesta dissertação.

4.5.2.1.1 Trânsito Planetário

Trânsito planetário, também denominado de trânsito de um exoplaneta, é relativamente raro. Isto se deve à necessidade de conseguirmos observar sua órbita pelo plano do equador da estrela eclipsante em questão. No entanto, com o advento de novas técnicas para descobrir e estudar exoplanetas usando o efeito Doppler e examinando o efeito gravitacional do exoplaneta sobre sua estrela, permitiu-se medir a velocidade radial da estrela com uma precisão de poucos metros por segundo – uma ordem de magnitude melhor do que foi possível anteriormente, assim, astrônomos foram capazes de descobrir o primeiro exoplaneta em 1995, orbitando a estrela Solar 51 Pegasus.

Dado que somente uma fração de sistemas planetários são esperados apresentarem trânsitos, como ilustrado na Figura 64, a caça de planetas eclipsantes adota uma estratégia de pesquisa onde repetidamente milhares de estrelas são observadas na esperança de ocorrer um trânsito. Para isso, Telescópios espaciais são particularmente adequados para este tipo de missão, isto porque, são capazes de observar por longos períodos e com alta precisão a estrela desejada. Com uma observação constante e estável no espaço e fora da região de nuvens, neblinas e turbulências atmosféricas da Terra, é possível realizar medições de minúsculas variações de brilho provenientes da estrela observada – menos de 1 parte em 10^4 , necessário para detectar um planeta como a Terra orbitando uma estrela semelhante ao Sol. Se um exoplaneta transitar ou passar em frente a sua estrela, a estrela escurecerá levemente. O trânsito

revela o tamanho do planeta, através da quantidade de queda de luz em área do exoplaneta (πR_{planet}^2) dividido pela área da estrela (πR_{star}^2),

onde:

- R_{star} é conhecido pelo tipo espectral da estrela ou por outro método.

Porém, um trânsito pode ser confundido com manchas e regiões ativas de tipo Solar em função de seu tamanho e contraste de brilho. Dessa forma, medidas complementares por diferentes métodos de detecção de planetas serão necessárias para distinguir um trânsito planetário de uma região de atividade Solar.

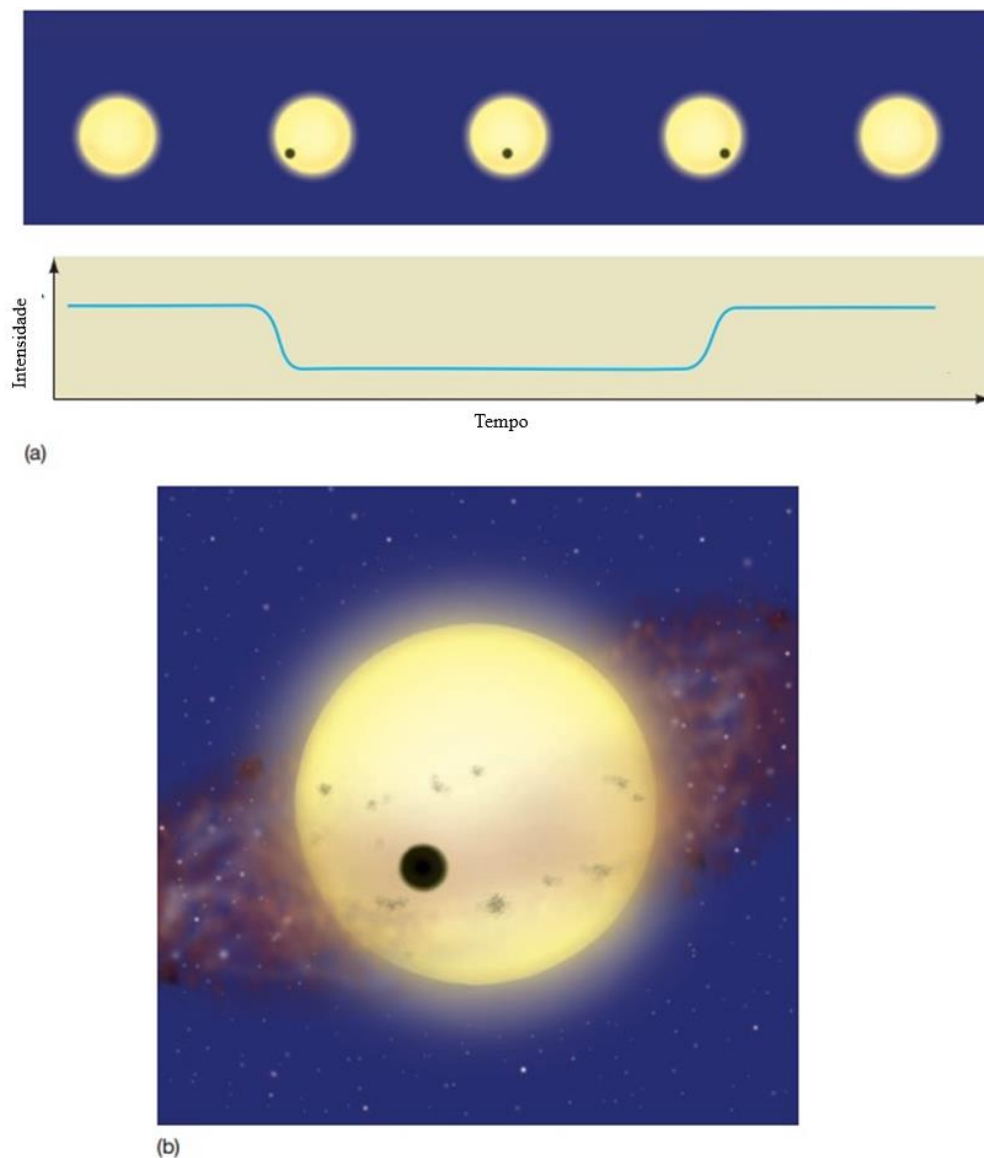


Figura 64 - (a) Ilustração da curva de luz durante o trânsito planetário. (b) Imagem de maior resolução do trânsito planetário.

A Figura 65, ilustra um exemplo real de trânsito planetário obtido do satélite COROT.

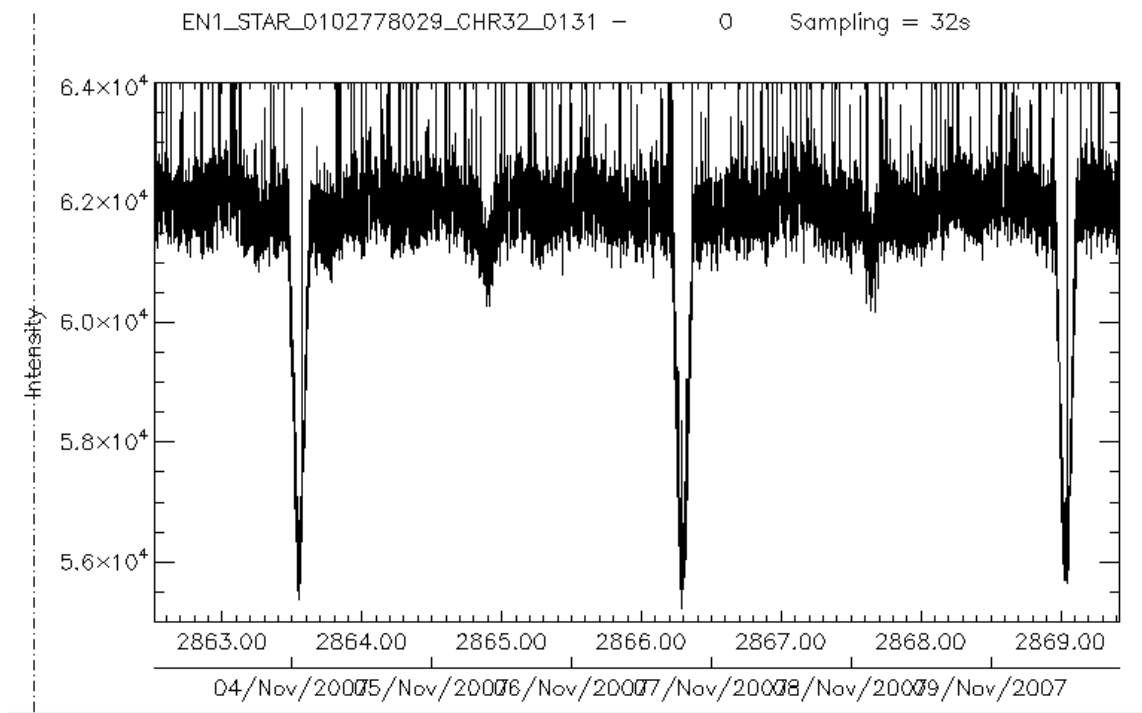


Figura 65 - Curva de luz referente a um trânsito planetário do satélite COROT. O eixo y (intensity) é a quantidade de elétrons.

Fonte: Autor

4.5.2.1.2 Trânsito Binário

Estrelas binárias são de interesse por várias razões. A primeira de todas é, que mais da metade de todas as estrelas são do tipo binárias. Outras razões são a capacidade de fornecer informações sobre a massa, tamanho, temperatura, e luminosidade das duas estrelas eclipsantes, caso seja possível observá-la através da linha de visado do plano orbital.

A maioria das estrelas são conjuntos de sistemas de múltiplas estrelas, grupos de duas ou mais estrelas orbitando entre si, formando um sistema de estrelas binárias ou múltiplas. No caso de duas estrelas que orbitam um centro de massa comum, mantendo-se juntas por uma atração gravitacional mútua. E foram classificadas conforme sua aparência observada a partir da Terra em binárias visuais, binárias espectroscópicas e binárias eclipsantes.

Binárias visuais estão relativamente próximas do Sol, e é possível distingui-las com a ajuda de um telescópio. Possuem uma separação distinguível, onde cada estrela tem brilho suficiente para ser observada e monitorada separadamente, como ilustrado na Figura 66. Estes sistemas, em geral, apresentam períodos orbitais extremamente longos e são detectados através de observações visuais. Algumas estrelas mais brilhantes do céu são classificadas como binárias

visuais. Dentre elas, podemos destacar o sistema Alfa Centauro que se encontra mais próximo do Sol, também, chamado “Próxima Centauri”, ele possui pelo menos um planeta que orbita a Próxima Centauri. As componentes deste sistema (Alfa Cen A e Alfa Cen B) estão separadas por uma distância de aproximadamente 23 unidades astronômicas (AU), uma distância ligeiramente maior que aquela entre urano e o Sol [16].

