



MINISTÉRIO DA CIÊNCIA, TECNOLOGIA, INOVAÇÕES E COMUNICAÇÕES
INSTITUTO NACIONAL DE PESQUISAS ESPACIAIS

sid.inpe.br/mtc-m21b/2017/05.08.15.40-TDI

ESTUDO DA INFLUÊNCIA DE FEIXES DE VENTO SOLAR RÁPIDO NA VARIAÇÃO DIURNA DA INTENSIDADE DE RAIOS CÓSMICOS

Ana Clara da Silva Pinto

Dissertação de Mestrado do Curso de Pós-Graduação em Geofísica Espacial/Ciências do Ambiente Solar-Terrestre, orientada pelos Drs. Alisson Dal Lago, e Rafael Rodrigues Souza de Mendonça, aprovada em 01 de junho de 2017.

URL do documento original:

<<http://urlib.net/8JMKD3MGP3W34P/3NRNC4S>>

INPE
São José dos Campos
2017

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

E-mail: pubtc@inpe.br

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

Presidente:

Maria do Carmo de Andrade Nono - Conselho de Pós-Graduação (CPG)

Membros:

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

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

Dra. Carina de Barros Melo - Coordenação de Laboratórios Associados (CTE)

Dr. Evandro Marconi Rocco - Coordenação de Engenharia e Tecnologia Espacial (ETE)

Dr. Hermann Johann Heinrich Kux - Coordenação de Observação da Terra (OBT)

Dr. Marley Cavalcante de Lima Moscati - Centro de Previsão de Tempo e Estudos Climáticos (CPT)

Silvia Castro Marcelino - Serviço de Informação e Documentação (SID)

BIBLIOTECA DIGITAL:

Dr. Gerald Jean Francis Banon

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

REVISÃO E NORMALIZAÇÃO DOCUMENTÁRIA:

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

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

EDITORAÇÃO ELETRÔNICA:

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

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



MINISTÉRIO DA CIÊNCIA, TECNOLOGIA, INOVAÇÕES E COMUNICAÇÕES
INSTITUTO NACIONAL DE PESQUISAS ESPACIAIS

sid.inpe.br/mtc-m21b/2017/05.08.15.40-TDI

ESTUDO DA INFLUÊNCIA DE FEIXES DE VENTO SOLAR RÁPIDO NA VARIAÇÃO DIURNA DA INTENSIDADE DE RAIOS CÓSMICOS

Ana Clara da Silva Pinto

Dissertação de Mestrado do Curso de Pós-Graduação em Geofísica Espacial/Ciências do Ambiente Solar-Terrestre, orientada pelos Drs. Alisson Dal Lago, e Rafael Rodrigues Souza de Mendonça, aprovada em 01 de junho de 2017.

URL do documento original:

<<http://urlib.net/8JMKD3MGP3W34P/3NRNC4S>>

INPE
São José dos Campos
2017

Dados Internacionais de Catalogação na Publicação (CIP)

Pinto, Ana Clara da Silva.

P658e Estudo da influência de feixes de vento solar rápido na variação diurna da intensidade de raios cósmicos / Ana Clara da Silva Pinto. – São José dos Campos : INPE, 2017.
xxii + 99 p. ; (sid.inpe.br/mtc-m21b/2017/05.08.15.40-TDI)

Dissertação (Mestrado em Geofísica Espacial/Ciências do Ambiente Solar-Terrestre) – Instituto Nacional de Pesquisas Espaciais, São José dos Campos, 2017.

Orientadores : Drs. Alisson Dal Lago, e Rafael Rodrigues Souza de Mendonça.

1. Raios cósmicos. 2. Variação diurna. 3. Feixes de vento solar rápido. I.Título.

CDU 524.1



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

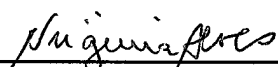
This work is licensed under a [Creative Commons Attribution-NonCommercial 3.0 Unported License](https://creativecommons.org/licenses/by-nc/3.0/).

Aluno (a): **Ana Clara da Silva Pinto**

Título: "ESTUDO DA INFLUÊNCIA DE FEIXES DE VENTO SOLAR RÁPIDO NA VARIAÇÃO DIURNÁ DA INTENSIDADE DE RAIOS CÓSMICOS".

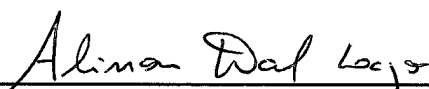
Aprovado (a) pela Banca Examinadora
em cumprimento ao requisito exigido para
obtenção do Título de **Mestre** em
**Geofísica Espacial/Ciências do Ambiente
Solar-Terrestre**

Dra. **Maria Virginia Alves**



Presidente / INPE / SJC Campos - SP

Dr. **Alisson Dal Lago**



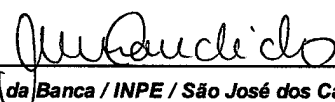
Orientador(a) / INPE / São José dos Campos - SP

Dr. **Rafael Rodrigues Souza de Mendonça**



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

Dra. **Cláudia Maria Nicoli Cândido**



Membro da Banca / INPE / São José dos Campos - SP

Dr. **Jean Pierre Raulin**



Convidado(a) / CRAAM/Mackenzie / São Paulo - SP

Este trabalho foi aprovado por:

majoria simples

unanimidade

São José dos Campos, 01 de junho de 2017

*“Porque o único sentido oculto das cousas
É elas não terem sentido oculto nenhum,
É mais estranho do que todas as estranhezas
E do que os sonhos de todos os poetas
E os pensamentos de todos os filósofos,
Que as cousas sejam realmente o que parecem ser
E não haja nada que compreender.*

Sim, eis o que os meus sentidos

Aprenderam sozinhos:

as cousas não têm significação: têm existência.

As cousas são o único sentido oculto das cousas. ”

Fernando Pessoa

A meu avô, Nelson Luiz da Costa Pinto.

AGRADECIMENTOS

A Deus, por ter me dado a oportunidade de viver com saúde, com acesso à informação e formação, e por ter colocado pessoas maravilhosas no meu caminho.

A meus familiares, namorado e amigos que estiveram comigo durante essa e muitas outras jornadas, me ajudando, tanto emocionalmente quanto psicologicamente, em cada degrau do meu progresso profissional, moral e afetivo.

Aos meus orientadores, o Dr. Alisson Dal Lago e Dr. Rafael Rodrigues Souza de Mendonça pela disponibilidade e atenção durante o meu trabalho de mestrado. Principalmente, ao Dr. Rafael Rodrigues Souza de Mendonça e ao Dr. Carlos Roberto Braga pela paciência que tiveram comigo na execução deste trabalho e na viagem de campo para São Martinho da Serra.

A todos os meus professores, tanto os professores da UFF (Universidade Federal Fluminense) quanto os professores que tive no INPE, cuja formação me possibilitou desenvolver este trabalho.

Aos membros da banca e à equipe da biblioteca do INPE pelas sugestões e orientações.

A toda coordenação, secretaria, servidores e funcionários do INPE que me auxiliaram direta ou indiretamente em todas as etapas do mestrado.

À CAPES (Coordenação de Aperfeiçoamento de Pessoal de Nível Superior) pelo apoio financeiro no desenvolvimento da minha pesquisa.

RESUMO

Raios cósmicos são partículas, de altas energias, eletricamente carregadas que podem ser de origem solar, galáctica ou extra-galáctica. No interior da Heliosfera, o transporte dessas partículas sofre modulações por fenômenos (recorrentes e transientes) solares. Dentre as variações temporais periódicas da intensidade do fluxo de raios cósmicos observados na Terra, este trabalho se concentrou na variação diurna, que é caracterizada por um comportamento harmônico com máximo entre as 12 e 18 horas locais, provocado, principalmente, pelos processos de difusão e convecção das partículas cósmicas no meio interplanetário. De forma mais específica, o objetivo desse trabalho foi estudar as mudanças na amplitude e fase da variação diurna em diferentes períodos do ciclo solar (entre 2007 e 2015) e períodos perturbados pela passagem de feixes de vento solar rápido. Para a realização desse estudo, utilizou-se dados do detector multidirecional de múons, localizado em São Martinho da Serra (RS) (OES/CRC/INPE), dados do GDAS (Global Data Assimilation System) e dados do satélite ACE. Após a eliminação e correção das variações de contagem, relacionadas a problemas na eletrônica do detector, estudou-se as variações associadas a mudanças de temperatura e pressão atmosférica, através de duas metodologias diferentes: uma baseada na forma linear e a outra na forma exponencial de descrever esse fenômeno. Observou-se que as duas formas de corrigir os dados são igualmente eficientes. Além disso, verificou-se que a execução dessa correção é fundamental para melhor obtenção do perfil da variação diurna relacionada ao transporte dos raios cósmicos no meio interplanetário. A partir da análise da variação diurna em diferentes períodos do ciclo solar, verificou-se que sua amplitude possui uma boa relação com o número de manchas solares, enquanto que sua fase não exibiu nenhuma característica conclusiva. Por fim, ao comparar a variação diurna observada em períodos calmos com aquela observada em períodos perturbados, notou-se que a amplitude associada à passagem de feixes de vento solar rápido é maior do que a obtida em períodos calmos, principalmente, no dia anterior à chegada do feixe. Além disso, observou-se que o processo de convecção é mais significativo durante e após o aumento de velocidade do vento solar.

Palavras-chave: Raios cósmicos. Variação diurna. Feixes de vento solar rápido.

STUDY OF THE INFLUENCE OF HIGH-SPEED SOLAR WIND STREAMS ON THE DIURNAL VARIATION OF THE INTENSITY OF COSMIC RAYS

ABSTRACT

Cosmic rays are high energy charged particles of extra-galactical, galactical or solar origin. In the Heliosphere, the transport of these particles is influenced by (transient and recurrent) solar phenomena. Among the temporal variations of cosmic ray intensity observed at Earth, this work is focused on the diurnal variation, which is characterized by a periodic behavior with maximum value between 12 and 18 hours LT (local time) mainly caused by the diffusion and convection processes of cosmic ray particles in the interplanetary medium. Precisely, the main objective of this work is to study the changes in the diurnal variation (amplitude and phase) during different periods of the solar cycle (between years 2007 and 2015) and including periods disturbed by the arrival of high speed solar wind streams. For that, we used data from: The São Martinho da Serra (SMS) multidirectional muon detector (Southern Space Observatory-SSO/CRC/INPE), the Global Data Assimilation System (GDAS) and the ACE satellite. Initially, problems in the SMS detector data related to electronic issues on this detector were identified and eliminated or corrected. After that, we analyzed the influences associated with the atmospheric temperature and atmospheric pressure through two different methodologies: based in a linear and an exponential description of this phenomenon. We found that both presented similar results. Besides that, we confirmed that the elimination of atmospheric influences is fundamental to get the diurnal variation profile related to the transport of cosmic ray particles in the interplanetary medium. From the analysis of the diurnal variation in different solar cycle periods, we observed that there is a relationship between the behave of the sunspot number and the amplitude of the diurnal variation. On the other hand, the analysis of the phase of this variation did not exhibit any conclusive characteristics. Finally, comparing the diurnal variation observed in calm periods with that seen in periods disturbed very likely by the arrival of high-speed solar wind streams, we observed a higher amplitude of the diurnal variation on disturbed periods, mainly on the day before the stream arrival. Moreover, we inferred that the convection process is more significant during and after the increase of the solar wind velocity corroborating the theory.

Keywords: Cosmic rays. Diurnal variation. High-speed solar wind streams.

LISTA DE FIGURAS

	<u>Pág.</u>
Figura 1.1 – Imagem de mancha solar.....	2
Figura 1.2 - Mudanças na trajetória de uma partícula eletricamente carregada (TPEC, linhas vermelhas) de acordo com a configuração do campo magnético (B , linhas pretas).....	7
Figura 1.3 – Esquema da configuração espacial das linhas de campo magnético interplanetário e equações que mostram as componentes do vetor velocidade do vento solar.	10
Figura 1.4 – Esquema que ilustra esquematicamente o sentido do campo magnético interplanetário.	11
Figura 1.5 - Representação dos vetores responsáveis pela variação diurna. .	17
Figura 1.6– Representação do chuveiro de partículas.	20
Figura 3.1 – Localização e foto externa do Observatório Espacial do Sul.	26
Figura 3.2 – Registros da última expansão do detector multidirecional de múons (Observatório Espacial do Sul - RS).....	27
Figura 3.3 – Foto de perfil do detector multidirecional de múons de São Martinho da Serra.....	28
Figura 3.4 - Visão panorâmica da disposição dos detectores superiores/inferiores.....	29
Figura 3.5 – Visão esquemática do interior do invólucro detector (contém o plástico cintilador e fotomultiplicadora), mostrando a passagem do múon pela casca de metal, plástico cintilador e camada de chumbo.	30
Figura 3.6 – Imagem ilustrativa do funcionamento da fotomultiplicadora.	31
Figura 3.7 – Esquema de perfil dos invólucros superiores e inferiores.	32
Figura 3.8 - Esquema ilustrativo de múons atravessando os invólucros detectores superiores e inferiores com diferentes ângulos de incidência.	33

