



Ministério da  
**Ciência, Tecnologia  
e Inovação**



sid.inpe.br/mtc-m19/2013/09.02.12.50-TDI

**ESTUDO DE FLUTUAÇÕES DE INTENSIDADE EM  
ESTRUTURAS CORONAIS ATRAVÉS DE IMAGENS  
SOLARES NO EXTREMO ULTRA VIOLETA PARA  
APLICAÇÕES EM CLIMA ESPACIAL**

Tardelli Ronan Coelho Stekel

Dissertação de Mestrado do Curso de Pós-Graduação em Geofísica Espacial/Ciência do Ambiente Solar-Terrestre, orientada pelos Drs. Alisson Dal Lago, Guillermo Adrian Stenborg, e Nelson Jorge Schuch, aprovada em 02 de setembro de 2013.

URL do documento original:

<<http://urlib.net/8JMKD3MGP7W/3EP8985>>

INPE  
São José dos Campos  
2013

## **PUBLICADO POR:**

Instituto Nacional de Pesquisas Espaciais - INPE

Gabinete do Diretor (GB)

Serviço de Informação e Documentação (SID)

Caixa Postal 515 - CEP 12.245-970

São José dos Campos - SP - Brasil

Tel.:(012) 3208-6923/6921

Fax: (012) 3208-6919

E-mail: pubtc@sid.inpe.br

## **CONSELHO DE EDITORAÇÃO E PRESERVAÇÃO DA PRODUÇÃO INTELLECTUAL DO INPE (RE/DIR-204):**

### **Presidente:**

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

### **Membros:**

Dr. Antonio Fernando Bertachini de Almeida Prado - Coordenação Engenharia e Tecnologia Espacial (ETE)

Dr<sup>a</sup> Inez Staciarini Batista - Coordenação Ciências Espaciais e Atmosféricas (CEA)

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

Dr. Germano de Souza Kienbaum - Centro de Tecnologias Especiais (CTE)

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

Dr<sup>a</sup> Maria do Carmo de Andrade Nono - Conselho de Pós-Graduação

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

### **BIBLIOTECA DIGITAL:**

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

### **REVISÃO E NORMALIZAÇÃO DOCUMENTÁRIA:**

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

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

### **EDITORAÇÃO ELETRÔNICA:**

Maria Tereza Smith de Brito - Serviço de Informação e Documentação (SID)

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



Ministério da  
**Ciência, Tecnologia  
e Inovação**



sid.inpe.br/mtc-m19/2013/09.02.12.50-TDI

**ESTUDO DE FLUTUAÇÕES DE INTENSIDADE EM  
ESTRUTURAS CORONAIS ATRAVÉS DE IMAGENS  
SOLARES NO EXTREMO ULTRA VIOLETA PARA  
APLICAÇÕES EM CLIMA ESPACIAL**

Tardelli Ronan Coelho Stekel

Dissertação de Mestrado do Curso de Pós-Graduação em Geofísica Espacial/Ciência do Ambiente Solar-Terrestre, orientada pelos Drs. Alisson Dal Lago, Guillermo Adrian Stenborg, e Nelson Jorge Schuch, aprovada em 02 de setembro de 2013.

URL do documento original:

<<http://urlib.net/8JMKD3MGP7W/3EP8985>>

INPE  
São José dos Campos  
2013

Dados Internacionais de Catalogação na Publicação (CIP)

---

St37e Stekel, Tardelli Ronan Coelho.  
Estudo de flutuações de intensidade em estruturas coronais através de imagens solares no extremo ultra violeta para aplicações em clima espacial / Tardelli Ronan Coelho Stekel. – São José dos Campos : INPE, 2013.  
xviii + 79 p. ; (sid.inpe.br/mtc-m19/2013/09.02.12.50-TDI)

Dissertação (Mestrado em Geofísica Espacial/Ciência do Ambiente Solar-Terrestre) – Instituto Nacional de Pesquisas Espaciais, São José dos Campos, 2013.

Orientadores : Drs. Alisson Dal Lago, Guillermo Adrian Stenborg, e Nelson Jorge Schuch.

1. física solar. 2. coroa solar. 3. oscilações. 4 processamento de imagens solares. I.Título.

CDU 523.98

---

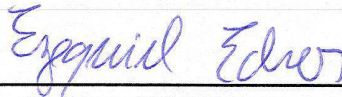


Esta obra foi licenciada sob uma Licença [Creative Commons Atribuição-NãoComercial 3.0 Não Adaptada](https://creativecommons.org/licenses/by-nc/3.0/).

This work is licensed under a [Creative Commons Attribution-NonCommercial 3.0 Unported License](https://creativecommons.org/licenses/by-nc/3.0/).

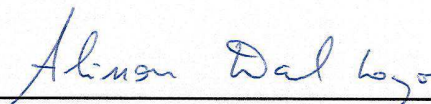
Aprovado (a) pela Banca Examinadora  
em cumprimento ao requisito exigido para  
obtenção do Título de **Mestre** em  
**Geofísica Espacial/Ciência do Ambiente Solar-  
Terrestre**

Dr. Ezequiel Echer



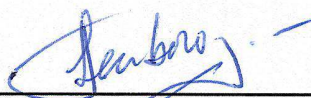
Presidente / INPE / SJCampos - SP

Dr. Alisson Dal Lago



Orientador(a) / INPE / São José dos Campos - SP

Dr. Guillermo Adrian Stenberg



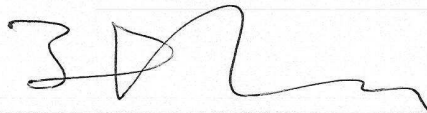
Orientador(a) / GMU / Washington, D.C. - EUA

Dr. Nelson Jorge Schuch



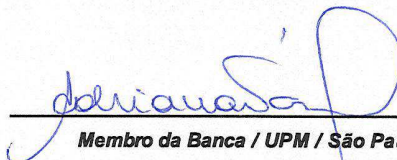
Orientador(a) / INPE / Santa Maria - RS

Dr. Hisao Takahashi



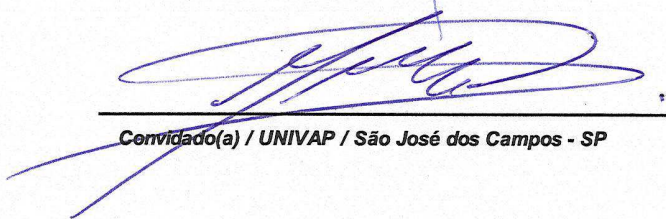
Membro da Banca / INPE / SJCampos - SP

Dra. Adriana Benetti Marques Valio



Membro da Banca / UPM / São Paulo - SP

Dr. Marlos Rockenbach da Silva



Convidado(a) / UNIVAP / São José dos Campos - SP

Este trabalho foi aprovado por:

maioria simples

unanimidade

Aluno (a): **Tardelli Ronan Coelho Stekel**

São José dos Campos, 02 de Setembro de 2013



## **AGRADECIMENTOS**

Em primeiro lugar, agradeço a minha família pelo apoio incondicional as minhas escolhas até o presente momento, em especial a meus pais Alberto Stekel e Irene Coelho Stekel e minhas irmãs Lilian Medianeira Coelho Stekel e Natieli de Fátima Coelho Stekel.

Ao meu Orientador Dr. Alisson Dal Lago pela atenção, apoio e ensinamentos ao longo deste período, ao Dr. Guillermo Stemborg por toda dedicação e atenção durante meu período de estágio na George Mason University (GMU) e Naval Research Laboratory (NRL).

Ao Dr. Jie Zhang, por possibilitar a realização do meu estágio na GMU, Aos pesquisadores Dr. Angelos Vourlidas e Dr. Russel Howard que possibilitaram minhas visitas ao NRL.

Ao Dr. Nelson Jorge Schuch pelo grande apoio pessoal e acadêmico, bem como pelos ensinamentos transmitidos desde a Iniciação Científica.

À Dra Neusa Maria Medeiros pelo seu grande carinho e auxílio durante meu período de estágio no exterior.

Aos colegas de apartamento, de laboratório e aos amigos que me acompanharam ao longo dessa jornada, muito obrigado a todos.

Às equipes das missões SDO e SECCHI/STEREO pela disponibilidade dos dados.

À Fundação de Amparo à Pesquisa do Estado de São Paulo (FAPESP) pelo financiamento dos Projetos de Pesquisa Processos 2010/13707-7 e 2012/04909-0, bem como ao Instituto Nacional de Pesquisas Espaciais (INPE) por possibilitar a realização deste trabalho.





## RESUMO

As observações de flutuações de intensidade ao longo de estruturas da coroa solar só foram possíveis através de imagens de alta resolução, tais como as disponibilizadas pelas missões SOHO, HINODE, STEREO e SDO. A interpretação física dessas flutuações ainda é bastante controversa. Sendo assim, mais ferramentas de análise são necessárias desenvolver para uma compreensão sobre a natureza deste fenômeno. Neste contexto e como um primeiro passo neste caminho, desenvolveu-se neste trabalho uma técnica, a ser incorporada no *SolarSoft*, para criar mapas do tipo altura-tempo ao longo de caminhos arbitrários a ser utilizada em dados obtidos de diferentes instrumentos, tais como EUVI/STEREO e AIA/SDO, em todos os canais de forma simultânea, bem como a obtenção de parâmetros cinemáticos e periodicidade dessas flutuações. Como forma de aplicação da técnica desenvolvida, analisou-se uma oscilação, do tipo frente de onda semicircular, observada nos dados do AIA/SDO. A análise possibilitou verificar uma velocidade de fase de aproximadamente 50 km/s nos canais 131 Å, 171 Å, 193 Å, 211 Å, 304 Å e 335 Å e periodicidade de 3 min em todos os casos. A origem dessa oscilação pode ser rastreada ao observar uma oscilação em uma pequena região dentro da região da umbra da mancha solar, observada nos canais de 1600 Å e 1700 Å, que correspondem a região de transição. Como forma de utilização da técnica desenvolvida para aplicação direta ao Clima Espacial, foi desenvolvida uma ferramenta que permite a análise da propagação de ejeções de massa coronais (CMEs) através de dados do coronógrafo COR2/STEREO, que permite a obtenção de diversos parâmetros de CMEs de forma simplificada e o desenvolvimento de catálogos de CMEs.



# STUDY OF INTENSITY FLUCTUATION IN CORONAL STRUCTURES USING SOLAR EXTREME ULTRAVIOLET IMAGES FOR SPACE WEATHER APPLICATIONS

## ABSTRACT

The observations of intensity fluctuations along solar coronal structures were only possible through high-resolution images, such as provided by SOHO, HINODE, STEREO and SDO missions. The physical interpretation of these fluctuations is still very controversial. Thus, more analysis tools are needed for better understanding of the nature of this phenomenon. In this context, as a first step towards this goal, we developed a technique to be incorporated soon into Solarsoft, to create height-time intensity maps along arbitrary paths on data provided from different instruments such as STEREO/EUVI and SDO/AIA in all channels simultaneously, as well as obtaining kinematic parameters and periodicity of these fluctuations. In order to apply the developed technique, we analyzed an oscillation, a semi-circular wave front observed in AIA data. The analysis shows evidence of a phase velocity of  $\sim 50$  km / s, in the 131 Å, 171 Å, 193 Å, 211 Å, 304 Å and 335 Å channels, exhibiting a  $\sim 3$  min periodicity in all cases. Its origin could be tracked to a small region inside the sunspot umbra observed in the 1600 Å to 1700 Å channels, which corresponds to the transition region. Thus using the developed technique for a direct application to the Space Weather, it was developed a tool that allows the analysis of coronal mass ejection (CME) propagation on COR2/STEREO coronagraph data, which allows us to obtain various CME parameters and the development of CME catalogs.



## LISTA DE FIGURAS

- Figura 2.1 – Modelo de densidade de elétrons ( $n_e$ ) e de temperatura ( $T_e$ ) proposto por Fontenla et al. (1990). É possível notar a rápida variação da densidade e temperatura na região de transição. Fonte: Adaptado de Aschwanden (2006)..... 7
- Figura 2.2 – Modelo do parâmetro  $\beta$  do plasma para uma faixa de intensidade de campo magnético (100G e 2500G) ao longo da atmosfera solar. 8
- Figura 2.3 – Velocidades de fase das ondas magnetoacústicas para uma relação  $csvA = 0,7$ . As velocidades do som e de Alfvén são mostradas em linhas sólidas. As velocidades das ondas de modo lento e rápido em linhas tracejadas e a velocidade da onda de Alfvén em linha pontilhada. .... 18
- Figura 3.1 – Definição de onda estacionária ou oscilação (esquerda) e onda propagante (direita)..... 19
- Figura 3.2 – (a) Imagem do AIA/SDO em 171 Å durante a explosão solar ocorrida no dia 16/10/2010 as 19:22:36 UT; a região delimitada em branco representa o arco oscilante observado. (b) Utilização do mapa altura-tempo da região selecionada, onde é possível verificar a oscilação do tipo *kink-mode*. .... 21
- Figura 3.3 – (a) Imagem do TRACE 171 Å de um arco coronal no dia 13/07/2001 às 06:46 UT, campanha JOP 144. As linhas em branco representam os caminhos selecionados para análise. (b) Utilização do mapa altura-tempo da região selecionada, onde é possível verificar a propagação de ondas do tipo magnetoacústicas no arco coronal. .... 22
- Figura 3.4 – (a) Imagem do AIA 171 Å de um arco coronal no dia 01/08/2010 às 08:08:37 UT. As linhas em branco representam os caminhos selecionados para análise. (b) Utilização do mapa altura-tempo do caminho 2, onde é possível verificar a propagação de ondas do tipo MHD de modo rápido no arco coronal..... 24
- Figura 3.5 – (a) Imagem do EIT 171 Å de plumas polares no dia 07/03/1996. As linhas em branco representam os caminhos selecionados para análise. (b) Utilização do mapa altura-tempo do caminho 1, sem a utilização de filtros sobre o mapa. (c) Mapa com a utilização de filtros, onde é possível verificar a propagação de ondas do tipo magnetossônicas em plumas polares. .... 25
- Figura 4.1 – Representação da técnica J-map, onde um arco coronal é extraído de imagens da coroa solar em diferentes instantes e arranjados de forma sequencial em um diagrama de relação altura-tempo. .... 31
- Figura 4.2 – Aplicação da rotação diferencial na imagem do EUVI/STEREO no comprimento de onda 171 Å. (a) Imagem original, sem rotação, do dia 25/07/2011 às 03:43:30 UT. (b) Imagem diferencialmente rotacionada para exatamente 3 dias posteriores, ou seja, equivalente ao dia 28/07/2011 às 03:43:30 UT..... 33
- Figura 4.3 – Detalhes da operação do filtro para retificar a curva discretizada da interpolação *spline* cúbico paramétrico. A curva de Entrada possui

- em cinza os pixels preenchidos durante a discretização e em preto a sobreposição de pixels. Os pixels retificados representam os pontos que devem ser corrigidos, sendo, em azul as lacunas, em vermelhos as posições erradas e em verde a sobreposição. A curva de saída indica a curva ideal, corrigida pelo filtro..... 36
- Figura 5.1 – Imagem da coroa solar em 171 Å observada pelo instrumento AIA, a bordo da missão SDO para o dia 06/07/2011 às 02:29:48. A área (a) delimita a região de dados requerida através do Solarsoft e a área (b) representa a região onde predomina a oscilação em análise..... 38
- Figura 5.2 – Imagem da coroa solar AIA/SDO 171 Å para o dia 06/07/2011 às 02:29:48. As nove curvas tracejadas (de 0 a 8), ao longo das linhas de campo magnético, representam os trajetos que serão analisados através do uso do mapa altura-tempo..... 40
- Figura 5.3 – Mapa altura-tempo obtido através do caminho 4 da Figura 5.2 para um período de 1h de dados com cadência de 12s, sem aplicação de qualquer filtro. Pode-se perceber através desse mapa, uma leve oscilação de intensidade ocorrida principalmente entre as distâncias de 6 a 18 arcseg. .... 40
- Figura 5.4 – Mapas altura-tempo obtido para o caminho 4, onde (a) representa o mapa original, (b) representa o mapa utilizando o método da diferença corrida com  $n = 1$  (12 segundos) e (c) representa o mapa com  $n = 9$  (108 segundos). Pode-se perceber que a utilização do método da diferença corrida gera um realce das regiões de oscilação. .... 42
- Figura 5.5 – Mapas altura-tempo obtido para o caminho 4, onde (a) representa o mapa original, (b) o mapa após aplicação de um filtro passa baixa com corte em 20 min e (c) a diferença entre os mapas original e do filtro passa-baixa, representando uma saída de um filtro passa alta. Pode-se perceber que a utilização de tal filtro permite uma clara visualização da flutuação de intensidade. .... 43
- Figura 5.6 – Mapas altura-tempo obtidos para o caminho 3, nos comprimentos de onda 94 Å, 131 Å, 171 Å, 193 Å, 211 Å e 335 Å. É possível visualizar as oscilações nos comprimentos de onda 131 Å, 171 Å, 193 Å, 211 Å e de forma mais tênue em 335 Å..... 44
- Figura 5.7 – Mapas altura-tempo obtidos para o caminho 4, nos comprimentos de onda 94 Å, 131 Å, 171 Å, 193 Å, 211 Å e 335 Å. É possível visualizar as oscilações nos comprimentos de onda 131 Å, 171 Å, 193 Å, 211 Å e de forma mais tênue em 335 Å..... 45
- Figura 5.8 – Mapas altura-tempo obtidos para o caminho 5, nos comprimentos de onda 94 Å, 131 Å, 171 Å, 193 Å, 211 Å e 335 Å. É possível visualizar as oscilações nos comprimentos de onda 171 Å, 193 Å, 211 Å e de forma mais tênue em 131 Å..... 46
- Figura 5.9 – Mapa altura-tempo obtido para o caminho 4. A linha sólida em vermelho representa a reta formada pelos dois pontos selecionados sobre a imagem, a fim de determinar uma velocidade manualmente. As retas tracejadas representam os limites laterais

- da área para a determinação da velocidade através do ajuste polinomial pelo método dos mínimos quadrados. .... 47
- Figura 5.10 – Posição da máxima intensidade do pixel para cada instante de tempo e ajuste polinomial pelo método dos mínimos quadrados para determinação da velocidade de propagação. .... 48
- Figura 5.11 – Distribuição das 22 velocidades medidas no mapa de altura-tempo para o caminho 4 no comprimento de onda de 171 Å, onde a média foi de aproximadamente  $53,99 \pm 3,15$  km/s..... 49
- Figura 5.12 – Distribuições das velocidades médias observadas para cada um dos canais nos caminhos 3, 4 e 5..... 50
- Figura 5.13 – Resposta da temperatura para cada comprimento de onda do instrumento AIA/SDO. Pode-se perceber que para cada canal não existe uma única temperatura, tendo desta forma uma resposta não monocromática..... 51
- Figura 5.14 – Distribuição das velocidades de fase para cada um dos comprimentos de onda. Foi considerado que há uma resposta com característica monocromática do instrumento AIA/SDO, bem como se tratar de uma onda acústica..... 52
- Figura 5.15 – Mapa altura-tempo obtido para o caminho 3 e comprimento de onda de 171 Å. As linhas tracejadas representam os limitantes que restringem a região onde é possível visualizar as oscilações. A periodicidade final é realizada através das médias das periodicidades para cada linha de pixels pertencente a faixa limitada..... 53
- Figura 5.16 – Periodograma normalizado de Lomb-Scargle para o caminho 3 e comprimento de onda de 171 Å. Pode-se perceber que o principal período de oscilação é de aproximadamente 3 minutos.54
- Figura 5.17 – Periodogramas normalizados de Lomb-Scargle para os 3 caminhos onde foi possível visualizar a oscilação e para os diferentes comprimentos de onda. As linhas tracejadas delimitam a região próxima aos picos máximos do periodograma, onde predomina a oscilação de aproximadamente 3 minutos. .... 55
- Figura 5.18 – Mapa altura tempo para o caminho 4, nos comprimentos de onda de 171 Å e 193 Å, onde o mapa de 193 Å foi invertido de forma que as distâncias mínimas coincidissem no centro da figura.  
56
- Figura 5.19 – Imagem do instrumento AIA/SDO, para o dia 06/07/2011 às 02:29:48. Foi realizada a sobreposição das imagens em 171 Å (vermelho) e em 1600 Å (em verde), pode-se perceber que as linhas de campo se originam na mancha solar que pode ser vista em 1600 Å..... 57
- Figura 5.20 – Mapas das intensidades da oscilação no intervalo de 2 a 4 minutos. Estes mapas foram realizados integrando a área do periodograma no período de 2 a 4 minutos para a variação temporal de cada pixel da imagem. A imagem (a) representa o mapa para o comprimento de onda de 171 Å e a imagem (b) 193 Å, (c) 1600 Å e (d) 1700 Å. As regiões em vermelho representam onde há predominância das oscilações em torno de 3 minutos... 58

- Figura 5.21 – Mapa altura-tempo obtido para o caminho 3 e comprimento de onda de 171 Å. A curva em preto representa a oscilação da intensidade em 1600 Å. Foi possível constatar por correlação que não há defasagem entre a oscilação em 1600 Å e o início da oscilação em 171 Å..... 59
- Figura 5.22 – Periodograma normalizado de Lomb-Scargle para o ponto brilhante (bright point) no comprimento de onda de 1600 Å. Pode-se perceber que o principal período de oscilação é de aproximadamente 3 minutos..... 60
- Figura 6.1 – Imagem do coronógrafo COR2, a bordo do Satélite STEREO A às 00:24:00 do dia 25/08/2009. A circunferência dada pela linha branca possui raio de 4 raios solares e representa o caminho no mapa Ângulo-Tempo..... 62
- Figura 6.2 – Mapa Ângulo-tempo obtido a partir da circunferência de largura de 1 pixel, apresentada na Figura 3.1. O quadrado em amarelo representa uma seleção manual de um período anterior à ocorrência da CME e as cruces em amarelo representam a abertura angular desta CME. .... 63
- Figura 6.3 – Mapas Ângulo-tempo obtido a partir da circunferência da Figura 6.1, com raios de 3, 5, 7, 9, 11 e 13 raios solares. Pode-se observar pelas linhas amarelas tracejadas o limite máximo de abertura angular, bem como observar a constante direção de propagação da CME. .... 64
- Figura 6.4 – Imagem do coronógrafo COR2, a bordo do Satélite STEREO A às 00:24:00 do dia 25/08/2009. As linhas em cinza representam a abertura angular determinadas pelas cruces em amarelo da Figura 6.2 e a linha em preto representa o ângulo, ou direção, de propagação da CME a qual será aplicado o mapa Altura-Tempo.64
- Figura 6.5 – Mapa Altura-tempo ao longo do caminho determinado pela linha preta, apresentada na Figura 6.4, Pode-se observar o comportamento da evolução da CME na direção de  $74,94^\circ$ ..... 65
- Figura 6.6 – Mapas Altura-tempo ao longo do caminho determinado pelo ângulo de  $74,94^\circ$ . (a) Pontos manualmente selecionados ao longo da estrutura da CME em análise. (b) Ajuste polinomial de segunda ordem pelo método dos mínimos quadrados. .... 66
- Figura 6.7 – Distância percorrida pela CME em função do tempo. As cruces no gráfico representam os pontos manualmente selecionados sobre o mapa Altura-tempo e a curva, em linha sólida, representa o ajuste polinomial de segunda ordem referente a estes pontos..... 67
- Figura 6.8 – Perfil de comportamento da velocidade da CME em relação ao tempo. As curvas tracejadas representam a amplitude do erro na medida, ocorrida durante o ajuste polinomial. Percebe-se uma aceleração da CME ao longo do tempo. .... 67
- Figura 6.9 – Imagens do coronógrafo COR2 para 3 instantes de tempo, demonstrando a evolução da CME. As cruces em amarelo representam a região rastreada ao longo do tempo. .... 68



## LISTA DE TABELAS

Tabela 3.1 – Parâmetros estatísticos das ondas magnetoacústicas de modo lento observadas com o TRACE 171 Å em 38 estruturas.....	23
Tabela 4.1 – Parâmetros característicos referentes aos dados do instrumento EUVI / STEREO.....	27
Tabela 4.2 – Parâmetros característicos referentes aos dados do AIA/SDO...	28
Tabela 4.3 – Características das linhas de emissão do instrumento AIA/SDO.	28
Tabela 4.4 – Alguns dos principais parâmetros apresentados no cabeçalho dos arquivos digitais em formato FITS do instrumento AIA/SDO. ....	30
Tabela 4.5 – Medidas das componentes A e B da Equação (4.1), realizada por diferentes métodos de observação. ....	32
Tabela 5.1 – Características dos dados de EUV analisados no trabalho.....	39



## SUMÁRIO

<b>1</b>	<b>INTRODUÇÃO</b>	<b>1</b>
<b>2</b>	<b>FUNDAMENTAÇÃO TEÓRICA</b>	<b>5</b>
2.1	COROA SOLAR	5
2.1.1	<i>Campo magnético na coroa solar</i>	5
2.1.2	<i>Comportamento da densidade na coroa solar</i>	6
2.1.3	<i>Comportamento da temperatura na coroa solar</i>	7
2.1.4	<i>Parâmetro <math>\beta</math> do plasma</i>	7
2.2	MAGNETOHIDRODINÂMICA	9
2.2.1	<i>Equações MHD</i>	9
2.2.2	<i>Ondas acústicas</i>	12
2.2.3	<i>Onda de Alfvén</i>	15
2.2.4	<i>Ondas Magnetoacústicas</i>	16
<b>3</b>	<b>OBSERVAÇÕES DE ONDAS E OSCILAÇÕES MHD NA COROA SOLAR</b>	<b>19</b>
3.1	OSCILAÇÕES MHD	20
3.1.1	<i>Oscilações kink-mode</i>	20
3.1.2	<i>Oscilações sausage-mode</i>	21
3.2	ONDAS MHD PROPAGANTES	22
3.2.1	<i>Ondas acústicas em arcos coronais</i>	22
3.2.2	<i>Ondas MHD de modo rápido em arcos coronais</i>	23
3.2.3	<i>Ondas acústicas em plumas</i>	24
3.2.4	<i>Ondas de Alfvén em plumas</i>	26
3.2.5	<i>Ondas globais</i>	26
<b>4</b>	<b>METODOLOGIA</b>	<b>27</b>
4.1	INSTRUMENTOS E DADOS	27
4.1.1	<i>Formato FITS</i>	29
4.2	SOLARSOFT	30
4.3	TÉCNICA MAPA ALTURA-TEMPO	30
4.4	ROTAÇÃO DIFERENCIAL	32
4.5	GERAÇÃO DE CURVA DISCRETA	33
<b>5</b>	<b>ANÁLISE DE FLUTUAÇÕES DE INTENSIDADE EM IMAGENS DA COROA SOLAR EM EXTREMO ULTRAVIOLETA</b>	<b>37</b>
5.1	ESTUDO DE CASO	37
5.2	DEFINIÇÃO DOS CAMINHOS AO LONGO DAS LINHAS DE CAMPO	39
5.3	REALCE DAS FLUTUAÇÕES DE INTENSIDADE	41
5.3.1	<i>Método da diferença corrida</i>	41
5.3.2	<i>Filtro passa alta</i>	42
5.4	RESULTADOS DOS MAPAS ALTURA-TEMPO	44
5.5	DETERMINAÇÃO DA VELOCIDADE DE PROPAGAÇÃO	47
5.6	RELAÇÃO VELOCIDADE DE PROPAGAÇÃO E COMPRIMENTO DE ONDA	49
5.7	PERIODICIDADE DAS OSCILAÇÕES DE INTENSIDADE	52
5.8	ORIGEM DAS OSCILAÇÕES	56
5.9	PERIODICIDADE EM 1600 Å	59
<b>6</b>	<b>DESENVOLVIMENTO DE TÉCNICA PARA CATÁLOGO E DETERMINAÇÃO DE CARACTERÍSTICAS DE EJEÇÕES DE MASSA CORONAL</b>	<b>61</b>
6.1	MAPA ÂNGULO-TEMPO	61
6.2	MAPA ALTURA-TEMPO	65
6.3	PARÂMETROS CINÉTICOS	66
<b>7</b>	<b>CONCLUSÕES</b>	<b>69</b>
	REFERÊNCIAS BIBLIOGRÁFICAS	71
	APÊNDICE A	77
	APÊNDICE B	79



## 1 INTRODUÇÃO

No estudo e monitoramento do Clima Espacial, a observação e compreensão de diversas características do Sol se tornam essenciais para uma inferência sobre a causa de seus efeitos na Terra. São os fenômenos ocorridos nessa estrela, tais como vento solar, explosões solares, ejeções de massa coronais (CMEs, do inglês *Coronal Mass Ejection*), entre outros, que governam as condições básicas para do Clima Espacial.