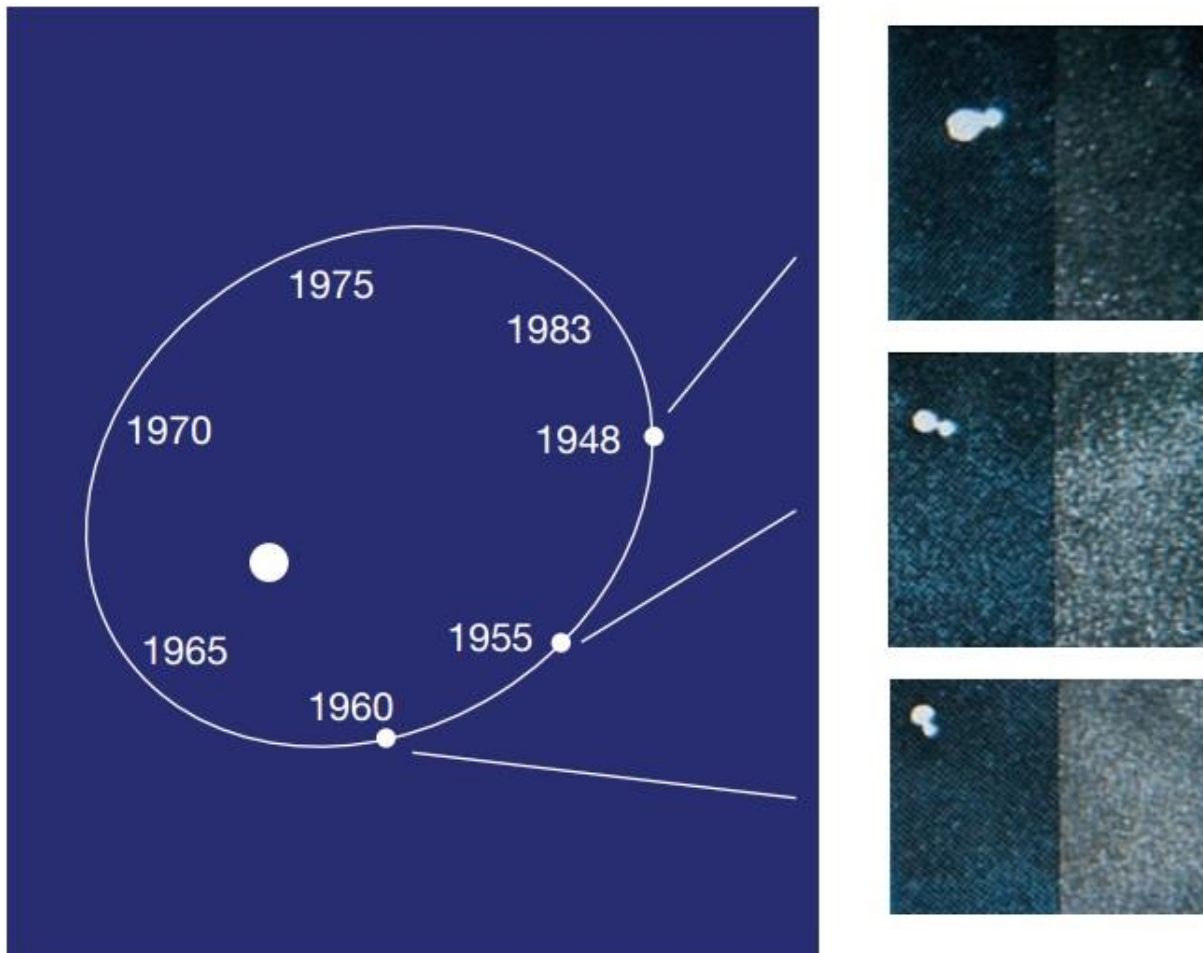


Figura 66 - Binária Visual. É possível observar diretamente o período e separação do sistema binário nitidamente.

Fonte: [13].

Binárias espectroscópicas são as mais comuns e de difícil visualização separadamente por estarem muito distantes, mas podem ser indiretamente percebidas através de monitoramento do efeito **Doppler**, no qual o deslocamento das linhas espectrais nos revela a órbita entre as estrelas. Quando o movimento da estrela maior é em direção ao observador e a estrela menor se afasta, suas linhas espectrais são deslocadas para o azul (“*blueshift*”). No caso em que a estrela maior se afasta e a menor se aproxima, as linhas espectrais da estrela menor se deslocam para

o vermelho ("redshift"). E vice-versa. Na Figura 67 é ilustrado o deslocamento das linhas espectrais *blueshift* e *redshift* do sistema binário.

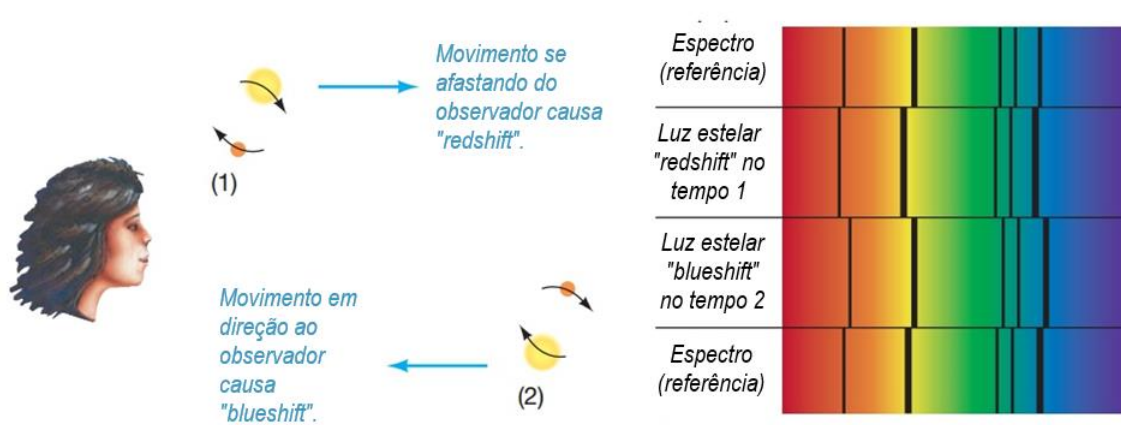


Figura 67 - Binária Espectroscópica. Deslocamento das linhas espectrais de um sistema binário pelo efeito Doppler.

Fonte: [13].

Binárias eclipsantes são mais raras. O plano orbital do par de estrelas deve estar alinhado com a nossa linha de visada para detectarmos seu trânsito. Nesta situação, como ilustrado na Figura 68, observamos que, durante um intervalo de tempo, a luminosidade sofre um decréscimo quando uma estrela passa na frente de outra. A partir desta variação na curva de luz, obtemos informações detalhadas desta estrela como sua órbita, massa e raio. Assim, os sistemas binários eclipsantes fornecem um meio alternativo de medição de raio da estrela.

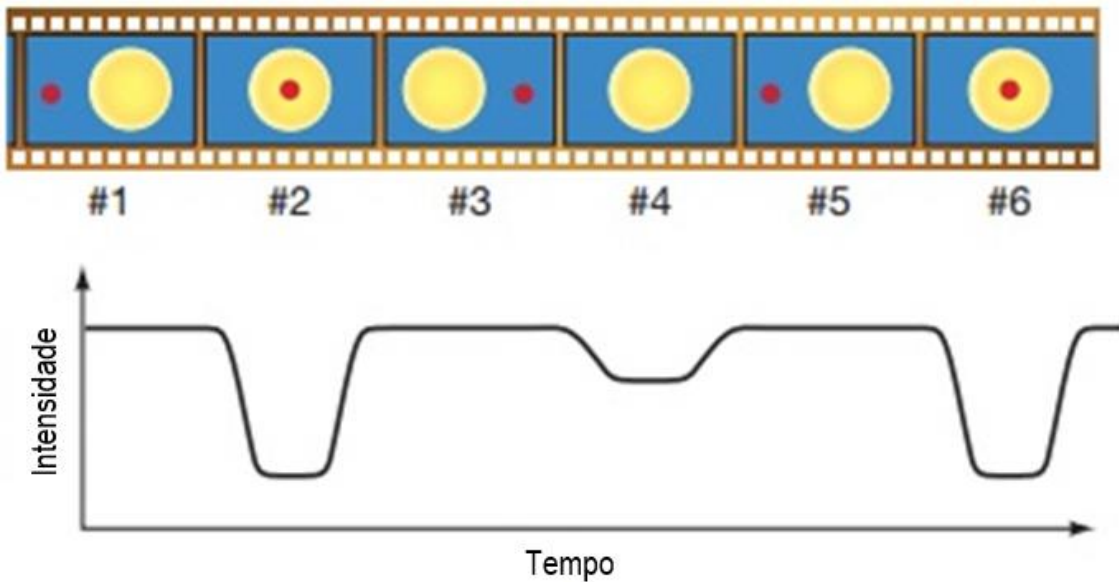


Figura 68 - Trânsito Binário: duas estrelas eclipsando uma a outra.

Fonte: [13].

No contexto do sensor estelar, apenas as binárias eclipsantes do tipo visual são de interesse. Isto se deve ao fato de o sensor ser uma câmera desfocalizada de contagem de fótons, um fotômetro. Não há, portanto, resolução espacial para distinguir binárias visuais ou ainda medidas espectrométricas para binárias espectroscópicas. Para o sensor estelar, todos esses tipos de binárias se comportarão como eclipsantes, caso seus planos orbitais estejam alinhados com o FoV do sensor.

4.5.2.1.3 Curvas de luz de sistemas binários

Como já comentado, cada estrela possui uma curva de luz particular, mas ela tem suas características principais inalteradas, permitindo que seja possível caracterizá-la pelo seu tipo de fenômeno.

A seguir na Figura 69 são apresentados exemplos de curvas de luz de sistemas binários.

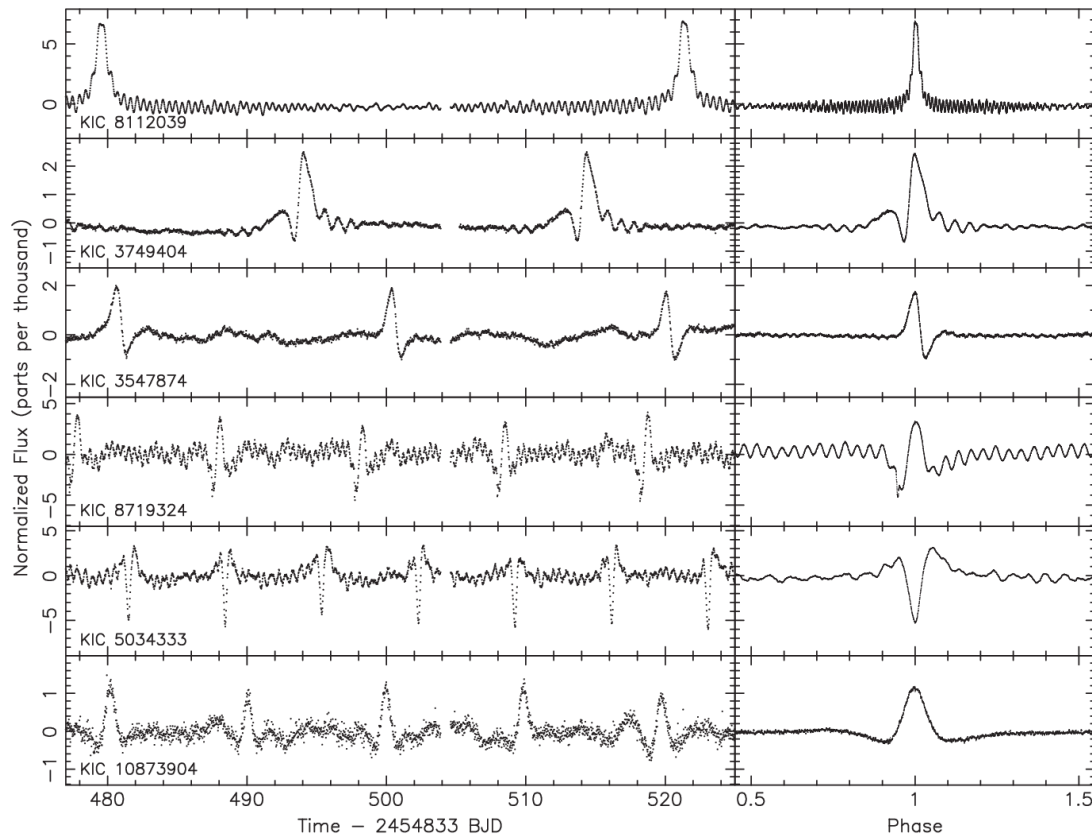


Figura 69 - Conjunto de curvas de luz de variáveis binárias.

Fonte: [40].

A partir desse conhecimento prévio sobre quais são as possibilidades de curvas de luz para o tipo de variáveis binárias, é possível escolher uma curva de luz que retrate este fenômeno. Devido à grande diversidade de variações existentes para ele, se torna inviável simular todas as possibilidades de curvas de luz. Assim, a curva de luz ideal a ser escolhida e capaz de retratar o fenômeno em questão é a que terá maior influência na medida de precisão e cálculo da LoS, ou seja, a curva com maiores amplitudes e frequência de oscilação. E para a versão inicial do simulador, o tipo de curva de luz escolhida é apresentada na Figura 70.