Figura 3.9 – Representação de um dos de erros que foram detectados. Nesse caso observa-se um aumento abrupto na taxa de contagem.....	35
Figura 3.10 – Representação de um dos erros que foram corrigidos. Nesse caso observa-se um aumento abrupto na taxa de contagem.....	35
Figura 3.11 – Mapa que mostra a direção de incidência real das partículas na Terra (quadrado verde sem preenchimento).....	36
Figura 3.12 – Perfil da pressão atmosférica no período entre 2007 e 2015.....	37
Figura 3.13 – Pressão atmosférica em função da temperatura observada pelo GDAS.	39
Figura 3.14 – Temperatura ponderada pela massa interpolada e não interpolada entre 31/01/2007 – 01/02/2007.....	41
Figura 3.15 - Distribuição temporal dos valores horários da temperatura ponderada pela massa entre 2007 e 2015.	41
Figura 4.1 - Gráfico da dispersão da temperatura.....	46
Figura 4.2: Gráfico da dispersão da pressão.....	47
Figura 4.3 - Todos os gráficos abaixo representam a intensidade de raios cósmicos registrada entre 2007 e 2015.	49
Figura 4.4 - Gráfico que exemplifica o fenômeno denominado decréscimo de Forbush clássico.	51
Figura 4.5 - Gráficos da intensidade de raios cósmicos observada pelo detector de São Martinho da Serra em Março de 2012.....	52
52	
Figura 4.6 - Variação diurna da intensidade de raios cósmicos antes da correção pela pressão e temperatura.....	54
Figura 4.7 – Gráfico do valor médio da pressão atmosférica durante o dia.	56
Figura 4.8 – Gráfico do valor médio da temperatura ponderada pela massa durante o dia.	56
Figura 4.9 – Gráfico da variação diurna devido a pressão atmosférica.....	57
Figura 4.10 – Gráfico da variação diurna devido a temperatura ponderada pela massa.....	57

Figura 4.11 - Variação diurna da intensidade de raios cósmicos após a correção pela pressão e temperatura.....	59
Figura 5.1 – Número de manchas solares de 1700 até 2017.....	62
Figura 5.2 - Variação do número de manchas solares entre 2007 e 2015.....	63
Figura 5.3 - Variação diurna observada no período 1 (declínio) do ciclo solar.	64
Figura 5.4 - Variação diurna observada no período 2 (mínimo) do ciclo solar.	65
Figura 5.5 - Variação diurna observada no período 3 (ascensão) do ciclo solar.	66
Figura 5.6 - Variação diurna observada no período 4 (máximo) do ciclo solar.	67
Figura 5.7 - Variação diurna observada no período 5 (declínio) do ciclo solar.	68
Figura 6.1 – Buraco coronal na superfície solar.	72
Figura 6.2 – Linhas de campo magnético abertas e buracos coronais	73
Figura 6.3 – Parâmetros do meio interplanetário e do índice Dst em diferentes períodos da passagem do feixe de vento solar rápido (antes, durante e após).	74
Figura 6.4 – Exemplo de evento associado a um feixe de vento rápido e CIR.	75
Figura 6.5 – Módulo do vetor velocidade do plasma no período entre 2007 e 2015 antes e após a seleção dos períodos calmos.....	77
Figura 6.6 – Módulo do vetor campo magnético do plasma no período entre 2007 e 2015 antes e após a seleção dos períodos calmos.....	78
Figura 6.7 – Densidade do plasma no período entre 2007 e 2015 antes e após a seleção dos períodos calmos.	78
Figura 6.8 – Componente z do vetor campo magnético no período entre 2007 e 2015 antes e após a seleção dos períodos calmos.....	79
Figura 6.9 – Velocidade do plasma nos eventos selecionados pela etapa 1 em períodos de pré-aumento, aumento e pós-aumento.	81
Figura 6.10 - Sobreposição do módulo do vetor velocidade de todos os eventos selecionados pelas etapas a, b e c divididos em três períodos (pré- aumento, aumento e pós-aumento).	83

Figura 6.11 - Sobreposição do módulo do vetor campo magnético de todos os eventos selecionados divididos em três períodos (pré-aumento, aumento e pós-aumento).	84
Figura 6.12 - Sobreposição da densidade de todos os eventos selecionados divididos em três períodos (pré-aumento, aumento e pós-aumento).	85
Figura 6.13 - Sobreposição da componente z do vetor campo magnético de todos os eventos selecionados divididos em três períodos (pré-aumento, aumento e pós-aumento).	86
Figura 6.14 – Variação diurna observada em períodos calmos.	87
Figura 6.15 – Variação diurna observada no dia que antecede o aumento de velocidade associada a feixes de vento solar rápido.	88
Figura 6.16 – Variação diurna observada no dia de aumento de velocidade associada a feixes de vento solar rápido.	89
Figura 6.17 – Variação diurna observada no dia posterior ao aumento de velocidade associada a feixes de vento solar rápido.	90

LISTA DE TABELAS

	<u>Pág.</u>
Tabela 3.1 – Evolução temporal da área de detecção do detector de múons de São Martinho da Serra.	27
Tabela 4.1 - Coeficientes produzidos pelo ajuste linear nas Figuras 4.1 e 4.2.	46
Tabela 4.2 - Resultados da RLM utilizando a equação (4.1) e (4.2).	48
Tabela 5.1 - Classificação e limites de cada uma das 5 fases do ciclo solar observadas entre 2007 e 2015 conforme análise do comportamento do número de manchas solares observado no mesmo período....	63
Tabela 5.2 – Amplitude e Fase relativas obtidas para cada fase do ciclo solar.	69
Tabela 5.3 - Significado físico dos valores de $BR.N$ e $\psi R.N$	70
Tabela 6.1 – Valores médios dos parâmetros do plasma e critérios de seleção de períodos calmos considerando-se os dados observados entre 2007 e 2015 e os respectivos critérios de seleção dos períodos em que o meio interplanetário foi considerado como não perturbado.	76
Tabela 6.2 – Escalas do índice V	80
Tabela 6.3 - Resultados da aplicação das Equações 6.1 e 6.2.....	91

SUMÁRIO

	<u>Pág.</u>
1 INTRODUÇÃO.....	1
1.1. O Sol.....	1
1.2. Os raios cósmicos.....	4
1.3. Variação diurna.....	5
1.3.1. Partículas eletricamente carregadas e campos magnéticos	5
1.3.2. Campo magnético interplanetário.....	8
1.3.3. Equação de Parker.....	11
1.3.4. Definição de variação diurna	15
1.3.5. Cálculo da variação diurna.....	18
1.4. Campo geomagnético e a atmosfera terrestre.....	19
2 OBJETIVOS.....	23
3 INSTRUMENTAÇÃO E ANÁLISE DE DADOS	25
3.1. Detector multidirecional de múons de São Martinho da Serra	25
3.2. Temperatura	37
3.2.1. Temperatura ponderada pela massa	39
3.2.2. Interpolação dos dados da temperatura.....	40
3.3. Parâmetros do plasma do meio interplanetário	42
4 ANÁLISE DOS EFEITOS ATMOSFÉRICOS SOBRE OS RAIOS CÓSMICOS.....	43
4.1. Comparação entre os efeitos atmosféricos.....	45
4.2. Regressão linear múltipla	47
4.2.1. Estudo de caso: decréscimo de Forbush	50
4.3. Análise da influência atmosférica na variação diurna de raios cósmicos. 53	
5 ANÁLISE DA VARIAÇÃO DIURNA DE RAIOS CÓSMICOS NAS FASES DO CICLO SOLAR.....	61
5.1. Separação do ciclo em períodos.....	62
5.2. Análise das características da variação diurna em cada fase do ciclo solar	64

6	ANÁLISE DA PASSAGEM DE FEIXES DE VENTO SOLAR RÁPIDO NA VARIAÇÃO DIURNA DE RAIOS CÓSMICOS.....	71
6.1.	Seleção de períodos calmos e perturbados	76
6.1.1.	Períodos calmos.....	76
6.1.2.	Períodos perturbados.....	79
6.1.2.1.	Etapa 1: Pré-seleção dos eventos por meio do índice V	79
6.1.2.2.	Etapa 2: eliminação de ejeções coronais de massa (CMEs).....	81
6.1.2.3.	Etapa 3: critérios adicionais.....	82
6.2.	Análise da variação diurna em períodos calmos e perturbados	86
7	CONSIDERAÇÕES FINAIS.....	93
	REFERÊNCIAS BIBLIOGRÁFICAS	97

1 INTRODUÇÃO

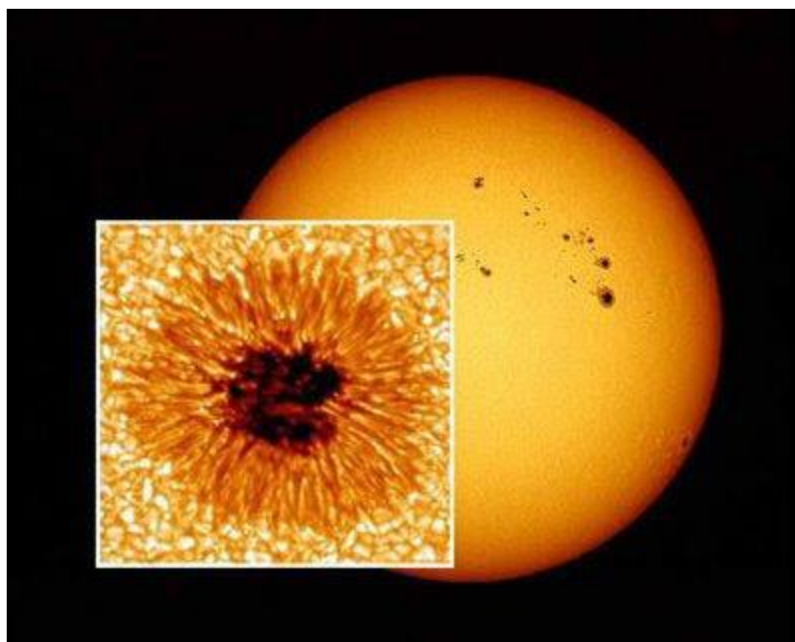
No decorrer deste capítulo, alguns aspectos teóricos, que serviram como base para o desenvolvimento deste trabalho dissertativo, serão citados e, brevemente, discutidos.

1.1. O Sol

O Sol está localizado em um dos braços da Via Láctea e encontra-se na sequência principal do diagrama HR (Diagrama Hertzsprung Russel, que descreve a fase evolutiva das estrelas), ou seja, tem como fonte de energia principal a fusão nuclear do Hidrogênio em Hélio. O seu interior pode ser subdividido nas seguintes camadas: núcleo (região em que ocorre a fusão), zona radiativa e zona convectiva (regiões onde ocorre o transporte da energia produzida no núcleo). A atmosfera solar pode ser dividida em: fotosfera (região de fronteira entre o interior do Sol e sua atmosfera), acima da fotosfera localiza-se a cromosfera e, em seguida, a coroa, região de fronteira entre o meio interplanetário e a atmosfera do Sol (GREEN et al., 2003; LANG, 2001).

Pode-se entender a fotosfera como sendo a “superfície solar” (o Sol não possui uma superfície propriamente dita, por não se tratar de um corpo sólido, sendo essa região inteiramente gasosa). Essa região possui algumas características interessantes, dentre elas: sua pequena espessura (aproximadamente 0.05% do raio solar) e o fato de apresentar pequenas áreas escuras, que podem ser observadas a olho nu, conhecidas como manchas solares (Figura 1.1). Essas manchas ocorrem devido a intensos campos magnéticos que impedem a convecção de plasma, o que faz com que a região da mancha emita menos radiação do que regiões mais claras em seu entorno.

Figura 1.1 – Imagem de mancha solar.



Na imagem pode-se observar regiões escuras na superfície solar e ao se aproximar de um desses pontos, pode-se observar claramente a estrutura da mancha solar.

Fonte: <http://comunidadeastronomicachile.blogspot.com.br/2012/03/imagem-ampliada-de-unamanchasolar.html>.

A característica fenomenológica mais relevante das manchas solares é o seu surgimento na fotosfera em duplas, com polaridades magnéticas opostas, ligadas por linhas de campo magnético com uma configuração que se assemelha a um “loop”. As manchas solares são formadas devido ao movimento de rotação diferencial do Sol, que faz com que as linhas de campo magnético do interior solar sejam arrastadas e torcidas até se romperem, gerando eventos transientes como CMEs (Ejeção coronal de massa) e/ou flares (intensa emissão de radiação) (ECHER & RIGOZO, 2003; LANG, 2001).

As flutuações do número total de manchas solares ocorre de forma cíclica devido às transformações na configuração magnética solar (que também varia de maneira cíclica). O ciclo magnético do Sol possui uma periodicidade de aproximadamente 22 anos e é caracterizado pela alternância da polaridade magnética nos polos do Sol. Em um período do ciclo magnético a configuração do campo magnético solar é poloidal (semelhante a um dipolo magnético), enquanto que no período seguinte, a

configuração do campo magnético solar é toroidal (semelhante a um toroide). Já o ciclo das manchas possui periodicidade de aproximadamente 11 anos e é caracterizado pelo aumento e decréscimo do número total de manchas solares.

Os dois ciclos, o de manchas e o magnético, estão correlacionados, uma vez que, quando a configuração do campo magnético solar é poloidal, observa-se que o número de manchas solares atinge um número mínimo e que a ocorrência de eventos transientes é drasticamente reduzida (chama-se esse período de mínimo solar). Quando a configuração do campo magnético solar é toroidal, o número de manchas solares aumenta e o número de eventos transientes, por sua vez, também aumenta – chama-se esse período de máximo solar (ECHER & RIGOZO, 2003).

O Sol ejeta continuamente massa para o espaço interplanetário, gerando um fluxo de partículas que se move com velocidade supersônica e se expande para o meio interplanetário, formando o que se conhece como vento solar. Majoritariamente, o vento solar é composto de elétrons, prótons e uma quantidade inferior de íons pesados. Ao ser arrastado em direção ao meio interplanetário, o vento solar carrega consigo o campo magnético do interior solar, para a atmosfera e o meio interplanetário, contribuindo para formar o campo magnético interplanetário.

O vento solar não é o único mecanismo de perda de energia do Sol, há também o processo de emissão de ondas eletromagnéticas (Luminosidade). Entretanto, mesmo com a combinação desses dois agentes de perda, a quantidade de matéria perdida, quando comparada com a massa total do Sol é irrisória (MEYER-VERMET, 2007).