No presente trabalho, o Sol é estudado com uma abordagem de se observar e analisar as condições físicas da coroa solar, através do estudo de ondas, oscilações e fluxos em estruturas coronais. Desta forma, o principal foco do trabalho está relacionado às flutuações de intensidade na coroa solar, as quais podem estar relacionadas a fenômenos como o superaquecimento da coroa e ao suprimento do fluxo de vento solar. Com isso, o presente estudo aborda o desenvolvimento de técnicas e análise das condições físicas da região solar onde são gerados e/ou supridos a maioria dos fenômenos que governam as condições do Clima Espacial.

A utilização de medidas da flutuação de intensidade na coroa solar como uma ferramenta para o diagnóstico das condições físicas do plasma coronal foi inicialmente desenvolvida por Roberts et al. (1984). No entanto, foi a partir das missões espaciais como *Solar and Heliospheric Observatory* (SOHO) e *Transition Region and Coronal Explorer* (TRACE) que se tornou possível observar ondas e oscilações em diversas estruturas, tais como arcos coronais e plumas polares. Estas novas observações estabeleceram uma nova área de estudos que ficou conhecida como sismologia coronal.

As primeiras observações de ondas magnetoacústicas de modo lento foram realizadas através do instrumento *Ultraviolet Coronagraph Spectrometer* (UVCS) a bordo do satélite SOHO, por meio de um estudo realizado por Ofman et al. (1997) e com o instrumento *Extreme-ultraviolet Imaging Telescope* (EIT) por Ofman et al. (1999). Resultados similares, com velocidades de  $122 \pm 44 \text{ km}\cdot\text{s}^{-1}$  foram observados com dados da missão TRACE por Nightingale et al.

(1999), sendo interpretados como ondas magnetoacústicas, uma vez que a velocidade de propagação é próxima à velocidade do som na coroa solar, ou seja, aproximadamente  $100 \text{ km}\cdot\text{s}^{-1}$  (MOORTEL et al., 2002).

De outra forma, observações realizadas por Sakao et al. (2007) e Harra et al. (2008) verificaram fenômenos similares de flutuações de intensidade através dos instrumentos *X-ray Telescope* (XRT) e do *Extreme-Ultraviolet Imaging Spectrometer* (EIS) a bordo da missão Hinode, interpretando tal fenômeno como fluxo de partículas de alta velocidade. A partir de assimetrias na análise do efeito Doppler observadas pelo instrumento EIS, alguns autores sugerem que estas flutuações de intensidade estão relacionadas a fluxos de partículas produzidos por eventos de aquecimento coronal (McINTOSH & DE PONTIEU, 2009; McINTOSH, 2010; DE PONTIEU et al., 2009).

Atualmente observações realizadas pelos instrumentos *Extreme UltraViolet Imager* (EUVI) a bordo da missão *Solar TERrestrial RELationships Observatory* (STEREO), lançada em 2006, e do *Atmospheric Imaging Assembly* (AIA) a bordo da *Solar Dynamics Observatory* (SDO), lançada em 2010, proporcionam resoluções espaciais e temporais muito superiores, permitindo maiores detalhes de cada estrutura coronal e dos seus fluxos de plasma.

Novas observações de flutuações de intensidade obtidas através de imagens do EUVI foram interpretadas em McIntosh et al. (2010) indicando fluxo de plasma em plumas na forma de jatos, contribuindo para o vento solar rápido. Tais observações se assemelham aos resultados obtidos em simulações numéricas por Isobe et al. (2008).

As primeiras observações de ondas magnetossônicas de modo rápido através do instrumento AIA foram realizadas por Liu et al. (2010), indicando velocidade de fase de  $2200 \pm 130 \text{ km}\cdot\text{s}^{-1}$  durante uma explosão solar de classe C3.2 ( $3,2 \times 10^{-6} \text{ W/m}^2$ ) ocorrida em 2010. Tais observações apresentam concordância com a teoria e simulação realizada por Bogdan et al. (2003).

O presente trabalho busca utilizar técnicas de processamento de imagens a fim de possibilitar a observação e análise de flutuações de intensidade na cora solar. Como forma de detalhar o desenvolvimento e análise dos resultados, a presente Dissertação se estrutura em sete Capítulos, sendo este primeiro destinado à introdução.

O Capítulo 2 trata da fundamentação teórica de algumas importantes características da coroa solar, as equações MHD e diferentes tipos de ondas MHD na coroa solar.

O Capítulo 3 aborda uma revisão bibliográfica sobre as observações das flutuações de intensidade na coroa solar e suas técnicas utilizadas para melhorar sua visualização.

O Capítulo 4 trata da metodologia utilizada no trabalho, em especial nos detalhes do desenvolvimento de uma técnica de processamento de imagem para a observação e medição de parâmetros cinéticos de oscilações na coroa solar, bem como os tratamentos de dados necessários para utilização da técnica desenvolvida.

O Capítulo 5 apresenta resultados da análise de um estudo de caso utilizando as técnicas desenvolvidas, onde se torna possível observar as flutuações de intensidade, calcular parâmetros cinéticos, periodicidade, bem como detalhes sobre uma possível origem de tais oscilações.

O Capítulo 6 apresenta a aplicação da técnica desenvolvida para o uso na análise de ejeções de massa coronal para os dados do COR2/STEREO, bem como para elaboração de um catálogo de CMEs.

Por fim, no Capítulo 7 são apresentadas as conclusões finais da Dissertação de Mestrado.





## 2 FUNDAMENTAÇÃO TEÓRICA

No presente Capítulo é realizada uma revisão teórica sobre os principais tópicos que envolvem as flutuações de intensidade na coroa solar. Inicialmente, na Seção 2.1, são apresentadas importantes características da coroa solar. Na Seção 2.2 são apresentadas as equações de Magneto-Hidrodinâmica (MHD) utilizadas para examinar os diferentes tipos de ondas resultantes que representam as flutuações de intensidade na coroa solar.

### 2.1 Coroa solar

A coroa é a região mais externa da atmosfera solar, iniciando logo acima da cromosfera e se estendendo a centenas de milhares de quilômetros no espaço interplanetário.

Os primeiros dados observacionais da coroa solar foram realizados durante observações de eclipses solares, os quais eram os únicos meios naturais de se suprimir o brilho do disco solar nos comprimentos de onda da luz visível. Segundo detalhes históricos de eclipses, que podem ser encontrados no livro de Guillermier e Koutchmy (1999), os primeiros registros de observações da coroa solar foram realizados principalmente por indianos, chineses e babilônicos há mais de 3.000 anos.

Foi apenas durante a era espacial que foi possível uma exploração sistemática de outras bandas de frequência, como o Extremo Ultravioleta (EUV), raios-X e raios gama. Missões espaciais como a *Solar Maximum Mission* (SMM), *Yohkoh* e *Solar and Heliospheric Observatory* (SOHO) iniciaram as observações em diferentes comprimentos de onda, que foram essenciais para o estudo da física de plasma coronal e física de partículas de alta energia durante explosões solares.

#### 2.1.1 Campo magnético na coroa solar

O campo magnético solar controla a dinâmica e a topologia de todos os fenômenos na coroa solar. Fluxos de plasma aquecido ao longo de linhas de campo e partículas energéticas se propagam apenas ao longo destas linhas.

Regiões de campo magnético aberto, como as regiões polares, conectam a superfície do Sol com o campo interplanetário, sendo uma forma eficiente de transporte do plasma para o meio interplanetário, também, conhecido como vento solar rápido.

Regiões de campo magnético fechado possuem arcos magnéticos em distâncias de até um raio solar, podendo eventualmente se conectar à heliosfera atuando como uma componente do vento solar lento. Para arcos que atingem altitudes maiores do que um raio solar, o confinamento do plasma começa a se tornar fraco, pois a pressão térmica do plasma excede a pressão magnética, a qual decresce ao se afastar do Sol.

A intensidade do campo magnético na coroa solar varia significativamente em cada estrutura solar. As regiões que possuem maior intensidade de campo magnético são as manchas solares, com campos na ordem de 2.000 a 3.000 G. A intensidade do campo magnético na superfície, durante a baixa atividade solar e em regiões de buracos coronais, é muito menor, na ordem de 10 a 50 G.

#### 2.1.2 Comportamento da densidade na coroa solar

A densidade de elétrons na coroa solar varia de  $10^6 \text{ cm}^{-3}$  na região superior da coroa solar até  $10^9 \text{ cm}^{-3}$  em sua base, podendo aumentar subitamente até  $10^{11} \text{ cm}^{-3}$  durante explosões solares.

A região de transição, na base da coroa solar, apresenta uma abrupta variação da densidade de elétrons, possuindo esta muito maior na cromosfera do que na coroa solar. O perfil de densidade de elétrons é apresentado na Figura 2.1. Este mesmo comportamento de variação abrupta da densidade é apresentado em diversos modelos, como o proposto por Fontenla et al. (1990).

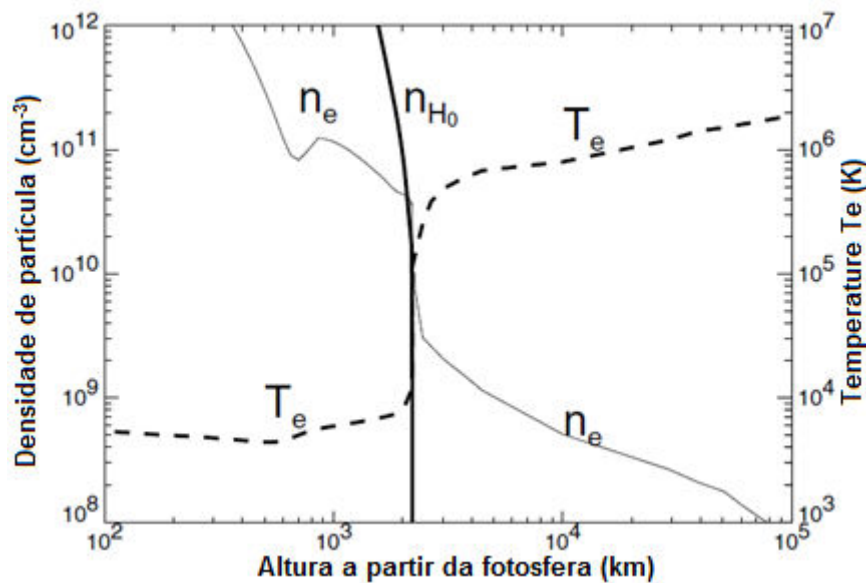


Figura 2.1 – Modelo de densidade de elétrons ( $n_e$ ) e de temperatura ( $T_e$ ) proposto por Fontenla et al. (1990). É possível notar a rápida variação da densidade e temperatura na região de transição. Fonte: Adaptado de Aschwanden (2006)

### 2.1.3 Comportamento da temperatura na coroa solar

A coroa solar possui temperatura muito maior que a superfície visível do Sol. Enquanto a fotosfera possui temperatura média de 5800 K, a coroa solar possui temperatura de 1 a 3 MK. Essa abrupta variação da temperatura ocorre na região de transição e de forma inversa à densidade, como apresentado na Figura 2.1.

A compreensão física da alta temperatura na coroa solar é ainda um problema fundamental e bastante discutido na física solar. Entre as teorias propostas, duas carregam a maior confiabilidade, que são a teoria do aquecimento por ondas, apresentada por Schatzman (1949) e a teoria da reconexão magnética para o aquecimento coronal, apresentada por Parker (1972).

### 2.1.4 Parâmetro $\beta$ do plasma

O campo magnético exerce uma força de Lorentz em partículas carregadas do plasma coronal, guiando estas em movimento de giro ao longo de linhas do campo magnético. Quando a energia cinética excede a energia

magnética, como nos casos de altas temperaturas e baixos campos magnéticos, as partículas podem escapar da sua órbita de giro e se difundir através do campo magnético (ASCHWANDEN, 2006). A razão entre a pressão térmica ( $p_{ter}$ ) do plasma e a pressão magnética ( $p_{mag}$ ) é conhecida como parâmetro  $\beta$  do plasma e dada pela Equação (2.1).

$$\beta = \frac{p_{ter}}{p_{mag}} = \frac{(n_e + n_i)k_B T_e}{B^2/8\pi}, \quad (2.1)$$

onde  $n_e$  é o número de elétrons,  $n_i$  o número de íons,  $k_B$  a constante de Boltzmann,  $T_e$  a temperatura do elétron e  $B$  a intensidade do campo magnético.

Um modelo característico do parâmetro  $\beta$  do plasma ao longo da atmosfera solar é o modelo apresentado por Gary (2001), conforme demonstra a Figura 2.2

A maior parte da coroa solar possui um parâmetro  $\beta < 1$ , sendo que o parâmetro  $\beta > 1$  é encontrado na fotosfera e na região externa da coroa solar. Desta forma, a maior parte da coroa possui o plasma magneticamente confinado.

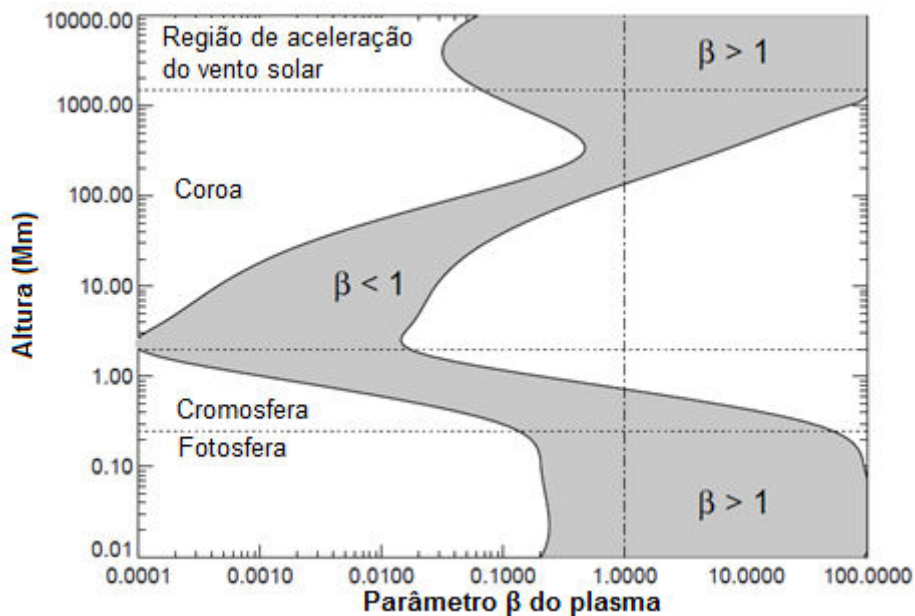


Figura 2.2 – Modelo do parâmetro  $\beta$  do plasma para uma faixa de intensidade de campo magnético (100G e 2500G) ao longo da atmosfera solar.

Fonte: Adaptado de Gary (2001).

## 2.2 MAGNETOHIDRODINÂMICA

O conceito de se considerar ondas eletromagnéticas e hidrodinâmicas resulta a partir da análise do movimento de um fluido condutor em um campo magnético constante, o qual foi inicialmente proposta por Alfvén (1942). Dessa forma, a teoria MHD combina as teorias do eletromagnetismo e da dinâmica dos fluidos. De modo básico, a teoria MHD quantifica a interação de forças envolvidas no movimento de um plasma condutor na presença de um campo magnético, sendo de fundamental importância para o estudo da coroa solar.

### 2.2.1 Equações MHD

As equações de Maxwell constituem a contribuição da teoria eletromagnética para o conjunto das equações MHD. Estas são tipicamente descritas da seguinte forma:

$$\nabla \cdot \mathbf{E} = \frac{\rho}{\epsilon_0} \quad (2.2)$$

$$\nabla \cdot \mathbf{B} = 0 \quad (2.3)$$

$$\nabla \times \mathbf{E} = -\frac{\partial \mathbf{B}}{\partial t} \quad (2.4)$$

$$\nabla \times \mathbf{B} = \mu_0 \mathbf{J} + \mu_0 \epsilon_0 \frac{\partial \mathbf{E}}{\partial t} \quad (2.5)$$

onde  $\mathbf{E}$  representa o vetor campo elétrico,  $\rho$  a densidade de carga,  $\epsilon_0$  a permissividade elétrica do vácuo,  $\mathbf{B}$  o vetor campo magnético,  $\mu_0$  a permeabilidade magnética do vácuo e  $\mathbf{J}$  o vetor densidade de corrente elétrica.

A Equação (2.2) é conhecida como lei de Gauss, a Equação (2.3) representa o campo solenoidal, indicando a não existência de monopolos magnéticos, a Equação (2.4) é conhecida como lei de Faraday e a Equação (2.5), como lei de Ampère-Maxwell.

A lei de Ohm generalizada pode ser dada por:

$$\frac{m_e}{ne^2} \frac{\partial \mathbf{J}}{\partial t} - \frac{1}{ne} \nabla \cdot \mathcal{P}_e = \mathbf{E} + \mathbf{u} \times \mathbf{B} - \frac{1}{ne} \mathbf{J} \times \mathbf{B} - \frac{1}{\sigma} \mathbf{J} \quad (2.6)$$

onde,  $m_e$  é a massa do elétron,  $n$  representa a densidade numérica,  $e$  a carga do elétron,  $\mathcal{P}_e$  o tensor pressão,  $\mathbf{u}$  a velocidade média do fluxo de plasma e  $\sigma$  a condutividade elétrica do plasma.

Em condições de estado de equilíbrio, no qual  $\mathbf{J}$  não varia com o tempo, tem-se que  $\partial \mathbf{J} / \partial t = 0$ . Negligenciando a pressão dos elétrons, ou seja,  $\nabla \cdot \mathcal{P}_e = 0$  e considerando que a frequência de colisão entre elétrons e íons ( $\nu_{ei}$ ) é muito maior que a frequência ciclotrônica dos elétrons ( $\omega_{ce}$ ), tem-se que  $\sigma |\mathbf{B}|$  será muito menor que  $ne$ . Com isso, a lei generalizada de Ohm é simplificada para:

$$\mathbf{J} = \sigma (\mathbf{E} + \mathbf{u} \times \mathbf{B}) \quad (2.7)$$

Substituindo-se a lei de Ohm, Equação (2.7), na lei de Ampère, Equação (2.5), e supondo que a velocidade do plasma em um sistema MHD é muito inferior à velocidade da luz (lei de Ampère simplificada) obtém-se:

$$\mathbf{E} = \frac{1}{\mu_0 \sigma} \nabla \times \mathbf{B} - \mathbf{u} \times \mathbf{B} \quad (2.8)$$

a qual pode ser substituída na lei de Faraday, Equação (2.4), obtendo, desta forma, a Equação da indução, dada por:

$$\frac{\partial \mathbf{B}}{\partial t} = \nabla \times (\mathbf{u} \times \mathbf{B}) + \eta \nabla^2 \mathbf{B} \quad (2.9)$$

onde  $\eta = 1/\mu_0 \sigma$  é a difusividade magnética.

A Equação da indução descreve o comportamento do campo magnético no plasma ao longo do tempo. O primeiro termo à direita da Equação é conhecido como termo convectivo e descreve a convecção do campo magnético junto ao fluxo de plasma. O segundo termo é conhecido como termo difusivo, representando a difusão do campo magnético no plasma.

A razão entre o termo convectivo e o termo difusivo é conhecida como número de Reynolds magnético ( $R_m$ ) e é dada por:

$$R_m = \frac{\nabla(\nabla \times \mathbf{B})}{\eta \nabla^2 \mathbf{B}} \quad (2.10)$$

No caso onde  $R_m \gg 1$ , o termo de convecção é dominante e o campo magnético é congelado no plasma. Desta forma, o movimento do campo magnético é definido pelo movimento do plasma. De outra forma, quando  $R_m \ll 1$ , o campo magnético tende a se difundir através do plasma.

O plasma da coroa solar pode ser considerado como um meio altamente condutor, onde o número de Reynolds é da ordem de  $10^8$  a  $10^{12}$ . Com isso, o campo magnético na coroa solar é dominado pelo movimento do plasma.

Assim como as equações da eletrodinâmica, as equações da dinâmica dos fluidos são também utilizadas na teoria MHD. A conservação de massa do plasma é representada pela equação:

$$\frac{\partial \rho}{\partial t} + \nabla \cdot (\rho \mathbf{u}) = 0 \quad (2.11)$$

onde  $\rho$  é a densidade do plasma. A Equação (2.11) indica que a densidade em um ponto aumenta se houver fluxo de massa para dentro e diminui se houver massa saindo de uma região delimitada. A Equação (2.11) pode ser reescrita utilizando identidades vetoriais, da seguinte forma:

$$\frac{\partial \rho}{\partial t} + \mathbf{u} \cdot \nabla \rho + \rho \cdot \nabla \mathbf{u} = 0 \quad (2.12)$$

No entanto, para um fluido incompressível tem-se que  $D/Dt = \partial/\partial t + \mathbf{u} \cdot \nabla = 0$ . Como resultado, a Equação se reduz a:

$$\nabla \cdot \mathbf{u} = 0 \quad (2.13)$$

Indicando que não há fontes ou sumidouros em um fluido incompressível.

A Equação do movimento de um fluido também precisa ser considerada e esta é dada por:

$$\rho \frac{D\mathbf{u}}{Dt} = -\nabla p + \mathbf{F} \quad (2.14)$$

onde  $p$  é a pressão e  $\mathbf{F}$  é a força externa atuando sobre o fluido. Neste caso, a força externa consiste da força de Lorentz ( $\mathbf{J} \times \mathbf{B}$ ) e da força gravitacional ( $\rho\mathbf{g}$ ). Com isso a Equação (2.14) pode ser dada por:

$$\rho \frac{\partial \mathbf{u}}{\partial t} + \rho(\mathbf{u} \cdot \nabla)\mathbf{u} = -\nabla p + \mathbf{J} \times \mathbf{B} + \rho\mathbf{g} \quad (2.15)$$

onde as equações eletromagnéticas e de fluido foram combinadas.

Assim como as equações descritas acima, as equações MHD também incluem a lei dos gases ideais, onde, para um plasma, será dada por:

$$p = 2nk_B T \quad (2.16)$$

onde  $n$  é a densidade,  $k_B$  a constante de Boltzmann e  $T$  a temperatura. A Equação da energia para um plasma é também incluída:

$$\frac{D}{Dt} \left( \frac{p}{\rho^\gamma} \right) = 0 \quad (2.17)$$

onde  $\gamma$  é a razão entre os calores específicos e se supôs o plasma como sendo adiabático a fim de simplificar as equações. A Equação (2.17) pode ser reescrita da seguinte forma:

$$\frac{\partial p}{\partial t} + (\mathbf{u} \cdot \nabla)p = -\gamma p \nabla \cdot \mathbf{u} \quad (2.18)$$

Com as equações MHD definidas, estas podem ser agora utilizadas como base para examinar a evolução do plasma magnetizado e identificar os diferentes tipos de onda que resultam dessa evolução.

### 2.2.2 Ondas acústicas

Para determinar os possíveis tipos de ondas MHD em um plasma magnetizado, as equações acima serão linearizadas considerando pequenas perturbações. Para isso, supôs-se que a amplitude da onda é pequena e que cada parâmetro consiste de um valor em equilíbrio (com subscrito 0) e de um valor perturbado com componente espacial e temporal (com subscrito 1). Desta forma, os parâmetros são descritos como a seguir:



$$\mathbf{B} = \mathbf{B}_0 + \mathbf{B}_1(\mathbf{r}, t) \quad (2.19)$$

$$\mathbf{u} = \mathbf{u}_0 + \mathbf{u}_1(\mathbf{r}, t) \quad (2.20)$$

$$\rho = \rho_0 + \rho_1(\mathbf{r}, t) \quad (2.21)$$

$$p = p_0 + p_1(\mathbf{r}, t) \quad (2.22)$$

Substituindo os parâmetros linearizados nas equações MHD anteriormente citadas, estas serão dadas por:

$$\nabla \cdot \mathbf{B}_1 = 0 \quad (2.23)$$

$$\frac{\partial \mathbf{B}_1}{\partial t} = \nabla \times (\mathbf{u}_1 \times \mathbf{B}_0) \quad (2.24)$$

$$\frac{\partial \rho_1}{\partial t} + \nabla \cdot (\rho_0 \mathbf{u}_1) = 0 \quad (2.25)$$

$$\rho_0 \frac{\partial \mathbf{u}_1}{\partial t} = -\nabla p_1 + \frac{1}{\mu} (\nabla \times \mathbf{B}_1) \times \mathbf{B}_0 + \frac{1}{\mu} (\nabla \times \mathbf{B}_0) \times \mathbf{B}_1 + \rho_1 \mathbf{g} \quad (2.26)$$

$$\frac{\partial p_1}{\partial t} + \mathbf{u}_1 \cdot \nabla p_0 = -\gamma p_0 \nabla \cdot \mathbf{u}_1 \quad (2.27)$$

Para determinar os diferentes tipos de ondas presentes no plasma, adotam-se inicialmente as propriedades das ondas acústicas. Com isso, assume-se que o plasma é não magnetizado ( $\mathbf{B}_0 = 0$ ) e que não há efeitos gravitacionais ( $\mathbf{g} = 0$ ). O gradiente de pressão é também assumido como zero. Desta forma, as equações MHD linearizadas passam a ser descritas por:

$$\frac{\partial \rho_1}{\partial t} + \rho_0 \nabla \cdot \mathbf{u}_1 = 0 \quad (2.28)$$

$$\rho_0 \frac{\partial \mathbf{u}_1}{\partial t} = -\nabla p_1 \quad (2.29)$$

$$\frac{\partial p_1}{\partial t} = -\gamma p_0 \nabla \cdot \mathbf{u}_1 \quad (2.30)$$

Supondo uma solução na forma  $C e^{i(kx - \omega t)}$ , onde  $k$  é o número de onda,  $\omega$  a frequência angular e  $C$  uma constante. Com a análise de Fourier, os operadores matemáticos podem ser simplificados como,

$$\begin{aligned}\frac{\partial}{\partial t} &= -i\omega & \frac{\partial^2}{\partial t^2} &= -\omega^2 \\ \frac{\partial}{\partial x} &= -ik & \frac{\partial^2}{\partial t^2} &= -k^2\end{aligned}\quad (2.31)$$

$$\nabla = ik$$

Substituindo os operadores acima nas equações (2.28), (2.29) e (2.30), estas serão dadas por:

$$\mathbf{u}_1 = \frac{p_1}{\omega\rho_0} \mathbf{k} \quad (2.32)$$

$$\mathbf{k} \cdot \mathbf{u}_1 = \frac{\omega\rho_1}{\rho_0} \quad (2.33)$$

$$\mathbf{k} \cdot \mathbf{u}_1 = \frac{\omega p_1}{\gamma p_0} \quad (2.34)$$

As equações acima indicam que o resultado é uma onda longitudinal, com vetor velocidade  $\mathbf{u}_1$  paralelo ao vetor  $\mathbf{k}$ . A relação de dispersão para a onda plana pode ser obtida rearranjando as equações acima, onde se obtém:

$$\omega^2 = k^2 c_s^2 \quad (2.35)$$

onde  $c_s$  é a velocidade do som do plasma e é dada por:

$$c_s^2 = \frac{\gamma p_0}{\rho_0} \quad (2.36)$$

Fazendo-se uso da lei dos gases ideais, tem-se que a Equação (2.36) pode ser escrita da seguinte forma:

$$c_s = \sqrt{\frac{\gamma k_B T}{m_p}} \quad (2.37)$$

A velocidade do som na coroa solar pode ser obtida substituindo valores típicos da coroa solar na Equação acima. Portanto, considerando as variáveis  $T \sim 10^6 \text{K}$ ,  $\gamma \sim 5/3$  e as constantes  $k_B = 1,38 \times 10^{-23} \text{m}^2 \text{kg s}^{-2} \text{K}^{-1}$  e  $m_p \sim 1,67 \times 10^{-27} \text{kg}$ , a velocidade do som para coroa solar será de  $c_s \sim 100 \text{km s}^{-1}$ .