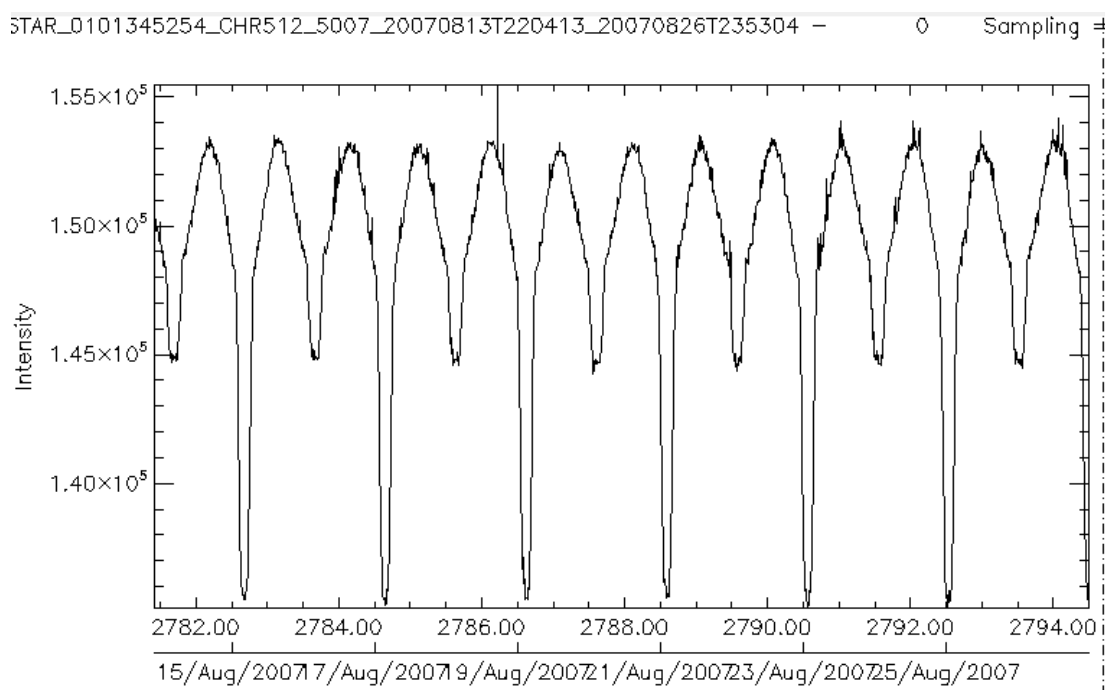


Figura 70 - Curva de luz real de uma estelar binário do satélite CoRoT, onde se pode ver os eclipses sucessivos das duas estrelas, que tem brilhos diferentes. O eixo y (intensity) é a quantidade de elétrons.

Fonte: Autor

4.5.3 Resultados dos estudos

A partir dos estudos realizados nesse capítulo, conclui-se que as seguintes variabilidades estelares são de grande importância para a versão inicial do IFS (Tabela 2).

Variabilidade Intrínseca	Variabilidade Extrínseca
Atividade Estelar	Trânsito Planetário
Flares	Trânsito Binário
Oscilação Estelar	

Tabela 2 – Potenciais variabilidades estelares para o IFS.

Fonte: Autor.

5 ALGORITMOS

Neste capítulo serão apresentados os algoritmos utilizados para simular os fenômenos estelares descritos no capítulo anterior.

Os algoritmos consistem em equações matemáticas com parâmetros configuráveis, permitindo ao usuário simular a variabilidade estelar que julgar necessária para desenvolver e testar o software do sensor estelar.

Esses algoritmos irão gerar dados sintéticos de cada fenômeno que, no final, serão somados, resultando, assim, numa única curva de luz, que represente as principais características que uma estrela real teria se observada pelo sensor estelar.

5.1 ATIVIDADE ESTELAR

Para o algoritmo de atividade estelar utilizou-se os dados provenientes do observatório **SOHO**, o qual é referência para estudo de atividade estelar [36]. Em estrelas do tipo Solar, como já apresentado anteriormente, possui ciclos de campo magnético na escala de tempo de 11 anos. Pois um ciclo mais curto em uma escala de 5 dias seja suficiente para nosso projeto. Dependendo do ciclo de vida dos Satélites e da missão, o uso de um período curto ou longo será mais relevante em relação ao sensor estelar.

Nesse caso, nosso objetivo é utilizar dados de alguns dias. Isto porque, o período de alguns dias é o suficiente para simular a influência deste fenômeno na medida de baricentro.

Dessa forma, utilizou-se a partir de um arquivo texto com as informações do fluxo Solar do SOHO. A série temporal se encontra em um período na escala de dias. Assim, cada amostra é definida como 1 segundo de amostragem. No entanto, caso o período de amostragem seja menor, os dados iram ser interpolados, de tal forma, que as informações não serão confiáveis para retratar um fenômeno de atividade Solar. Para garantir a integridade dos dados, uma técnica de interpolação é utilizada para contornar esse problema de amostragem. Assim, escolheu-se uma função do MATLAB, a qual tem por objetivo fazer uma interpolação cúbica preservando os valores vizinho. Na Figura 71 é mostrado um exemplo de atividade estelar do SOHO.

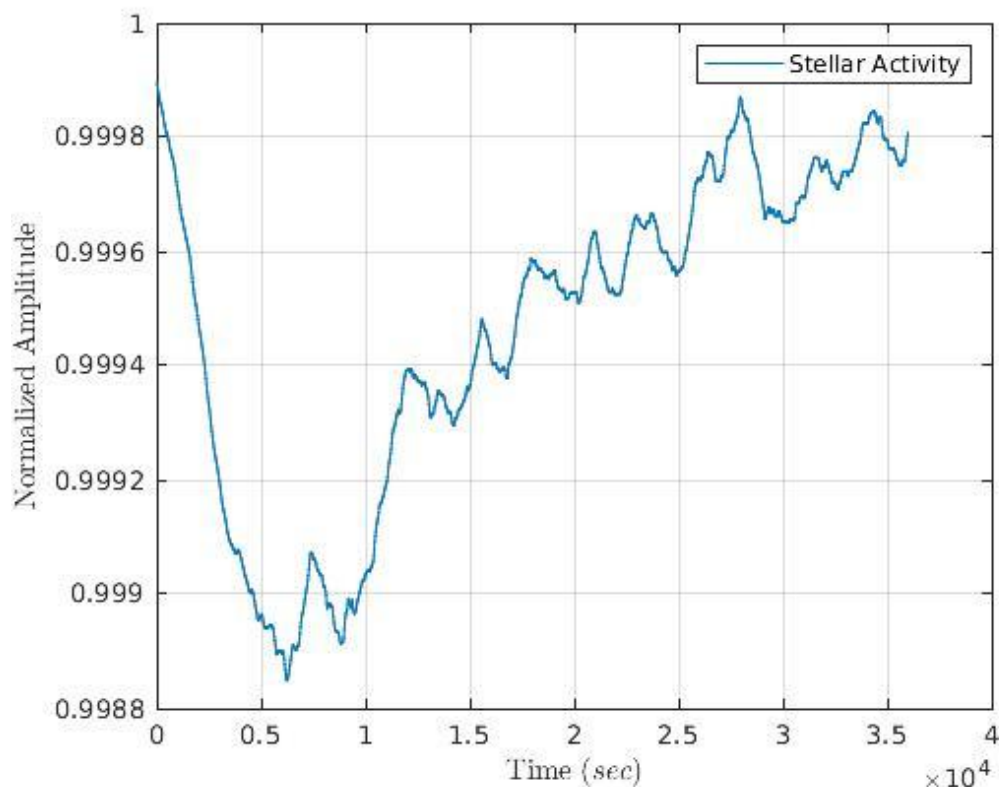


Figura 71 - Curva de atividade solar obtida do SOHO.

Fonte: Autor.

5.2 “FLARE” SOLAR

O comportamento de um fenômeno do tipo “*Flares*” Solar apresenta característica de uma função exponencial que decai com um certo período de tempo, ou seja, o fluxo Solar sofre uma variação abrupta e logo decai com uma certa taxa de velocidade. Assim, uma função exponencial é capaz de retratar as principais características deste fenômeno e atender nossas necessidades para simulação de missões.

Para o desenvolvimento deste algoritmo utilizou-se os dados de observação do satélite Kepler da estrela KIC-10355856 [22], a qual é uma estrela bem-comportada e que possui várias ocorrências de “*Flares*”. Escolheu-se esse tipo de estrela, porque ela possui em seu espectro de frequência menor quantidade de componentes senoidais. Isto facilita o ajuste da curva do “*Flare*” pelo método de *Curve Fitting*, que consiste em encontrar uma curva que melhor se ajusta à curva do “*Flare*” utilizada. O método numérico de *Curve Fitting* utilizado foram os de interpolação linear e polinomial. A Figura 72 apresenta o momento de ocorrência de um “*Flare*” nesta estrela.

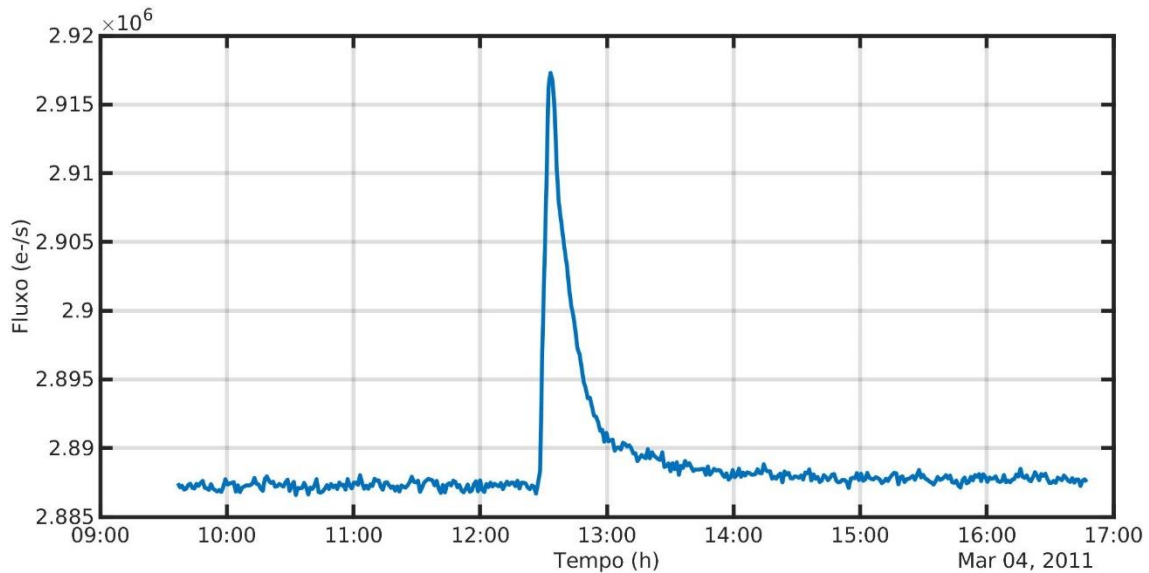


Figura 72 - Curva de luz do “Flare” utilizada para o ajuste de curva.

Fonte: Autor.

Os dados utilizados para o ajuste da curva foram coletados do site - “NASA Exoplanet Archive”. E após um pré-processamento desses dados, com auxílio do toolbox do MATLAB, gerou-se a função exponencial desejada que melhor retrata o “Flare”, Figura 73.

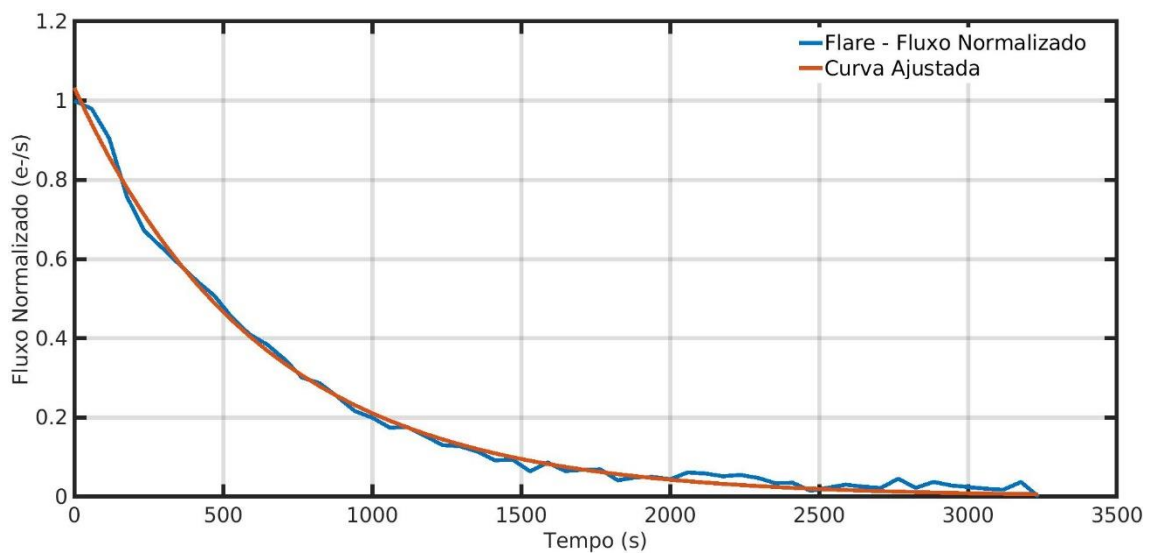


Figura 73 - Comparação entre a curva de luz e a curva ajustada.