Conforme o vento solar se expande, ele se torna mais rarefeito, embora permaneça dentro de uma cavidade no espaço interestelar denominada Heliosfera. No interior dessa região, os efeitos físicos são governados pelas características do vento solar. Na fronteira entre a heliosfera e o espaço interestelar, há uma região caracterizada pela turbulência, cujo nome é Heliopausa (LANG, 2001).

Partículas eletricamente carregadas, comumente denominadas de raios cósmicos, movimentam-se no interior da Heliosfera. Isso faz com que essas partículas sofram alterações na sua trajetória original (ou modulações), provocadas por variações do campo magnético ocorridas no interior dessa cavidade (OLIVEIRA, et.al, 2014).

1.2. Os raios cósmicos

No final do século XIX, os físicos sabiam que a descarga espontânea dos eletroscópios ocorria porque o gás, em torno das folhas dos eletroscópios, estava sempre levemente ionizado. Contudo, a causa da ionização desse gás ainda era objeto de pesquisa. Na época, já se sabia que elementos radioativos geravam radiação capaz de ionizar eletroscópios. Isso fez com que grande parte da comunidade científica pensasse que a observação dos gases ionizados era somente o resultado de algum tipo de radiação fraca provocada por algum material radioativo na crosta terrestre. Para constatar essa hipótese, a solução era medir o tempo que os eletroscópios levavam para descarregar em diferentes altitudes (ROSSI, 1964).

Em 1912 em Aussig na Austria, um físico austríaco denominado Victor F. Hess e outros dois tripulantes, um navegador e um meteorologista, subiram à bordo de um balão e voaram até Pieskow, uns 50 km de Berlin. À bordo desse balão Hess levou consigo três eletroscópios, enquanto que seus companheiros tomavam conta da navegação e medidas de altitude e pressão. Durante a viagem Hess mediu o tempo de descarga desses eletroscópios em diferentes altitudes.

Victor F. Hess verificou através de suas medidas que os eletroscópios descarregavam mais rapidamente à medida que a altitude aumentava e concluiu em seu trabalho, publicado em novembro de 1912, que (edição do jornal alemão *Physikalische Zietshriff*)¹: “Os resultados das minhas

¹ Texto original: “The results of my observations are best explained by the assumption that radiation of very great penetrating power enters our atmosphere from above”

observações são mais bem explicados pelo pressuposto de que uma radiação de grande poder de penetração entra na nossa atmosfera de cima”. Na época em que seu trabalho foi publicado, ele não foi bem recebido pela comunidade científica. O resultado de seu trabalho só foi aceito alguns anos mais tarde, quando Robert A. Milikan realizou um experimento semelhante e obteve os mesmos resultados. Em seu trabalho, Milikan chamou a radiação ionizante descrita por Hess de raios cósmicos, nome esse que perpetua até hoje (ROSSI, 1964; SCHLICKEISER, 2002).

Atualmente, sabe-se que os raios cósmicos são partículas eletricamente carregadas, com energias entre MeV e ZeV, que bombardeiam a Terra. Embora o nome possa sugerir, raios cósmicos não estão relacionados à radiação eletromagnética, se tratando exclusivamente de partículas que se movem com uma fração considerável da velocidade da luz (SANDSTRÖM, 1964; ROSSI, 1964).

A maneira como essas partículas cósmicas chegam na Terra apresenta alguns padrões periódicos. Dentre essas variações periódicas da intensidade de raios cósmicos observada na Terra, este trabalho dissertativo tratou exclusivamente da variação diurna.

1.3. Variação diurna

Para compreender o efeito da variação diurna da intensidade de raios cósmicos observada na superfície terrestre e conseguir realizar as análises mostradas nos capítulos posteriores, será necessário um breve estudo de alguns conceitos básicos, como, por exemplo, o comportamento de partículas carregadas na presença de um campo magnético, a formação do campo magnético interplanetário e a formulação da equação de Parker.

1.3.1. Partículas eletricamente carregadas e campos magnéticos

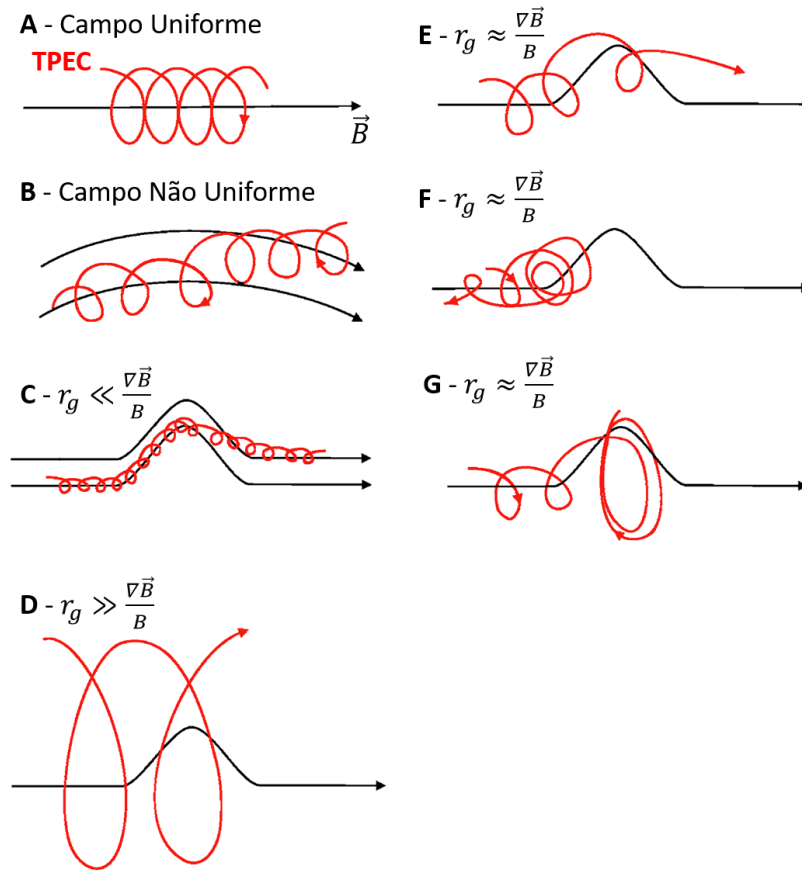
Sabe-se que quando partículas eletricamente carregadas estão imersas em um campo magnético uniforme, elas executam uma trajetória helicoidal ou circular em torno das linhas de campo, dependendo do ângulo entre a

velocidade da partícula e o campo. A equação que descreve o raio de giro da partícula, em torno do centro de giro, quando o ângulo entre o campo magnético e a velocidade da partícula é 90° (MORAAL,2013), é:

$$r_g = \frac{p}{qB} \quad (1.1)$$

Essa equação tem sua origem na força de Lorentz. A partir dela é possível deduzir que o raio de giro depende do momento da partícula (p) e do campo magnético (B) no qual ela viaja. Como há situações em que o campo magnético varia no espaço e/ou no tempo, a trajetória da partícula em torno da linha de campo também irá variar. Na figura abaixo, são ilustrados alguns exemplos de possíveis alterações da trajetória de partículas eletricamente carregadas trafegando num campo magnético não uniforme.

Figura 1.2 - Mudanças na trajetória de uma partícula eletricamente carregada (TPEC, linhas vermelhas) de acordo com a configuração do campo magnético (\vec{B} , linhas pretas).



Na situação (a), a partícula viaja em um campo magnético uniforme com um raio de giro descrito pela equação (1.1). Em (b), o campo magnético não é uniforme e, devido à derivas associadas ao gradiente de curvatura de \vec{B} , a partícula acaba se anexando a uma linha vizinha àquela que trafegava anteriormente. Nas situações (c), (d), (e), (f) e (g) observam-se deformações similares em \vec{B} , porém a alteração na trajetória da partícula, em cada um dos casos, é diferente variando, principalmente, devido à relação entre o raio de giro da partícula (r_g) e o tamanho da deformação (dado por $\nabla\vec{B}/B$). Na situação (c), o r_g é muito menor do que a deformação, nesse caso a partícula sofre uma deriva para a linha de campo adjacente. Em (d), o raio de giro da partícula é muito maior do que $\nabla\vec{B}/B$, por esse motivo, ela atravessa a deformação sem “percebê-la”. Nas situações (e), (f) e (g) o raio de giro e a deformação tem aproximadamente a mesma ordem de grandeza, nesses casos, dependendo da fase de giro no momento em que ela se aproxima da deformação, a partícula pode sofrer uma deriva para outra linha (e), ser refletida (f) ou ficar presa na deformação (g).

Fonte: Imagem modificada de (MORAAL,2013).

Desta forma, as partículas cósmicas que trafegam no meio interplanetário, e possuem raio de giro menor ou similar ao tamanho dessa região do espaço, terão suas trajetórias fortemente influenciadas pelo campo magnético do meio devido a sua configuração espacial disforme e as variações temporais transientes associadas a fenômenos solares.

1.3.2. Campo magnético interplanetário

Embora a análise qualitativa acima esteja correta, ela não especifica a origem do campo magnético interplanetário e, por conseguinte, sua forma no espaço, ou mesmo os agentes que poderiam alterar sua configuração ao longo do tempo.

Para iniciar um tratamento mais quantitativo a respeito da formação do campo magnético interplanetário, trata-se o plasma do vento solar como um fluido, de forma que a variação temporal do seu campo magnético, seja dada por:

$$\frac{\partial \vec{B}}{\partial t} = \vec{\nabla} \times (\vec{u} \times \vec{B}) + \eta_m \nabla^2 B \quad (1.2)$$

onde \vec{u} é o vetor velocidade média das partículas do vento solar, η_m é a viscosidade magnética, \vec{B} é o vetor campo magnético do meio interplanetário e B é seu módulo.

Como pode ser observado acima, essa equação possui dois termos em seu lado direito, o primeiro é denominado termo de fluxo ou convecção, e representa a tendência das linhas de campo de estarem “congeladas” no fluido, ou seja, as linhas de campo se movem junto com o fluido. O segundo termo, denominado termo de difusão, representa a difusão das linhas de campo através do fluido condutor (STURROCK,1994). Esses dois efeitos competem entre si, porém para analisar qual dos dois é dominante, é interessante utilizar o seguinte parâmetro adimensional, denominado número magnético de Reynolds:

$$R_m = \frac{uL}{\eta_m} = \frac{\text{termo de convecção}}{\text{termo de difusão}} \quad (1.3)$$

onde o L representa o comprimento característico.

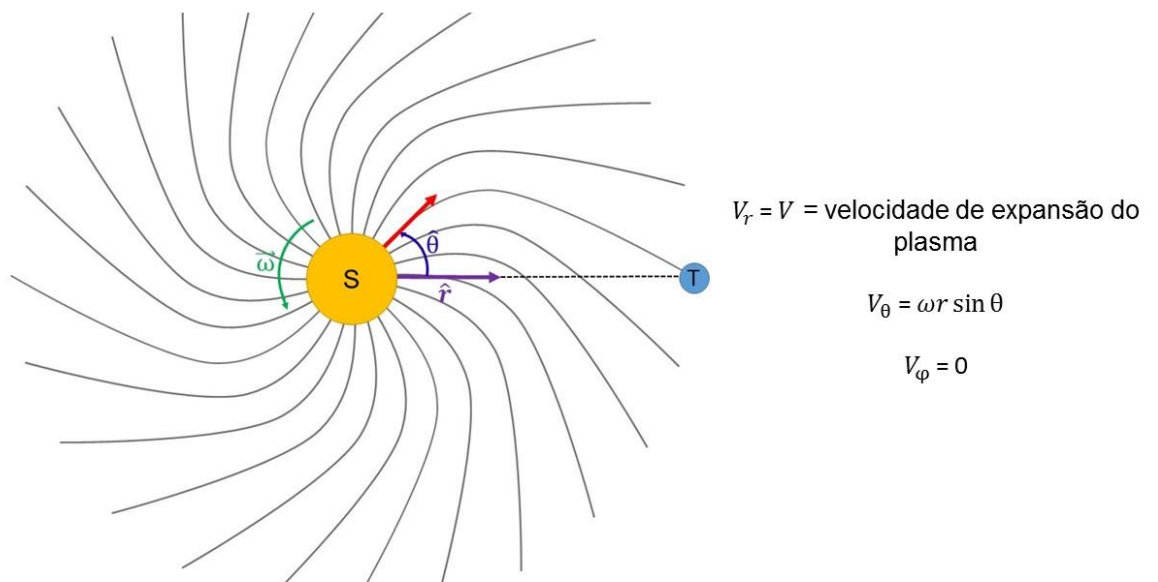
Quando o número magnético de Reynolds (R_m) é muito menor do que um, o termo dominante é o de difusão. Entretanto, caso o número magnético de Reynolds seja muito maior do que um, o termo de convecção domina. Como o vento solar é um plasma altamente condutor, o termo de convecção domina. Logo, o vento solar carrega consigo as linhas de campo magnético que estavam presas ao Sol e, ao se expandir pelo espaço interplanetário, forma o campo magnético interplanetário.

O vento solar é expelido radialmente e continuamente, contudo, devido ao movimento de rotação do Sol e ao fato de que as linhas de campo estejam congeladas no plasma, a configuração geométrica espacial das linhas forma uma espiral, denominada espiral de Parker. Desta forma, é possível inferir que a velocidade do vento solar possui três componentes (utilizando um sistema de coordenadas esférico, rotacionando com o Sol e com $\varphi = 0$ ao longo do eixo de rotação), conforme mostrado nas equações inclusas na Figura 1.3. Sabe-se que a componente V_φ é zero, restando apenas duas componentes: uma relativa a velocidade de expansão radial e a outra relativa a rotação do Sol.