Como pode ser observado, há uma solução para as equações MHD que depende inteiramente da pressão e densidade do plasma, neste caso, uma onda acústica. De forma análoga, é possível ignorar os efeitos da pressão e densidade e determinar a solução para uma onda puramente magnética para as equações MHD.

### 2.2.3 Onda de Alfvén

Com a finalidade de se identificar ondas puramente magnéticas, as variações da densidade e pressão devem ser ignoradas. Portanto, considerando  $p_0 = 0$ ,  $\rho_0 \neq 0$ ,  $p_1 = \text{const}$ ,  $\rho_1 = \text{const}$  e  $g = 0$  e para simplificação dos cálculos, bem como supondo o campo magnético como uniforme e na direção  $\mathbf{z}$ , as equações linearizadas serão dadas por:

$$\nabla \cdot \mathbf{B}_1 = 0 \quad (2.38)$$

$$\frac{\partial B_1}{\partial t} = \nabla \times (\mathbf{u}_1 \times B_0) \quad (2.39)$$

$$\nabla \cdot \mathbf{u}_1 = 0 \quad (2.40)$$

$$\rho_0 \frac{\partial \mathbf{v}_1}{\partial t} = \frac{1}{\mu} (\nabla \times \mathbf{B}_1) \times \mathbf{B}_0 \quad (2.41)$$

Fazendo uso dos operadores matemáticos da Equação (2.31), tem-se que as equações acima serão dadas por:

$$-ik \cdot B_1 = 0 \quad (2.42)$$

$$-i\omega \mathbf{B}_1 = i\mathbf{k} \times (\mathbf{v}_1 \times \mathbf{B}_0) \quad (2.43)$$

$$i\mathbf{k} \cdot \mathbf{v}_1 = 0 \quad (2.44)$$

$$-i\omega \rho_0 \mathbf{v}_1 = \frac{1}{\mu} (i\mathbf{k} \times \mathbf{B}_1) \times \mathbf{B}_0 \quad (2.45)$$

Neste caso, a solução da onda plana é um vetor velocidade  $\mathbf{u}_1$  perpendicular ao vetor de onda  $\mathbf{k}$  e na direção do campo magnético  $\mathbf{B}_1$ . Através das equações acima se pode obter que:

$$\omega^2 = \frac{(\mathbf{k} \cdot \mathbf{B}_0)^2}{\mu \rho_0} \quad (2.46)$$

Desta forma, a relação de dispersão para uma onda puramente magnética será dada por:

$$\omega = \pm v_A k_z \quad (2.47)$$

onde  $k_z$  é o vetor de onda na direção z. A velocidade da onda ( $v_A$ ) para este caso é conhecida como velocidade de Alfvén, a qual é dada por:

$$v_A = \frac{B_0}{\sqrt{\mu\rho_0}} \quad (2.48)$$

onde normalmente supõe-se que o plasma é totalmente ionizado.

Na física solar é comumente utilizado o sistema centímetro-grama-segundo (cgs), onde a Equação acima passa a ser dada por:

$$v_A = \frac{B_0}{\sqrt{4\pi n_i m_p}} \quad (2.49)$$

onde o campo magnético  $B_0$  é dado em Gauss,  $n_i$  é a densidade numérica de íon ( $\text{cm}^{-3}$ ) e  $m_p$  a massa do próton (g). Substituindo os valores típicos da coroa solar na Equação acima, onde  $n_i \sim 10^8 \text{ cm}^{-3}$ ,  $B_0 \sim 10 \text{ G}$  e  $m_p = 1,67 \times 10^{-24} \text{ g}$  obtém-se uma velocidade de Alfvén de  $v_A \sim 2000 \text{ km s}^{-1}$  para a coroa solar.

Desta forma, estas ondas puramente magnéticas são chamadas ondas de Alfvén, as quais resultam de oscilações das linhas de campo magnético. Estas são ondas anisotrópicas, incompressíveis e que se propagam ao longo das linhas do campo magnético.

#### 2.2.4 Ondas Magnetoacústicas

Como a coroa solar sofre variações no campo magnético (densidade e pressão), as ondas na coroa contém contribuições tanto de ondas de modo acústico quanto de ondas magnéticas, formando, dessa forma, ondas magnetoacústicas.

Para determinar a relação de dispersão das ondas magnetoacústicas, serão utilizadas as equações MHD linearizadas. A pressão do gás e a pressão do campo magnético são assumidas como uniformes, das formas  $p_0 = C$  e

$\mathbf{B}_0 = B_0 \mathbf{z}$ . Combinando as equações MHD linearizada com os operadores matemáticos da Equação (2.31), obtém-se:

$$\omega^4 - \omega^2 k^2 (c_s^2 + v_A^2) + c_s^2 v_A^2 \omega^2 k^4 \cos^2(\theta_B) = 0 \quad (2.50)$$

onde  $\theta_B$  é o ângulo entre o vetor de onda  $\mathbf{k}$  e a direção do campo magnético  $\mathbf{B}$ . Esta é uma Equação quadrática em função de  $\omega^2/k^2$  e pode ser resolvida utilizando a fórmula quadrática de Bhaskara para produzir a relação de dispersão para onda magnetoacústica, com isso:

$$\frac{\omega^2}{k^2} = \frac{1}{2} (c_s^2 + v_A^2) \pm \frac{1}{2} \sqrt{c_s^4 + v_A^4 - 2c_s^2 v_A^2 \cos(2\theta_B)} \quad (2.51)$$

Há duas soluções possíveis para a Equação (2.51). Resolvendo esta para o sinal negativo, temos como resultado a onda MHD de modo lento, de outra forma, resolvendo com o sinal positivo tem-se como solução a onda MHD de modo rápido.

Para verificar a diferença entre as ondas MHD de modo lento e modo rápido, considera-se inicialmente o caso onde  $\theta_B = 0$ , ou seja,  $\mathbf{k} \parallel \mathbf{B}$ , onde as soluções serão dadas por:

$$v_{modo-rápido} = \frac{\omega}{k} = v_A \quad (2.52)$$

$$v_{modo-lento} = \frac{\omega}{k} = c_s \quad (2.53)$$

As Equações (2.52) e (2.53) mostram que a velocidade da onda de modo rápido será a velocidade de Alfvén, enquanto que a velocidade da onda de modo lento será a velocidade do som no meio, quando estas estiverem se propagando ao longo do campo magnético.

Para o caso onde  $\theta_B = \pi/2$ , ou seja,  $\mathbf{k} \perp \mathbf{B}$ , as soluções serão:

$$v_{modo-rápido}^2 = \left(\frac{\omega}{k}\right)^2 = c_s^2 + v_A^2 \quad (2.54)$$

$$v_{modo-lento} = \frac{\omega}{k} = 0 \quad (2.55)$$

As equações (2.54) e (2.55) mostram que a velocidade da onda de modo rápido, quando se propagando perpendicularmente ao campo magnético, é dependente tanto da velocidade do som quanto da velocidade de Alfvén. De outra forma, a velocidade da onda de modo lento não se propaga perpendicularmente ao campo magnético.

A solução da Equação (2.51) para os ângulos  $\theta_B$  são apresentados na Figura 2.3 para uma razão  $c_s/v_A = 0,7$ , incluído a velocidade de Alfvén e a velocidade da onda acústica para comparação.

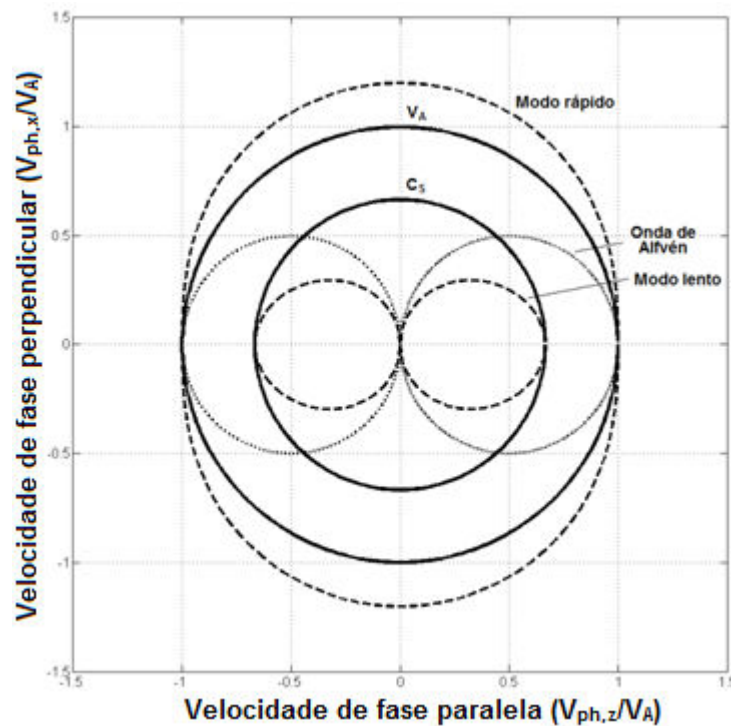


Figura 2.3 – Velocidades de fase das ondas magnetoacústicas para uma relação  $c_s/v_A = 0,7$ . As velocidades do som e de Alfvén são mostradas em linhas sólidas. As velocidades das ondas de modo lento e rápido em linhas tracejadas e a velocidade da onda de Alfvén em linha pontilhada.

Pode ser notado que ao se considerar as equações MHD ideais, como discutido neste trabalho, as velocidades das ondas são constantes. Estas ondas são também não dispersivas e não dissipativas e devem ser estendidas para incluir termos resistivos quando se pretende levar em consideração fenômenos como explosões solares e reconexão magnética na atmosfera solar.

### 3 OBSERVAÇÕES DE ONDAS E OSCILAÇÕES MHD NA COROA SOLAR

A utilização de medidas da flutuação de intensidade na coroa solar como uma ferramenta para o diagnóstico das condições físicas do plasma coronal foi inicialmente desenvolvida por Roberts *et al.* (1984). No entanto, foi a partir das missões espaciais como SOHO e TRACE que houve a possibilidade de observações de ondas e oscilações em diversas estruturas como: arcos coronais, plumas polares e proeminências. Estas novas observações estabeleceram uma nova área de estudos que ficou conhecida como sismologia coronal.

No presente estudo, procurou-se diferenciar ondas estacionárias e ondas propagantes de acordo com o proposto por Aschwanden (2006), no qual é reservado o termo oscilação para ondas estacionárias e o termo ondas propagantes para as que possuem nós móveis, como pode ser visualizado na Figura 3.1.

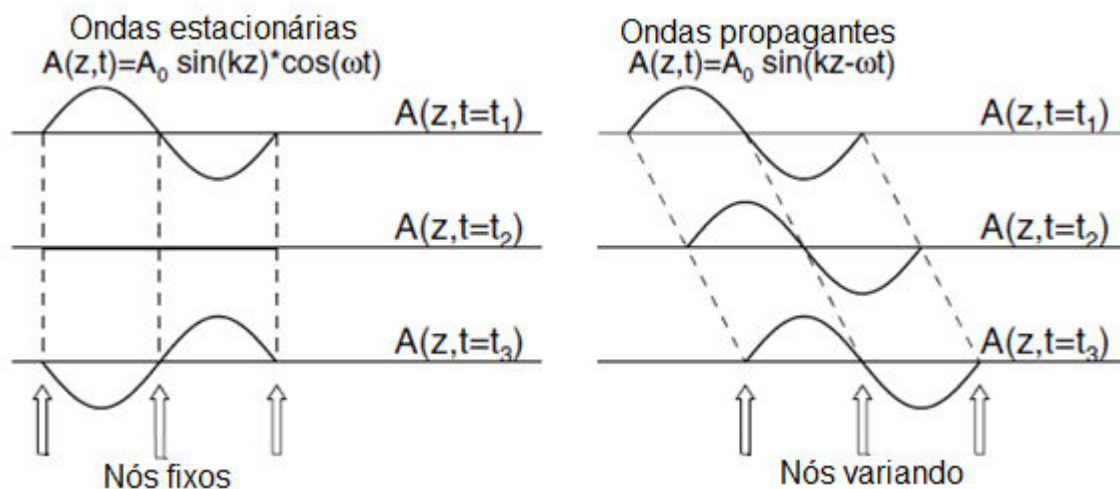


Figura 3.1 – Definição de onda estacionária ou oscilação (esquerda) e onda propagante (direita).  
Fonte: Adaptado de Aschwanden (2006).

### 3.1 Oscilações MHD

#### 3.1.1 Oscilações *kink-mode*

A primeira observação de oscilação tipo arcos coronais em EUV foram descobertos através de dados da missão TRACE em 171 Å (ASCHWANDEN, 1999), durante uma explosão solar. Com base em medidas dos períodos de oscilação, as ondas observadas coincidiram com ondas estacionárias do tipo *kink-mode*, ou seja, com nós fixos nas bases do arco coronal.

Atualmente, observações realizadas através do instrumento AIA a bordo do SDO permitem a detecção das oscilações *kink-mode* com grande detalhamento, envolvendo cadência de 12s e resolução de 4096x4096 pixels.

Através de observações do AIA 195 Å, Aschwanden e Schrijver (2011) observaram uma explosão solar de intensidade M2,9 ocorrida em 16 de Outubro de 2010, na qual se verificou a ocorrência de oscilação do arco coronal de uma região ativa. A imagem do AIA 195 Å e a região do arco coronal selecionada é apresentada na Figura 3.2a. A variação temporal da região selecionada, aplicando técnicas de diferenciação corrida e otimização do contraste é apresentada na Figura 3.2b.



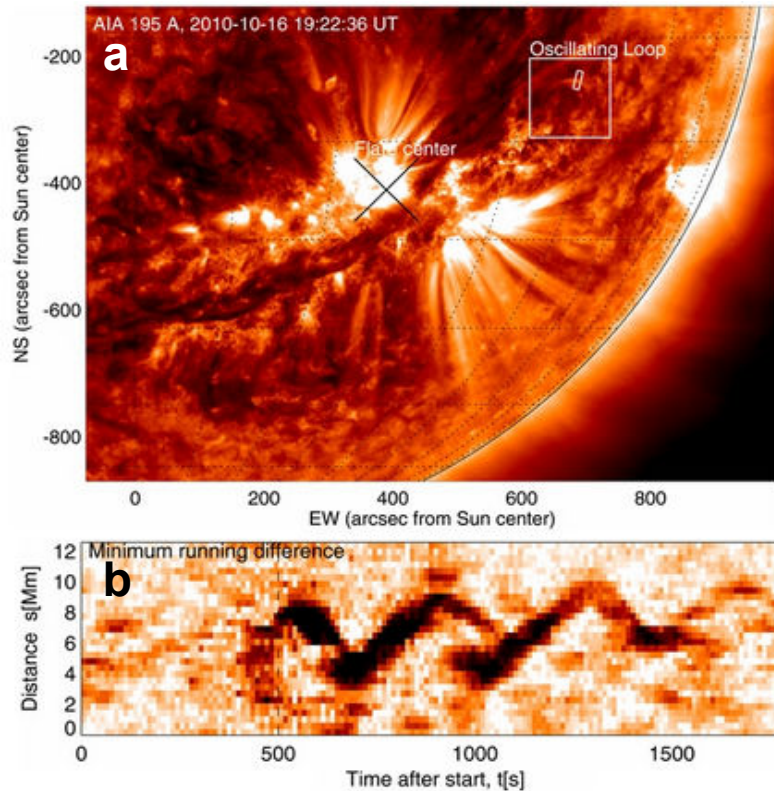


Figura 3.2 – (a) Imagem do AIA/SDO em 171 Å durante a explosão solar ocorrida no dia 16/10/2010 as 19:22:36 UT; a região delimitada em branco representa o arco oscilante observado. (b) Utilização do mapa altura-tempo da região selecionada, onde é possível verificar a oscilação do tipo *kink-mode*.  
Fonte: Aschwanden e Schrijver (2011)

### 3.1.2 Oscilações *sausage-mode*

As oscilações magnetoacústicas assimétricas rápidas são também conhecidas como oscilações *sausage-mode*, as quais são essencialmente compressíveis, com as perturbações de densidade em fase com as perturbações do campo magnético (INGLIS et al., 2009).

A oscilação *sausage-mode* é uma perturbação simétrica, na forma de ampliação e estreitamento periódico de um tubo de plasma. Estes modos possuem períodos na faixa de 5 a 30 s e são detectados nas bandas de micro-ondas, em emissões de raios-X duros associados a explosões solares (NAKARIAKOV; MELNIKOV; REZNIKOVA, 2003), bem como em emissões de H $\alpha$  em arcos pós-explosões solares (SRIVASTAVA et al., 2008).

## 3.2 Ondas MHD propagantes

### 3.2.1 Ondas acústicas em arcos coronais

Ondas de compressão quasi-periódicas foram inicialmente detectadas em plumas polares por Deforest e Gurman (1998) através de imagens do EIT/SOHO. Posteriormente, Ofman *et al.* (1997b) interpretou tais perturbações como ondas magnetoacústicas de modo lento. As primeiras observações destas em arcos coronais foram realizadas por Moortel *et al.* (2000), através do TRACE 171Å.

Com os Programas de observações conjuntas (JOP, do inglês *Joint Observing Program*) 83 (23 de Março de 1999 e 04-19 de abril de 2000) e JOP 144 (5-13 de Junho de 2001), Moortel *et al.* (2002) analisaram dados de alta cadência, 10 s para o JOP 83 e 30 s para o JOP 144. Analisando as imagens do TRACE 171 Å nesta cadência e selecionado um caminho na base de um arco coronal (Figura 3.3a) se obtém, pelo método descrito por Moortel *et al.* (2000a), a variação temporal do brilho em EUV na região do arco coronal (Figura 3.3b).

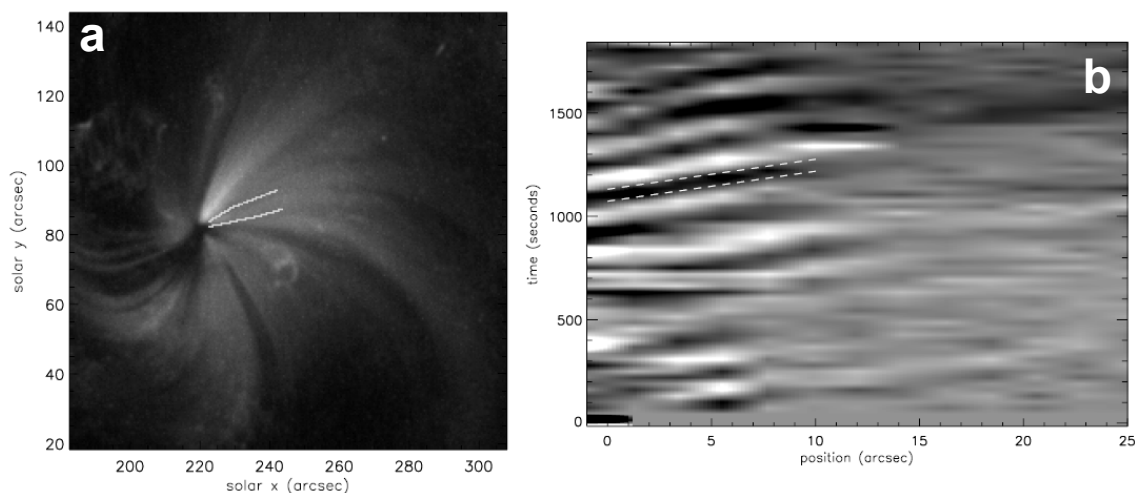


Figura 3.3 – (a) Imagem do TRACE 171 Å de um arco coronal no dia 13/07/2001 às 06:46 UT, campanha JOP 144. As linhas em branco representam os caminhos selecionados para análise. (b) Utilização do mapa altura-tempo da região selecionada, onde é possível verificar a propagação de ondas do tipo magnetoacústicas no arco coronal.  
Fonte: Moortel *et al.* (2002)

Alguns parâmetros estatísticos da análise de 38 arcos coronais examinados por Moortel *et al.* (2002), com dados do TRACE 171 Å, representando ondas magnetoacústicas de modo lento são apresentados na Tabela 3.1

Tabela 3.1 – Parâmetros estatísticos das ondas magnetoacústicas de modo lento observadas com o TRACE 171 Å em 38 estruturas

Parâmetro	Média
Tamanho do segmento do arco $L$	26,4±9,7 Mm
Período de oscilação $P$	282±93 s
Velocidade de propagação $v_{wave}$	122±43 km/s
Amplitude da onda $dI/I$	0,041±0,015
Fluxo de energia $d\Box_{wave}/dt$	342±126 erg/(cm <sup>2</sup> s)

Fonte: Moortel *et al.* (2002)

### 3.2.2 Ondas MHD de modo rápido em arcos coronais

Ondas MHD de modo rápido possuem velocidade de fase de Alfvén, que pode variar significativamente de acordo com a região e condições da coroa solar (EDWIN e ROBERTS, 1983).

As primeiras observações por imagens de ondas MHD de modo rápido foram observações do *Solar Eclipse Coronal Imaging System* (SECIS) realizadas por Williams *et al.* (2002). Durante o eclipse solar total de 11 de Agosto de 1999 (Shabla, Bulgária), foi observado um arco com ondas se propagando com período de aproximadamente 6 s e velocidade de 2100 km/s.

A evolução da propagação de modo rápido foi inicialmente modelada através de código MHD numérico por Nakariakov *et al.* (2003), a qual confirmou a formação de ondas quasi-periódicas que haviam sido anteriormente previstas por Roberts *et al.* (1983).

Segundo Aschwanden (2006) não há detecção de ondas MHD de modo rápido em arcos coronais medidos pelo EIT/SOHO ou TRACE, provavelmente devido a relativa baixa cadência destes instrumentos para a observação destas ondas. No entanto, Liu *et al.* (2011) reportou recentes evidências de ondas de

modo rápido através de dados do instrumento AIA a bordo do SDO. A partir de filtros aplicados em imagens do AIA em 171 Å (Figura 3.4a), Liu *et al.* (2011) observaram ondas magnetossônicas de modo rápido, representadas pela linha pontilhada e de maior inclinação na Figura 3.4b.

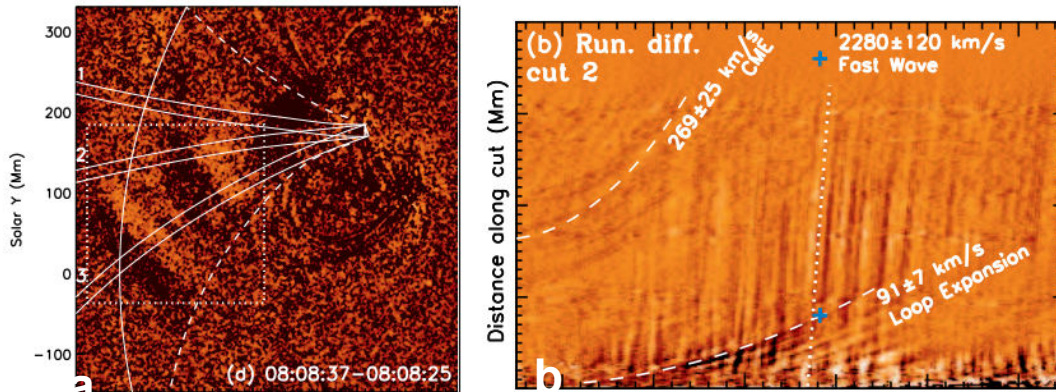


Figura 3.4 – (a) Imagem do AIA 171 Å de um arco coronal no dia 01/08/2010 às 08:08:37 UT. As linhas em branco representam os caminhos selecionados para análise. (b) Utilização do mapa altura-tempo do caminho 2, onde é possível verificar a propagação de ondas do tipo MHD de modo rápido no arco coronal. Fonte: Liu et al. (2011)

### 3.2.3 Ondas acústicas em plumas

Estruturas coronais fechadas, como arcos, possuem duas fronteiras que controlam o balanço de energia e que fixam dois nós para as ondas estacionárias. Nas estruturas de campo aberto, como plumas, ocorre apenas uma fronteira, onde as ondas se propagam em apenas uma direção, sem serem refletidas (ASCHWANDEN, 2006).

Em março de 1996, o satélite SOHO foi engajado em uma campanha para observar e caracterizar a atividade de ondas nas plumas polares. Nesta campanha, foi adotada uma cadência de 3 minutos e tempo de exposição de 7s. Uma descrição completa destas observações pode ser encontrada em Deforest *et al.* (1997). Com dados da mesma campanha, Deforest e Gurman (1998) analisaram o brilho no EUV de plumas na região polar (Figura 3.5a) em função do tempo (Figura 3.5b) através do instrumento EIT/SOHO na banda 171 Å.

Com a utilização de filtros, como redução do fundo da coroa solar e dimensionamento do contraste, a Figura 3.5b resultou na Figura 3.5c. A partir desta última Figura, Deforest & Gurman (1998) determinaram que as ondas se propagavam com velocidade entre 75 e 100 km/s e com período de 10 a 15 min. Baseado nesta velocidade, que é próxima a velocidade do som para esta temperatura ( $T \approx 1$  MK,  $c_s \approx 100$  km/s) e na modulação de densidade inferida pela variação do brilho no EUV, concluiu-se que essas ondas correspondem a ondas magnetoacústicas de modo lento se propagando em plumas polares.

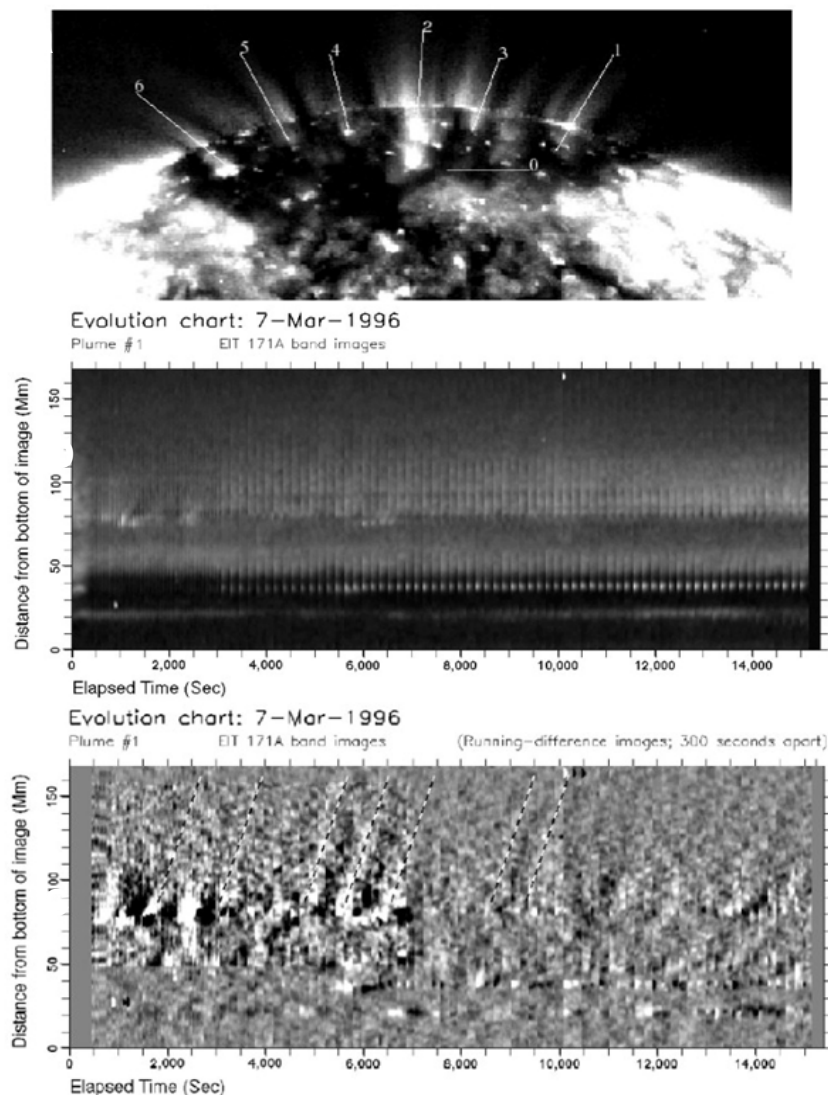


Figura 3.5 – (a) Imagem do EIT 171 Å de plumas polares no dia 07/03/1996. As linhas em branco representam os caminhos selecionados para análise. (b) Utilização do mapa altura-tempo do caminho 1, sem a utilização de filtros sobre o mapa. (c) Mapa com a utilização de filtros, onde é possível verificar a propagação de ondas do tipo magnetossônicas em plumas polares. Fonte: Deforest (1998)

### 3.2.4 Ondas de Alfvén em plumas

Ainda não há relatos diretos de observações por imagem das ondas de Alfvén em plumas. Isto se deve principalmente pela alta cadência necessária, visto que a velocidade das ondas de Alfvén verticais varia de 1.000 a 10.000 km/s, bem como devido a alta densidade de contraste necessária. Além disso, ondas de Alfvén não são compressionais e, portanto, não modulam a densidade de plasma. No entanto, as ondas de Alfvén perturbam a velocidade do plasma, o que permite sua detecção através de análise de deslocamento Doppler.