Fonte: Autor.

A equação obtida que descreve o comportamento do “Flares” é apresentada a seguir, a mesma possui como dados de entrada e configuráveis na interface do simulador: a amplitude (a) do “Flares” em fluxo Solar por unidade de partes por milhão (ppm), o período de decaimento da curva (τ) e o instante em que ocorre o “Flares” (t) em segundos (s):

$$f(a, \tau, t) = ae^{-\tau t} \quad (22)$$

A Figura 74 mostra um exemplo do algoritmo implementado para retratar o “Flare”.

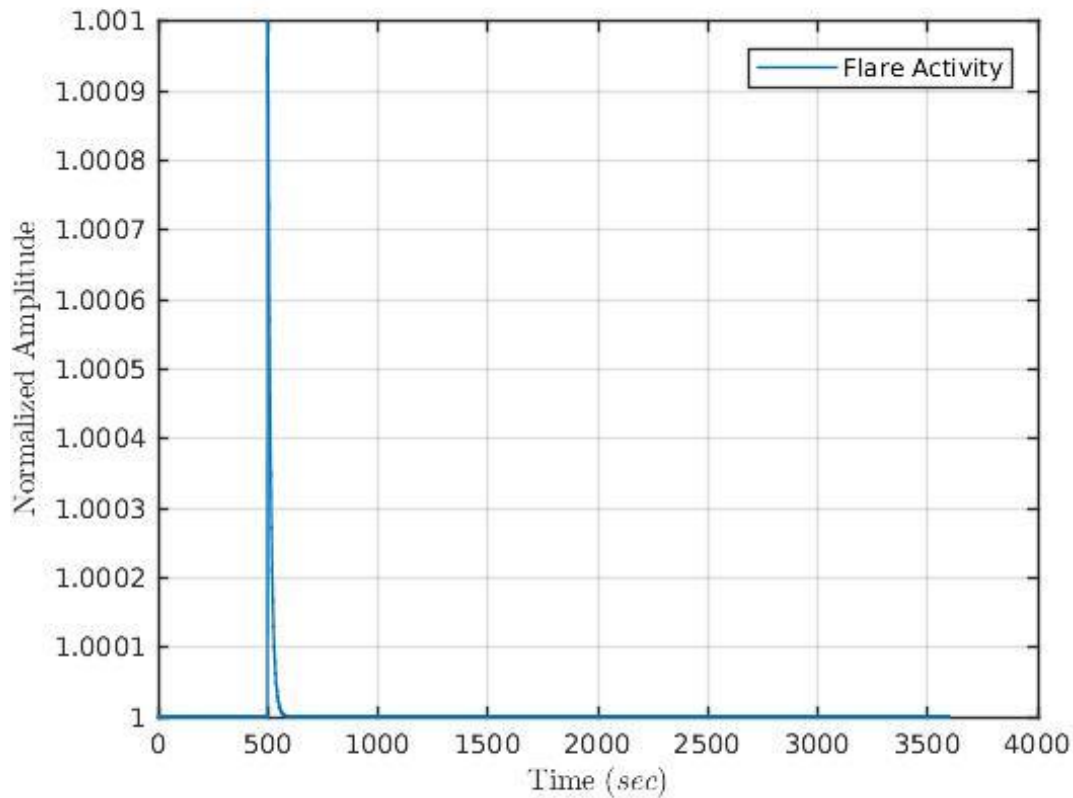


Figura 74 - Curva de atividade “Flare”.

Fonte: Autor.

5.3 OSCILAÇÃO ESTELAR

Como já tratado no capítulo anterior, oscilação estelar é uma variação cíclica que a estrela possui devido às suas características física e química. Essa oscilação cíclica proveniente da estrela é observada pelo Sensor Estelar através da coleta de fótons, que posteriormente é transformado em um sinal digital que possui a forma de uma onda senoidal. Para simularmos este tipo de fenômeno, a série de Fourier, a qual é a soma das funções trigonométricas - seno e cosseno, reproduz uma curva capaz de retratar as principais características deste fenômeno.

Para o desenvolvimento deste algoritmo utilizou-se os dados de observação do satélite Kepler da estrela KIC-7548061 [23], a qual é uma estrela do tipo Cefeída que possui um período de oscilação adequado para o desenvolvimento deste algoritmo. Assim, utilizou-se o ajuste da

curva pelo método de *Curve Fitting*. O método numérico de *Curve Fitting* utilizado foram os de interpolação linear e polinomial. A Figura 75 apresenta um período de fluxo da estrela escolhida, o qual será utilizada para gerar a equação que melhor representa está curva.

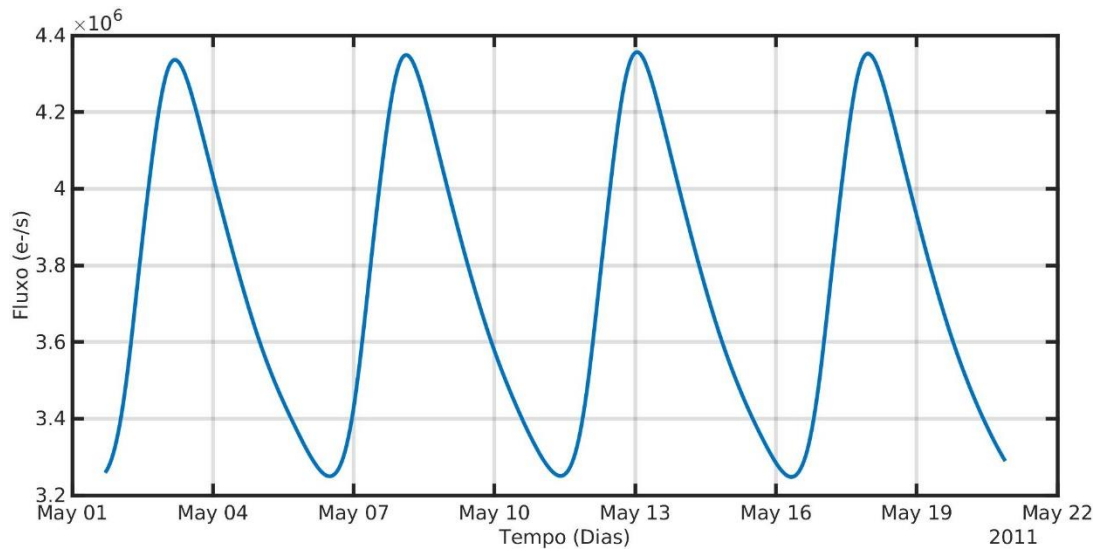


Figura 75 - Curva de luz de oscilação utilizada para o ajuste de curva.

Fonte: Autor.

Os dados utilizados para o ajuste da curva foram coletados do site - “*NASA Exoplanet Archive*”. E após um pré-processamento desses dados, com auxílio do toolbox do MATLAB, gerou-se a função desejada que melhor retrata a curva de interesse, Figura 76.

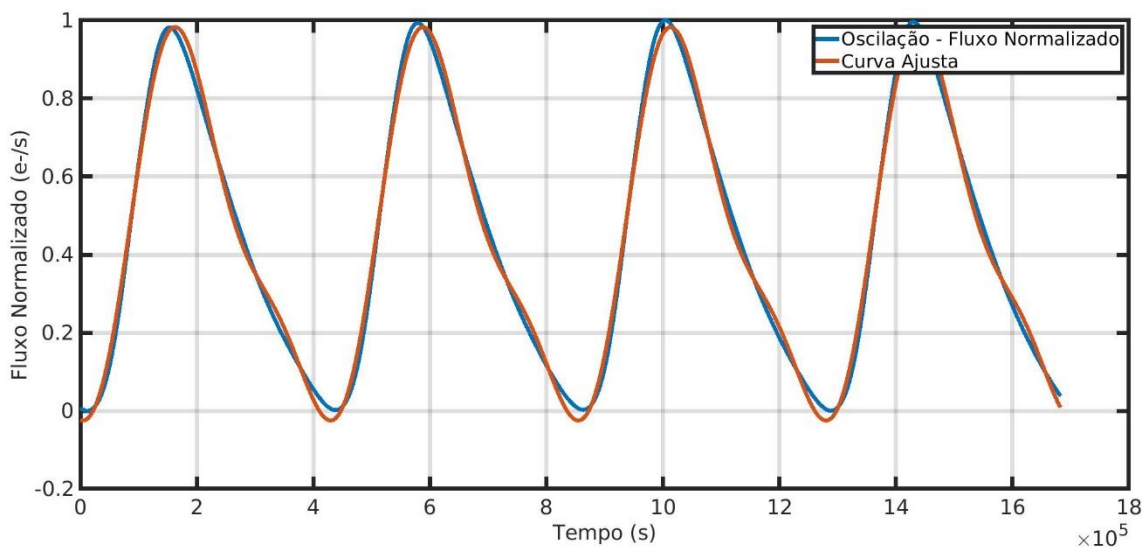


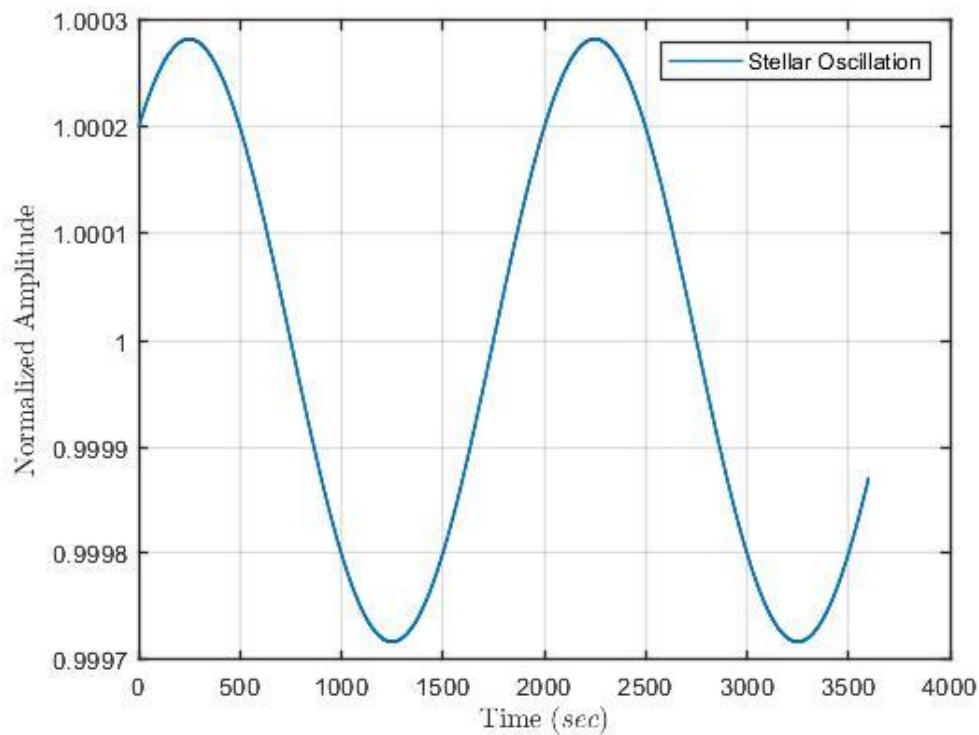
Figura 76 - Comparação entre a curva de luz e a curva ajustada.

Fonte: Autor.

Dessa forma, a equação que descreve o comportamento de oscilação é apresentada a seguir, a mesma possui como parâmetros de entrada e configuráveis na interface do simulador: a amplitude (a_1, a_2, b_1 e b_2) da oscilação do fluxo luminoso por unidade de partes por milhão (ppm), o período (ω) de oscilação e o tempo de simulação (t) em segundos (s):

$$f(a_1, b_1, a_2, b_2, \omega, t) = a_1 \cos(\omega t) + b_1 \sin(\omega t) + a_2 \cos(2\omega t) + b_2 \sin(2\omega t) \quad (23)$$

A Figura 77 mostra um exemplo do algoritmo implementado para retratar uma oscilação



estelar.