A direção do campo magnético principal dipolar do Sol é oposta em cada um dos hemisférios (entrando ou saindo do Sol). Na região equatorial existe uma lâmina de corrente, que separa as linhas (de direções mutuamente opostas originadas nos hemisférios do Sol) e impede que elas “explodam” ao fazerem contato uma com a outra. Essa lâmina é inclinada em relação ao equador solar (aproximadamente 7°), isso faz com que, um observador na Terra, perceba que a lâmina possui estrutura ondulada, e essa ondulação permite que a Terra cruze essa lâmina pelo menos uma vez em cada rotação solar. Esse cruzamento é a causa das fronteiras setoriais, regiões entre setores magnéticos (TASCIONE, 2010).

O campo magnético interplanetário consiste de vários setores, com sentidos de campo magnético mutuamente opostos, como pode ser observado na Figura 1.4, ou seja, há setores em que o campo está apontando para dentro do Sol, enquanto em outros, o campo está apontando para fora do Sol. É importante ressaltar que essa estrutura de larga escala intersecta a Terra, quando o ângulo θ é de aproximadamente 45° , em condições normais de vento solar.

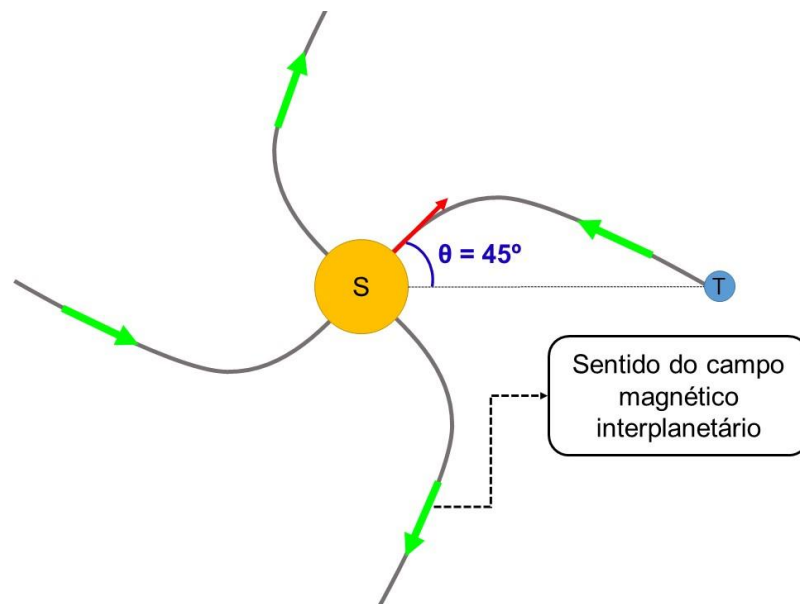
Figura 1.3 – Esquema da configuração espacial das linhas de campo magnético interplanetário e equações que mostram as componentes do vetor velocidade do vento solar.



O vetor $\vec{\omega}$ representa a velocidade angular em que o Sol gira em torno de si mesmo e os vetores unitários \hat{r} e $\hat{\theta}$ estão associados ao sistema de coordenadas esféricas adotado. A letra “S” no centro do círculo amarelo representa Sol e a letra “T” no centro do círculo azul representa Terra.

Fonte: produção da autora.

Figura 1.4 – Esquema que ilustra esquematicamente o sentido do campo magnético interplanetário.



As setas verdes, posicionadas sobre as linhas de campo, ilustram o sentido do campo magnético interplanetário (mutuamente opostas). A figura também mostra o ângulo, entre a direção Sol-Terra e a linha de campo magnético, que cruza nosso planeta. A letra “S” no centro do círculo amarelo representa Sol e a letra “T” no centro do círculo azul representa Terra.

Fonte: produção da autora.

1.3.3. Equação de Parker

Já que o espaço interplanetário está imerso em campo magnético, é natural se perguntar como ele modula a chegada de partículas cósmicas na Terra, uma vez que é flutuante no tempo e no espaço. Esta tarefa não é simples, mas alguns avanços nesse sentido já foram realizados por Parker (1965). Para iniciar qualquer modelo teórico é interessante reduzir a situação física real a uma idealizada o mais simples possível. Com esta finalidade, imagina-se que a taxa em que partículas cósmicas atravessam determinado volume seja igual à taxa de partículas fluindo através de uma superfície fechada em torno de um volume, além da taxa em que as partículas são criadas ou destruídas (devido a processos físicos), definindo assim a equação da continuidade descrita pela Equação (1.4):

$$\frac{dN}{dt} = - \oint \vec{S} \cdot d\vec{a} + Q \quad (1.4)$$

onde \vec{S} é o fluxo de densidade de transmissão (soma vetorial da quantidade líquida de partículas), ou seja, a quantidade de partículas que atravessa a superfície fechada, Q é a função fonte e N é a densidade de partículas no volume.

Utilizando o teorema do divergente, Equação (1.5), e a Equação (1.6) abaixo, chega-se a Equação (1.7):

$$\oint \vec{S} \cdot d\vec{a} = \int \vec{\nabla} \cdot \vec{S} dV \quad (1.5)$$

$$N = \int n dV \quad (1.6)$$

$$\frac{\partial n}{\partial t} + \vec{\nabla} \cdot \vec{S} = q' \quad (1.7)$$

onde q' é fonte ou sumidouro de partículas por unidade de volume.

Devido ao transporte das linhas de campo magnético interplanetário pelo vento solar e ao espalhamento das partículas devido às irregularidades desse campo, o fluxo de partículas pode ser dividido em duas partes, uma convectiva relacionada a velocidade de expansão do vento solar e outra difusiva, relacionada a configuração espacial e temporal do campo magnético interplanetário. O fluxo convectivo é simples, e conforme descrito na Equação (1.8), apresenta a mesma direção da velocidade do vento solar. Por outro lado, conforme mostrado na Figura (1.9), o fluxo difusivo é mais complexo, dependendo do gradiente de densidade ($\vec{\nabla}n$) das partículas cósmicas e de um fator relacionado ao seu espalhamento nas irregulares do campo magnético interplanetário (k):

$$\vec{S}_{\text{convectivo}} = n\vec{V} \quad (1.8)$$

$$\vec{S}_{\text{difusivo}} = -k \vec{\nabla}n \quad (1.9)$$

onde \vec{V} é a velocidade do plasma, k é o coeficiente difusivo e n é a densidade do plasma.

Num meio onde não há campo magnético ou esse é constante, o movimento das partículas devido ao processo difusão seria antiparalelo a direção do gradiente de densidade dessas partículas na Heliosfera. Porém, como já discutido acima, o espalhamento de partículas eletricamente carregadas devido as deformações de campo magnético é bastante complexo. Considerando-se o alto grau de irregularidade do campo magnético interplanetário, é possível dizer que o processo difusivo (ou espalhamento) dos raios cósmicos na Heliosfera ocorre de forma quase randômica. Para facilitar seu estudo, o fluxo difusivo costuma ser decomposto em duas componentes, uma paralela à linha do campo interplanetário e outra perpendicular ao mesmo (Equação (1.10) abaixo).

$$\vec{S}_{\text{difusivo}} = k_{\parallel} \vec{\nabla} n_{\parallel} + k_{\perp} \vec{\nabla} n_{\perp} \quad (1.10)$$

sendo que k_{\parallel} e n_{\parallel} são as componentes paralelas do coeficiente difusivo e da densidade, respectivamente, e k_{\perp} e n_{\perp} são as componentes perpendiculares do coeficiente difusivo e da densidade do plasma.

No caso em que as partículas estão isotropicamente distribuídas, o fluxo devido apenas à deriva relacionada à curvatura e ao gradiente do campo magnético interplanetário pode ser descrito da seguinte forma:

$$\vec{S}_{\text{deriva}} = \frac{1}{3} \frac{\beta P}{B^2} \vec{B} \times \vec{\nabla} n \quad (1.11)$$

Combinando-se o termo devido a deriva com às componentes paralela e perpendicular do fluxo difusivo, o termo k na Equação (1.9), que representa o espalhamento das partículas cósmicas devido as irregularidades de campo magnético interplanetário, pode ser escrito como um tensor. Como é mostrado na Equação (1.12), esse tensor, comumente chamado de tensor de difusão, é dado por três componentes, uma paralela (k_{\parallel}), uma perpendicular (k_{\perp}) e outra assimétrica (k_a) as linhas do campo magnético interplanetário:

$$\vec{k} = k_{ij} = \begin{bmatrix} k_{||} & 0 & 0 \\ 0 & k_{\perp} & k_a \\ 0 & k_a & k_{\perp} \end{bmatrix} \quad (1.12)$$

Portanto, somando-se o fluxo convectivo e o fluxo difusivo, o fluxo total de partículas cósmicas no interior da Heliosfera é:

$$\vec{S} = n\vec{V} - \vec{k} \cdot \vec{\nabla}n \quad (1.13)$$

Onde \vec{V} é a velocidade do plasma e n é a densidade do plasma.

Substituindo-se essa equação em (1.7), obtém-se:

$$\frac{\partial f}{\partial t} + \vec{\nabla} \cdot (n\vec{V}f - \vec{k} \cdot \nabla f n) + \frac{1}{p^2} \frac{\partial}{\partial p} (p^2 \langle \dot{p} \rangle f) = q \quad (1.14)$$

Considerando-se a relação dada pela Equação (1.15), entre a densidade (n), o momento (p) e a função distribuição (f) do fluxo de partículas cósmicas, é possível escrever, em coordenadas esféricas, à seguinte equação de transporte de partículas cósmicas (Equação (1.16)).

$$n = \int 4\pi p^2 f dp \quad (1.15)$$

$$\frac{\partial f}{\partial t} + \vec{\nabla} \cdot (\vec{V}f - \vec{k} \cdot \nabla f) + \frac{1}{p^2} \frac{\partial}{\partial p} (p^2 \langle \dot{p} \rangle f) = q' \quad (1.16)$$

Parker, por sua vez, observou que os campos do vento solar se expandem devido a uma divergência positiva da velocidade e que isso, portanto, provocaria uma mudança significativa na taxa de variação de momento da partícula (representada na Equação (1.17)), denominada resfriamento adiabático.

$$\frac{\langle \dot{p} \rangle}{p} = -\frac{1}{3} \vec{\nabla} \cdot \vec{V} \quad (1.17)$$

Portanto, a equação de transporte, incluindo o termo de resfriamento adiabático, é:

$$\frac{\partial f}{\partial t} + \vec{\nabla} \cdot (\vec{V}f - \vec{k} \cdot \nabla f) - \frac{1}{3p^2} (\vec{\nabla} \cdot \vec{V}) \frac{\partial}{\partial p} (p^3 f) = q \quad (1.18)$$

Esta última equação foi apresentada por Parker em 1965, mas ainda não é a equação que representa o transporte de partículas cósmicas na Heliosfera. Pouco tempo depois, em 1968, Gleeson e Axford incluíram outro termo na equação. Esse trabalho mostrou que, o fluxo convectivo deve ser corrigido pelo efeito Compton-Getting quando o mesmo for medido em diferentes referenciais, e introduziu um coeficiente dado pela Equação (1.19), fazendo com que a Equação (1.18), após alguns ajustes algébricos, chegue a sua configuração final (1.20):

$$C = \frac{-1}{3} \frac{\partial \ln f}{\partial \ln p} \quad (1.19)$$

$$\frac{\partial f}{\partial t} + \vec{\nabla} \cdot (\vec{V}f - \vec{k} \cdot \nabla f) - \frac{1}{3} (\vec{\nabla} \cdot \vec{V}) \frac{\partial f}{\partial \ln p} = q \quad (1.20)$$

A equação de transporte de partículas cósmicas possui outras soluções, contudo, o escopo deste capítulo é apenas obter uma visão mais qualitativa dos fenômenos que promovem a modulação do fluxo das partículas (os “agentes que promovem os fluxos”/causas dos fluxos) e assim entender os agentes responsáveis pelas variações periódicas do fluxo de partículas cósmicas observadas na superfície terrestre.

1.3.4. Definição de variação diurna

Como todas as análises matemáticas foram fundamentadas no conceito de fluxo (a origem da equação de Parker é a equação da continuidade), é interessante escolher uma quantidade que represente a direção de maior concentração de partículas, ou seja, a direção resultante do vetor fluxo de partículas associado a determinado fenômeno; esse vetor é comumente denominado vetor anisotropia.