### 3.2.5 Ondas globais

Além das ondas MHD consideradas, as quais se propagam dentro de guias de onda, tanto em arcos coronais, como ao longo de estruturas coronais abertas, algumas ondas também foram descobertas por se propagarem de forma esférica ao longo da atmosfera solar, sendo chamadas de ondas globais.

As origens destas ondas esféricas são bastante localizadas e normalmente originadas por explosões solares e CMEs. As primeiras ondas globais descobertas foram através da emissão em H $\alpha$ , observadas por Moreton e Ramsey (1960), as quais foram chamadas de ondas Moreton.

Observações realizadas através do EIT/SOHO durante eventos os de abril de 1997 apresentaram uma frente de onda se propagando com velocidade radial de  $245 \pm 40$  km/s. Tais perturbações na coroa solar foram descobertas por Thompson *et al.* (1999) e ficaram conhecidas como ondas EIT.

## 4 METODOLOGIA

### 4.1 Instrumentos e dados

As primeiras imagens em alta resolução espacial da coroa solar em EUV foram obtidas através do instrumento *Extreme ultraviolet Imaging Telescope* (EIT) a bordo do satélite SOHO, em 1995 (DELABOUDINIÈRE *et al.*, 1995). Desde este período, as imagens do EIT tem revelado novas características observacionais da coroa solar, na faixa de temperatura de 1 a 2 MK, tais como a dinâmica dos jatos nas regiões de buracos coronais (MOSES *et al.*, 1997) e a propagação de perturbações na coroa solar, como as ondas EIT.

Entre as grandes limitações dos estudos de ondas e oscilações coronais com imagens do EIT/SOHO está a baixa cadência do instrumento, de 12 a 15 minutos, dificultando o estudo da cinemática das ondas MHD (VERONIG; TEMMER; VRŠNAK, 2008).

Dentre os instrumentos que possibilitam a observação das flutuações de intensidade estão o EUVI a bordo da missão STEREO, em operação desde 2006 e o instrumento AIA a bordo da missão SDO, em operação desde 2010. Os parâmetros característicos referentes aos dados do EUVI/STEREO e AIA/SDO são apresentados nas Tabela 4.1 e Tabela 4.2.

Tabela 4.1 – Parâmetros característicos referentes aos dados do instrumento EUVI / STEREO.

Parâmetros	Valores
Resolução	2048 x 2048
Linhas de Emissão	171 Å, 195 Å, 284 Å, 304 Å
Campo de visão	1,7 R <sub>o</sub>
Cadência	171 Å - 2,5 min
	195 Å - 10 min
	284 Å - 20 min
	304 Å - 10 min

Fonte: Wuelser *et al.* (2004)

Tabela 4.2 – Parâmetros característicos referentes aos dados do AIA/SDO.

Parâmetros	Valores
Resolução	4096 x 4096
Linhas de Emissão	Luz branca, 1700 Å, 1600 Å, 304 Å, 171 Å, 193 Å, 211 Å, 335 Å
Campo de visão	1,7 R <sub>o</sub>
Cadência	12 s

Fonte: Lemen *et al.* (2011)

Através das Tabela 4.1 e Tabela 4.2 é possível verificar as grandes vantagens de se utilizar o instrumento AIA/SDO, pois possui maior resolução espacial, maior cadência e maior quantidade de linhas de emissão. Desta forma, os dados utilizados neste trabalho são obtidos do instrumento AIA/SDO.

Detalhes como a temperatura de pico, o íon primário e a região da atmosfera solar equivalente a cada uma das linhas de emissões monitoradas pelo instrumento AIA são mostrados na Tabela 4.3.

Tabela 4.3 – Características das linhas de emissão do instrumento AIA/SDO.

Canal (Comprimento de onda)	Temperatura	Íon primário	Região da atmosfera solar
Luz branca	5000 K	Contínuo	Fotosfera
1700 Å	$10^{3.7}$ K	Contínuo	Fotosfera
1600 Å	$10^5$ K	C IV	Região de transição e fotosfera
304 Å	$10^{4.7}$ K	He II	Cromosfera e região de transição
171 Å	$10^{5.8}$ K	Fe IX	Coroa quieta e região de transição superior
193 Å	$1.2 \times 10^6$ e $2 \times 10^7$ K	Fe IX, XXIV	Coroa e de explosões solares
211 Å	$2 \times 10^6$ K	Fe XIV	Região ativa da coroa
335 Å	$2.5 \times 10^6$ K	Fe XVI	Região ativa da coroa
94 Å	$10^{6.8}$ K	Fe XVII	Regiões de explosões solares
131 Å	$4 \times 10^5$ , $10^7$ e $1.6 \times 10^7$ K	Fe VIII, XX, XXIII	Regiões de explosões solares

Fonte: Lemen *et al.* (2011)



#### 4.1.1 Formato FITS

O formato das imagens analisadas do EUVI/STEREO é o *Flexible Image Transport System* (FITS), o qual é um formato de arquivo digital utilizado para armazenar, transmitir e processar imagens, principalmente científicas. O formato FITS foi inicialmente padronizado por Wells *et al.* (1981), sendo atualmente o formato de imagem mais utilizado em Astronomia.

Uma vantagem do formato FITS é que ele foi elaborado para dados científicos, possuindo muitas informações que descrevem os parâmetros de calibração, juntamente com os dados brutos da imagem. As informações são armazenadas em um cabeçalho ASCII legível, de modo que permite uma fácil captura de informações sobre os dados, como o instante da observação, o instrumento utilizado, a banda observada, as coordenadas da imagem, entre outros detalhes.

Alguns dos principais parâmetros disponíveis no cabeçalho dos dados de formato FITS do instrumento AIA/SDO são apresentados na Tabela 4.4.

Tabela 4.4 – Alguns dos principais parâmetros apresentados no cabeçalho dos arquivos digitais em formato FITS do instrumento AIA/SDO.

FITS	Valor padrão	Descrição
NAXIS1	4096	Campo de visão na direção x
NAXIS2	4096	Campo de visão na direção y
DATE-OBS	aaaa-mm-ddThh:mm:ss.mmmZ	Data da observação
DETECTOR	AIA	Detector
WAVELNTH	<i>White light</i> , 1700, 1600, 304,193,171,193, 211, 335	Comprimento de onda
CRPIX1	2048	Posição do centro do sol em x
CRPIX2	2048	Posição do centro do sol em y
CDELTA1	0,6	Resolução em x (arcseg/pix)
CDELTA2	0,6	Resolução em y (arcseg/pix)
R_SUN	1575	Raio solar em pixels

## 4.2 Solarsoft

As técnicas desenvolvidas no presente trabalho foram realizadas, principalmente em linguagem IDL (*Interactive Data Language*), fazendo o uso de bibliotecas do *Solarsoft*.

Segundo Bentely e Freeland (1998), o SolarSoftWare (SSW) é um sistema de desenvolvimento de software colaborativo, que consiste de um conjunto de bibliotecas de análise de dados aplicados a física solar.

Além de formar um conjunto de bibliotecas, o *Solarsoft* proporciona alguns padrões na análise de dados, onde o IDL é a principal linguagem de programação utilizada.

## 4.3 Técnica mapa altura-tempo

A técnica de criar mapas com a relação altura-tempo (J-map) de imagens coronais foi inicialmente desenvolvido por Sheeley *et al.* (1999) com o objetivo de auxiliar na caracterização de CMEs observada pelo coronógrafo LASCO a bordo do satélite SOHO.

Segundo Sheeley *et al.* (1999), ao invés de utilizar uma sequência de imagens na forma de vídeo, pode-se automatizar o processo, selecionando uma direção particular e extraindo essa região da imagem. Realizando essa mesma operação para as demais imagens e as posicionando lado a lado, sucessivamente até a última imagem, obtém-se o mapa altura-tempo para o período e região analisados. Uma representação da técnica J-map aplicado a imagem de um arco na coroa solar é apresentado na Figura 4.1.

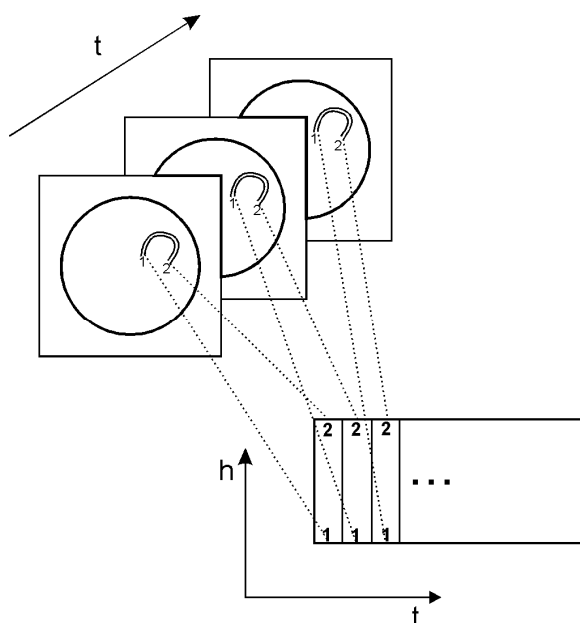


Figura 4.1 – Representação da técnica J-map, onde um arco coronal é extraído de imagens da coroa solar em diferentes instantes e arranjados de forma sequencial em um diagrama de relação altura-tempo.

A técnica J-map é comumente referenciada com outros termos, como *time-distance plot* (SAKAO *et al.*, 2007), *space-time (S-T) plot* (TIAN *et al.*, 2011), *time-elongation map* (DAVIES *et al.*, 2009), *time evolution chart* (DEFOREST e GURMAN, 1998) e *height-time map* pelo próprio Sheeley *et al.* (1999).

Com o auxílio de imagens no EUV da coroa solar, bem como a alta cadência do instrumento EIT/SOHO e posteriormente observações realizadas por EUVI/STEREO e AIA/SDO, tornou-se possível a observação de ondas e oscilações na coroa solar.

#### 4.4 Rotação Diferencial

Antes de ser aplicada a técnica J-map nas diferentes estruturas coronais, é realizada uma correção das coordenadas da estrutura, que se move ao longo do tempo. Tal correção é realizada considerando a rotação diferencial do Sol (aproximadamente 25 dias no equador e até 32 dias nos polos).

A taxa de rotação diferencial é normalmente descrita em potências de  $\sin\phi$ , como apresentado na Equação (4.1).

$$\omega(\phi) = A + B \sin^2(\phi) + C \sin^4(\phi) \quad (4.1)$$

onde  $\omega(\phi)$  é a velocidade angular, A é a taxa de rotação equatorial, B e C as taxas diferenciais ( $^{\circ}/dias$ ) e  $\phi$ , a latitude solar ( $^{\circ}$ ).

Os valores das componentes A, B e C variam de acordo com o método de observação utilizado. A Tabela 4.5 apresenta alguns valores medidos, através de diferentes métodos, onde XBPs representa pontos brilhantes em raios-X (do inglês, *X-ray bright points*) e CBPs representa pontos brilhantes coronais (do inglês, *Coronal bright points*).

Tabela 4.5 – Medidas das componentes A e B da Equação (4.1), realizada por diferentes métodos de observação.

Método	A( $^{\circ}/di\grave{a}$ )	- B( $^{\circ}/di\grave{a}$ )	- C( $^{\circ}/di\grave{a}$ )	Fonte de dados	Fonte
Regiões magnéticas pequenas	14,326 ± 0,054	2,119 ± 0,347	1,832 ± 0,381	Vacuum Telescope	Howard et al. (1990)
XBPs	14,192 ± 0,170	4,211 ± 0,775	4,211 ± 0,775	Hinode/XRT	Kariyappa (2008)
CBPs	14,667 ± 0,033	3,100 ± 0,140	3,100 ± 0,140	SOHO/EIT	Brajša et al. (2004)
Manchas solares	14,551 ± 0,006	2,870 ± 0,060	2,870 ± 0,060	Greenwich	Balthasar et al. (1986)

O método para obtenção das componentes da taxa de rotação diferencial utilizado neste trabalho é o proposto por Howard et al. (1990), o qual é o padrão utilizado nas bibliotecas do *Solarsoft*.

Neste trabalho, a rotação diferencial é aplicada a fim de corrigir a posição da estrutura analisada ao longo do tempo. Normalmente, o período analisado varia de minutos a poucas horas, com isso havendo uma correção pequena da posição da estrutura. Para exemplificar melhor a visualização do efeito da rotação diferencial, foi aplicado, na imagem EUVI 171A do dia 27/07/2011 (Figura 4.2a) uma rotação diferencial de 3 dias, que pode ser visualizada na Figura 4.2b.

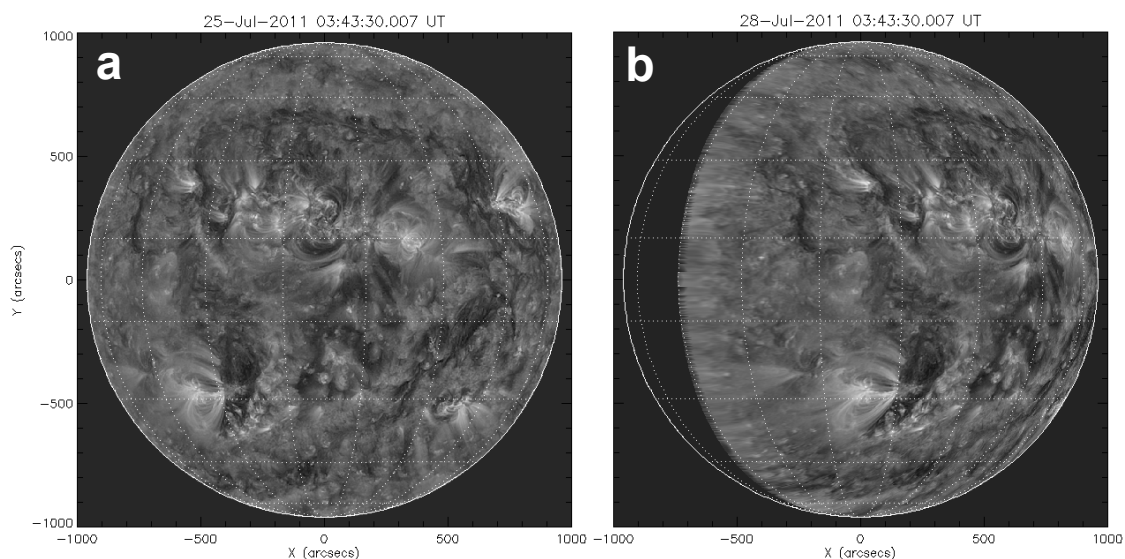


Figura 4.2 – Aplicação da rotação diferencial na imagem do EUVI/STEREO no comprimento de onda 171 Å. (a) Imagem original, sem rotação, do dia 25/07/2011 às 03:43:30 UT. (b) Imagem diferencialmente rotacionada para exatamente 3 dias posteriores, ou seja, equivalente ao dia 28/07/2011 às 03:43:30 UT.

#### 4.5 Geração de curva discreta

Na técnica J-map desenvolvida, deve-se selecionar uma fenda ao longo do trajeto no qual se deseja observar a variação temporal. A região selecionada pode ser tanto uma reta, quanto um trajeto aleatório. No entanto, tratando-se de imagens, deve-se levar em conta que essa é composta por pixels e, desta forma, a fenda deve ser uma curva discreta, indicando as coordenadas de cada pixel que se deseja extrair.

Para discretizar uma reta linear, foi utilizado um algoritmo clássico da computação gráfica, conhecido como o Algoritmo de Bresenham (em inglês, é

normalmente referenciado como *Bresenham's Line-drawing Algorithm*), desenvolvido por Bresenham (1965).

O algoritmo de Bresenham possui como ideia básica considerar um pixel inicial de coordenadas  $(x_0, y_0)$  e decidir se o próximo pixel estará localizado em  $(x_0 + 1, y_0)$  ou  $(x_0 + 1, y_0 + 1)$ , analisando se a linha irá passar acima ou abaixo do ponto médio  $(x_0 + 1, y_0 + 1/2)$ . O mesmo procedimento é realizado para os demais pixels, formando com isso, as coordenadas discretas da reta. Mais informações detalhadas e representações gráficas do algoritmo de Bresenham pode ser encontrada em Salomon (1999).

Para o desenvolvimento de uma curva que descreva um trajeto qualquer, foi utilizada a interpolação *spline* cúbico paramétrico, na qual o usuário seleciona os nós (pontos de controle) ao longo do trajeto. Tal curva foi utilizada principalmente na seleção de arcos coronais, conforme será apresentado nos resultados do Capítulo 5.

Escolheu-se o tipo *spline* interpolante, pois se deseja que a curva final passe exatamente por todos os pontos de controle e não apenas próximo a estes.

O *spline* linear possui derivada primeira descontínua nos pontos de controle. O *spline* quadrático pode possuir derivadas segundas descontínuas nos nós, ou seja, pode inverter a concavidade da curva nos pontos de controle. Desta forma, foi escolhido o *spline* do tipo cúbico, pois possui a primeira e segunda derivada contínuas, ou seja, não possuindo picos nem mudanças na concavidade sobre os nós.

As interpolações com curvas paramétricas e não paramétricas estão ambas disponíveis nas bibliotecas do software IDL. No entanto, como se necessita selecionar regiões como arcos coronais, em qualquer região da coroa solar, foi utilizada a interpolação paramétrica, pois esta não exige que os valores da abscissa sejam monotônicos.

Após a interpolação com a função *spline* determinada, faz-se necessário discretizar esta mesma curva para que extrair um caminho, composto de pixels.

Uma forma simples de discretizar esta curva é através do arredondamento dos valores interpolados para o seu próximo inteiro. Com este método é possível obter resultados razoáveis. No entanto, a curva apresentará problemas, como lacunas, sobreposições de pixels, bem como pixels em posições errôneas. Tais erros podem ser visualizados na curva de entrada da Figura 4.3.

Devido às falhas descritas no parágrafo anterior, fez-se necessário a elaboração de um filtro de dados para correção da curva. Detalhes da operação do filtro podem ser acompanhados pela Figura 4.3.

A curva de entrada representa os dados recém discretizados, os quais carregam as falhas. Os pixels em cinza são os pixels preenchidos durante a discretização e os pixels em preto os que foram duplamente preenchidos. É possível notar, na curva de entrada, alguns pixels mal posicionados e lacunas.

Os pixels retificados representam todos os que devem ser corrigidos da curva de entrada, sendo que os pixels em azul são as colunas que devem ser preenchidas. Os pixels em vermelho são os que estão mal posicionados e, portanto, devem ser eliminados. Os pixels em verde são os pixels sobrepostos, e neste caso, apenas um destes deve ser eliminado.

A curva de saída apresenta a curva ideal, retificada com o filtro e que será usada para extrair a fenda de pixels.



Figura 4.3 – Detalhes da operação do filtro para retificar a curva discretizada da interpolação *spline* cúbico paramétrico. A curva de Entrada possui em cinza os pixels preenchidos durante a discretização e em preto a sobreposição de pixels. Os pixels retificados representam os pontos que devem ser corrigidos, sendo, em azul as lacunas, em vermelhos as posições erradas e em verde a sobreposição. A curva de saída indica a curva ideal, corrigida pelo filtro.



## 5 ANÁLISE DE FLUTUAÇÕES DE INTENSIDADE EM IMAGENS DA COROA SOLAR EM EXTREMO ULTRAVIOLETA

A técnica do mapa altura-tempo, desenvolvida neste trabalho, possui como principal objetivo a sua aplicação nas imagens em EUV da coroa solar, dentre as quais compreendem dados do instrumento EIT, a bordo do satélite SOHO; EUVI, a bordo dos Satélites STEREO A & B e AIA, a bordo do satélite SDO.

Os instrumentos EIT, EUVI e AIA possuem cadência de 15 min, 2,5 min e 12 s, respectivamente. Dessa forma, devido a melhor cadência observada pelo instrumento AIA, além de outras características, como sua maior gama de comprimentos de onda monitorados e maior resolução, este foi o instrumento considerado mais apropriado a ser utilizado no desenvolvimento deste trabalho.

### 5.1 Estudo de caso

Para o caso em estudo, são analisadas as flutuações de intensidade ocorridas na região ativa NOAA AR 1243, para o dia 06/07/2011, na qual é possível observar distúrbios de intensidade propagante, do tipo coerente. Tal propagação pode ser observada visualmente através do uso de técnicas para evidenciar algumas estruturas, como a técnica de *wavelet* contínua proposta por Stenborg e Cobelli (2003).

Os dados do instrumento AIA, a bordo do SDO, podem ser obtidos em sua máxima cadência e resolução na página da *Lockheed Martin Solar and Astrophysics Laboratory* (LMSAL). Cada imagem possui um tamanho de 64MB, portanto, para um período de uma hora, com cadência de 12 segundos, ter-se-ia um cubo de dados de 19,2GB, tornando a quantidade de dados bastante grande para este período de apenas 1h.

Como forma de se reduzir a quantidade de dados, utilizou-se a rotina 'ssw\_cutout\_service.pro', dentro da biblioteca do *Solarsoft*, a qual permite a solicitação dos dados para uma região restrita das imagens do instrumento AIA. Para o caso em estudo foi selecionada uma faixa de coordenadas que cobrisse a região ativa AR 1243, que pode ser visualizada na Figura 5.1. Os

demais detalhes e as principais características dos dados estudados são descritos na Tabela 5.1.

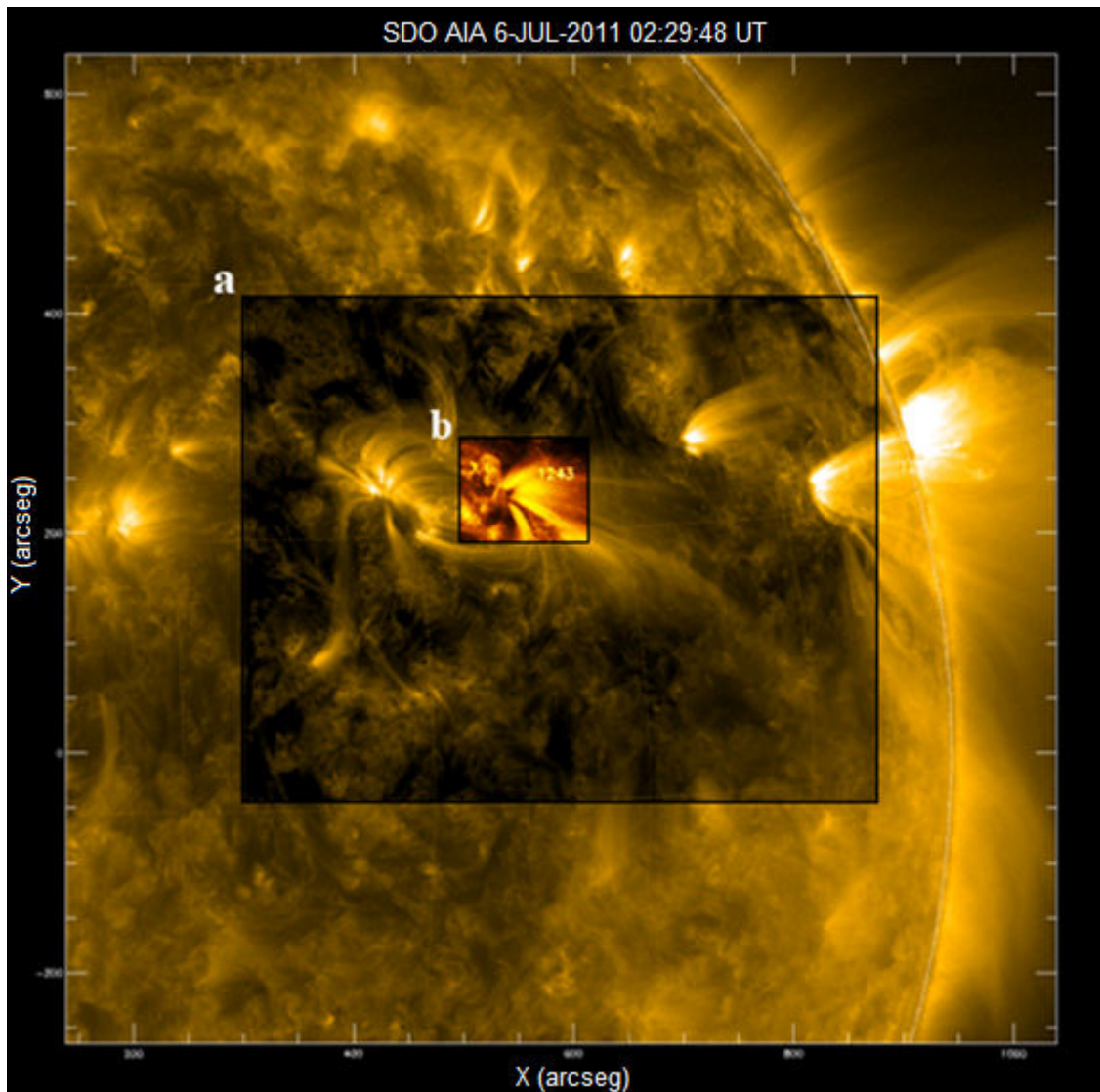


Figura 5.1 – Imagem da coroa solar em 171 Å observada pelo instrumento AIA, a bordo da missão SDO para o dia 06/07/2011 às 02:29:48. A área (a) delimita a região de dados requerida através do Solarsoft e a área (b) representa a região onde predomina a oscilação em análise.

Tabela 5.1 – Características dos dados de EUV analisados no trabalho.

<b>Parâmetro</b>	<b>Valor</b>
Instrumento	AIA/SDO
Data	06/07/2011
Horário de início (UT)	02:00:00
Horário de término (UT)	03:00:00
Xcen, Ycen (arcseg)	595,192
Região Ativa	NOAA AR 1243
Campo de visão (pixel)	961 X 767
Comprimentos de onda (Å)	094, 131, 171, 193, 211, 304, 335, 1600, 1700

## 5.2 Definição dos caminhos ao longo das linhas de campo

Com o objetivo de se analisar as flutuações de intensidade na região delimitada pela área (b) da Figura 5.1, foram selecionados nove caminhos ao longo das linhas de campo da região ativa NOAA AR 1243. Os caminhos selecionados representam os trajetos que serão analisados através do uso do mapa de altura-tempo desenvolvido neste trabalho. Os caminhos (com indicações de 0 a 8) podem ser observados na Figura 5.2.