Figura 77 - Curva de atividade de oscilação estelar.

Fonte: Autor.

5.4 TRÂNSITO PLANETÁRIO

Este fenômeno consiste na passagem de um planeta em frente da estrela observada, ou seja, o planeta eclipsa a estrela fazendo com que a intensidade de luz diminua durante sua passagem. Neste caso, para simularmos este tipo de fenômeno, uma função do tipo gaussiana é capaz de retratar as principais características deste fenômeno.

Para o desenvolvimento deste algoritmo, utilizou-se os dados de observação do satélite Kepler da estrela KIC-10666592 [23], que possui um planeta orbitando-a e ajuste da curva pelo

método de *Curve Fitting*. O método numérico de *Curve Fitting* utilizado foram os de interpolação linear e polinomial. A Figura 78 apresenta um período de trânsito da estrela escolhida para gerar a equação que melhor representa esta curva.

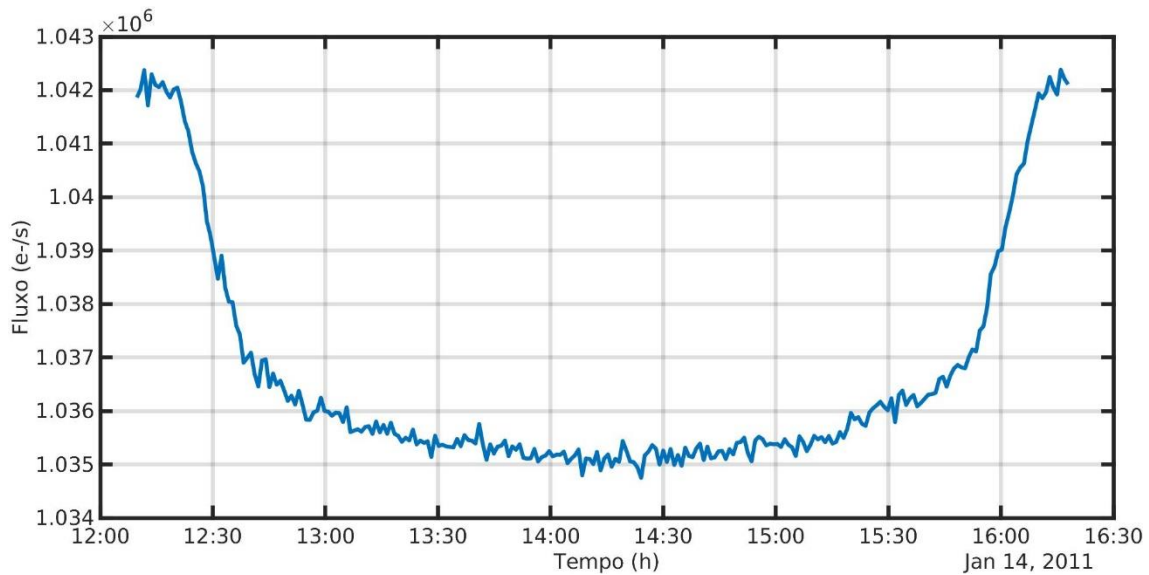


Figura 78 - Curva de luz de trânsito planetário utilizada para o ajuste de curva.

Fonte: Autor.

Os dados utilizados para o ajuste da curva foram coletados do site - “NASA Exoplanet Archive”. E após um pré-processamento, com auxílio do toolbox do MATLAB, gerou-se a função desejada que melhor retrata a variabilidade deste fenômeno, Figura 79.

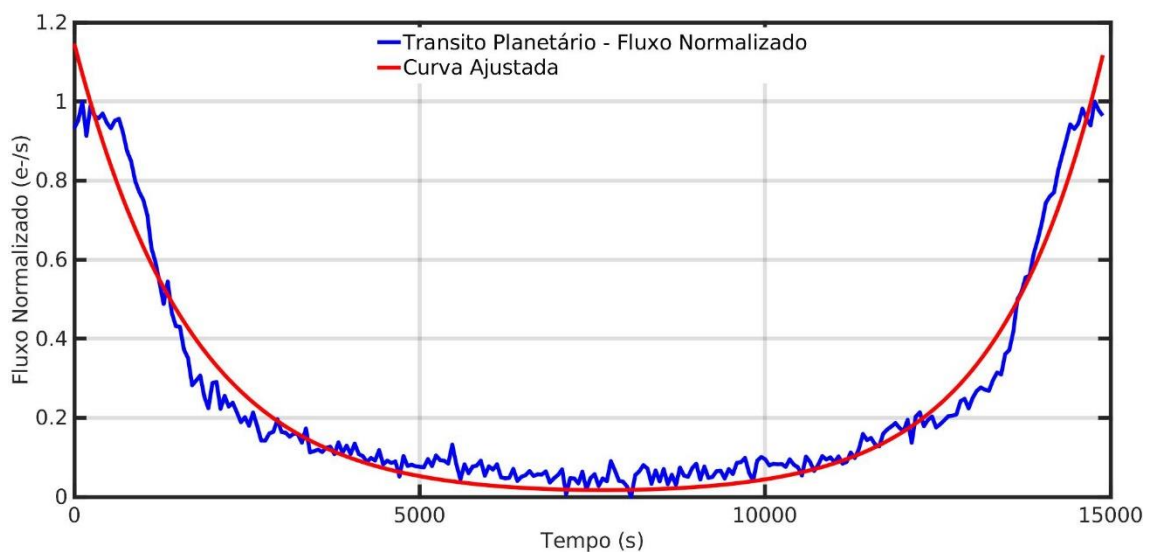


Figura 79 - Comparação entre a curva de luz e a curva ajustada.

Fonte: Autor.

Dessa forma, a equação que descreve o comportamento desta variabilidade é apresentada a seguir. A mesma possui como parâmetro de entrada (e configuráveis na interface do simulador): a amplitude (a_1, a_2) do fluxo luminoso por unidade de partes por milhão (ppm), o período do trânsito que representa o período de tempo que ocorre o eclipse (b_1, b_2), o tempo de trânsito (c_1, c_2) que representa o tempo em que o planeta passa pela estrela e o tempo de simulação (t) em segundos (s):

$$f(a_1, b_1, a_2, b_2, c_1, c_2, t) = a_1 e^{\left(\frac{-(t-b_1)}{c_1}\right)^2} + a_2 e^{\left(\frac{-(t-b_2)}{c_2}\right)^2} \quad (24)$$

A Figura 80 mostra um exemplo do algoritmo implementado para retratar um trânsito planetário.

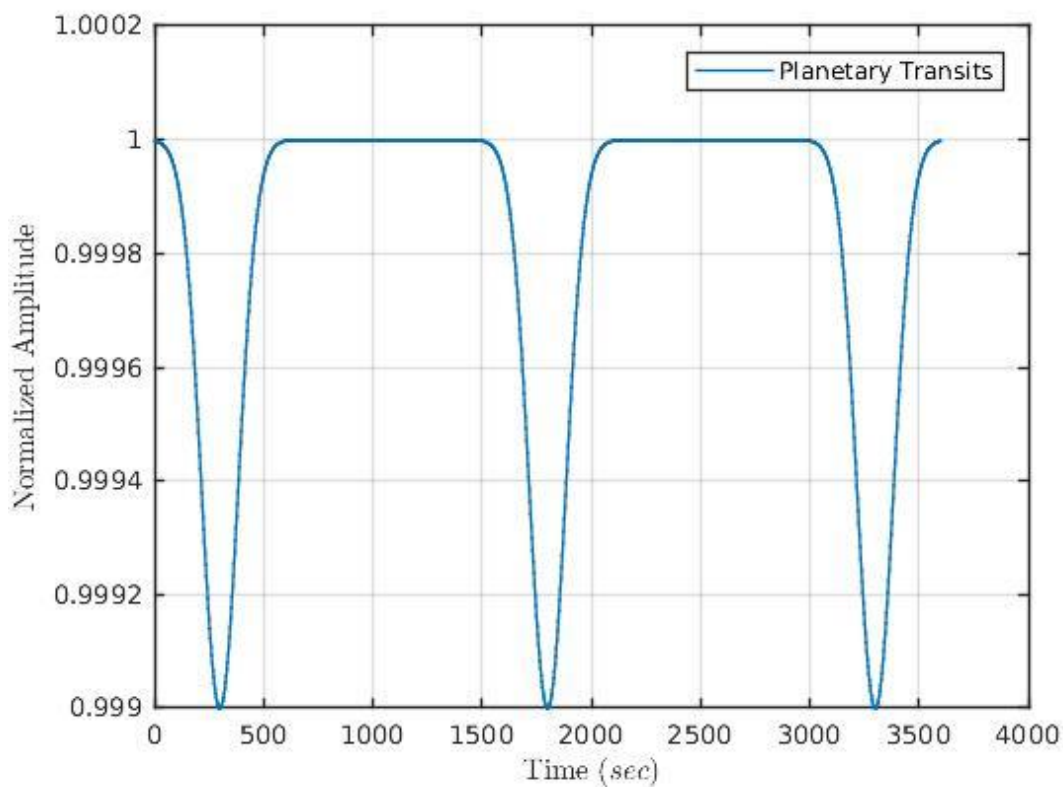


Figura 80 - Curva de atividade de trânsito planetário.

Fonte: Autor.

5.5 TRÂNSITO BINÁRIO

Este fenômeno é muito parecido com o trânsito planetário apresentado no item anterior. A diferença é que o trânsito binário tem duas estrelas se eclipsando, com um centro gravitacional comum. A curva de luz é bem parecida com a do trânsito planetário, com uma diferença que

teremos dois picos de variação de luz, onde um pico representa uma estrela e o outro pico a segunda estrela. Para simularmos este tipo de fenômeno, a somatória de funções gaussianas é capaz de retratar as principais características deste fenômeno.

Para o desenvolvimento deste algoritmo, utilizou-se os dados de observação do satélite Kepler da estrela KIC-9402652 [37], a qual é uma estrela do tipo *Algol* - binária eclipsante que possui uma variabilidade estelar adequada para o desenvolvimento deste algoritmo. O ajuste da curva foi feito pelo método de *Curve Fitting*. O método numérico de *Curve Fitting* utilizado foram os de interpolação linear e polinomial. A Figura 81 apresenta um período de fluxo da estrela escolhida para gerar a equação que melhor a representa.

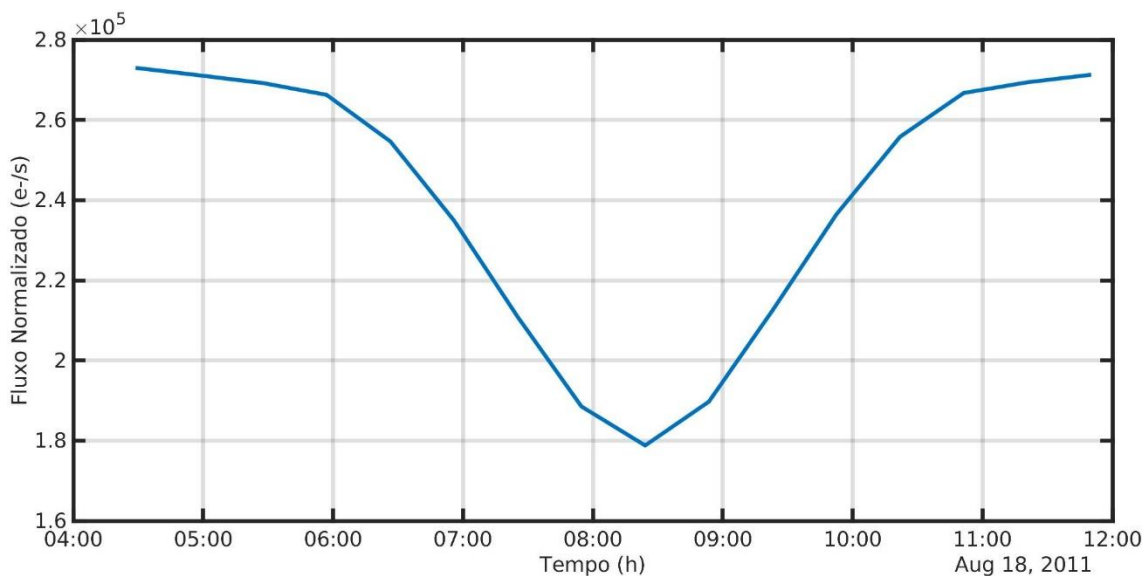


Figura 81 - Curva de luz de trânsito binário utilizada para o ajuste de curva.