A variação diurna da intensidade de raios cósmicos observada na superfície terrestre é causada, principalmente, pela combinação dos processos de difusão e convecção. Considerando-se apenas o espaço próximo à Terra, as derivas devido a configuração de grande escala do campo magnético interplanetário (gradiente e curvatura) não são muito significativas. Da mesma forma, os processos de perda de energia

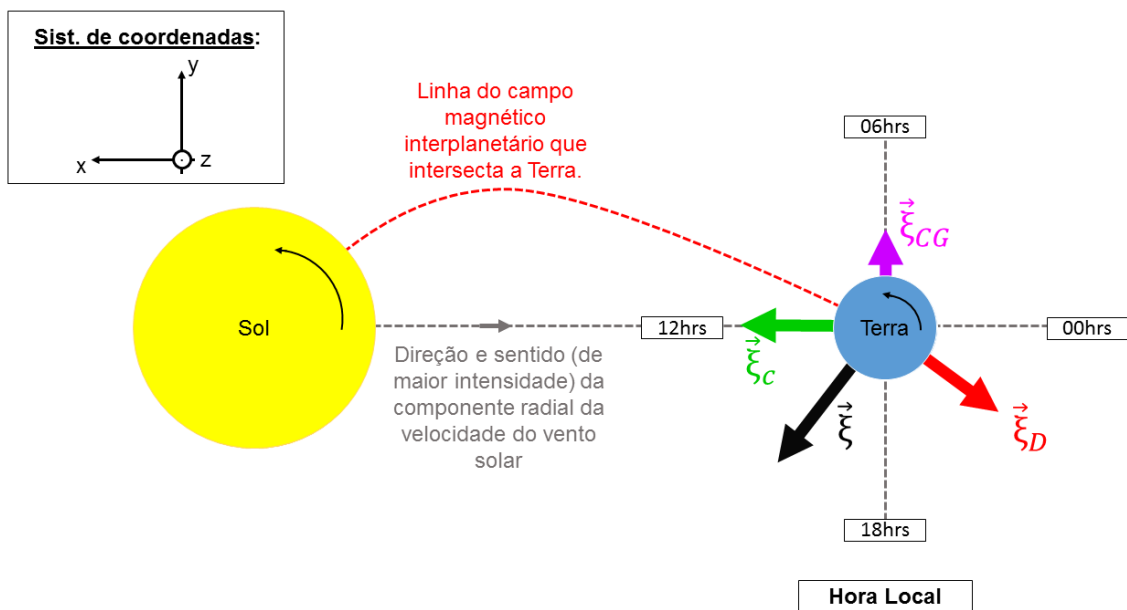
(expansão adiabática) também só são importantes em estudos envolvendo uma análise do fluxo de raios cósmicos em toda a Heliosfera e pode ser desprezado quando se leva em conta regiões próximas a Terra. Como seu nome já diz, a variação diurna consiste numa variação tipo harmônica, com periodicidade de um dia, e é caracterizada por um valor máximo (amplitude) e uma fase (tempo em que a amplitude da distribuição é máxima) (CHILINGARIAN & MAILYAN, 2009). Para um observador na Terra, há também uma pequena influência de um processo denominado Efeito Compton-Getting, que diz que um observador em um referencial em movimento irá observar um aparente fluxo de raios cósmicos na direção contrária àquela em que seu referencial se move. A componente associada ao efeito Compton-Getting pouco contribui para as flutuações da fase e da amplitude, quando comparada a convecção e difusão (MENDONÇA, 2015; MUNAKATA et. al, 2014).

Na Figura 1.5, pode-se observar uma representação de como a combinação desses três processos define a fase e a amplitude da variação diurna observada, em um detector situado na superfície da Terra. Devido ao processo de convecção (“arraste” pelo vento solar), espera-se uma maior concentração de raios cósmicos na direção das doze horas, resultando num vetor anisotropia, devido a convecção ($\vec{\xi}_C$), apontando nessa direção. Como a quantidade de partículas cósmicas fora da Heliosfera é maior do que dentro e a difusão paralela é muito superior a difusão perpendicular, espera-se que o vetor anisotropia devido a difusão ($\vec{\xi}_D$) mostre uma maior concentração de raios cósmicos na direção paralela a linha do campo magnético interplanetário no lado não voltado para o Sol. Como a Terra não é um referencial fixo (translada em torno do Sol), devido ao Efeito Compton-Getting, há um aumento aparente na concentração de raios cósmicos na direção contrária e esse movimento resultando em um vetor anisotropia ($\vec{\xi}_{CG}$) apontando na direção das 06 horas locais.

Somando-se os vetores anisotropia associados a esses três fenômenos citados acima, haverá uma prevalência dos processos de difusão e convecção, logo o vetor anisotropia resultante apontará na direção entre 12

e 18 horas locais. O que indica que a variação diurna causada pela combinação dos processos de difusão, convecção e Compton-Getting, apresentará seu máximo valor nesse período. Se, por algum motivo, o processo de convecção for dominante, a fase da variação diurna tenderá a ocorrer próximo das 12 horas locais. Já no caso em que o processo de difusão é dominante, o pico da intensidade do fluxo ocorrerá mais próximo das 18 horas locais (MENDONÇA, 2015).

Figura 1.5 - Representação dos vetores responsáveis pela variação diurna.



O vetor anisotropia associado a difusão de partículas ($\vec{\xi}_D$) cósmicas está localizado na direção da linha de campo que intersecta a Terra. O vetor anisotropia associado a convecção $\vec{\xi}_C$, ocorre devido à expansão radial do plasma solar e, por esse motivo, está localizado na região de menor distância Sol-Terra. O vetor anisotropia associado ao efeito Compton-Getting ($\vec{\xi}_{CG}$) representa a anisotropia aparente no fluxo de raios cósmicos que é observada por um observador localizado na Terra devido ao seu movimento de translação. A figura representa também o vetor anisotropia associado ao efeito compton-getting $\vec{\xi}_{CG}$ (componente minoritária, já que o movimento de rotação da Terra é quase uniforme). A soma vetorial de todos os vetores anisotropia é o vetor $\vec{\xi}$, que indica a região de maior concentração e raios cósmicos e, logo, o período em que ocorre o máximo da variação diurna.

Fonte: produção da autora.

1.3.5. Cálculo da variação diurna

Para a análise da variação diurna realizada neste trabalho, utilizou-se a intensidade de raios cósmicos medida pelo detector multidirecional de múons instalado em São Martinho da Serra (mais detalhes encontram-se no Capítulo 3).

Um dos objetivos deste trabalho é analisar qual anisotropia, convectiva ou difusiva, é dominante em diferentes situações. Para isso, utilizou-se uma ferramenta computacional, com o objetivo de obter a fase e a amplitude da variação diurna nos períodos selecionados. Essa ferramenta executa o ajuste dos dados através de uma função de aproximação harmônica, ou seja, uma função com a 'forma ideal da variação diurna da intensidade de raios cósmicos', que está descrita abaixo:

$$f(t_i) = B \cos(wt_i + \psi) \quad (1.21)$$

sendo t_i a hora local do lugar onde se encontra o detector; $f(t_i)$ a intensidade de raios cósmicos em relação a média do dia observada na hora t_i , B a amplitude, w a frequência angular e ψ a fase da variação diurna (KUDELA et. al., 2008; CHILINGARIAN & MAILYAN, 2009; FIROZ, 2008).

Para realizar o ajuste, e obter a amplitude e a fase da variação diurna, utilizou-se a função CURVEFIT do IDL (BEVINGTON, 1969). Esta função calcula o ajuste de mínimos quadrados de uma função não linear, fornecida pelo usuário (o único critério para utilizá-la é que as derivadas parciais da função fornecida sejam conhecidas ou aproximadas). Como a função criada para realização do ajuste é dada pela Equação (1.21), que possui derivadas parciais conhecidas, é possível calcular os parâmetros B e ψ levando-se em consideração o comportamento da intensidade de raios cósmicos observada pelo detector de São Martinho da Serra. No entanto, como esse detector encontra-se na superfície de nosso planeta e observa partículas cósmicas secundárias, ele é influenciado por fenômenos terrestres que podem obscurecer a variação diurna. Por esse motivo, como será mostrado no capítulo 4, é preciso analisar e remover esses efeitos

terrestres antes de se realizar a análise da variação diurna de raios cósmicos.

1.4. Campo geomagnético e a atmosfera terrestre

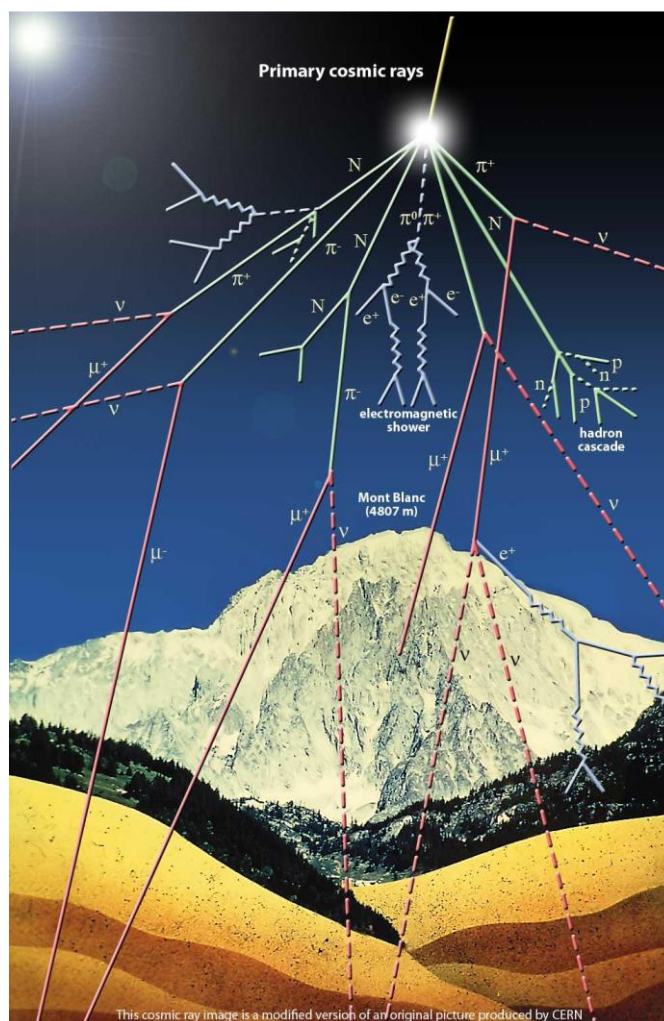
Na seção anterior discutiu-se, dentre outros assuntos, que a trajetória de partículas eletricamente carregadas sofre desvios quando são inseridas em uma região de campo magnético. Então, como a Terra é envolvida por um campo magnético (esse campo se assemelha a um campo de dipolo localizado no centro da Terra), quando partículas cósmicas se aproximam desse campo, elas são defletidas por ele.

A direção do desvio sofrido pela partícula depende, além de características intrínsecas do campo, da carga elétrica da mesma. Isso significa que, se duas partículas eletricamente carregadas com cargas mutuamente opostas e mesmo momento linear, forem inseridas na mesma direção em um campo magnético, o desvio sofrido por elas será o mesmo porém em direções opostas. Entretanto, se a partícula não for eletricamente carregada (como é o caso dos nêutrons) ela não sofrerá deflexão (ROSSI,1964).

Como os múons são originados de partículas positivamente carregadas (em geral prótons), a direção em que o campo geomagnético deflete as partículas é a mesma para todos os múons na mesma região do espectro de energia (desconsiderando perturbações no campo geomagnético).

Depois que a partícula cósmica consegue atravessar o campo geomagnético, ela irá interagir com a atmosfera terrestre. Há uma maneira de classificar as partículas cósmicas de acordo com sua interação com a atmosfera: partículas cósmicas primárias e secundárias. O primeiro grupo trata-se de raios cósmicos que não interagiram com a atmosfera terrestre (i.e vagam no espaço), enquanto que o segundo grupo, corresponde a partículas geradas como subprodutos da interação das partículas primárias com a atmosfera.

Figura 1.6– Representação do chuva de partículas.



Fonte: <http://eduobservatory.org/olli/CosmicRays/Week1.html>

O processo no qual as partículas secundárias são formadas é conhecido por “chuveiro cósmico”. Quando uma partícula cósmica primária colide com uma molécula de ar, ela rompe o núcleo dessa, resultando na produção de várias partículas de alta energia que, após o choque, movimentam-se próximas a velocidade da luz, golpeando outras moléculas de ar que estão em volta, produzindo novas partículas. Essa produção em cadeia cresce à medida que as partículas geradas nas primeiras colisões decaem em partículas mais leves, como múons, neutrinos, raios gama, elétrons e pósitrons (SANDSTRÖM, 1964).

Dessa forma, o chuveiro de raios cósmicos pode ser dividido em três componentes: (I) a componente méson, formada por múons (μ) e píons (π), que podem ser positivos, negativos ou neutros; (II) a componente nucleônica, formada por prótons e nêutrons; e (III) componente eletromagnética, composta de fótons e elétrons.

2 OBJETIVOS

O objetivo geral deste trabalho é comparar as mudanças ocorridas na variação diurna da intensidade do fluxo de raios cósmicos relacionada à chegada de feixes de vento rápido nas proximidades da Terra e a mudanças no ciclo solar.

A fim de atingir esse objetivo, as seguintes ações específicas foram realizadas, considerando dados medidos no período entre 2007 e 2015:

- a) Analisar e corrigir as influências atmosféricas presentes na intensidade de múons observada na superfície terrestre;
- b) Comparar as mudanças de amplitude e fase da variação diurna ao longo de diferentes fases do ciclo solar utilizando os dados corrigidos na etapa acima;
- c) Utilizar os dados corrigidos no item a) e dados dos parâmetros do plasma do meio interplanetário para comparar a variação diurna observada em períodos calmos com aquela observada em períodos perturbados (antes, durante e depois da passagem de feixes de ventos rápidos).

3 INSTRUMENTAÇÃO E ANÁLISE DE DADOS

Este capítulo apresenta informações sobre a origem dos dados utilizados nos capítulos 4, 5 e 6, assim como suas peculiaridades, correções e alterações necessárias para sua utilização.

3.1. Detector multidirecional de múons de São Martinho da Serra

Neste trabalho, foram utilizados dados de raios cósmicos registrados por um detector de múons. Conforme é mostrado na Figura 3.1, o Observatório Espacial do Sul (OES/CRC/INPE – São Martinho da Serra(RS)) localiza-se em 29.44°S e 53.81°O, a 0.488km acima do nível do mar e apresenta uma rigidez geomagnética de corte de 9.3GV (i.e., por causa da configuração geomagnética na região não é possível a aproximação em direção a superfície de partículas primárias com energia superior a ~9GeV). O investigador principal deste instrumento é o Dr. Nelson Jorge Schuch, do CRS/INPE.

Figura 3.1 – Localização e foto externa do Observatório Espacial do Sul.



Fonte: Mapa modificado de Google Maps – localização São Martinho da Serra (RS).

Mais precisamente, este detector mede a intensidade e direção de incidência do fluxo de múons que o atravessa. Além disso, esse detector registra a pressão atmosférica e temperatura na sala em que se encontra. Entretanto, como essa sala possui um sistema de ar condicionado funcionando ininterruptamente, os dados de temperatura são utilizados somente para atestar que a eletrônica do detector não sofreu mudanças de temperatura.