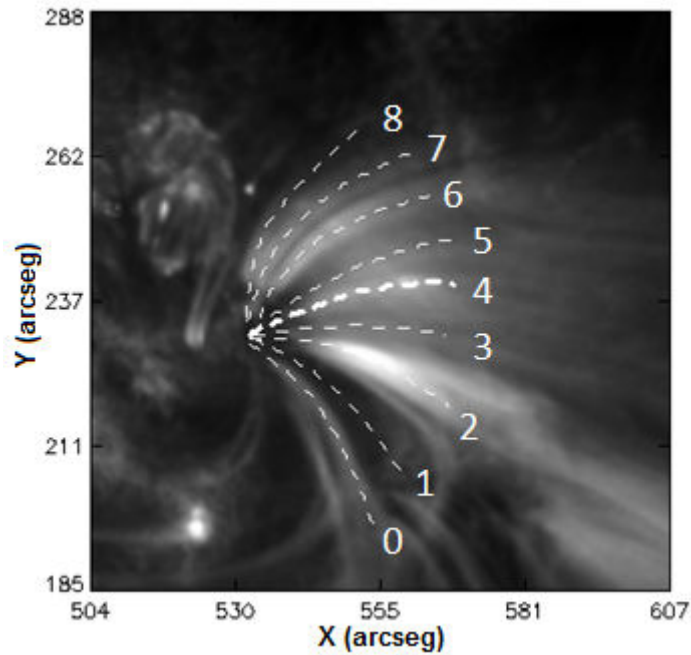


Figura 5.2 – Imagem da coroa solar AIA/SDO 171 Å para o dia 06/07/2011 às 02:29:48. As nove curvas tracejadas (de 0 a 8), ao longo das linhas de campo magnético, representam os trajetos que serão analisados através do uso do mapa altura-tempo.

A partir dos caminhos delimitados pelas linhas tracejadas da Figura 5.2, construiu-se o mapa altura-tempo para cada um destes caminhos a fim de se visualizar as oscilações de intensidade. Como resultado da aplicação da técnica desenvolvida, obtém-se que o mapa altura-tempo para o caminho 4 é o apresentado na Figura 5.3.

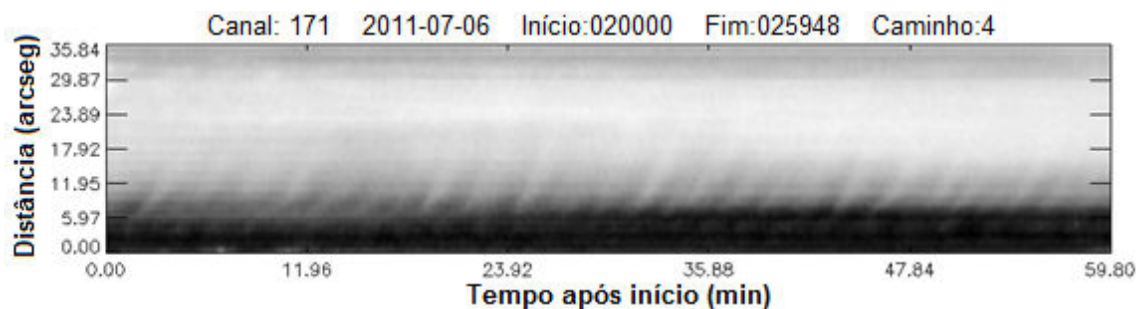


Figura 5.3 – Mapa altura-tempo obtido através do caminho 4 da Figura 5.2 para um período de 1h de dados com cadência de 12s, sem aplicação de qualquer filtro. Pode-se perceber através desse mapa, uma leve oscilação de intensidade ocorrida principalmente entre as distâncias de 6 a 18 arcseg.

### 5.3 Realce das flutuações de intensidade

No mapa altura-tempo da Figura 5.3 é possível perceber uma oscilação de intensidade entre as distâncias de 6 a 18 arcos de segundo. No entanto, a oscilação se apresenta de forma bastante tênue, o que dificulta sua análise. Como forma de se realçar a oscilação, testes de alguns métodos foram realizados, entre eles o método da diferença corrida e a utilização de um filtro passa-baixa.

#### 5.3.1 Método da diferença corrida

O método de diferença corrida se baseia na subtração de imagens que representam diferentes instantes. Supondo uma sequência de imagens com cadência temporal  $D$ , o resultado da diferença corrida será a subtração da imagem no instante de tempo  $t$  por uma imagem  $t - nD$ , onde  $n$  é o número de imagens e para os dados em estudo, tem-se que  $D = 12s$ . Verificou-se o resultado para valores de  $n$  de 1 a 9 imagens. Como resultado dessa diferença corrida, a Figura 3.4 apresenta o mapa altura-tempo para valores de  $n = 1$  e  $n = 9$ .

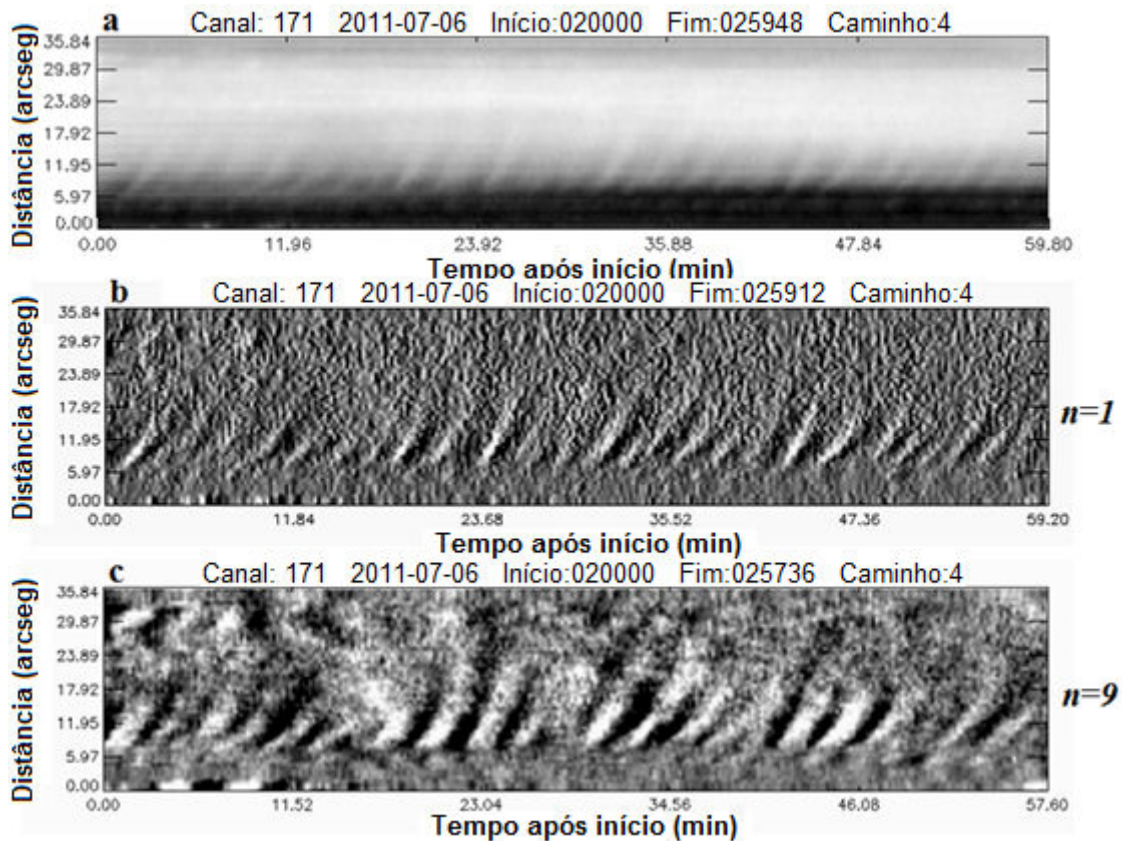


Figura 5.4 – Mapas altura-tempo obtido para o caminho 4, onde (a) representa o mapa original, (b) representa o mapa utilizando o método da diferença corrida com  $n = 1$  (12 segundos) e (c) representa o mapa com  $n = 9$  (108 segundos). Pode-se perceber que a utilização do método da diferença corrida gera um realce das regiões de oscilação.

O método da diferença corrida aplicado aos mapas de altura-tempo, assim como na Figura 5.4, proporcionam bons resultados quando se deseja realçar as oscilações na imagem. No entanto, a utilização de tal método faz com que artifícios sejam incluídos na imagem e, dependendo do número de imagens na subtração (valor de  $n$ ), o método pode levar a um cancelamento das oscilações. Dessa forma, se torna necessário verificar outros métodos para realçar as oscilações.

### 5.3.2 Filtro passa alta

Outra proposta para realçar as oscilações de intensidade é através do uso de um filtro passa alta, onde se eliminam as frequências mais baixas,



suprimindo o fundo da imagem original. O resultado deste método pode ser verificado através da Figura 5.5.

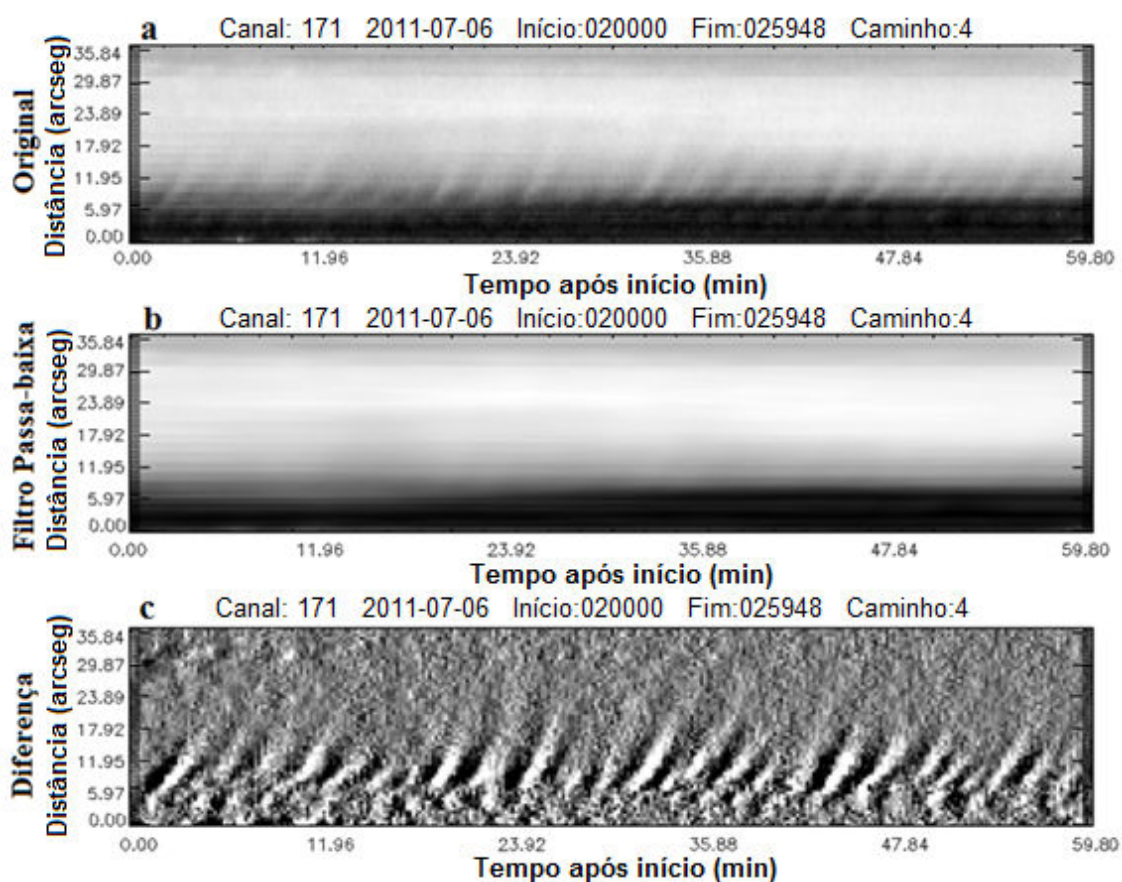


Figura 5.5 – Mapas altura-tempo obtido para o caminho 4, onde (a) representa o mapa original, (b) o mapa após aplicação de um filtro passa baixa com corte em 20 min e (c) a diferença entre os mapas original e do filtro passa-baixa, representando uma saída de um filtro passa alta. Pode-se perceber que a utilização de tal filtro permite uma clara visualização da flutuação de intensidade.

A aplicação de um filtro passa alta sobre a imagem original permitiu obter um grande realce das flutuações de intensidade nos mapas altura-tempo, como apresentado na Figura 5.5. O filtro passa alta não altera as periodicidades da oscilação em estudo e possibilita uma clara observação das oscilações nos mapas altura-tempo. Dessa forma, ao longo deste trabalho será utilizado tal filtro para observação das oscilações, assim como apresentado na Figura 5.5.

## 5.4 Resultados dos mapas altura-tempo

Definido o método para realçar as flutuações de intensidade, aplicou-se o mapa altura-tempo para todos os nove caminhos apresentados na Figura 3.2. Ao aplicar o mapa altura-tempo, verificou-se que apenas nos caminhos 3, 4 e 5 foi possível visualizar as oscilações, bem como em específicos comprimentos de onda, conforme as Figura 5.6, Figura 5.7 e Figura 5.8.

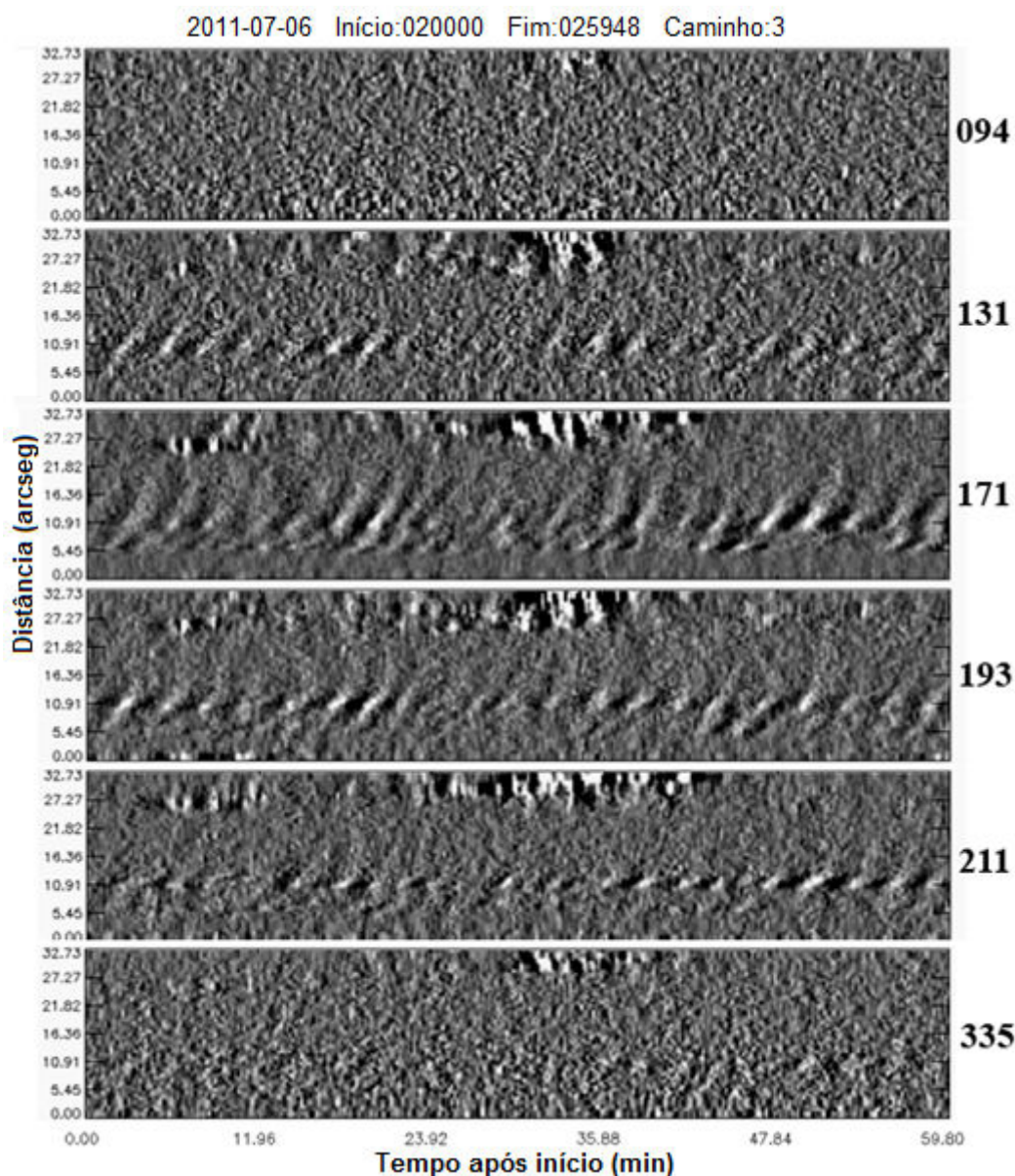


Figura 5.6 – Mapas altura-tempo obtidos para o caminho 3, nos comprimentos de onda 94 Å, 131 Å, 171 Å, 193 Å, 211 Å e 335 Å. É possível visualizar as oscilações nos comprimentos de onda 131 Å, 171 Å, 193 Å, 211 Å e de forma mais tênue em 335 Å.



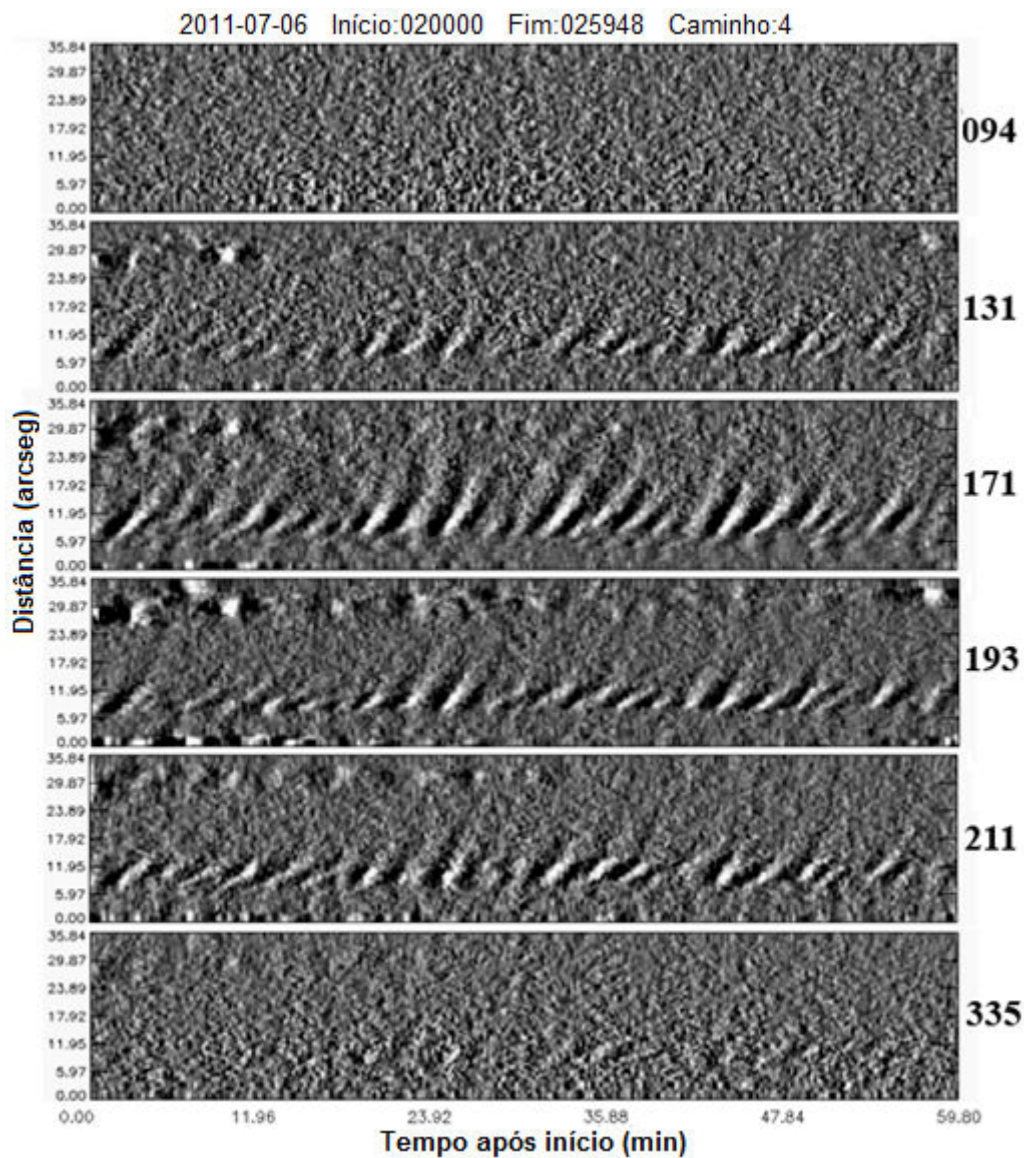


Figura 5.7 – Mapas altura-tempo obtidos para o caminho 4, nos comprimentos de onda 94 Å, 131 Å, 171 Å, 193 Å, 211 Å e 335 Å. É possível visualizar as oscilações nos comprimentos de onda 131 Å, 171 Å, 193 Å, 211 Å e de forma mais tênue em 335 Å.

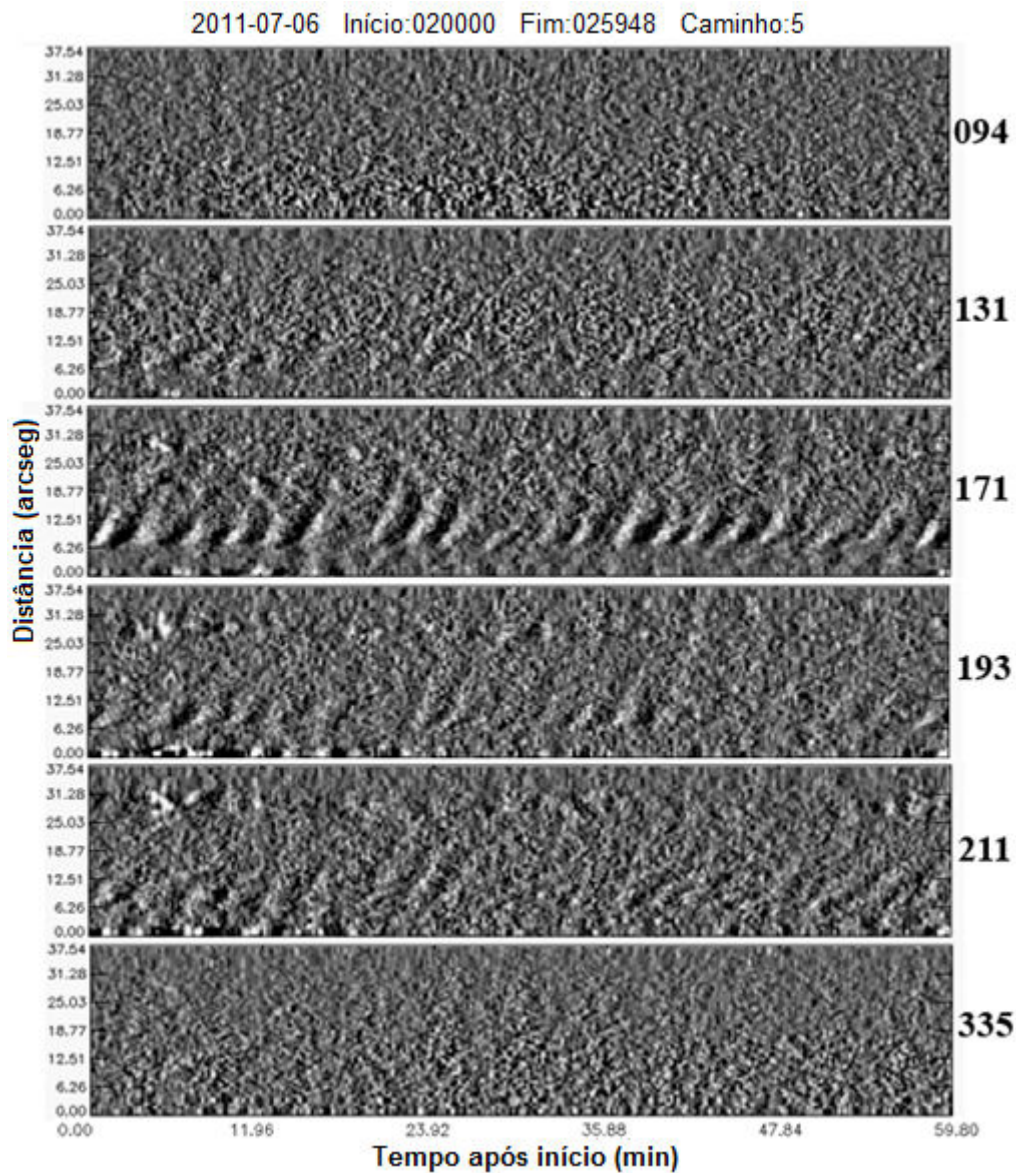


Figura 5.8 – Mapas altura-tempo obtidos para o caminho 5, nos comprimentos de onda 94 Å, 131 Å, 171 Å, 193 Å, 211 Å e 335 Å. É possível visualizar as oscilações nos comprimentos de onda 171 Å, 193 Å, 211 Å e de forma mais tênue em 131 Å.

Pode-se verificar nas Figuras 5.6, 5.7 e 5.8 que as oscilações apresentam uma inclinação no mapa altura-tempo. A partir das inclinações, é possível obter a velocidade de propagação da flutuação de intensidade.

## 5.5 Determinação da velocidade de propagação

Para determinar a velocidade de propagação, nos mapas de altura-tempo, foi considerada uma aproximação linear, de modo que a velocidade seja constante.

Inicialmente, a forma de se medir a velocidade foi através da determinação de dois pontos, no início e no fim da propagação e, com a reta formada entre esses dois pontos, determinar a sua inclinação e, portanto, a velocidade de propagação. A reta formada, a partir da seleção de dois pontos no mapa altura-tempo, pode ser visualizada pela linha sólida da Figura 5.9.

A fim de aumentar a confiabilidade na medida das velocidades, foi utilizado um método para a sua otimização, o qual delimita uma área centrada na reta selecionada manualmente, com alguns pixels de deslocamento desta reta. A área selecionada pode ser visualizada pelas linhas tracejadas da Figura 5.9. Com isso, foram selecionados os picos de intensidade dos pixels para cada instante de tempo e, por fim, realizado o ajuste polinomial de primeira ordem pelo método dos mínimos quadrados, a fim de obter a reta que representa a velocidade de propagação, como pode ser visto na Figura 5.10.

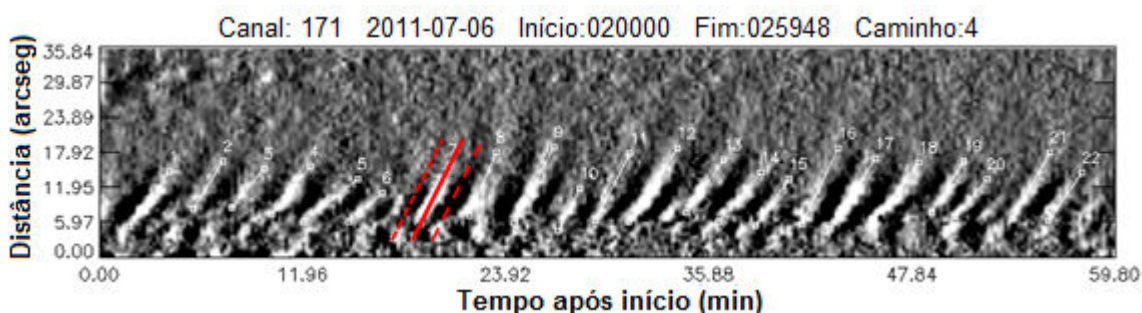


Figura 5.9 – Mapa altura-tempo obtido para o caminho 4. A linha sólida em vermelho representa a reta formada pelos dois pontos selecionados sobre a imagem, a fim de determinar uma velocidade manualmente. As retas tracejadas representam os limites laterais da área para a determinação da velocidade através do ajuste polinomial pelo método dos mínimos quadrados.