Fonte: Autor.

Os dados utilizados para o ajuste da curva foram coletados do site - “*NASA Exoplanet Archive* “. E após um pré-processamento, com auxílio do toolbox do MATLAB, gerou-se a função desejada que melhor retrata a variabilidade deste fenômeno, Figura 82.

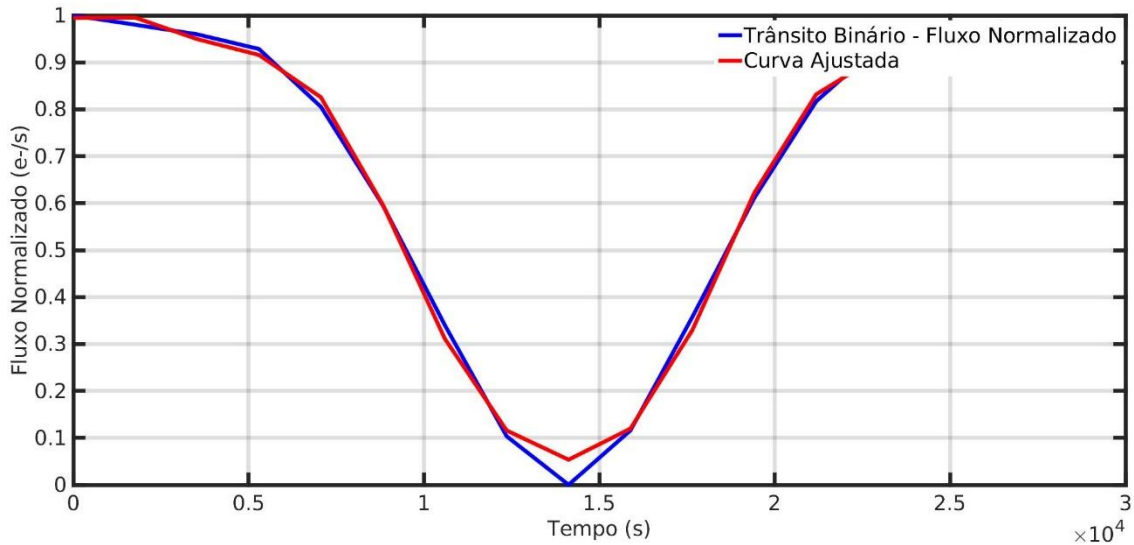


Figura 82 - Comparação entre a curva de luz e a curva ajustada.

Fonte: Autor.

Dessa forma, a equação que descreve o comportamento desta variabilidade é apresentada a seguir. A mesma possui como parâmetro de entrada (e configuráveis na interface do simulador): a amplitude (a_1, a_2, a_3, a_4) do fluxo luminoso de ambas as estrelas por unidade de partes por milhão (*ppm*), o período do trânsito que representa o período de tempo que ocorre o eclipse (b_1, b_2, b_3, b_4), o tempo de trânsito (c_1, c_2, c_3, c_4) que cada estrela demora para eclipsar uma a outra e o tempo de simulação (t) em segundos (s):

$$\begin{aligned}
 f(a_1, a_2, a_3, a_4, b_1, b_2, b_3, b_4, c_1, c_2, c_3, c_4, t) \\
 = a_1 e^{\left(\frac{-(t-b_1)}{c_1}\right)^2} + a_2 e^{\left(\frac{-(t-b_2)}{c_2}\right)^2} + a_3 e^{\left(\frac{-(t-b_3)}{c_3}\right)^2} \\
 + a_4 e^{\left(\frac{-(t-b_4)}{c_4}\right)^2}
 \end{aligned} \tag{25}$$

A Figura 83 mostra um exemplo do algoritmo implementado para retratar um trânsito binário.

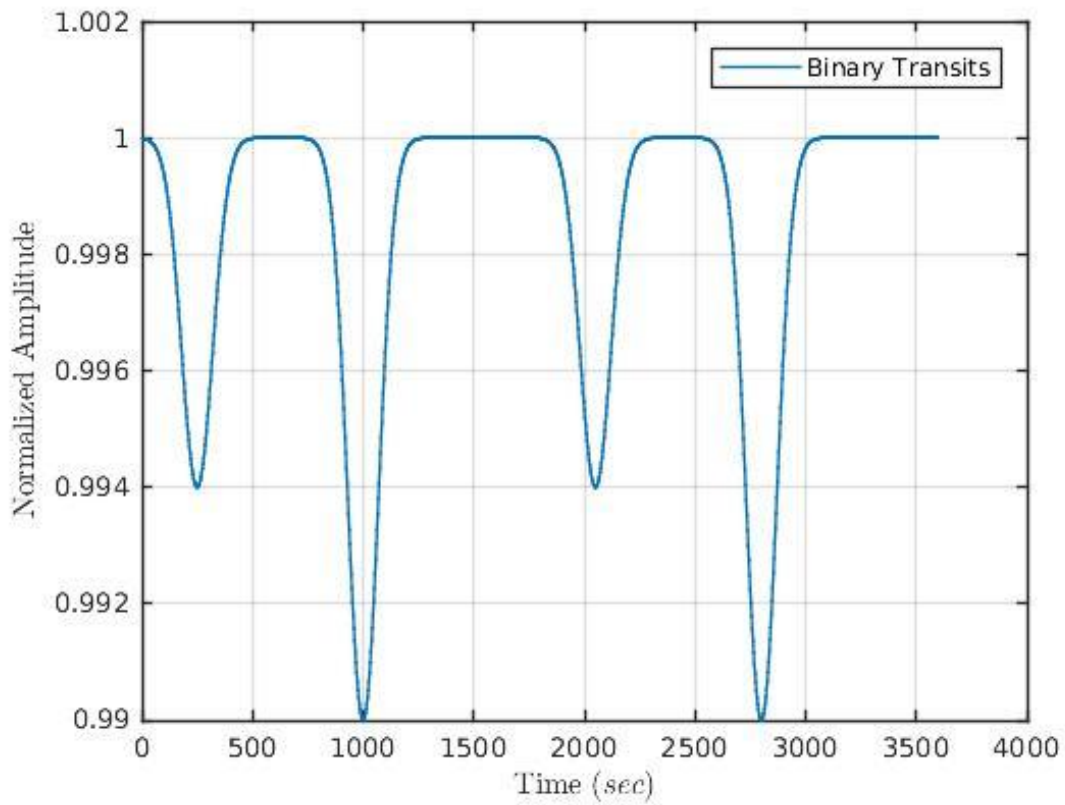


Figura 83 - Curva de atividade de trânsito binário.

Fonte: Autor.

5.6 SOMATÓRIO DOS FENÔMENOS

A somatória dos fenômenos é importante para retratar a realidade observada pelo sensor estelar. No espaço, durante as observações, sempre encontramos vários fenômenos em apenas uma curva de luz. Ao simular diversos fenômenos ao mesmo tempo, retratamos o que iremos encontrar em uma missão espacial.

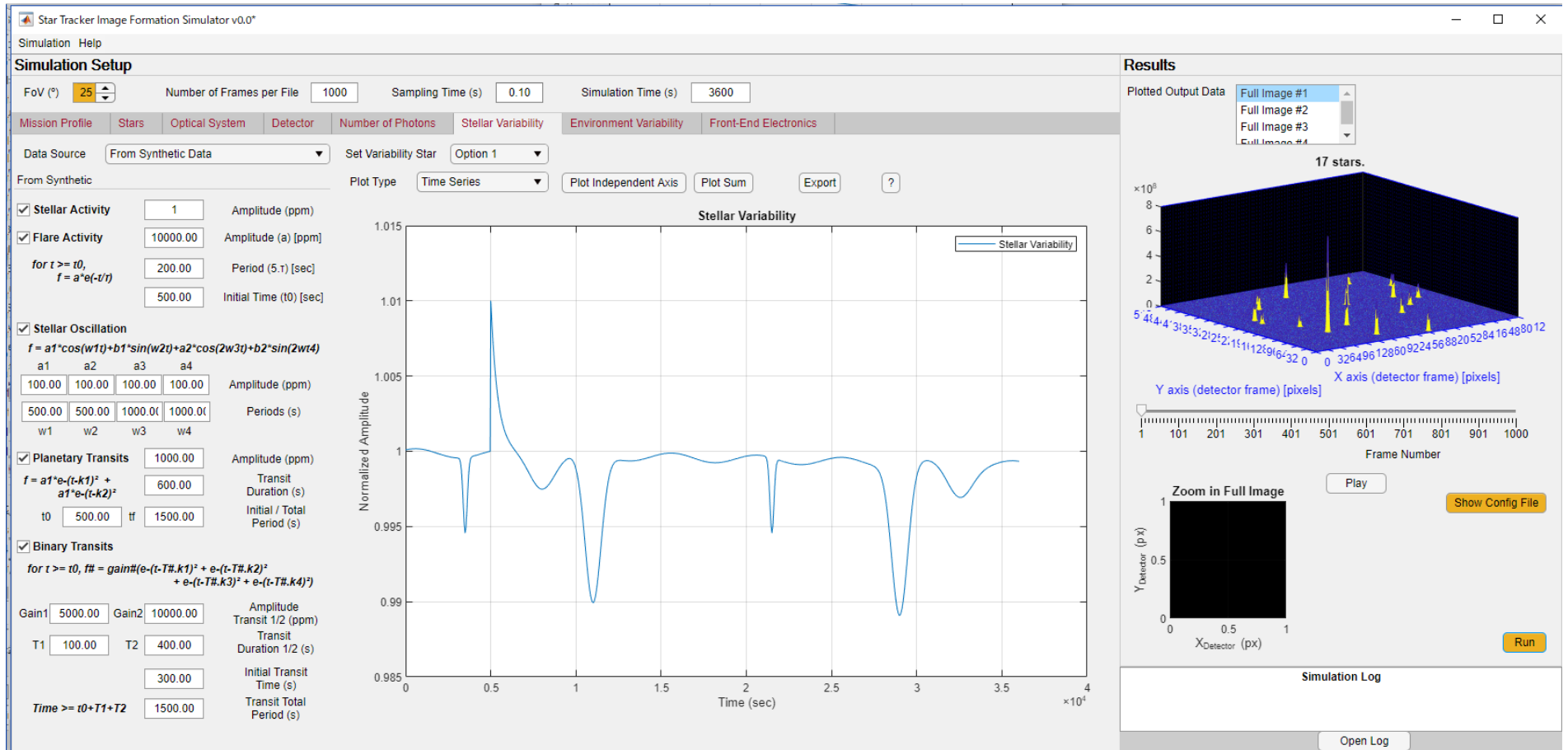


Figura 84 - Curva da somatória das atividades estelares.

Fonte: Autor.

5.7 SIMULAÇÃO DA PERDA DE PRECISÃO DE MEDIDA DE BARICENTRO DA ESTRELA POR AÇÃO DE SUA VARIABILIDADE ESTELAR

A existência do presente trabalho se justifica pela influência que a variabilidade estelar causa na medida de LoS dos sensores estelares. Na seção introdutória do capítulo 4 foi apresentado um caso prático deste efeito com os dados de voo do satélite CoRoT. Nesta seção será feita a simulação de um caso equivalente.

Para tanto, realizou-se uma simulação simplificada com parâmetros pré-definidos. A partir do estudo de frequência de fenômenos de variabilidade (Figura 33) foram definidas as curvas ideais para simulação e que possuem grande influência na relação sinal/ruído do sensor estelar. Assim, escolheu-se uma curva com o fenômeno do tipo Trânsito Binário, a mesma da Figura 32, a qual possui uma grande variação de brilho na curva de luz e que impacta diretamente na precisão de medida da curva de baricentro usada para calcular a LoS.

Utilizando-se o simulador IFS, foi gerado o cubo de imagens com o período de simulação do fenômeno escolhido. A Figura 85 apresenta um exemplo de imagem gerada.