O detector de São Martinho da Serra passou por diversas expansões desde o início de seu funcionamento, que aumentaram sua área de detecção como é mostrado na Tabela 3.1. No ano de 2016, ele passou por sua última expansão e assumiu sua configuração final idealizada no início do projeto. Essa última ampliação (Figura 3.2) foi realizada por uma equipe da qual fizeram parte: o Dr. Carlos Roberto Braga, o Dr. Rafael Rodrigues Souza de Mendonça, a Mestranda Ana Clara da Silva Pinto, do INPE de São José dos Campos; Cristian da Silva Kanopf e Gabriel Henrique da Rosa Vizcarra, alunos de Iniciação científica da UFSM. Há ainda a necessidade de instalação de algumas partes eletrônicas para o pleno funcionamento da

configuração completa do instrumento. Com essa nova configuração espera-se reduzir o erro e aumentar a confiabilidade das medidas.

Tabela 3.1 – Evolução temporal da área de detecção do detector de múons de São Martinho da Serra.

Área de detecção (m ²)	Período
4	03/2001 - 12/2005
28	01/2006 – 08/2012
32	09/2012 – atual
36	Futuro próximo

Fonte: produção da autora.

Figura 3.2 – Registros da última expansão do detector multidirecional de múons (Observatório Espacial do Sul - RS).

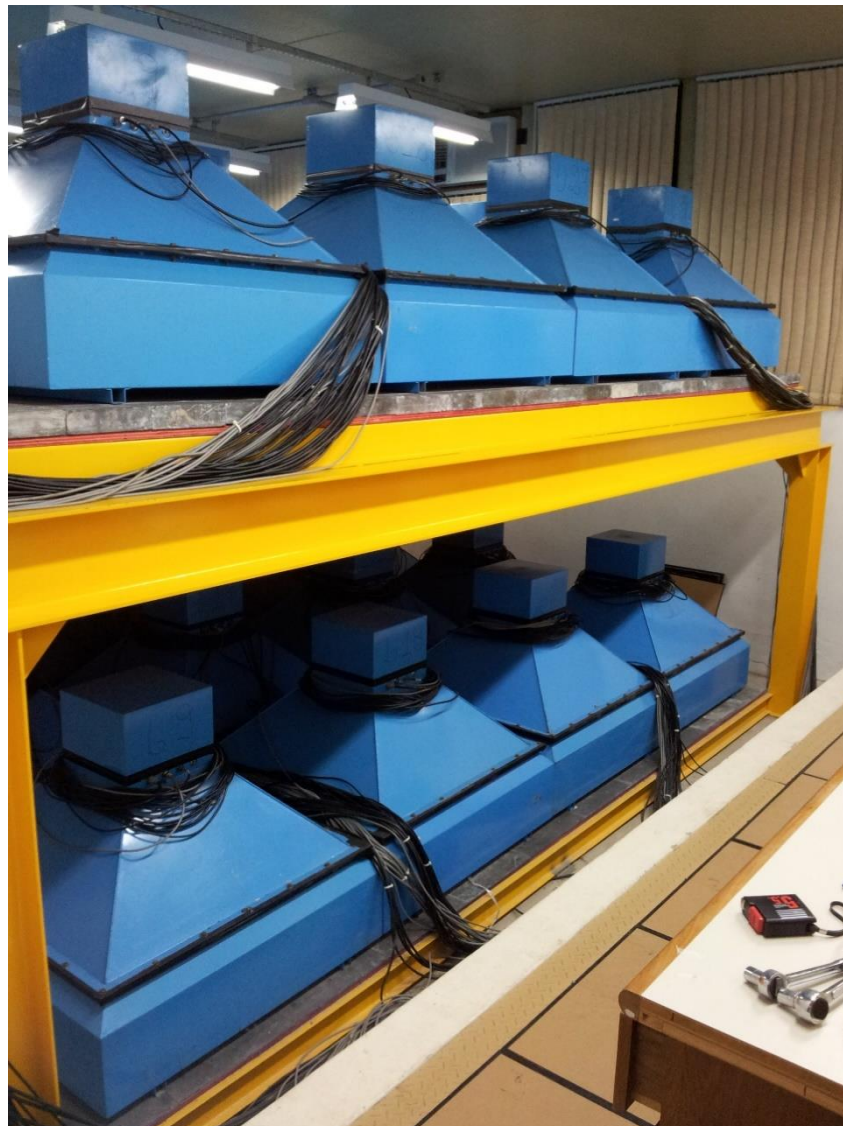


Fonte: produção da autora.

Conforme mostrado na Figura 3.3, o detector de São Martinho da Serra é composto por duas camadas horizontais de invólucros detectores com área de 1m². Durante a expansão de 2016, como mostrado na Figura 3.4, foram

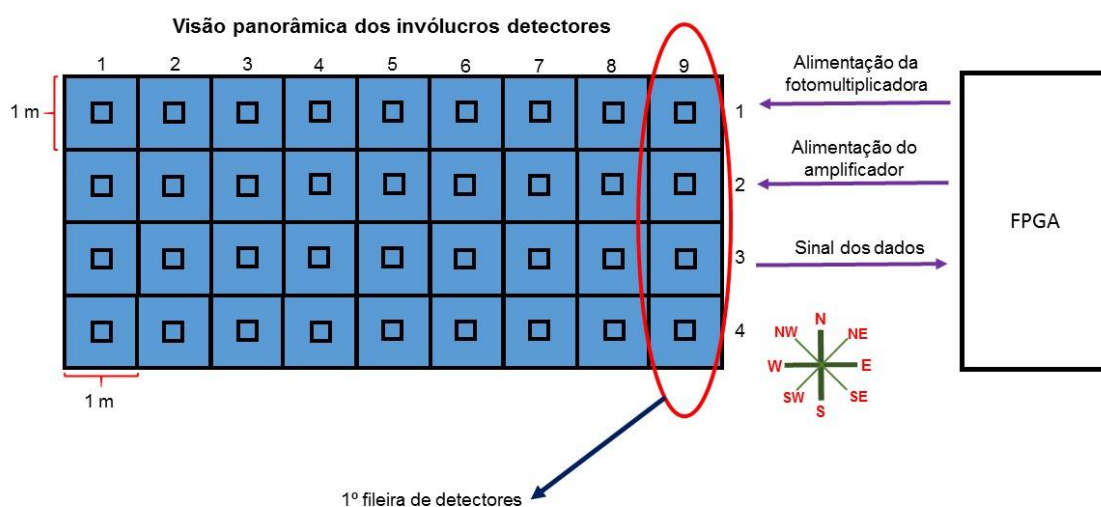
instalados 4 novos invólucros em cada camada, de forma que cada uma passou a ser composta por 36 detectores (36m² de área de detecção).

Figura 3.3 – Foto de perfil do detector multidirecional de múons de São Martinho da Serra.



Fonte: comunicação pessoal com o Dr. Carlos Roberto Braga.

Figura 3.4 - Visão panorâmica da disposição dos detectores superiores/inferiores.

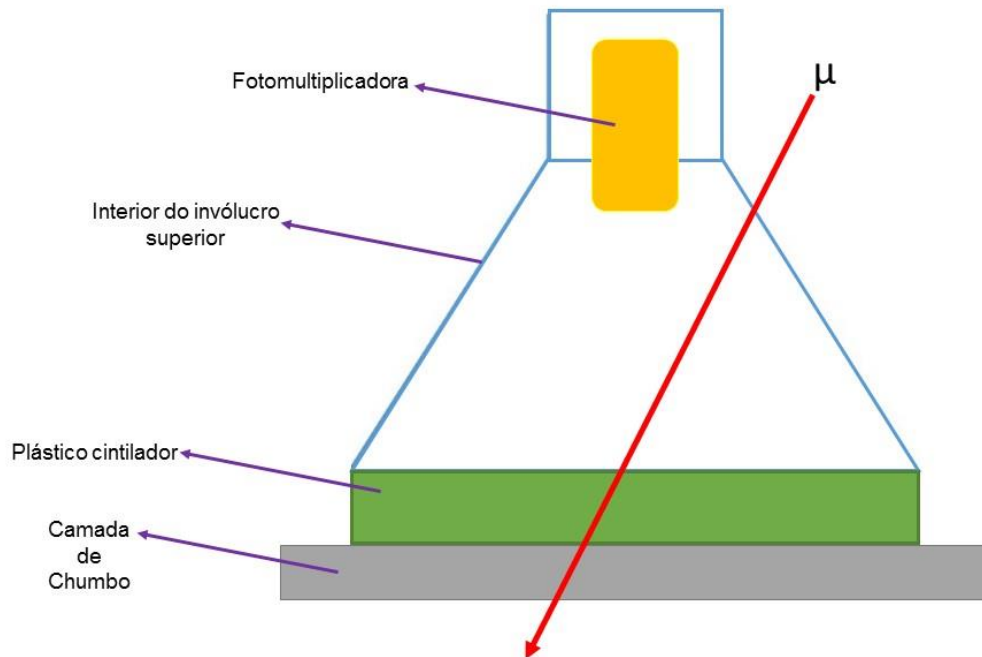


A setas roxas indicam direção da fonte de alimentação da fotomultiplicadora e do amplificador, assim como do sinal dos dados.

Fonte: produção da autora.

Conforme mostrado na Figura 3.5, na parte inferior de cada invólucro detector, existe uma conjunto de plásticos cintiladores, cuja característica marcante é sua sensibilidade a radiação ionizante. Ou seja, quando a partícula cósmica o atravessa, excita seus átomos constituintes, que ao retornarem para sua configuração inicial, liberam fótons no interior do invólucro.

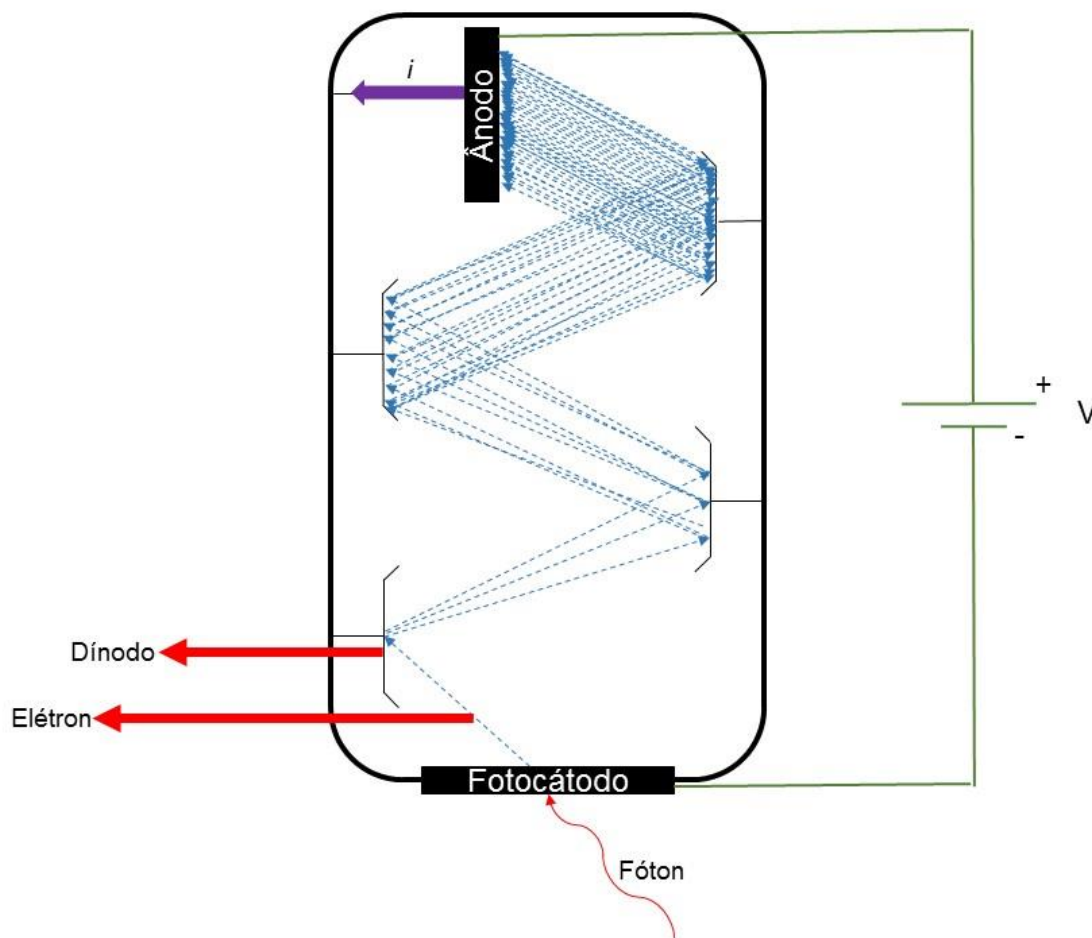
Figura 3.5 – Visão esquemática do interior do invólucro detector (contém o plástico cintilador e fotomultiplicadora), mostrando a passagem do múon pela casca de metal, plástico cintilador e camada de chumbo.



Fonte: produção da autora.

Na parte superior de cada invólucro há uma fotomultiplicadora que é capaz de transformar os fótons liberados pelos plásticos cintiladores em pulsos elétricos. Além disso, na base da fotomultiplicadora há um fotocátodo (metal), que transforma o fóton incidente em elétron através do efeito fotoelétrico (Figura 3.6).

Figura 3.6 – Imagem ilustrativa do funcionamento da fotomultiplicadora.