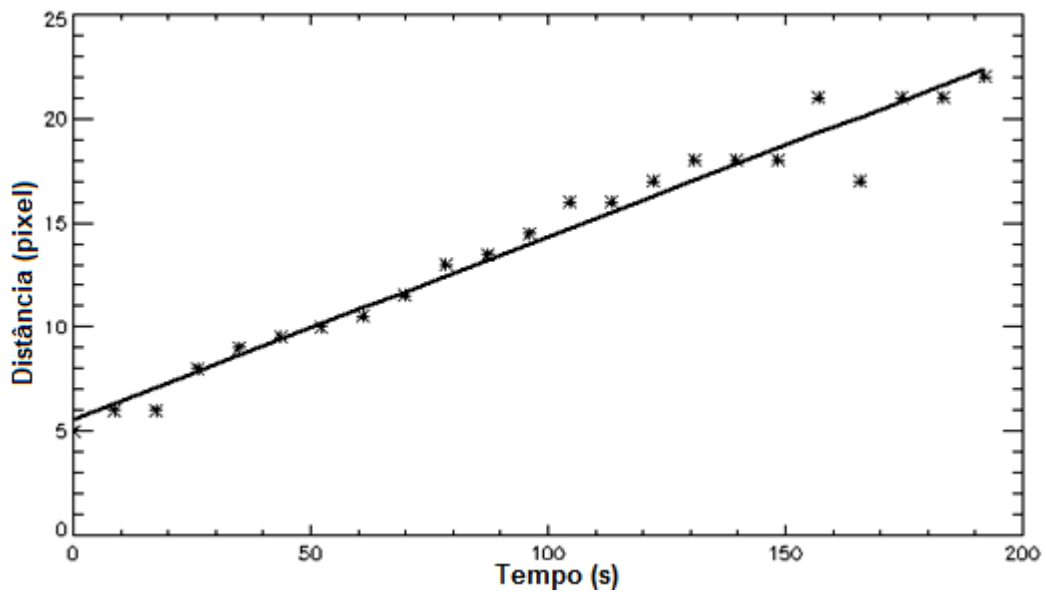


Figura 5.10 – Posição da máxima intensidade do pixel para cada instante de tempo e ajuste polinomial pelo método dos mínimos quadrados para determinação da velocidade de propagação.

Como pode ser visto no mapa altura-tempo da Figura 5.9, foram selecionadas 22 retas, onde cada uma delas representa a velocidade de propagação da oscilação de intensidade. O gráfico da distribuição dessas velocidades pode ser visto na Figura 5.11.

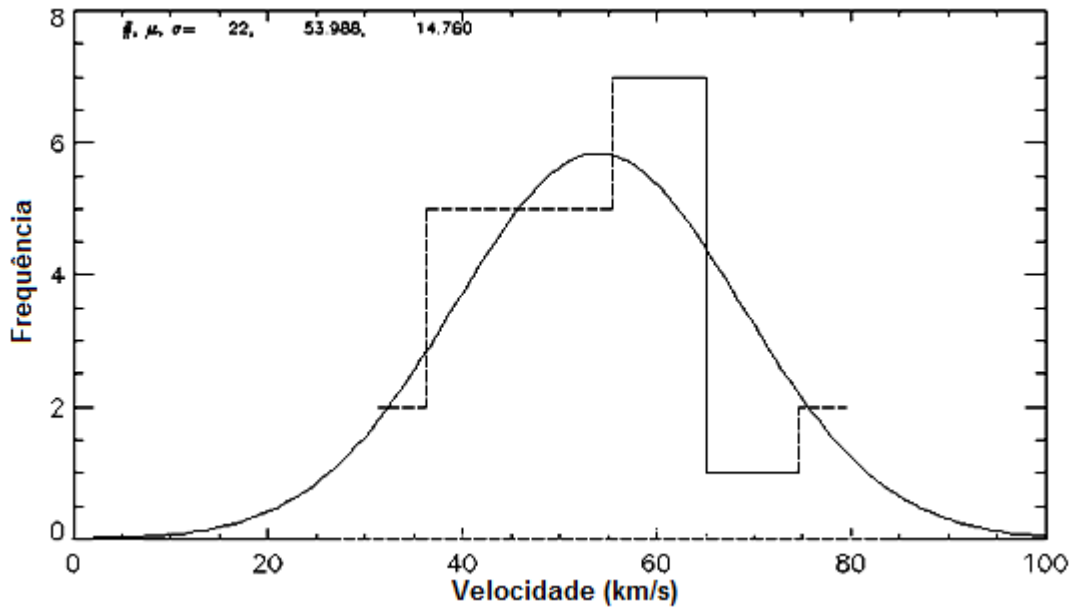


Figura 5.11 – Distribuição das 22 velocidades medidas no mapa de altura-tempo para o caminho 4 no comprimento de onda de 171 Å, onde a média foi de aproximadamente  $53,99 \pm 3,15$  km/s.

Conforme a Figura 5.11, foram obtidas 22 velocidades de amostra, onde a média das velocidades foi de aproximadamente  $53,99 \pm 3,15$  km/s para o caminho 4.

## 5.6 Relação velocidade de propagação e comprimento de onda

Os únicos caminhos nos quais foi possível visualizar as oscilações de intensidade nos mapas altura-tempo foram os de número 3, 4 e 5. Não foi possível verificar a velocidade de propagação em todos os comprimentos de onda, devido à difícil identificação das oscilações nos mapas altura-tempo desses canais. Dessa forma, a Figura 5.12 representa o comportamento da velocidade média da onda de acordo com o comprimento de onda, para os 3 diferentes caminhos.



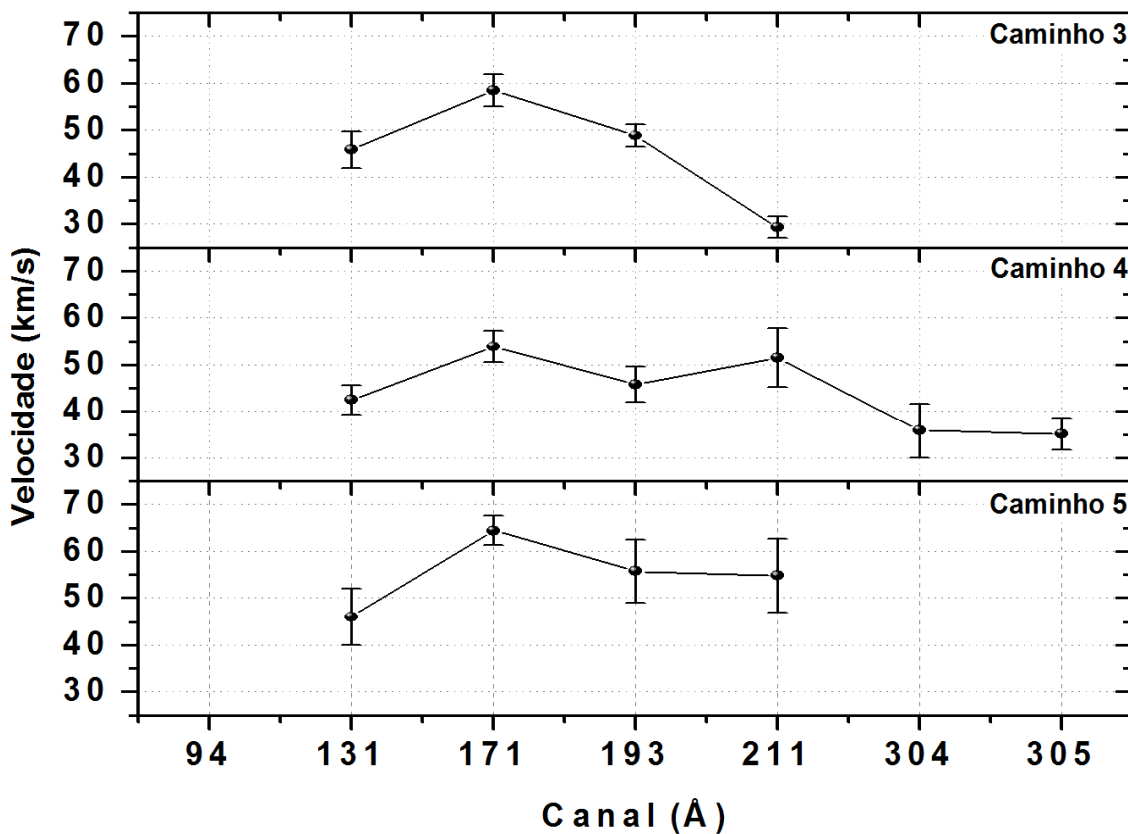


Figura 5.12 – Distribuições das velocidades médias observadas para cada um dos canais nos caminho 3, 4 e 5.

Conforme se pode visualizar na Figura 5.12, existe um comportamento da velocidade média em relação ao comprimento de onda para cada um dos caminhos. Supondo que tais observações fossem de ondas sonoras e os comprimentos de onda, a qual está sendo considerado, fossem monocromáticos, o comportamento da velocidade em relação ao comprimento de onda seria igual para os três caminhos selecionados. No entanto, as temperaturas referentes a cada comprimento de onda não são monocromáticas, conforme pode ser verificado na Figura 5.13, que representa a resposta da temperatura para cada comprimento de onda do instrumento AIA/SDO, de acordo com Lemen et al. (2011)

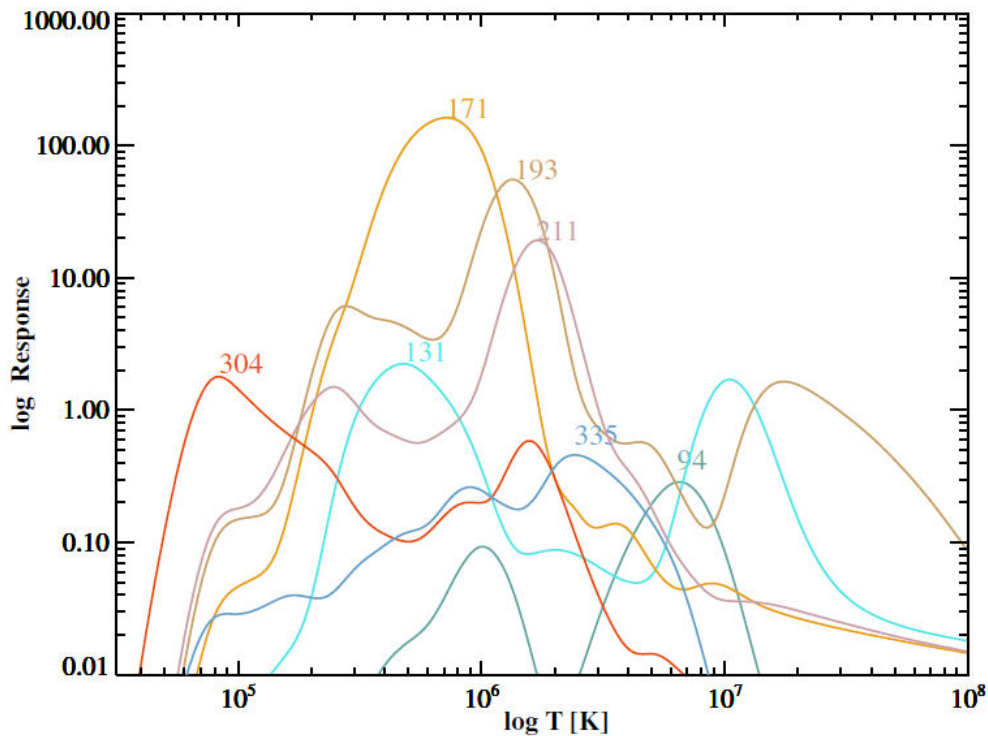


Figura 5.13 – Resposta da temperatura para cada comprimento de onda do instrumento AIA/SDO. Pode-se perceber que para cada canal não existe uma única temperatura, tendo desta forma uma resposta não monocromática.

Fonte: Lemen et al. (2011)

Ao se considerar que temperaturas referentes a cada comprimento de onda apresentem características monocromáticas, e que esta se dá no correspondente pico de intensidade de cada canal da Figura 5.13, ter-se-ia uma única temperatura para cada canal. Dessa forma, utilizando essas temperaturas e considerando que se trata de uma onda acústica, tem-se que, ao substituir estas temperaturas na Equação da velocidade do som, Equação (2.37), o comportamento da velocidade de acordo com o canal será o apresentado na Figura 5.14.

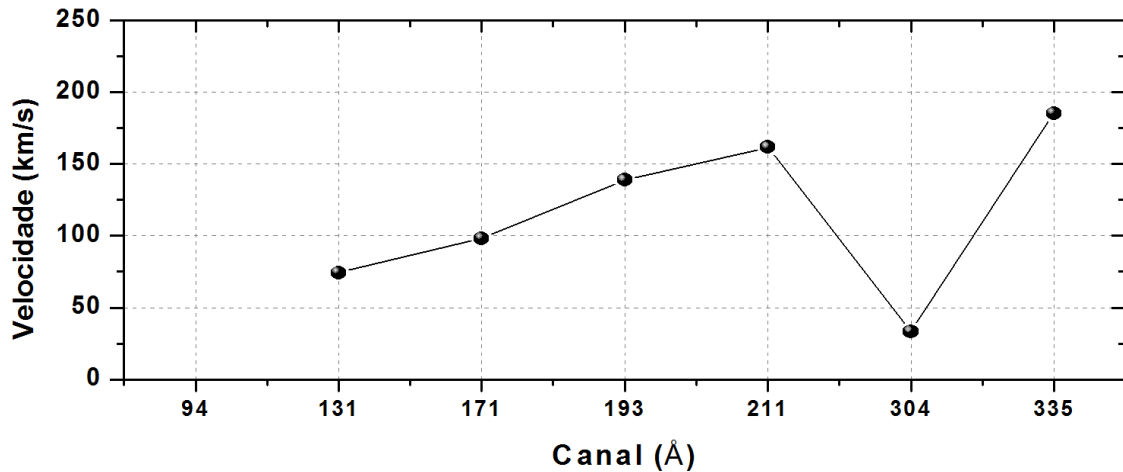


Figura 5.14 – Distribuição das velocidades de fase para cada um dos comprimentos de onda. Foi considerado que há uma resposta com característica monocromática do instrumento AIA/SDO, bem como se tratar de uma onda acústica.

Ao se comparar as distribuições das velocidades para cada comprimento de onda da Figura 5.12, com a distribuição teórica dada pela Figura 5.14, nota-se que estas não apresentam comportamentos semelhantes, não caracterizando uma onda magnetoacústica. No entanto, ao se verificar a Figura 5.13, se percebe que as temperaturas referentes a cada comprimento de onda não apresentam a característica monocromática e, portanto, não são adequadas para comparação do comportamento da velocidade de acordo com o comprimento de onda. Dessa forma, não é possível afirmar que se trata de uma onda magnetoacústica, baseado na análise do comportamento da velocidade, para cada um dos canais do instrumento AIA/SDO.

## 5.7 Periodicidade das oscilações de intensidade

Um dos principais parâmetros, que se objetiva determinar no presente trabalho, é a periodicidade das oscilações observadas através dos mapas altura-tempo. Para obter tal parâmetro foi utilizado o periodograma normalizado de Lomb-Scargle, devido ao seu bom desempenho para os casos de lacuna nos dados (*gaps*). O Lomb-Scargle é uma técnica de estimação do espectro de potência, normalmente utilizada para sinais amostrados não uniformemente.



O método para se obter a periodicidade através do mapa altura-tempo foi realizado restringindo o mapa altura-tempo em duas distâncias nas quais se pode observar a oscilação. Com isto, foi realizado o periodograma para cada linha de pixels dentro desta faixa restrita. Por fim, foi realizada a média desses periodogramas. A área restringida no mapa altura tempo, para obtenção do periodograma, pode ser visualizada na Figura 5.15.

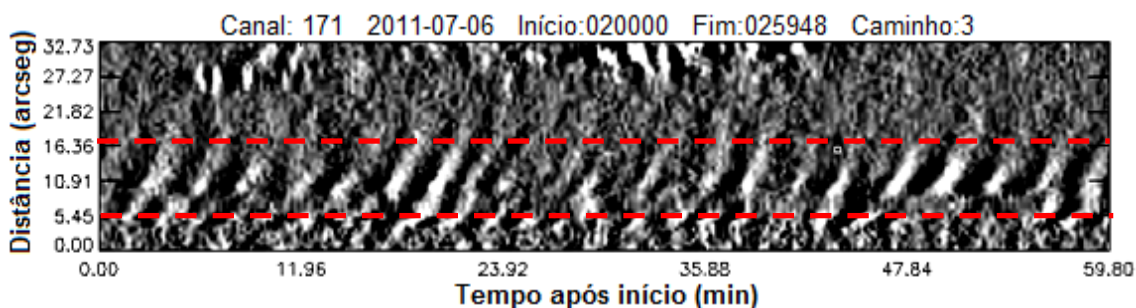


Figura 5.15 – Mapa altura-tempo obtido para o caminho 3 e comprimento de onda de 171 Å. As linhas tracejadas representam os limitantes que restringem a região onde é possível visualizar as oscilações. A periodicidade final é realizada através das médias das periodicidades para cada linha de pixels pertencente a faixa limitada.

A partir da região de oscilação visível, como na Figura 5.15, obtém-se a periodicidade, através do periodograma normalizado de Lomb-Scargle. O periodograma resultante para o caminho 3 e comprimento de onda 171 Å é apresentado na Figura 5.16.

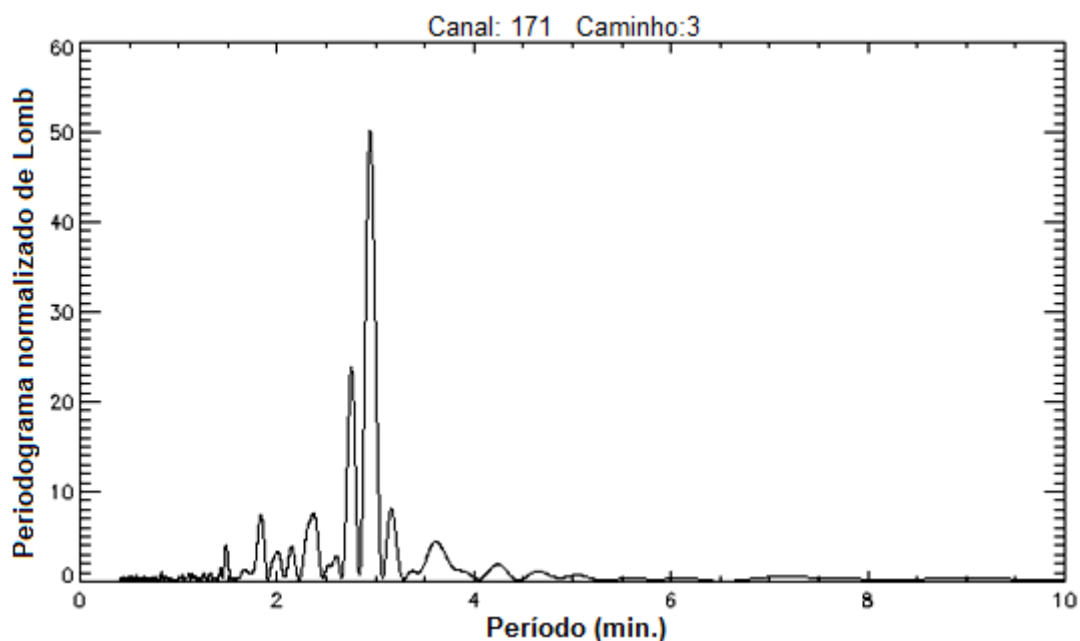


Figura 5.16 – Periodograma normalizado de Lomb-Scargle para o caminho 3 e comprimento de onda de 171 Å. Pode-se perceber que o principal período de oscilação é de aproximadamente 3 minutos.

Conforme pode ser visto na Figura 5.16, o principal período de oscilação da flutuação de intensidade para o caminho 3 e comprimento de onda de 171 Å, foi de aproximadamente 3 minutos. Este período coincide com o período de oscilação cromosférica e da região de transição. Para os demais caminhos e comprimentos de onda também houve a predominância da oscilação de 3 minutos, conforme pode ser visualizado na Figura 5.17, a qual demonstra os demais canais para os três caminhos em que foi possível observar a oscilação.

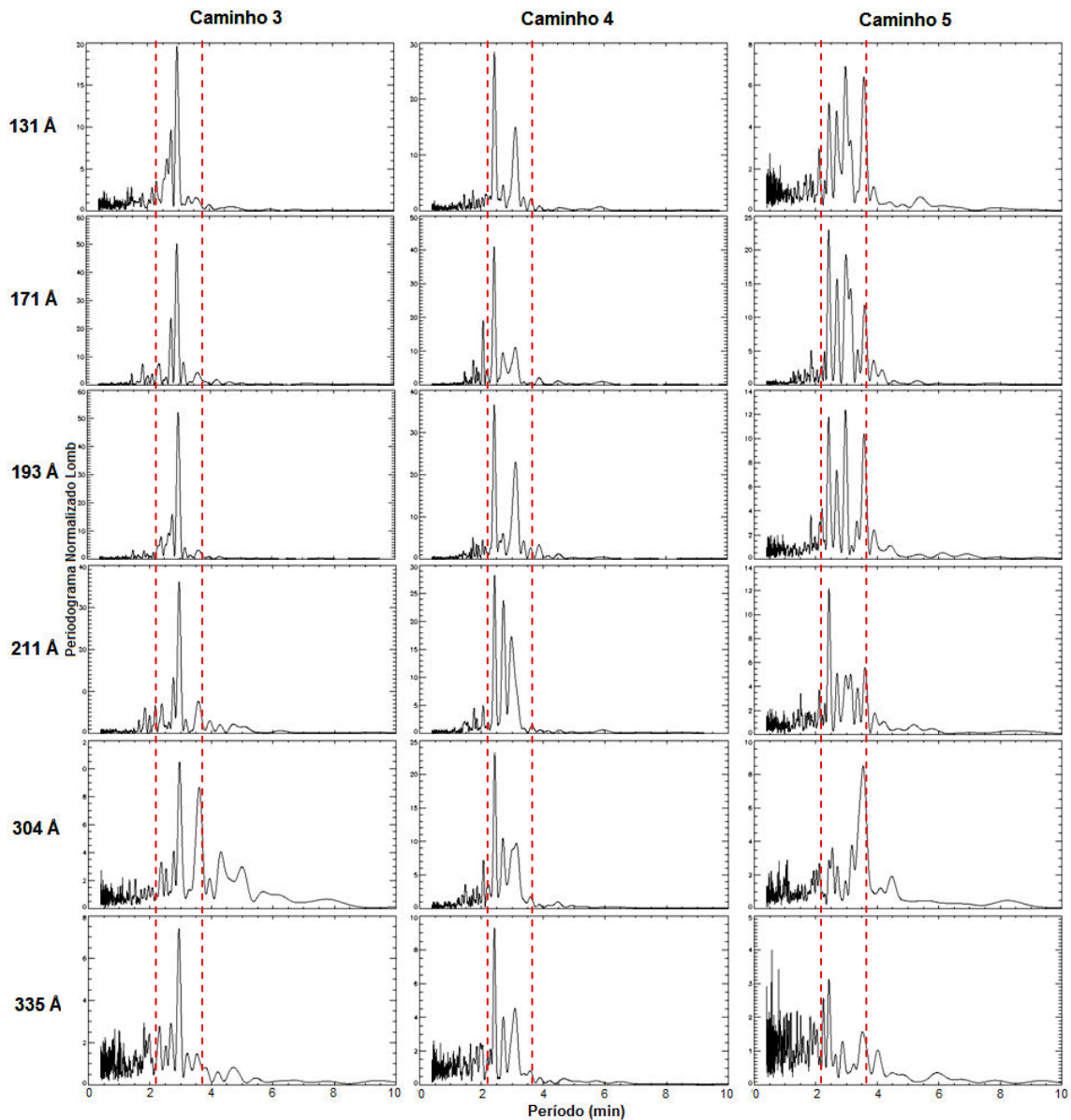


Figura 5.17 – Periodogramas normalizados de Lomb-Scargle para os 3 caminhos onde foi possível visualizar a oscilação e para os diferentes comprimentos de onda. As linhas tracejadas delimitam a região próxima aos picos máximos do periodograma, onde predomina a oscilação de aproximadamente 3 minutos.

Outro parâmetro das oscilações de intensidade analisado neste trabalho, foi a relação das fases das oscilações em cada comprimento de onda. Para isso foi realizada a correlação cruzada entre cada dois comprimentos de onda, onde o resultado obtido foi uma defasagem inferior a 1 pixel, ou seja, não há defasagem entre elas. Uma forma de se visualizar que estes estão em fase é através da Figura 5.18.

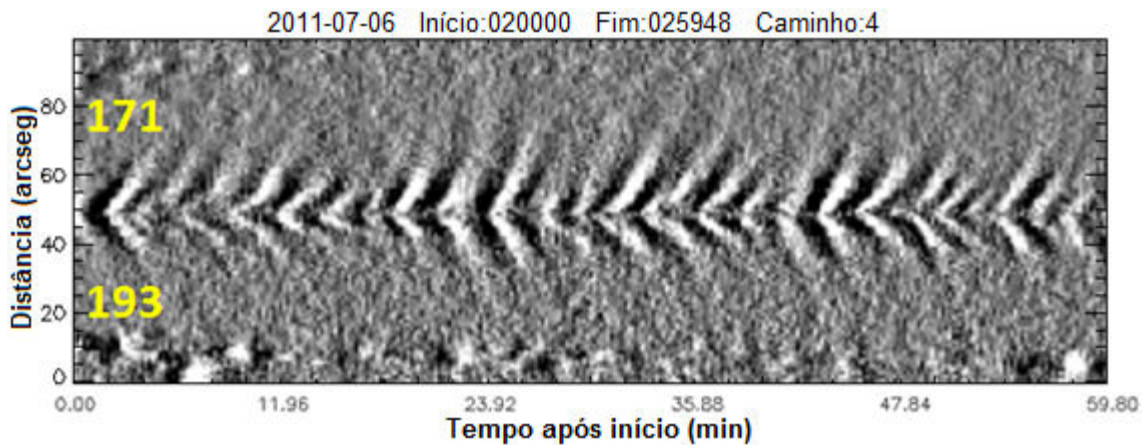


Figura 5.18 – Mapa altura tempo para o caminho 4, nos comprimentos de onda de 171 Å e 193 Å, onde o mapa de 193 Å foi invertido de forma que as distâncias mínimas coincidissem no centro da figura.

## 5.8 Origem das oscilações

Como forma de se examinar as possíveis origens das oscilações, analisaram-se as imagens do AIA/SDO nas bandas de 1600 Å (região de transição) e 1700 Å (cromosfera), a fim de encontrar evidências de oscilações em 3 minutos nestes comprimentos de onda. Dessa forma, a imagem da região ativa NOAA AR 1243 para o comprimento de onda de 1600 Å, superposto pela imagem da mesma região em 171 Å pode ser visualizada na Figura 5.19.