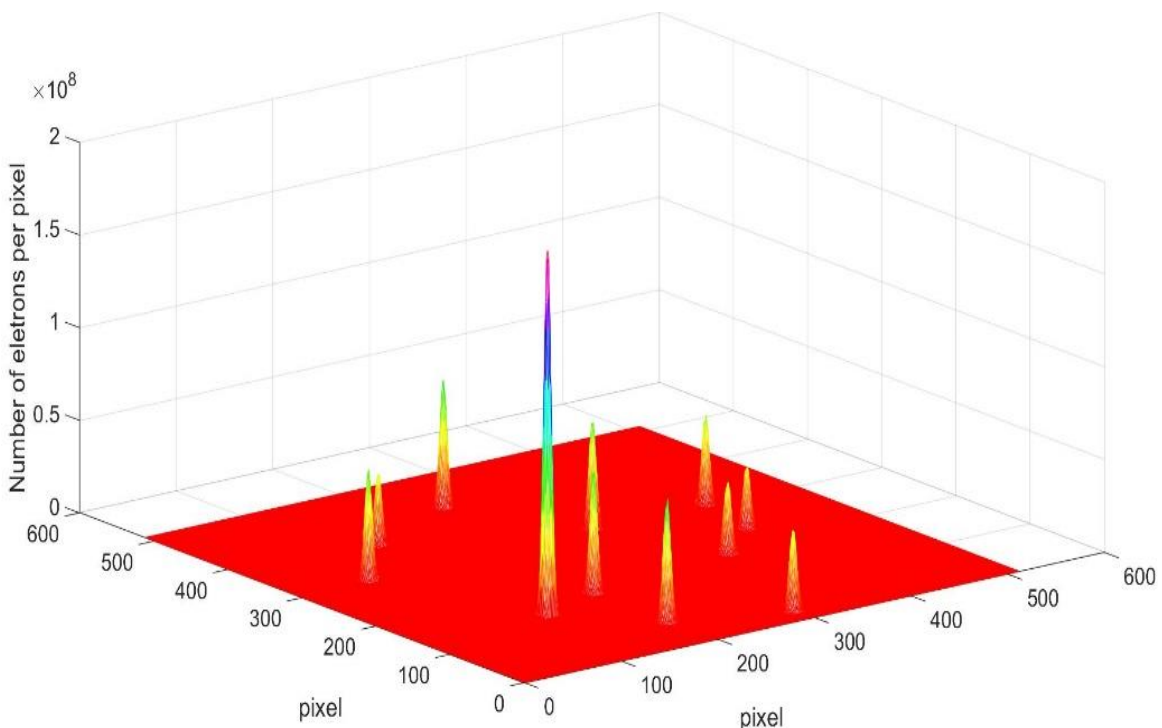


Figura 85 - Simulação de criação do cubo de imagem em um sensor estelar.

Fonte: Autor.

O cubo de imagens foi inserido numa versão simplificada do software de voo, responsável por processar as imagens e gerar dados como a fotometria da estrela e sua curva de baricentro.

A Figura 86 mostra o resultado da redução de dados realizada pelo software voo (vide apêndice 2). Esta foi realizada apenas para a estrela mais brilhante do campo.

A figura é composta por dois gráficos, sendo o primeiro o gráfico da fotometria, que contém a variabilidade estelar do tipo Trânsito Binário, obtida pelo método de cálculo por limite, chamado *threshold photometry*, ou seja, acima de uma quantidade pré-definida de elétrons é realizada a somatória dos elétrons em cada pixel da janela imagem. O cálculo realizado é o seguinte:

$$f_{l_k} = \sum_{j=1}^n \sum_{i=1}^m (StarWind_{l_k}(i, j) > threshold) \quad (26)$$

onde:

- f_{l_k} é a fotometria em [e−] da estrela alvo l no instante k ;
- $StarWind_{l_k}$ é a janela de estrela contendo a imagem em [e−] do alvo l no instante k ;
- n e m em [pixels] são as dimensões da janela de estrela l .

O segundo gráfico da Figura 86, o Erro de medição do Jitter é o resultado do jitter inserido na imagem menos o jitter medido na própria imagem através do cálculo de baricentro (ver Equação 19).

Assim, percebe-se que quando a intensidade luminosa sofre variações de grande amplitude causadas pela variabilidade estelar, há uma queda na precisão de medida do baricentro. Dito de outra forma, durante o trânsito binário há uma queda acentuada na relação sinal sobre ruído da estrela observada, causando perda de precisão de medida de seu centroide.

É o mesmo efeito observado nos dados de voo do satélite CoRoT (ver Figura 32).

Como já explicado anteriormente, a LoS deduzida a partir desses dados também terá perda de precisão. Cabe ao software de voo decidir a melhor forma de utilização desses dados através de suas estratégias de processamento de sinais.

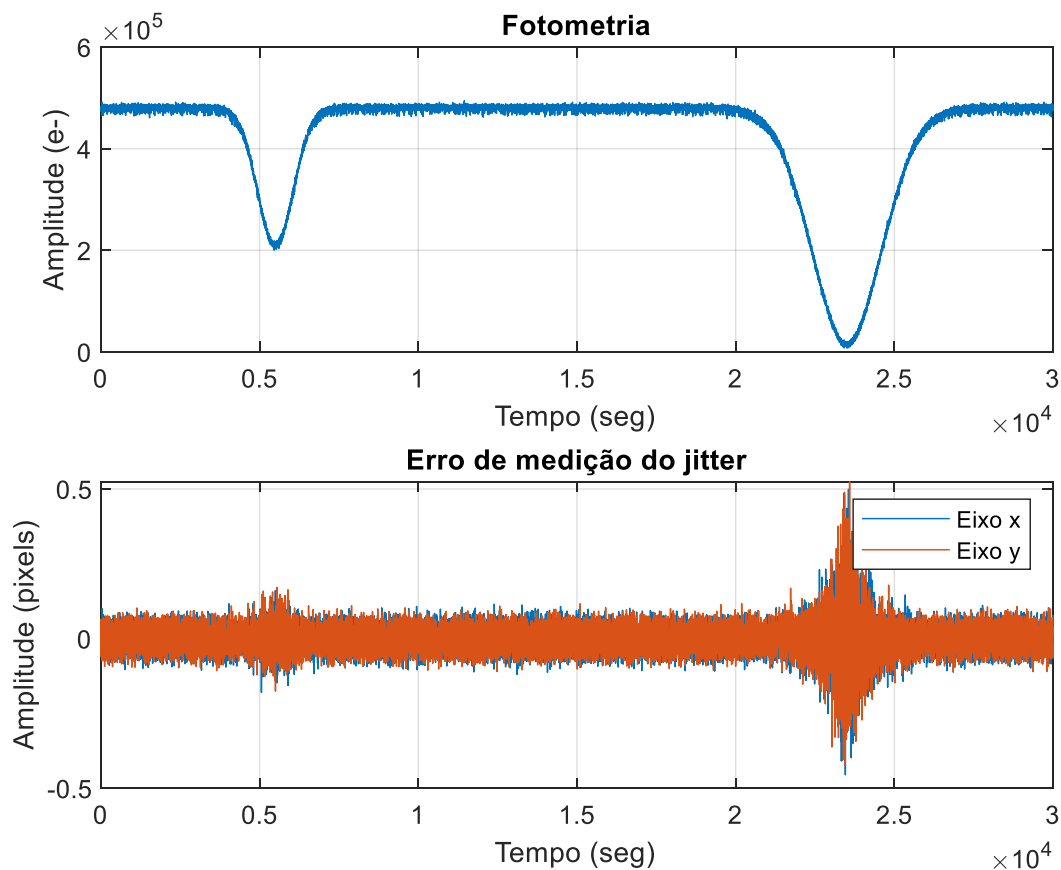


Figura 86 - Simulação do efeito de trânsito binário sobre o cálculo de baricentro.

Fonte: Autor.

Vale ressaltar, que o erro de medição obtido, originou-se a partir da equação (21) do cálculo de baricentro da estrela escolhida, mais a soma do jitter. Assim, gerou-se uma curva de baricentro com o jitter. Em seguida, a partir desta curva de baricentro é realizado outra medição de baricentro, gerando-se outra curva de baricentro medida a partir da original. Para assim, subtraí-las, resultando no erro de medição da Figura 86.

6 RESULTADOS FINAIS

No contexto atual de nosso avanço tecnológico e com um alto desempenho computacional, os simuladores se tornaram uma ferramenta de projeto e prototipagem indispensável. Antes, os projetos eram desenvolvidos através de simplificações analíticas e testados por tentativa e erro. Assim, gerava-se maior tempo e custo para se chegar a uma versão final de projeto. Agora, com a possibilidade de se simular todos os processos de desenvolvimento de um projeto, possibilitou-se a redução de custo e tempo de desenvolvimento de qualquer projeto, desde os mais simples até os mais complexos, como por exemplo, o desenvolvimento de um satélite.

O IFS é um software que simula a operação do instrumento sensor estelar, o qual possui vários subsistemas indispensáveis para seu funcionamento. E o simulador é responsável por simular todos esses subsistemas como se fosse na vida real. Estes exigem o conhecimento específico de várias áreas do conhecimento, como por exemplo, o subsistema de lentes/ótica, cuja função é direcionar os fótons sobre o detector. O simulador é capaz de se adaptar às necessidades e particularidades de cada projeto, dispensando, assim, a necessidade de reengenharia para uma nova especificação de projeto.

O simulador permite, ainda, simular a operação de um sensor estelar em órbita exercendo sua função em uma missão espacial. A IHM do simulador possui vários parâmetros configuráveis que definem, por exemplo, o tipo de sensor estelar, tipo de catálogo estelar, tipos de perturbações como a variabilidade estelar etc. A partir desses parâmetros configuráveis, é possível simular a operação de um sensor estelar sob várias situações/missões.

Nesta dissertação, os maiores objetivos foram o desenvolvimento do software IHM (IFS), algoritmos (variabilidade estelar) e o ambiente/infraestrutura computacional, que é a base do projeto para prover capacidade computacional para processamento (vide apêndice 1). Concomitantemente, simular uma missão exemplo com o intuito de avaliar a influência dos fenômenos de variabilidade estelar sobre a medida de baricentro, usada para calcular a LoS.

Para isso, um estudo sobre variabilidade estelar foi realizado a fim de conhecer as possíveis variabilidades estelares que influenciariam no cálculo de baricentro. A partir do estudo, concluiu-se que as estrelas que possuíam variabilidade para influenciar na medida de baricentro eram: Eruptivas, Pulsantes, Rotacionais, Cataclísmicas (explosivas e “*novalike*”) e Sistemas binários eclipsantes. Essa conclusão vale para estrelas com magnitude menor igual a 7, totalizando 2564 estrelas classificadas, segundo o catálogo GCVS.

Como o desenvolvimento de modelos matemáticos (analíticos) dos fenômenos estelares é muito complexo, exige o conhecimento de um especialista em variabilidade estelar e foge do escopo deste trabalho, optou-se por representar os fenômenos estelares pelo método *curve fitting* a partir de séries temporais das estrelas citadas acima, o que resultou nas equações apresentadas no capítulo 5, de simples utilização por engenheiros.

Como o simulador IFS produz cubos de imagens, estes são exportados para posterior importação e tratamento pelo software de voo. Para simular o software de voo, um algoritmo simplificado foi desenvolvido para gerar a fotometria proveniente do cubo de imagens, utilizando uma janela que contém apenas uma estrela. Não se optou por utilizar mais estrelas por causa do custo computacional, que não está disponível no momento. Com uma máquina atual de uso comum já se encontrou dificuldades para processar uma janela de uma estrela.

Os resultados de simulação e geração e processamento do cubo de imagens se mostraram satisfatórios, pois os resultados obtidos foram qualitativamente iguais aos resultados do satélite CoRoT.

6.1 TRABALHOS FUTUROS

Como trabalho futuro deve-se aprimorar o simulador IFS, tanto sua IHM como seus algoritmos. Por exemplo, a implementação de um banco de dados que associe as estrelas do campo de visada com suas respectivas variabilidade estelar; agregar novas funcionalidades para torná-lo mais amigável ao usuário, ou ainda a incorporação de mais módulos e algoritmos, com o objetivo de alcançar uma simulação de um sensor estelar o mais fiel possível à realidade, o que inclui módulos de simulação de órbita, distorções óticas, *black pixels*, *dark current*, dependência temperatura do detector, luz zodiacal, etc...