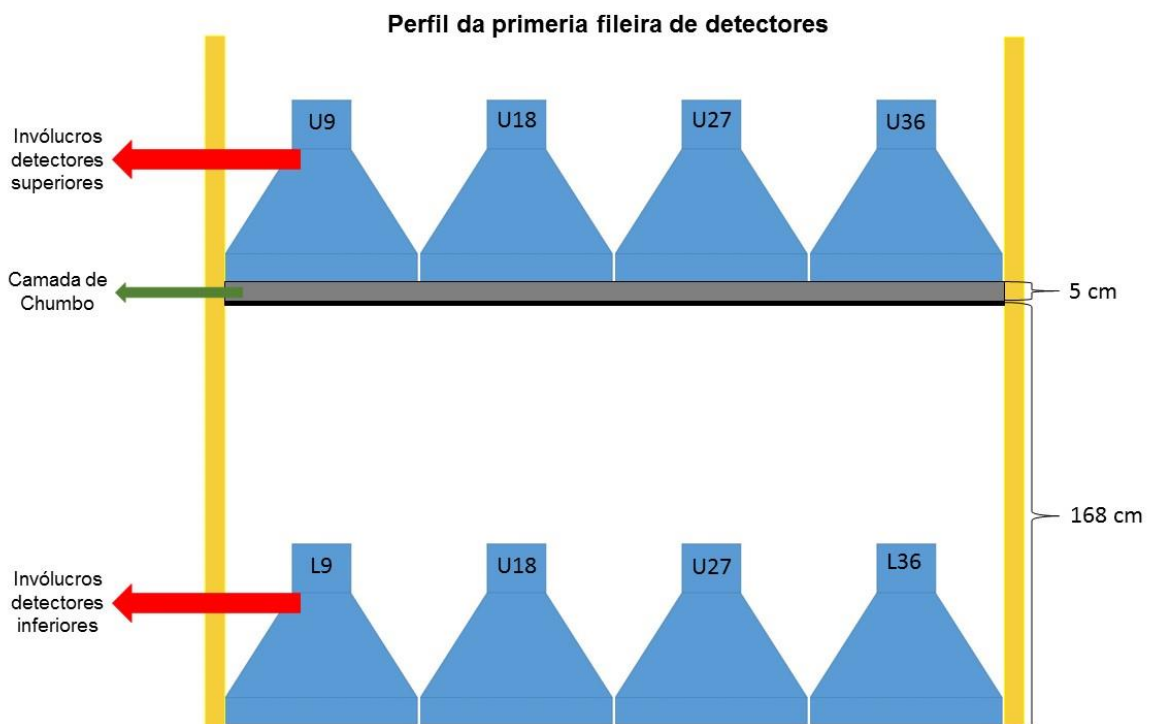
Fonte: produção da autora.

Dessa forma, toda partícula carregada com energia suficiente para excitar o conjunto de plásticos cintiladores será detectada por um invólucro detector. Afim de filtrar o fluxo de raios cósmicos desse imbróglio, utiliza-se um sistema de detecção por coincidência. Nesse sistema, somente as partículas que são detectadas por um invólucro superior e inferior num curtíssimo intervalo de tempo são consideradas. Como as partículas cósmicas de maior energia viajam com velocidades altíssimas, pode-se considerar que elas passam por um invólucro superior, cruzam a distância de 1,73 m (Figura 3.7) abaixo dele, e chegam a um invólucro inferior num intervalo de tempo menor que o limite para detecção em coincidência (da ordem de 200 ns). Logo, quando dois invólucros (um superior e um inferior) geram um pulso elétrico num intervalo de tempo menor que esse limite, o

sistema de detecção em coincidência identifica a passagem de uma partícula. Caso apenas um dos invólucros gere sinal, ele não será considerado.

Como o fluxo de múons de baixa energia (composto por partículas de origem cósmica e atmosférica) não é extremamente alto, o intervalo de detecção é pequeno o suficiente para evitar (em quase 100% dos casos) que duas partículas de baixa energia produzam uma falsa coincidência (i.e. uma delas ser detectada num invólucro superior e outra num invólucro inferior no mesmo período de tempo).

Figura 3.7 – Esquema de perfil dos invólucros superiores e inferiores.



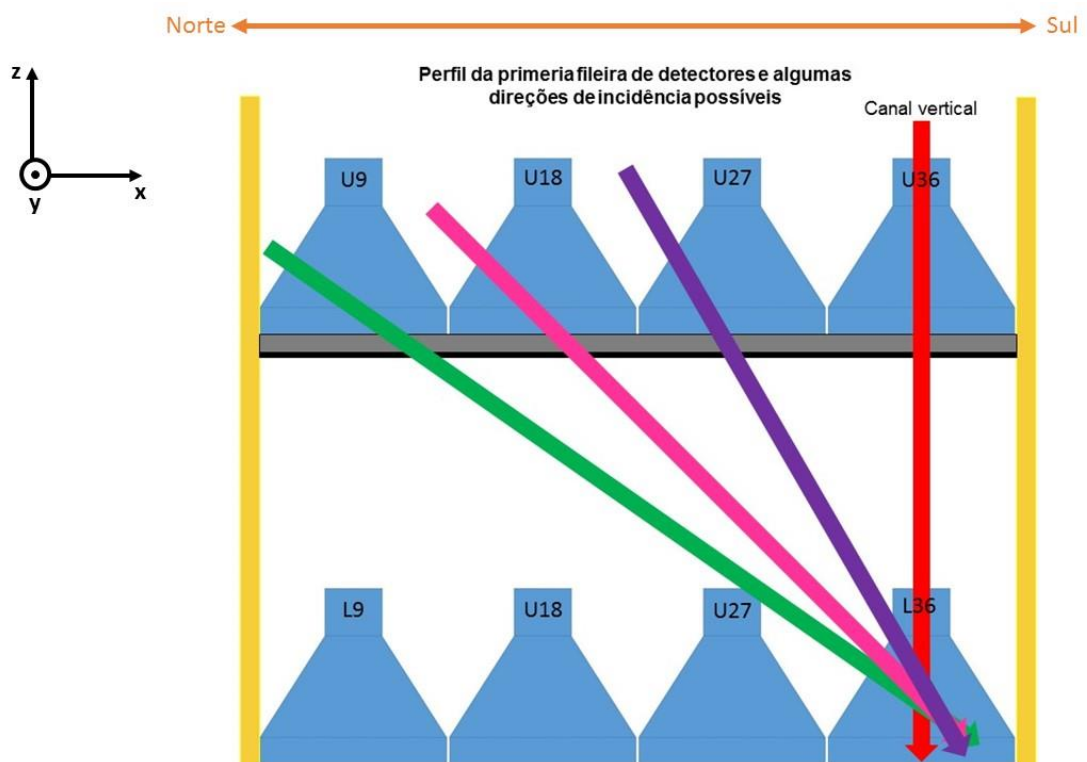
Fonte: produção da autora.

Além disso, para evitar a contagem de partículas de baixas energias (que podem ou não ser de origem cósmicas) em coincidência, há uma camada de chumbo de 5 cm de espessura entre os dois conjuntos de invólucros detectores (vide Figura 3.7, 3.4 e 3.8). Por causa dessa configuração, somente prótons com energia acima de 2,5 GeV serão observados pelo

sistema de detecção em coincidência. No caso dos múons, (partículas geradas de forma natural somente no chuva de raios cósmicos e que possuem alto poder de penetração), a energia de corte para sua detecção é de ~ 320 MeV.

Por meio do sistema de detecção em coincidência, é possível inferir a direção de incidência dos múons observados pelo detector. Como mostrado na Figura 3.8, ao verificar qual foi o invólucro superior e inferior que realizou uma detecção em coincidência é possível atribuir diferentes direções de observação. Neste trabalho, somente os dados referentes aos múons que incidem verticalmente sobre o detector (canal direcional vertical) foram utilizados.

Figura 3.8 - Esquema ilustrativo de múons atravessando os invólucros detectores superiores e inferiores com diferentes ângulos de incidência.



As setas coloridas indicam diferentes direções de incidência de múons que, apesar de chegarem num mesmo invólucro detector inferior, atravessaram diferentes invólucros detectores superiores e por isso não irão compor um mesmo sinal de dados direcional. Por exemplo, a partícula com direção de incidência representada pela seta vermelha, irá compor o sinal de dados do canal direcional vertical (na posição $[x,y]$ igual a $[0,0]$). A partícula com direção de incidência ilustrada pela

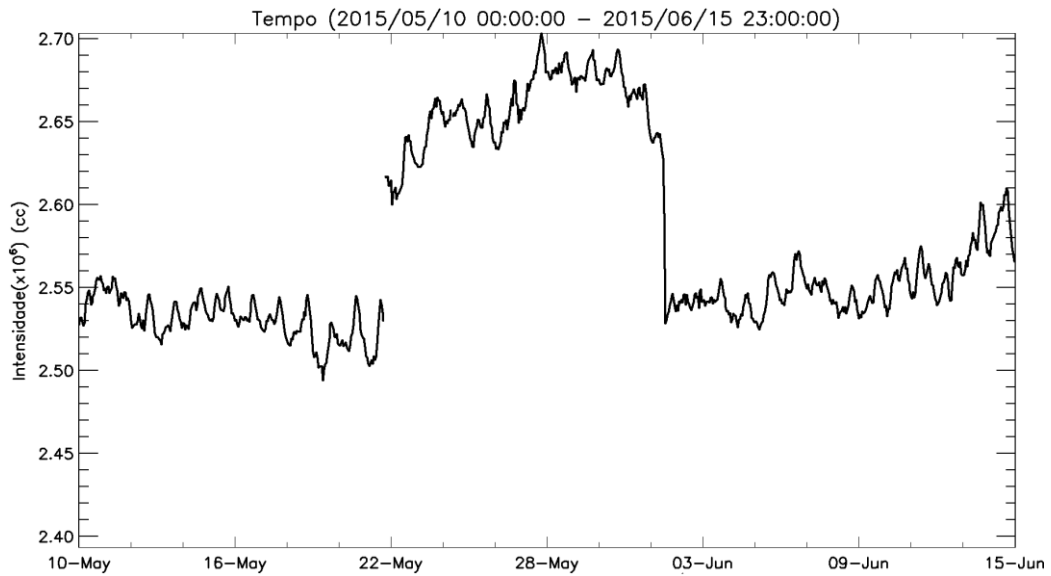
seta roxa irá compor o canal direcional norte I (ou [-1,0]). Já as partículas associadas as setas rosa e verde irão compor respectivamente os canais direcionais norte II e III (também chamados de [-2,0] e [-3,0]).

Fonte: produção da autora.

Após realizar a leitura dos dados do detector, foi necessário eliminar os erros provocados por problemas na eletrônica do detector. Caso esses erros não fossem eliminados eles poderiam influenciar os resultados das análises propostas neste trabalho.

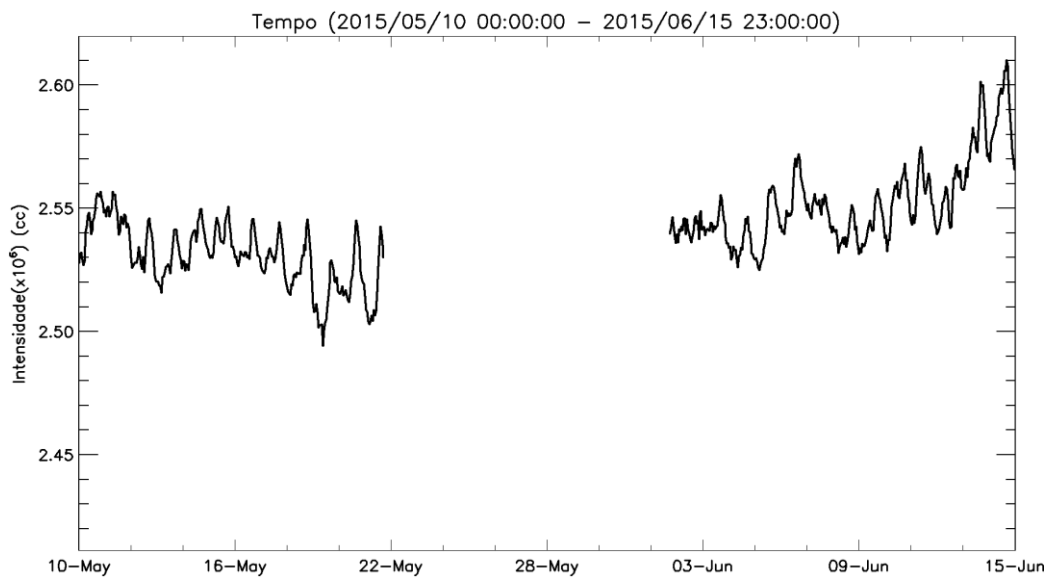
Primeiramente quando a contagem de partículas não foi correspondente a uma hora, por algum motivo qualquer, os dados associados a essa medida foram excluídos. Depois, os dados que, por problemas na sincronização do tempo (realizadas através de sinal GPS), foram mal compilados pela eletrônica do detector, foram corrigidos. Além disso, em busca de variações tipicamente relacionadas a problemas na eletrônica do detector, uma checagem visual dos dados registrados no canal vertical, assim como dos dados registrados por cada invólucro detector, foi realizada. Uma vez identificadas, essas variações são analisadas e, conforme o caso, podem ser corrigidas ou eliminadas. A curva mostrada na Figura 3.9, por exemplo, mostra o comportamento da contagem de raios cósmicos registrada pelo canal vertical sem a eliminação do erro. Nessa curva, observa-se um aumento abrupto e de longa duração acompanhado por uma repentina volta a condição inicial. Já a Figura 3.10, mostra os mesmos dados após a eliminação desse problema.

Figura 3.9 – Representação de um dos erros que foram detectados. Nesse caso observa-se um aumento abrupto na taxa de contagem.



Fonte: produção da autora.

Figura 3.10 – Representação de um dos erros que foram corrigidos. Nesse caso observa-se um aumento abrupto na taxa de contagem.