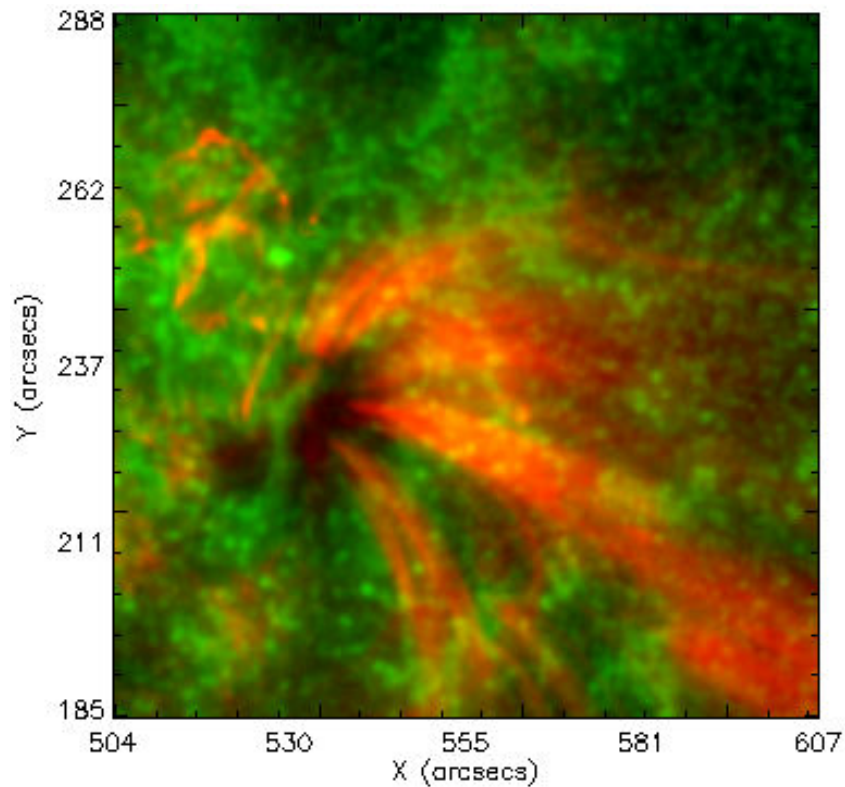


Figura 5.19 – Imagem do instrumento AIA/SDO, para o dia 06/07/2011 às 02:29:48. Foi realizada a sobreposição das imagens em 171 Å (vermelho) e em 1600 Å (em verde), pode-se perceber que as linhas de campo se originam na mancha solar que pode ser vista em 1600 Å.

A partir da Figura 5.19, pode-se verificar que as linhas de campo em 171 Å se originam da mancha solar visualizada em 1600 Å. Como forma de verificar a ocorrência da oscilação em torno de 3 minutos, foi realizado um mapa que corresponde à intensidade da oscilação de 2 a 4 minutos. O mapa foi implementado integrando a área do periodograma no intervalo de 2 a 4 minutos para a variação temporal de cada pixel da imagem. Como resultado, os mapas das intensidades da oscilação em torno de 3 minutos, para os comprimentos de onda 171 Å, 193 Å, 1600 Å, e 1700 Å, são apresentados na Figura 5.20.

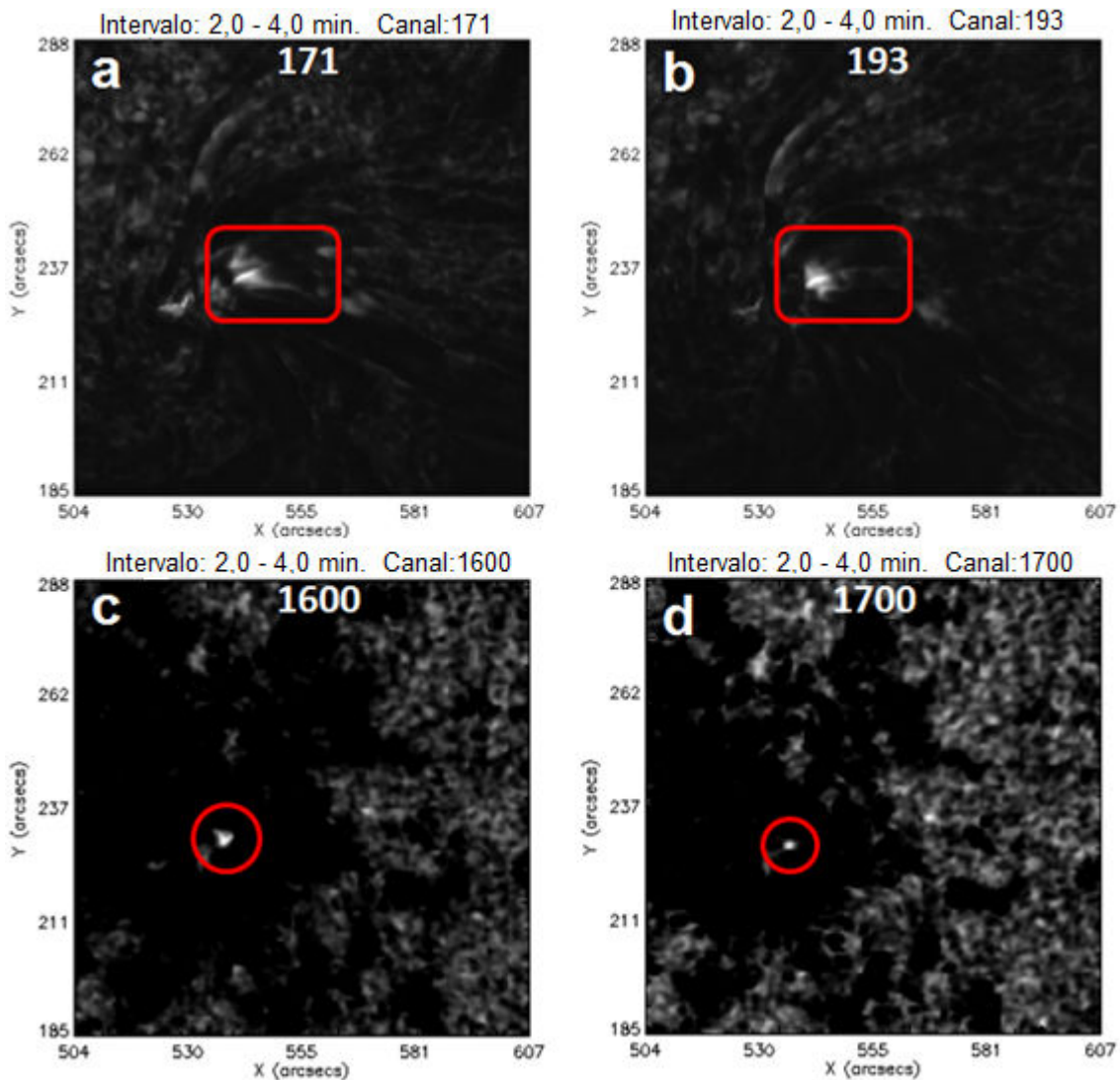


Figura 5.20 – Mapas das intensidades da oscilação no intervalo de 2 a 4 minutos. Estes mapas foram realizados integrando a área do periodograma no período de 2 a 4 minutos para a variação temporal de cada pixel da imagem. A imagem (a) representa o mapa para o comprimento de onda de 171 Å e a imagem (b) 193 Å, (c) 1600 Å e (d) 1700 Å. As regiões em vermelho representam onde há predominância das oscilações em torno de 3 minutos.

É possível verificar, na Figura 5.20a, o motivo pela qual as oscilações puderam ser vistas apenas nos caminhos 3, 4 e 5 da Figura 5.2, pois apenas nas proximidades desses caminhos é possível verificar oscilações em torno de 3 minutos.

Ao se observar os mapas da Figura 5.20(c e d), é possível verificar que existe uma região na umbra da mancha solar, vista em 1600 Å e 1700 Å a qual



possui uma oscilação predominante em torno de 3 minutos. Com este resultado, verificou-se mais criteriosamente a imagem em 1600 Å e foi possível perceber que esta mesma região da oscilação representa uma região de ponto brilhante (do inglês *bright point*) dentro da mancha solar.

## 5.9 Periodicidade em 1600 Å

Verificou-se a fase e periodicidade da oscilação observada em 1600 Å junto à de 171 Å e foi possível constatar, por correlação, que os picos e vales de ambas oscilações estão em fase. A sobreposição da oscilação em 1600 Å, com o mapa altura-tempo para o comprimento de onda em 171 Å pode ser vista na Figura 5.21 e a periodicidade sobre o ponto brilhante em 1600 Å é apresentada na Figura 5.22.

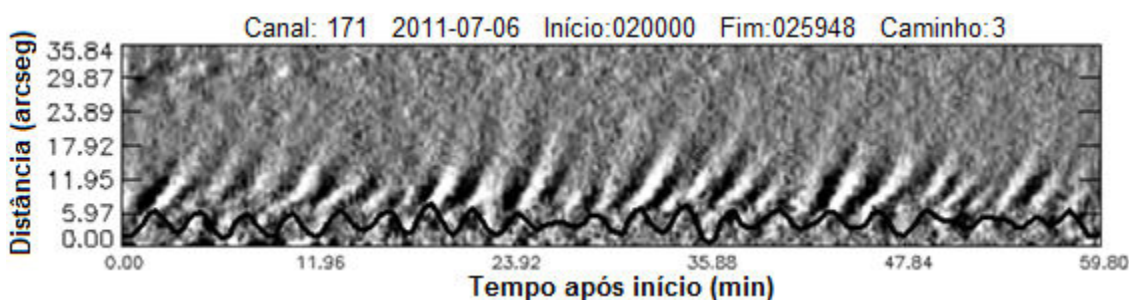


Figura 5.21 – Mapa altura-tempo obtido para o caminho 3 e comprimento de onda de 171 Å. A curva em preto representa a oscilação da intensidade em 1600 Å. Foi possível constatar por correlação que não há defasagem entre a oscilação em 1600 Å e o início da oscilação em 171 Å.

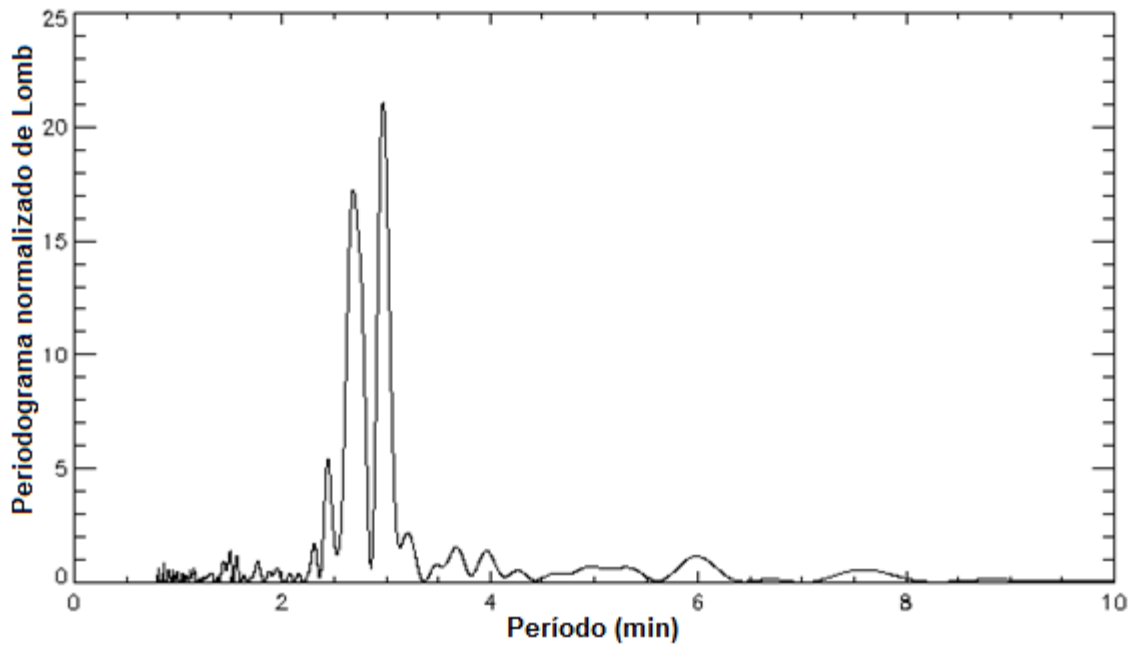


Figura 5.22 – Periodograma normalizado de Lomb-Scargle para o ponto brilhante (bright point) no comprimento de onda de 1600 Å. Pode-se perceber que o principal período de oscilação é de aproximadamente 3 minutos.

A partir da observação da Figura 5.21 e examinando a correlação das oscilações em 1600 Å e 171 Å é possível verificar que a oscilação em 1600 Å está em fase com o início da oscilação em 171 Å, havendo uma grande possibilidade da oscilação em 171 Å (coroa solar e parte superior da região de transição) ter sido iniciada devido a oscilação em 1600 Å (região de transição e parte superior da fotosfera).



## **6 DESENVOLVIMENTO DE TÉCNICA PARA CATÁLOGO E DETERMINAÇÃO DE CARACTERÍSTICAS DE EJEÇÕES DE MASSA CORONAL**

Partindo da metodologia do mapa altura-tempo, apresentada no Capítulo 4, desenvolveu-se uma série de rotinas para determinação de características de Ejeções de massa coronal (CMEs). Tais rotinas foram desenvolvidas em linguagem IDL e seus detalhes são apresentados no presente Capítulo.

A motivação principal para o desenvolvimento dessas rotinas foi a de criar um catálogo de CMEs observadas pelo coronógrafo COR2, a bordo das missões STEREO A & B, bem como uma forma rápida de se analisar CMEs recentemente ocorridas, tornando esta uma aplicação direta para o Clima Espacial.

Uma análise completa das características da CME envolve a obtenção de diversos parâmetros. Dentre os parâmetros monitorados estão o horário de ocorrência, direção angular da CME, ângulo de abertura, velocidade em primeira e segunda ordem, entre outros parâmetros que estão detalhados no Apêndice A.

Os parâmetros e gráficos que representam as saídas das rotinas desenvolvidas são: mapa ângulo-tempo, mapa altura-tempo, ângulo de abertura e direção da CME, evolução da CME, parâmetros cinéticos da CME, bem como um arquivo de texto com detalhe de todas as características medidas. Detalhes dos dados de saída citados são apresentados nas seções a seguir.

### **6.1 Mapa Ângulo-Tempo**

Através do conjunto de imagens da evolução da CME no tempo, forma-se um cubo de dados o qual duas dimensões representam as coordenadas, em arcos de segundo, e a terceira dimensão, o tempo.

Para se determinar a direção de propagação da CME, bem como a abertura angular da CME, foi desenvolvido um mapa do tipo ângulo-tempo,

como sendo uma boa forma de representação e obtenção desses parâmetros. Para isso, define-se inicialmente uma circunferência com centro no Sol e raio que intercepte a CME ao observar a imagem desta no coronógrafo COR2 do STEREO A, assim como a imagem representada pela Figura 6.1.

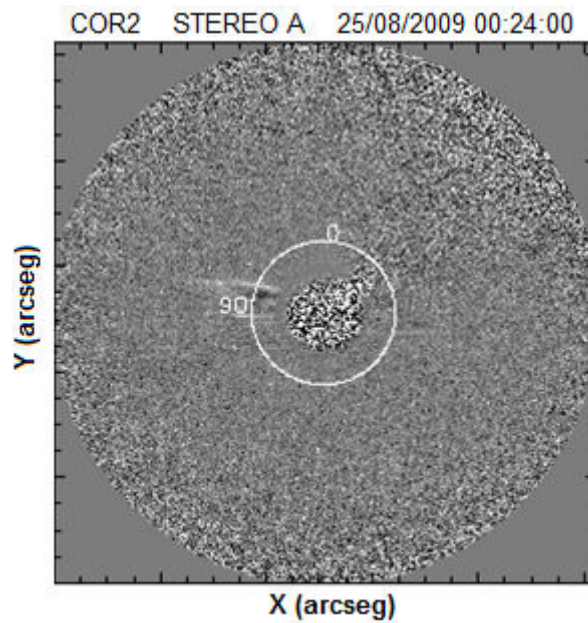


Figura 6.1 – Imagem do coronógrafo COR2, a bordo do Satélite STEREO A às 00:24:00 do dia 25/08/2009. A circunferência dada pela linha branca possui raio de 4 raios solares e representa o caminho no mapa Ângulo-Tempo.

Como representado na Figura 6.1, determina-se uma circunferência a certa distância do Sol, onde essa distância pode ser modificada de forma interativa. A circunferência irá representar o ângulo do mapa Ângulo-Tempo, o qual, para este caso, é representado na Figura 6.2.

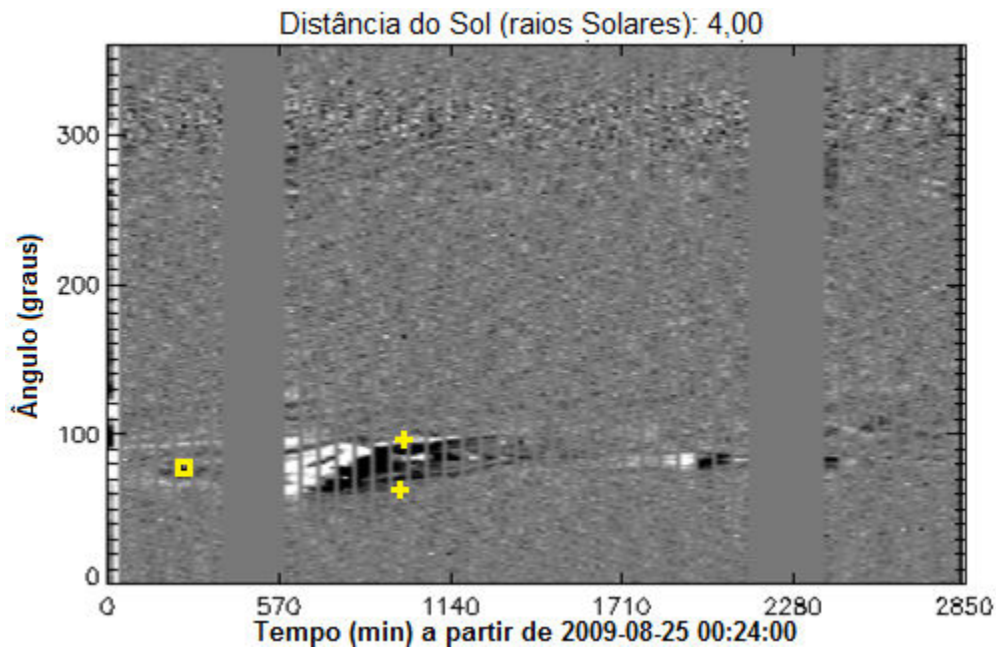


Figura 6.2 – Mapa Ângulo-tempo obtido a partir da circunferência de largura de 1 pixel, apresentada na Figura 3.1. O quadrado em amarelo representa uma seleção manual de um período anterior à ocorrência da CME e as cruzes em amarelo representam a abertura angular desta CME.

Através do mapa da Figura 6.2, pode-se inferir sobre o ângulo de propagação, bem como sobre a abertura angular da CME. Podem-se verificar na Figura 6.2 algumas falhas geradas por ausência de dados, o que ocorre com frequência nos dados analisados, devendo sempre ser levadas em conta na hora de determinação dos parâmetros da CME.

Para se obter a abertura angular, verifica-se o mapa Ângulo-Tempo para diferentes distâncias do Sol, conforme a Figura 6.3. Outro possível critério é analisar o mapa Ângulo-Tempo de todas as CME desejadas para uma distância fixa. O ângulo de propagação da CME também é determinado nesse mapa, onde se pode perceber que para a CME analisada, o ângulo de propagação se mantém constante, como pode ser visualizado pelas linhas tracejadas em amarelo da Figura 6.3.

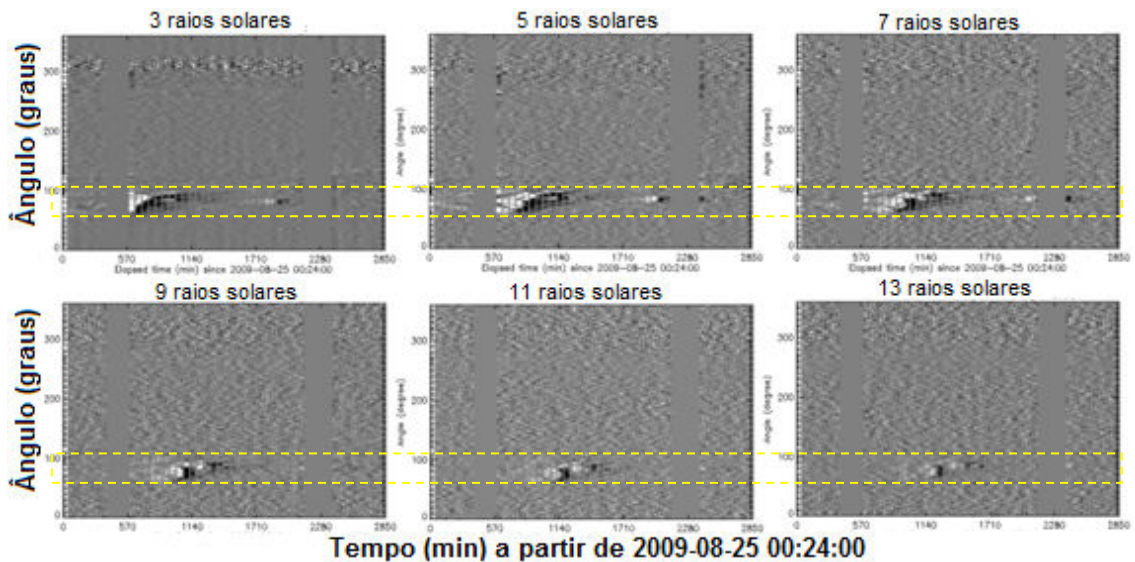


Figura 6.3 – Mapas Ângulo-tempo obtido a partir da circunferência da Figura 6.1, com raios de 3, 5, 7, 9, 11 e 13 raios solares. Pode-se observar pelas linhas amarelas tracejadas o limite máximo de abertura angular, bem como observar a constante direção de propagação da CME.

Durante a determinação do ângulo de abertura e propagação da CME, pode-se acompanhar a representação dos parâmetros no disco do coronógrafo, como representado na Figura 6.4.

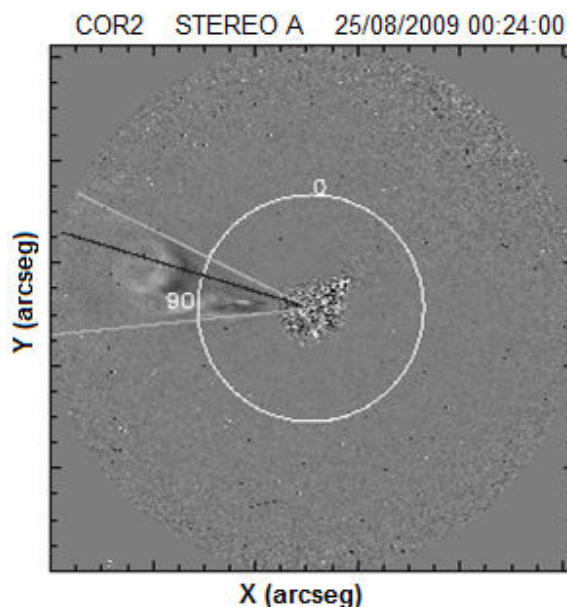


Figura 6.4 – Imagem do coronógrafo COR2, a bordo do Satélite STEREO A às 00:24:00 do dia 25/08/2009. As linhas em cinza representam a abertura angular determinadas pelas cruces em amarelo da Figura 6.2 e a linha em preto representa o ângulo, ou direção, de propagação da CME a qual será aplicado o mapa Altura-Tempo.

## 6.2 Mapa Altura-Tempo

Após a seleção do ângulo da propagação da CME, utiliza-se o mapa Altura-Tempo, partindo do centro do Sol até a máxima distância observada no coronógrafo. Dessa forma, pode-se observar a evolução da CME ao longo de determinado ângulo, conforme a Figura 6.5.

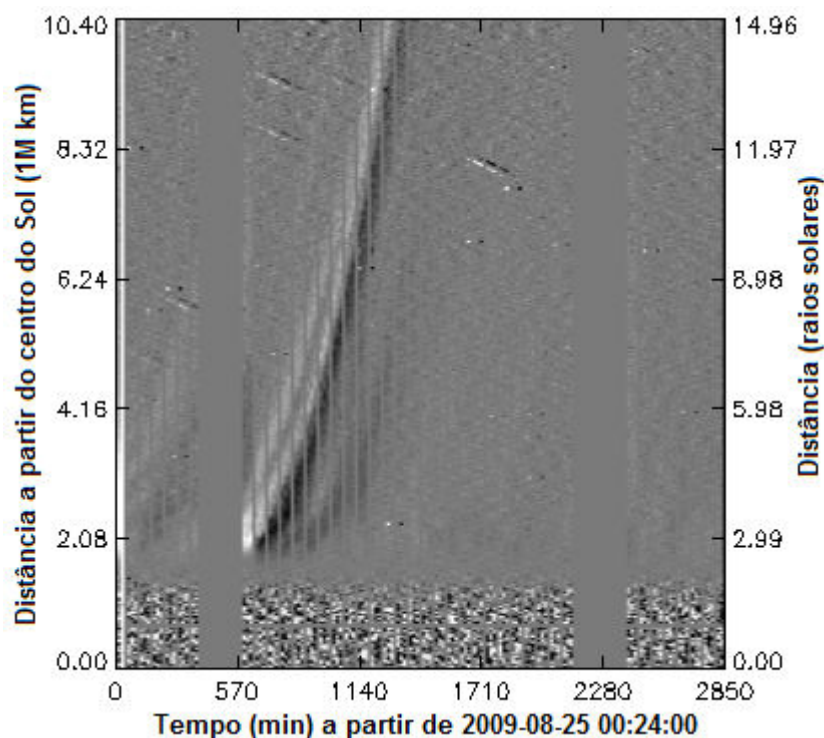


Figura 6.5 – Mapa Altura-tempo ao longo do caminho determinado pela linha preta, apresentada na Figura 6.4, Pode-se observar o comportamento da evolução da CME na direção de  $74,94^\circ$ .

Na Figura 6.5 é possível observar a evolução da CME ao longo do trajeto da Figura 6.4. Pode-se notar um padrão de aceleração nessa evolução. Para determinar a Equação de segunda ordem que melhor atende a este comportamento, é feita a seleção manual de pontos ao longo do trajeto, conforme a Figura 6.6a.

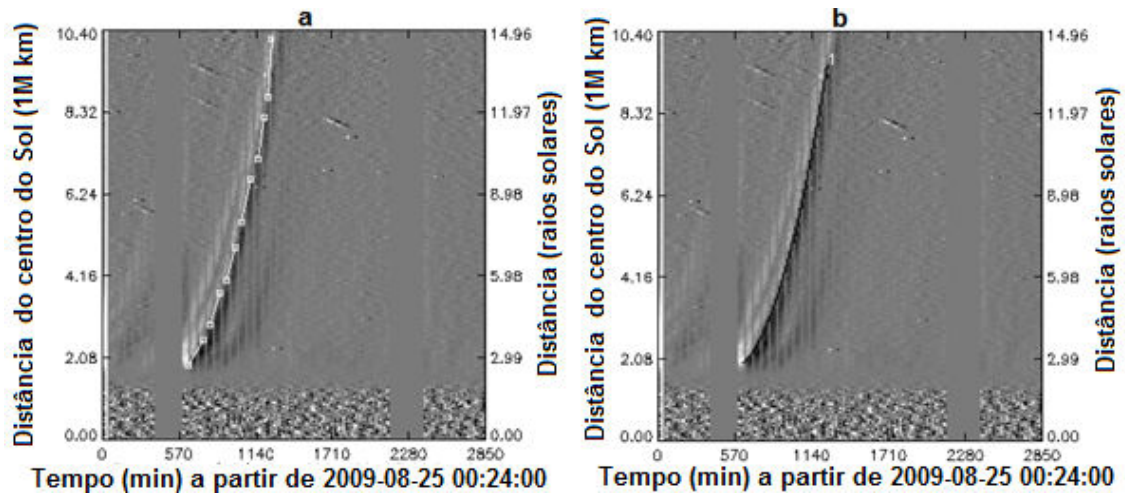


Figura 6.6 – Mapas Altura-tempo ao longo do caminho determinado pelo ângulo de  $74,94^\circ$ . (a) Pontos manualmente selecionados ao longo da estrutura da CME em análise. (b) Ajuste polinomial de segunda ordem pelo método dos mínimos quadrados.