REFERÊNCIAS

- [1] BRASIL. MINISTÉRIO DA DEFESA. "**Portaria "n°6.834, de 30 de abril de 2009**". Aprova a edição da Diretriz de Implantação do Programa Estratégico de Sistemas Espaciais". Diário Oficial da União, Brasília, 14 mai.2012. Disponível em: <<http://www.jusbrasil.com.br/diarios/36939430/dou-secao-114-05-2012-pg-143>>: Acessado em: 2015.
- [2] PLATO (PLanetary Transits and Oscillation stars). Disponível em: <<http://sci.esa.int/plato/53707-esaselects-planet-hunting-plato-mission/>>. Acesso em: 2016.
- [3] LIEBE, C. C. "**Pattern recognition of star constellations for spacecraft applications**". IEEE Aerosp. Electron. Syst. Mag., v.8, n.1, p.31–39, 1993.
- [4] LIEBE, C. C. "**Accuracy performance of star trackers - a tutorial**". IEEE Trans. Aerosp. Electron. Syst., v. 38, n. 2, p.587–599, 2002.
- [5] WERTZ, J. R. **Spacecraft Attitude Determination and Control**. Springer, Netherlands, 1978.
- [6] FLEISH, D. A. and KREGENOW, J. **A student's guide to the mathematics of astronomy**. New York: Cambridge University Press, 2013.
- [7] BROWN, C. D. **Elements of Spacecraft Design**, American Institute of Aeronautics and Astronautics, Reston, VA, 2002.
- [8] JUNKINS, J. L. Astrodynamics Symposium. "**Overview of Star Tracker Technology and Its Trends in Research and Development**", 2003.
- [9] ROSSOU, L. G. A. **Restitution D'attitude D'un Satellite a haute MANOEUVRABILITE PAR UN VISEUR STELLAIRE A MATRICE APS. AMELIORATION DE L'AUTONOMIE ET DE LA ROBUSTESSE PAR COUPLAGE GYROMETRIQUE**. Universite De Rouen. 2004.
- [10] PERCY, J. R. "**Understanding Variable Stars**," University of Toronto. June 2007.
- [11] CHAISSON, E., MCMILLAN, S. - "**Astronomy Today**" – Springer, 2013.
- [12] STERKEN, C., JASCHEK, C. "**Light curves of variable stars**", 1996.
- [13] VARIABLE STAR CLASSIFICATION AND LIGHT CURVES - AAVSO. Disponível em: <<https://www.aavso.org/files/Variable%20Star%20Classification%20and%20Light%20Curves%20Manual%202.1.pdf>>.
- [14] STEINER, J. et al. - "**O Fascínio do universo**"., São Paulo, Odysseus Editora, 2010.
- [15] BRAVO, J. P. - "**Análise wavelet e modelo de manchas em curvas de luz estelares dos telescópios espaciais kepler e corot**", Natal-RN, 2014.
- [16] LIRA, S. R. - "**Análise wavelet em curvas de luz estelares de sistemas binários de missão espacial corot**", Natal-RN, 2014.
- [17] DI GENNARO, T. M. "**Desenvolvimento de algoritmos de simulador de imagens para avaliação tecnológica de sensores estelares autônomos utilizados na determinação de atitude de satélites em órbita baixa**". Dissertação (Mestrado) - Escola Politécnica da Universidade de São Paulo. Departamento de Engenharia de Telecomunicações e Controle - São Paulo, 2016. 95 p.
- [18] NITTA, N.V. et al. "**The Association of Solar "Flares" with Coronal Mass Ejections During the Extended Solar Minimum**". Solar Physics. 2013.

- [19] SCHMIDT, U. "Autonomous Star Tracker Based On Active Pixel Sensors". International Conference on Space Optics. Toulouse, France. 2004.
- [20] WANG, P. et al. "Design of a Miniature CMOS APS Star Tracker". International Journal of Electronics and Electrical Engineering v.4, n.1, 2016.
- [21] CANNIZZO, J. K. - "THE KEPLER LIGHT CURVE OF V344 Lyrae: CONSTRAINING THE THERMAL-VISCOUS LIMIT CYCLE INSTABILITY" - The Astrophysical Journal, n.725, p1393-1404, 2010.
- [22] L. A. BALONA. "Kepler observations of flaring in A-F type stars". Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 2012.
- [23] DEREKAS, A. et al. "The Kepler Cepheid V1154 Cyg revisited: light curve modulation and detection of granulation". Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 2016.
- [24] TRÂNSITO PLANETÁRIO. Disponível em: <<http://www.openexoplanetcatalogue.com/planet/HAT-P-7%20b/>>. Acessado em: 23/10/2018.
- [25] SENSOR ESTELAR. Disponível em: <https://www.spiedigitallibrary.org/ContentImages/Proceedings/10566/105660T/FigureImages/00021_PSIDG10566_105660T_page_3_1.jpg>.
- [26] SENSOR ESTELAR DE CABEÇA FIXA. Disponível em: <<http://www.spacealliance.ro/articles/view.aspx?id=201002250904>>.
- [27] SENSOR ESTELAR DE CABEÇA FIXA. Disponível em: <<http://www.spacealliance.ro/articles/view.aspx?id=201002250904>>.
- [28] SENSOR ESTELAR - BAFFLE. Disponível em: <<http://www.sodern.com>>.
- [29] FUNÇÃO DE PONTO DE ESPALHAMENTO. Disponível em: <https://en.wikipedia.org/wiki/Point_spread_function>.
- [30] SITE COROT. Disponível em: <https://corot.cnes.fr/fr/COROT/Fr/bloc_focal.htm>.
- [31] PRESENÇA DO SOL. Disponível em: <https://www.youtube.com/user/spacexchannel>.
- [32] VELOCIDADE ANGULAR DO SATÉLITE. Disponível em: <<https://www.reference.com/science/stars-appear-move-east-west-across-night-sky-feda6ae58902ee36>>.
- [33] MANCHAS SOLARES. Disponível em: https://www2.mps.mpg.de/projects/sun-climate/resu_body.html.
- [34] FLARES. Disponível em: <http://www.nature.com/nature/journal/v485/n7399/full/nature11063.html>.
- [35] DIAGRAMA H-R. Disponível em: <http://astro.if.ufrgs.br/vialac/node4.htm>.
- [36] SOHO. Disponível em: <https://sohowww.nascom.nasa.gov/home.html>.
- [37] KOO, J. J. et al. "The Kepler eclipsing binary V2281 Cygni with twin stars". Disponível em: <<https://arxiv.org/>>, Acessado em: 2018.
- [38] NOTSU, Y. et al. "Superflares on solar-type stars observed with kepler ii. photometric variability of superflare-generating stars: a signature of stellar rotation and starspots". The Astrophysical Journal, n771:p127 (10pp), 2013.
- [39] B'NYAI, E. et al. "Variability of M giant stars based on Kepler photometry: general characteristics". Royal Astronomic Society, 2013.

- [40] KIRK, B. Et al. “**Kepler Eclipsing Binary Stars. Vii. The Catalog of Eclipsing Binaries Found in The Entire Kepler Data Set**”. *The Astronomical Journal*, n151, p68 (21pp), 2016.
- [41] BELOKUROV, V. et al. “**Light-curve classification in massive variability surveys — I. Microlensing**”. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, Volume 341, Issue 4, Pages 1373–1384, <https://doi.org/10.1046/j.1365-8711.2003.06512.x>, 2003.
- [42] BURGER, K. C.; CAMELO, P. S.; GOUVEIA, G. P.; OLIVEIRA F, F. “**Embedded Star Catalog For Autonomous Star Trackers**”. In: III IAA Latin American CubeSat Workshop, Ubatuba, 2018.
- [43] RAKESH R. et al. “**Line-of-sight based spacecraft attitude and position tracking control**”, *European Journal of Control*, Volume 32, Pages 43-53, ISSN 0947-3580, 2016.
- [44] OLIVEIRA F, F. “**Définition et implémentation des corrections instrumentales de la mission spatiale CoRoT**”, *École Doctorale d’Astronomie et d’Astrophysique d’Île de France*, 2007.
- [45] AUVERGNE, M. et al. “**The CoRoT satellite inflight: description and performance**”. *A&A*, 2009.
- [46] GAIA COLLABORATION et al. “**Summary of the contents and survey properties**”. [2018b](#).
- [47] SAMUS N.N., KAZAROVETS E.V., DURLEVICH O.V., KIREEVA N.N., PASTUKHOVA E.N. “**General Catalogue of Variable Stars: Version GCVS 5.1**”, *Astronomy Reports*, 2017.

APÊNDICE

1. SERVIDOR DE SERVIÇOS DO PROJETO

Para viabilizar o projeto do simulador de sensor estelar que abrange várias áreas do conhecimento, além de ser composto por vários pesquisadores, nos deparamos com a necessidade de montar uma infraestrutura capaz de torná-lo gerenciável. Para isso, um servidor de pequeno porte foi montado. Este tem como objetivo prover os seguintes serviços:

- Armazenamento de dados com capacidade de sincronização dos arquivos em tempo real;
- Versionamento de software;
- Vídeo conferência (A ser implementado);
- Repositório de dados.

Dessa forma, tornou-se possível que vários pesquisadores trabalhassem ao mesmo tempo no desenvolvimento do simulador de formação de imagens, além de facilitar a troca de informações entre desenvolvedores.

Este trabalho serviu de base a definição de uma infraestrutura de desenvolvimento aprovada no âmbito do projeto temático FAPESP dedicado ao satélite PLATO. O autor dessa dissertação é responsável pela implementação e gerenciamento do DATACENTER que irá prover capacidade computacional para todo o projeto.

2. SIMULADOR DO SOFTWARE DE VOO

Este apêndice trata do simulador do software de voo utilizado nesta dissertação. É uma versão simplificada para validação do simulador de formação de imagens e foi produzido pelo orientador Fabio Fialho.

Dadas as imagens brutas digitais simuladas no simulador de formação de imagens, estas são processadas pelo simulador do software de voo.

A figura abaixo apresenta o diagrama de blocos do simulador:

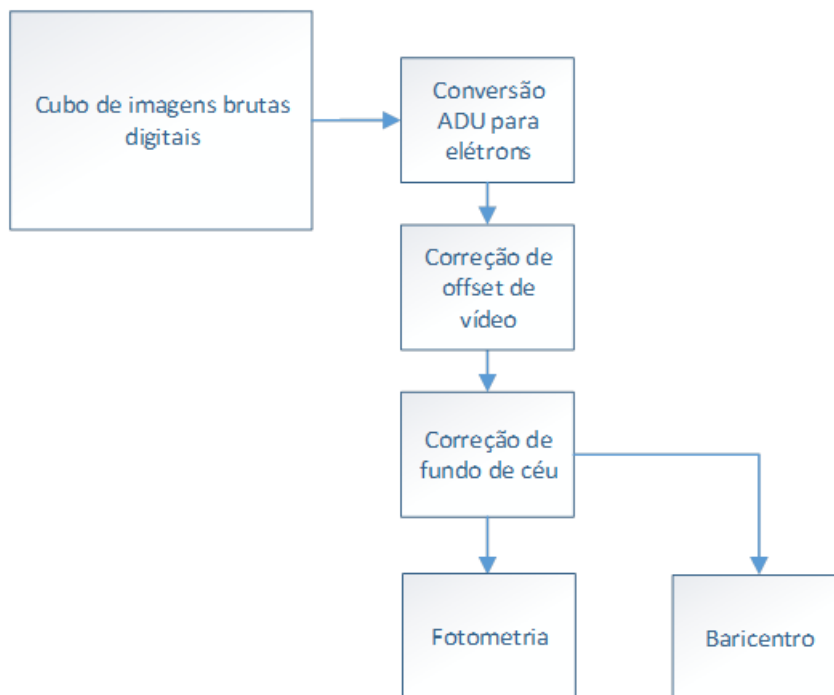


Figura 87 – Diagrama de blocos do simulador do software de voo.

Fonte: Autor.

Nele, as imagens brutas digitais serão processadas com o objetivo de produzir a fotometria e o baricentro das estrelas-alvo contidas nas imagens.