A Figura 6.6a representa os pontos manualmente selecionados para formar a Equação de segunda ordem que rege a propagação da CME ao longo do tempo. Após a seleção dos pontos, é realizado o ajuste polinomial pelo método dos mínimos quadrados. A curva de segunda ordem sobreposta no mapa de altura-tempo pode ser visto na Figura 6.6b.

### 6.3 Parâmetros cinéticos

A Equação de segunda ordem obtida através do ajuste polinomial pelo método dos mínimos quadrados pode ser visualizada na Figura 6.7. O comportamento da velocidade ao longo da distância é dada pela Figura 6.8, onde se pode perceber a aceleração da CME.



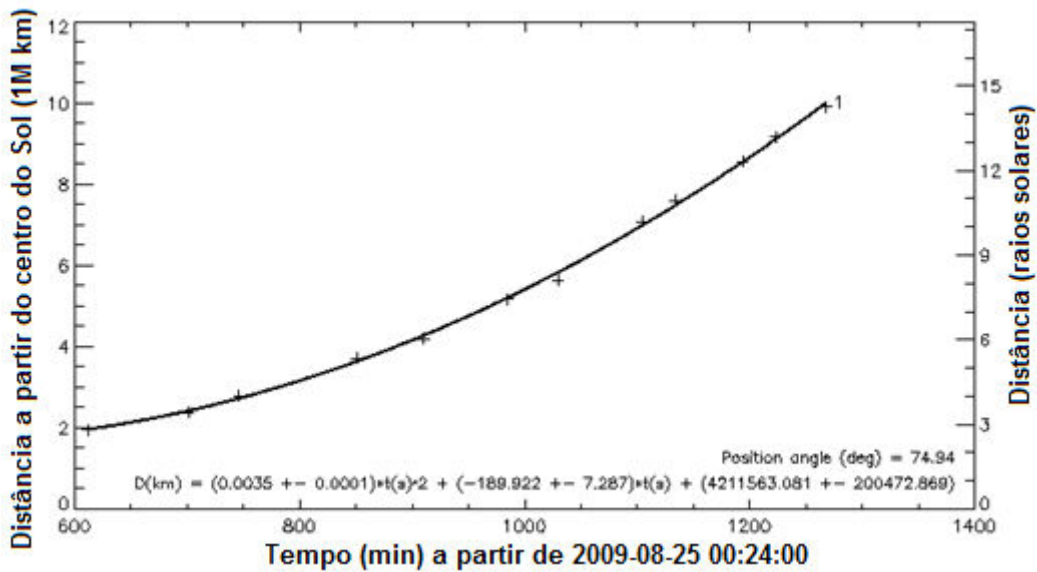


Figura 6.7 – Distância percorrida pela CME em função do tempo. As cruzes no gráfico representam os pontos manualmente selecionados sobre o mapa Altura-tempo e a curva, em linha sólida, representa o ajuste polinomial de segunda ordem referente a estes pontos.

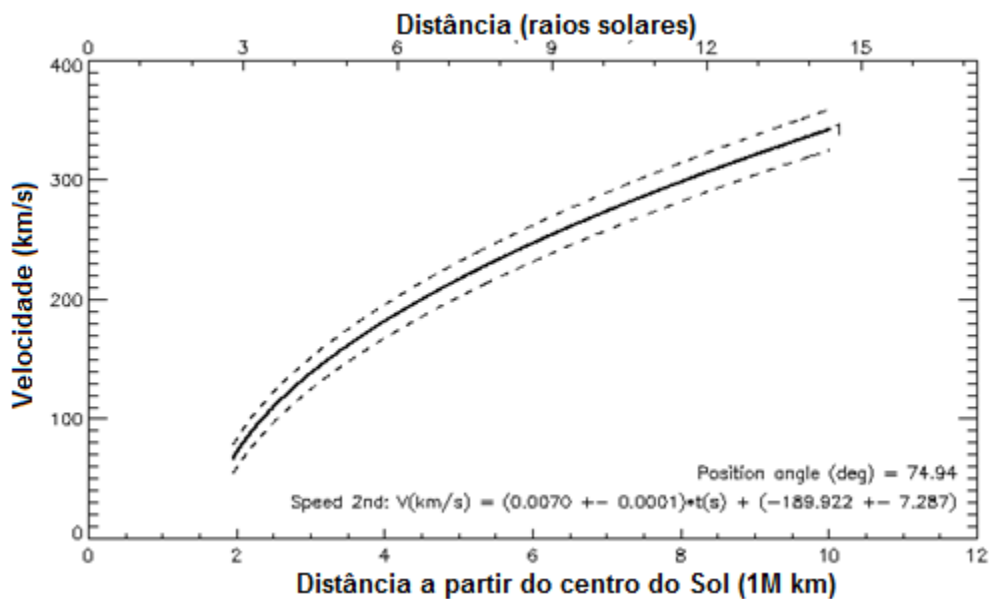


Figura 6.8 – Perfil de comportamento da velocidade da CME em relação ao tempo. As curvas tracejadas representam a amplitude do erro na medida, ocorrida durante o ajuste polinomial. Percebe-se uma aceleração da CME ao longo do tempo.

A rotina desenvolvida permite a análise de várias CMEs simultaneamente, bem como, de diferentes estruturas de uma mesma CME.

Para verificar a região que estamos analisando, a Figura 6.9 representa três instantes de tempo durante a propagação da CME; os pontos em amarelo representam a região que está sendo rastreada.

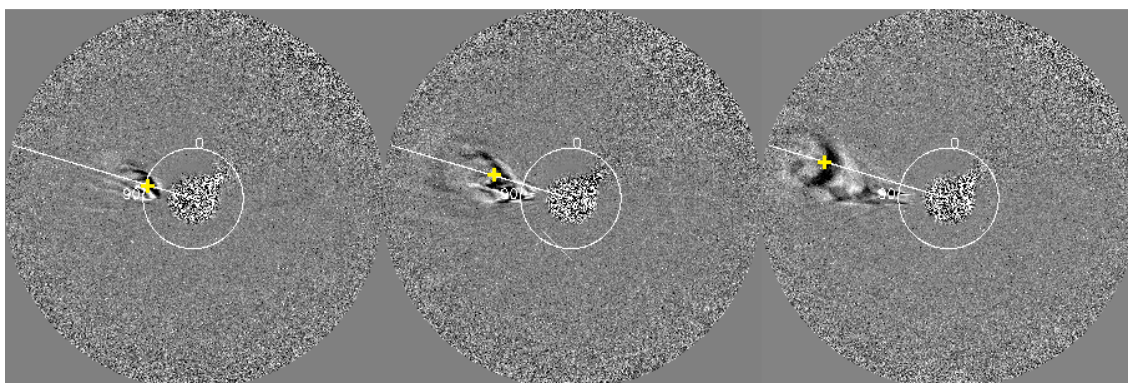


Figura 6.9 – Imagens do coronógrafo COR2 para 3 instantes de tempo, demonstrando a evolução da CME. As cruzes em amarelo representam a região rastreada ao longo do tempo.

Além da saída de dados aqui descritas, a rotina desenvolvida retorna um arquivo de texto contendo todos os parâmetros obtidos da CME, o qual é o principal resultado da rotina quando se refere ao desenvolvimento de um catálogo de CMEs. O arquivo de catálogo referente ao exemplo utilizado neste Capítulo é apresentado no Apêndice B e os detalhes e descrição de cada um destes parâmetros são apresentados no Apêndice A.



## 7 CONCLUSÕES

Neste trabalho é apresentado o desenvolvimento de uma metodologia a fim de se utilizar técnicas de tratamento de imagens, suas aplicações em observações e análises de fenômenos observados por imagens de alta resolução da atmosfera solar. Foi desenvolvida uma técnica que permite a observação e análise de flutuações de intensidade na coroa solar, bem como análise de propagação de CMEs.

A técnica desenvolvida para análise de flutuações de intensidade permite definir um caminho arbitrário e estudar o comportamento da intensidade ao longo desse caminho e sua variação temporal. Esta permite a utilização de dados dos instrumentos EUVI/STEREO e AIA/SDO para todos os seus canais, de forma simultânea. Diversas correções foram implementadas sobre os dados, tais como correção da rotação diferencial e utilização de filtro sobre os dados, para que fosse possível uma observação precisa dessa flutuação.

Para o estudo das flutuações de intensidade, as rotinas desenvolvidas foram aplicadas para um caso particular de uma oscilação propagante ao longo das linhas de campo magnético da região ativa NOAA AR 1243. O fenômeno pôde ser visível através dos mapas altura-tempo nos comprimentos de onda 131 Å, 171 Å, 193 Å, 304 Å e 335 Å.

As velocidades médias obtidas para os caminhos delimitados foram de aproximadamente 50 km/s, possuindo uma pequena variação do comportamento para os diferentes comprimentos de onda. No entanto, esse comportamento não apresenta uma clara dependência com a temperatura, o que seria esperado para o caso de ondas magnetoacústicas. Uma razão disso seria a característica não monocromática das emissões de cada canal do instrumento AIA.

As oscilações de intensidade apresentaram uma periodicidade bastante clara de aproximadamente 3 minutos em todos os canais e caminhos observados, sendo que, este período é típico do período de ondas observadas na região de transição.

O fenômeno é considerado coerente no sentido de começar ao mesmo instante para todos os caminhos. Tal oscilação se propaga em uma região delimitada, de forma semicircular. A correlação cruzada entre dois mapas altura-tempo apresentou resultado inferior a 1 pixel, indicando que para os diferentes comprimentos de onda as oscilações ocorrem em fase.

Foram desenvolvidos mapas para rastrear oscilações nos diferentes comprimentos de onda e, dessa forma, foi possível encontrar uma provável origem de tais oscilações, que seria um ponto brilhante (do inglês *bright point*) dentro da umbra da região ativa 1243, observado nos comprimentos de onda de 1700 Å e 1600 Å, referente às regiões de transição e fotosfera, respectivamente.

A fim de se aplicar o mapa de altura-tempo, desenvolvido neste trabalho, ao Clima Espacial, foi desenvolvido uma série de rotinas, que possibilitam, de forma bastante interativa, a análise de diversos parâmetros de ejeções de massa coronais.

As rotinas desenvolvidas para análise das CMEs possibilitam a determinação de diversos parâmetros, como velocidade, aceleração, ângulo de abertura, bem como criação de um catálogo de CMEs observadas pelos instrumentos LASCO C2 & C3, a bordo do satélite SOHO e para o instrumento COR2, a bordo dos satélites STEREO A & B.

Entre as grandes vantagens das rotinas desenvolvidas para análise de CME está a obtenção do ângulo de abertura de forma simples e bastante confiável, pois é possível de se visualizar a propagação da CME para cada ângulo, através do mapa ângulo-tempo.

## REFERÊNCIAS BIBLIOGRÁFICAS

ALFVÉN, H. Existence of Electromagnetic-Hydrodynamic Waves. **Nature**, v. 150, n. 3805, p. 405–406, 3 out. 1942.

ASCHWANDEN, M. **Physics of the solar corona: an introduction with problems and solutions**. Berlin: Springer, 2006.

ASCHWANDEN, M. J. Nonthermal flare emissions. In: STRONG, K. T.; SABA, J. L. R.; HAISCH, B. M.; SCHMELZ, J. T. (eds.). **The many faces of the sun: a summary of the results from NASA's Solar Maximum Mission**. New York : Springer, 1999. v. -1, p. 273.

ASCHWANDEN, M. J.; SCHRIJVER, C. J. Coronal loop oscillations observed with atmospheric imaging assembly—kink mode with cross-sectional and density oscillations. **The Astrophysical Journal**, v. 736, n. 2, p. 102, 1 ago. 2011.

BALTHASAR, H.; VAZQUEZ, M.; WOEHL, H. Differential rotation of sunspot groups in the period from 1874 through 1976 and changes of the rotation velocity within the solar cycle. **Astronomy and Astrophysics**, v. 155, p. 87–98, jan. 1986.

BENTLEY, R. D.; FREELAND, S. L. **SOLARSOFT** - an analysis environment for solar physics. crossroads for european solar and heliospheric physics. 1998. Disponível em: <<http://adsabs.harvard.edu/abs/1998ESASP.417..225B>>. Acesso em: 5 fev. 2012

BITTENCOURT, J. A. **Fundamentals of plasma physics**. New York: Springer-Verlag, 2004.

BOGDAN, T. J. et al. Waves in the Magnetized solar atmosphere. II. waves from localized sources in magnetic flux concentrations. **The Astrophysical Journal**, v. 599, n. 1, p. 626–660, dez. 2003.

BRAJŠA, R. et al. Height correction in the measurement of solar differential rotation determined by coronal bright points. **Astronomy and Astrophysics**, v. 414, n. 2, p. 9, 2004.

BRESENHAM, J. E. Algorithm for computer control of a digital plotter. **IBM Systems Journal**, v. 4, n. 1, p. 25–30, 1965.

DAVIES, J. A. et al. A synoptic view of solar transient evolution in the inner heliosphere using the Heliospheric Imagers on STEREO. **Geophysical Research Letters**, v. 36, p. 5 PP., 23 jan. 2009.

DE MOORTEL, I.; HOOD, A. W.; ARBER, T. D. Phase mixing of Alfvén waves in a stratified and radially diverging, open atmosphere. **Astronomy and Astrophysics**, v. 354, p. 334–348, fev. 2000.

DE MOORTEL, I.; IRELAND, J.; WALSH, R. W. Observation of oscillations in coronal loops. **Astronomy & Astrophysics**, 2000.

DE PONTIEU, B. et al. Observing the roots of solar coronal heating—in the chromosphere. **The Astrophysical Journal Letters**, v. 701, p. L1–L6, 1 ago. 2009.

DE PONTIEU, B.; MCINTOSH, S. W. Quasi-periodic propagating signals in the solar corona: the signature of magnetoacoustic waves or high-velocity upflows? **The Astrophysical Journal**, v. 722, p. 1013–1029, 1 out. 2010.

DEFOREST, C. E. et al. Polar plume anatomy□: results of a coordinated observation. **Solar Physics**, v. 175, p. 393–410, 1997.

DEFOREST, C. E.; GURMAN, J. B. Observation of quasi-periodic compressive waves in solar polar plumes. **The Astrophysical Journal**, v. 501, n. 2, p. L217–L220, 10 jul. 1998.

DELABOUDINIÈRE, J.-P. et al. EIT: Extreme-ultraviolet imaging telescope for the SOHO mission. **Solar Physics**, v. 162, n. 1-2, p. 291–312, dez. 1995.

EDWIN, P. M.; ROBERTS, B. Wave propagation in a magnetic cylinder. **Solar Physics**, v. 88, n. 1-2, out. 1983.

FONTENLA, J. M.; AVRETT, E. H.; LOESER, R. Energy balance in the solar transition region. I - hydrostatic thermal models with ambipolar diffusion. **The Astrophysical Journal**, v. 355, p. 700–718, 1 jun. 1990.

GARY, G. A. Plasma Beta above a solar active region: rethinking the paradigm. **Solar Physics**, n. July, p. 71–86, 2001.

GUILLERMIER, P.; KOUTCHMY, S. **Total eclipses**: science, observations, myths, and legends. New York: Springer, 1999.

HARRA, L. K. et al. Outflows at the edges of active regions: contribution to solar wind formation? **The Astrophysical Journal Letters**, v. 676, p. L147–L150, 1 abr. 2008.

HOWARD, R. F.; HARVEY, J. W.; FORGACH, S. Solar surface velocity fields determined from small magnetic features. **Solar Physics**, v. 130, p. 295–311, 1 dez. 1990.

- INGLIS, A. R. et al. Characteristics of magnetoacoustic sausage modes. **Astronomy and Astrophysics**, v. 503, n. 2, p. 7, 2009.
- ISOBE, H.; PROCTOR, M. R. E.; WEISS, N. O. Convection-driven emergence of small-scale magnetic fields and their role in coronal heating and solar wind acceleration. **The Astrophysical Journal**, v. 679, n. 1, p. L57–L60, 20 maio. 2008.
- KARIYAPPA, R. Solar coronal rotation determined by X-ray bright points in Hinode/XRT and Yohkoh/SXT full-disc images. **Astronomy and Astrophysics**, v. 488, n. 1, p. 5, 2008.
- LEMEN, J. R. et al. The Atmospheric Imaging Assembly (AIA) on the Solar Dynamics Observatory (SDO). **Solar Physics**, v. 275, n. 1-2, p. 17–40, 2011.
- LIU, W. et al. First SDO AIA Observations of a Global Coronal EUV “Wave”: Multiple Components and “Ripples”. **The Astrophysical Journal Letters**, v. 723, p. L53–L59, 1 nov. 2010.
- LIU, W. et al. Direct Imaging by SDO AIA of Quasi-periodic Fast Propagating Waves of ~2000 km/s in the Low Solar Corona. **arXiv:1106.3150**, 16 jun. 2011.
- MCINTOSH, S. W. et al. STEREO observations of quasi-periodically driven high velocity outflows in polar plumes. **Astronomy and Astrophysics**, v. 510, p. L2, 1 fev. 2010.
- MCINTOSH, S. W.; DE PONTIEU, B. Observing episodic coronal heating events rooted in chromospheric activity. **The Astrophysical Journal Letters**, v. 706, p. L80–L85, 1 nov. 2009.
- MOORTEL, I. D. et al. The detection of 3 & 5 min period oscillations in coronal loops. **Astronomy and Astrophysics**, v. 387, n. 1, p. 4, 2002.
- MORETON, G. E.; RAMSEY, H. E. Recent observations of dynamical phenomena associated with solar flares. **Publications of the Astronomical Society of the Pacific**, v. 72, p. 357, out. 1960.
- MOSES et al. EIT Observations of the extreme ultraviolet sun. **Sol. Phys.**, v. 175, p. 571–599, out. 1997.
- NAKARIAKOV, V. M.; MELNIKOV, V. F.; REZNIKOVA, V. E. Global sausage modes of coronal loops. **Astronomy and Astrophysics**, v. 412, n. 1, p. 4, 2003.
- NIGHTINGALE, R. W.; ASCHWANDEN, M. J.; HURLBURT, N. E. Time variability of EUV brightenings in coronal loops observed with TRACE. **Solar Physics**, v. 190, p. 249–265, 1 dez. 1999.

OFMAN, L. et al. Ultraviolet coronagraph spectrometer observations of density fluctuations in the solar wind. **The Astrophysical Journal**, v. 491, n. 2, p. L111–L114, 20 dez. 1997.

OFMAN, L. et al. Ultraviolet coronagraph spectrometer observations of density fluctuations in the solar wind. **The Astrophysical Journal**, v. 491, n. 2, p. L111–L114, 20 dez. 1997.

OFMAN, L.; NAKARIAKOV, V. M.; DEFOREST, C. E. Slow magnetosonic waves in coronal plumes. **The Astrophysical Journal**, v. 514, p. 441–447, 1 mar. 1999.

PARKER, E. N. Topological dissipation and the small-scale fields in turbulent gases. **The Astrophysical Journal**, v. 174, p. 499, jun. 1972.

ROBERTS, B.; EDWIN, P. M.; BENZ, A. O. Fast pulsations in the solar corona. **Nature**, v. 305, n. 5936, p. 688–690, 20 out. 1983.

ROBERTS, B.; EDWIN, P. M.; BENZ, A. O. On coronal oscillations. **The Astrophysical Journal**, v. 279, p. 857, abr. 1984.

SAKAO, T. et al. Continuous plasma outflows from the edge of a solar active region as a possible source of solar wind. **Science**, v. 318, n. 5856, p. 1585 – 1588, 7 dez. 2007.

SALOMON, D. **Computer graphics and geometric modeling**. 1. ed. New York: Springer, 1999.

SCHATZMAN, E. The heating of the solar corona and chromosphere. **Annales d'Astrophysique**, v. 12, p. 203, jan. 1949.

SHEELEY, N. R. et al. Continuous tracking of coronal outflows: Two kinds of coronal mass ejections. **Journal of Geophysical Research**, v. 104, n. A11, p. 24739–24767, 1999.

SRIVASTAVA, A. K. et al. Observation of multiple sausage oscillations in cool post-flare loop. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 388, n. 4, p. 1899–1903, 21 ago. 2008.

STENBORG, G.; COBELLI, P. J. A wavelet packets equalization technique to reveal the multiple spatial-scale nature of coronal structures. **Astronomy and Astrophysics**, v. 398, n. 3, p. 9, 2003.

THOMPSON, B. J. et al. SOHO/EIT Observations of the 1997 April 7 Coronal Transient: possible evidence of coronal moreton waves. **The Astrophysical Journal**, v. 517, n. 2, p. L151–L154, 1 jun. 1999.

TIAN, H. et al. Observation of high-speed outflow on plume-like structures of the quiet Sun and coronal holes with solar dynamics observatory atmospheric imaging assembly. **The Astrophysical Journal**, v. 736, n. 2, p. 130, 1 ago. 2011.

VERONIG, A. M.; TEMMER, M.; VRŠNAK, B. High-cadence observations of a global coronal wave by EUVI/STEREO. **The Astrophysical Journal**, v. 681, n. 2, p. L113–L116, 10 jul. 2008.

WELLS, D. C.; GREISEN, E. W.; HARTEN, R. H. FITS - a Flexible image transport system. **Astronomy and Astrophysics Supplement Series**, v. 44, p. 363, 1 jun. 1981.

WILLIAMS, D. R. et al. An observational study of a magneto-acoustic wave in the solar corona. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 336, n. 3, p. 747–752, 1 nov. 2002.

WUELSER, J.-P. et al. **EUVI**: the STEREO-SECCHI extreme ultraviolet imager. 2004. Disponível em: <<http://dx.doi.org/10.1117/12.506877>>. Acesso em: 5 ago. 2013





## APÊNDICE A

Descrição dos parâmetros de saída das rotinas para análise e catálogo das Ejeções de Massa Coronal.

```
#MVI_FILE: MVI file name
#PLOT_START_TIME: Start time of the plot
#FILENAME_START_TIME: File corresponding Start Time
#PLOT_END_TIME: End time of the plot
#FILENAME_END_TIME: File corresponding End Time
#DETECTOR: Name of the detector
#CDELTA1: CDELTA1 from the header
#RSUN: Radius of the Sun in arcsec from the header
#N_FILES: Number of files
#OBSERVER: Name of the observer
#IMAGE_TYPE: Name of the treatment of the image
#PRE-EVENT_TIME: Time previous to the event
#PRE-EVENT_FILENAME: File name of the pre event Time
#POSITION_ANGLE: Position angle selected
#ANGULAR_WIDTH_POSI1: First selected angle to determinate the angular width
#ANGULAR_WIDTH_TIME1: Time of the first selected angle
#ANGULAR_WIDTH_FILE1: File corresponding Time 1
#ANGULAR_WIDTH_POSI2: Second selected angle to determinate the angular width
#ANGULAR_WIDTH_TIME2: Time of the second selected angle
#ANGULAR_WIDTH_FILE2: File corresponding Time 2
#ANGULAR_WIDTH: Angular width
#DIST_SUN: Distance from the Sun (where ang. width was selected)
#ATTACHED_IMAGES_1: Name of an attached image
#ATTACHED_IMAGES_2: Name of an attached image
#ATTACHED_IMAGES_3: Name of an attached image
#ATTACHED_IMAGES_4: Name of an attached image
#ATTACHED_IMAGES_5: Name of an attached image
#COMMENT: Comment about the event in the period
#
#CURVE_N: Id of the curve
#DATE-OBS: Date of the first click
#TIME-OBS: Time of the first click
#1ST_ORDER_SPEED: Speed equation (1st order)
#1ST_ORDER_SPEED:  $V_{1st}(km/s) = A1 \pm E_{a1}$ 
#A1: A1 variable
#Ea1: Error of A1
#2ND_ORDER_SPEED: Speed equation (2nd order)
#2ND_ORDER_SPEED:  $V_{2nd}(km/s) = (A2 \pm E_{a2}) * t(s) + (B2 \pm E_{b2})$ 
#A2: A2 variable
#Ea2: Error of A2
#B2: B2 variable
#Eb2: Error of B2
#N_POINTS: Number of clicked points
#REMARK: Remark of the curve
# HEIGHT(1M Km) HEIGHT(SR) DATE TIME COL(px) ROW(px) FILENAME
```



## APÊNDICE B

Parâmetros de saída para as oscilações do dia 25/08/2009 estudadas nesse trabalho.

```
#MVI_FILE: T_COR2_A_ratio.mvi
#PLOT_START_TIME: 2009-08-25 00:24:00
#FILENAME_START_TIME: 20090825_002400_04c2A.fts
#PLOT_END_TIME: 2009-08-26 23:54:00
#FILENAME_END_TIME: 20090826_235400_04c2A.fts
#DETECTOR: COR2
#CDELTA1: 29.39
#RSUN: 997.77
#N_FILES: 122
#OBSERVER: Name
#IMAGE_TYPE: RUNNING DIFF
#PRE-EVENT_TIME: 2009-08-25 04:39:00
#PRE-EVENT_FILENAME: 20090825_043900_04c2A.fts
#POSITION_ANGLE: 73.60
#ANGULAR_WIDTH_POSI1: 100.37
#ANGULAR_WIDTH_TIME1: 2009-08-25 13:24:00
#ANGULAR_WIDTH_FILE1: 20090825_132400_04c2A.fts
#ANGULAR_WIDTH_POSI2: 60.22
#ANGULAR_WIDTH_TIME2: 2009-08-25 12:54:00
#ANGULAR_WIDTH_FILE2: 20090825_125400_04c2A.fts
#ANGULAR_WIDTH: 40.15
#DIST_SUN: 4
#ATTACHED_IMAGES_1: HT_AngleTime_20090825_002400.png
#ATTACHED_IMAGES_2: HT_DistanceTime_20090825_002400.png
#ATTACHED_IMAGES_3: Plot_SpeedDistance_20090825_002400.png
#ATTACHED_IMAGES_4: Plot_DistanceTime_20090825_002400.png
#ATTACHED_IMAGES_5: ImageSequence_20090825_002400.png
#COMMENT:
#
#CURVE_N: 1
#DATE-OBS: 2009-08-25
#TIME-OBS: 10:50:42
#1ST_ORDER_SPEED: V1st(km/s) = 211.982 +- 15.267
#1ST_ORDER_SPEED: V1st(km/s) = A1 +- Ea1
#A1: 211.982
#Ea1: 15.267
#2ND_ORDER_SPEED: V2nd(km/s) = (0.008 +- 0.000)*t(s) + (-264.652 +- 21.506)
#2ND_ORDER_SPEED: V2nd(km/s) = (A2 +- Ea2)*t(s) + (B2 +- Eb2)
#A2: 0.00828
#Ea2: 0.00037
#B2: -264.652
#Eb2: 21.506
#N_POINTS: 12
#REMARK: Dark region
# HEIGHT(1M Km) HEIGHT(SR) DATE TIME COL(px) ROW(px) FILENAME
1.88 2.71 2009-08-25 10:54:00 42 92 20090825_105400_04c2A.fts
2.52 3.62 2009-08-25 12:54:00 50 123 20090825_125400_04c2A.fts
2.91 4.18 2009-08-25 13:39:00 53 142 20090825_133900_04c2A.fts
3.71 5.33 2009-08-25 14:54:00 58 181 20090825_145400_04c2A.fts
4.03 5.80 2009-08-25 15:39:00 61 197 20090825_153900_04c2A.fts
4.87 7.01 2009-08-25 16:54:00 66 238 20090825_165400_04c2A.fts
5.51 7.92 2009-08-25 17:39:00 69 269 20090825_173900_04c2A.fts
6.60 9.48 2009-08-25 18:39:00 73 322 20090825_183900_04c2A.fts
7.13 10.25 2009-08-25 19:39:00 77 348 20090825_193900_04c2A.fts
8.17 11.75 2009-08-25 20:24:00 80 399 20090825_202400_04c2A.fts
8.68 12.49 2009-08-25 20:54:00 82 424 20090825_205400_04c2A.fts
10.18 14.64 2009-08-25 21:24:00 84 497 20090825_212400_04c2A.fts
```