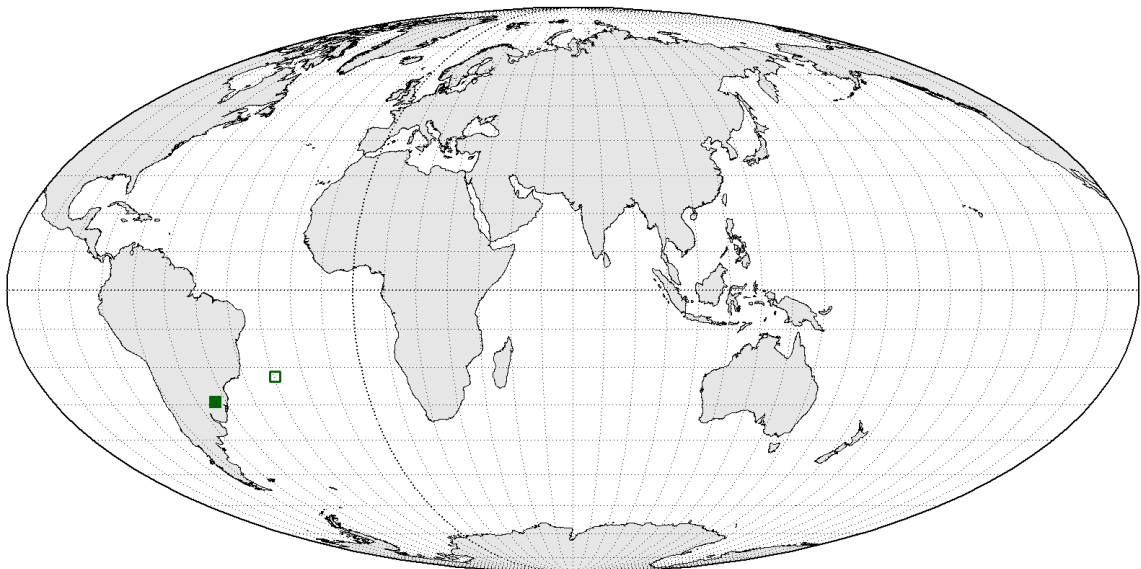


Fonte: produção da autora.

A medição da contagem de raios cósmicos é dada em hora universal (UT). Porém, para a análise da variação diurna deve-se considerar o tempo em horas locais (LT), referentes ao local em que o detector se encontra. Como

a trajetória das partículas cósmicas é influenciada pelo campo geomagnético, as partículas cósmicas que incidem verticalmente sobre o detector não adentraram em nosso planeta na região verticalmente acima dele. Como mostra a Figura 3.1.11 (mapa com a direção assintótica de cada canal direcional), as partículas que incidem verticalmente sobre a região de São Martinho da Serra (quadrado preenchido em verde) adentraram na Terra a, aproximadamente, 20° de longitude no sentido leste (verde sem preenchimento). Na prática, subtraiu-se 1 hora do tempo fornecido pelo detector (- 3 horas, devido a transformação de UT para LT e +2 horas devido a deflexão do campo geomagnético).

Figura 3.11 – Mapa que mostra a direção de incidência real das partículas na Terra (quadrado verde sem preenchimento).

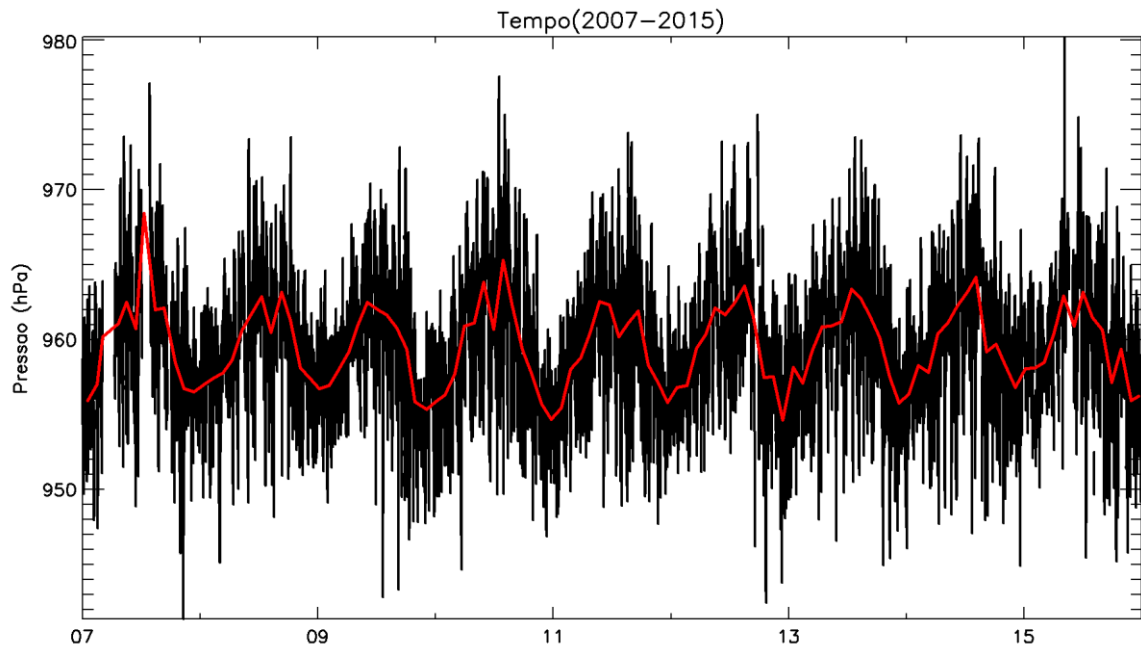


Fonte: produção da autora.

Como foi mencionado, além da intensidade de raios cósmicos, o detector de São Martinho da Serra também disponibiliza dados de pressão atmosférica do local onde está instalado. Conforme descrito no Capítulo 4, essas medições são utilizadas para se corrigir parte das influências atmosféricas na intensidade de múons observada na superfície terrestre. A Figura 3.12, mostra os valores observados a cada hora (curva preta) e a

média mensal (curva vermelha) da pressão atmosférica observada em todo o período de dados utilizados nesse trabalho (entre 2007 e 2015).

Figura 3.12 – Perfil da pressão atmosférica no período entre 2007 e 2015.



A curva vermelha representa a média mensal da pressão atmosférica nesse período e a curva preta representa os valores medidos a cada hora.

Fonte: produção da autora.

3.2. Temperatura

Conforme será descrito no Capítulo 4, além dos dados de pressão, os dados do perfil vertical de temperatura também são necessários para se analisar e eliminar os efeitos atmosféricos presentes na intensidade de múons observada em baixas altitudes. Neste trabalho, os perfis de temperatura atmosférica fornecidos pelo Global Data Assimilation System (GDAS) foram utilizados. Esses dados combinam observações realizadas por: estações na superfície terrestre, radar, satélite e balões meteorológicos. Esse banco de dados fornece, de 3 em 3 horas, o perfil da temperatura atmosférica (entre outras informações meteorológicas),

observado em uma coluna atmosférica de 30 km, para todo o período de estudo (2007 – 2015) ².

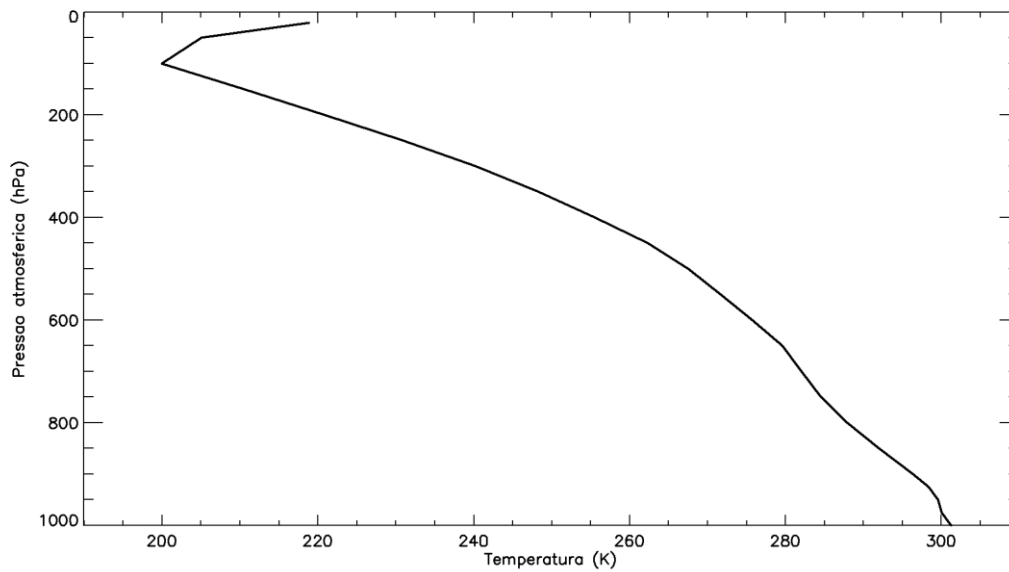
Ademais, os dados de cada arquivo semanal fornecido pelo GDAS são agrupados em períodos semanais, ou seja, deve-se realizar o download de arquivos semanais correspondentes ao período desejado, independentemente do seu tamanho. Além disso, para se realizar o download de cada arquivo semanal deve-se, obrigatoriamente, informar um intervalo de posição geográfica (latitude e longitude) do local em que deseja obter as medições dos dados meteorológicos (neste trabalho, 10° de latitude e longitude em torno posição geográfica em o detector se encontra).

Os dados fornecidos pelo GDAS estão em um formato que só podem ser processados por um software específico, denominado HYSPLIT³. Somente, após o processamento por esse software os arquivos semanais podem ser salvos em um formato que possibilita sua utilização (em .txt). Desta forma, para a realização deste trabalho, os 592 arquivos com os dados meteorológicos, referentes ao período entre 01/2007 e 12/2015, foram individualmente e manualmente extraídos de um servidor na internet, processados pelo software HYSPLIT e salvos num formato que possibilitou a obtenção dos dados de temperatura atmosférica utilizados neste trabalho. A Figura 3.13 mostra como a temperatura atmosférica varia em função da pressão atmosférica na região de São Martinho da Serra no período considerado.

² Essas e outras informações sobre o GDAS podem ser encontradas em: <https://www.ncdc.noaa.gov/data-access/model-data/model-datasets/global-data-assimilation-system-gdas>

³ Para mais informações , acessar: <http://www.ready.noaa.gov/documents/Tutorial/html/index.html>

Figura 3.13 – Pressão atmosférica em função da temperatura observada pelo GDAS.



Fonte: produção da autora.

3.2.1. Temperatura ponderada pela massa

Como demonstrado por Mendonça et al. (2016), o efeito da temperatura na intensidade de múons observada na superfície terrestre é mais bem removido ao se considerar a temperatura ponderada pela massa. Os dados referentes aos perfis de pressão e temperatura da atmosfera fornecidos pelo GDAS são processados de forma a se calcular essa grandeza conforme as Equações 3.1 a 3.2.

$$T_{TPM} = \sum_{i=0}^n w(h_i) \cdot T(h_i) \quad (3.1)$$

$$w(h_i) = \frac{x(h_i) - x(h_{i+1})}{x(h_0)} \quad (3.2)$$

onde: T_{TPM} é a temperatura média ponderada pela massa, $T(h_i)$ é a temperatura observada na altitude h_i , $x(h_i)$ é a profundidade atmosférica nessa altitude, $w(h_i)$ é a função peso baseada na profundidade atmosférica e h_0 é a altitude mais próxima da superfície.

Simplificadamente, esse método consiste em; subdividir a atmosfera em seções e somar os valores de temperaturas atmosférica correspondente a

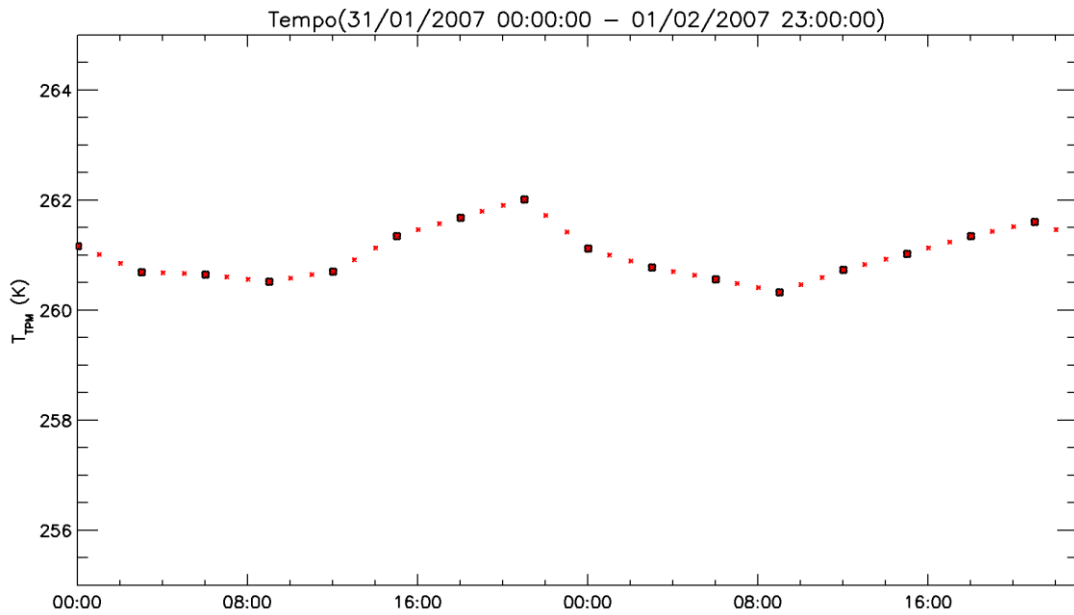
cada secção fornecendo um maior peso aos valores referentes as secções de maior massa.

3.2.2. Interpolação dos dados da temperatura

Como os dados fornecidos pelo detector de múons são horários e os dados fornecidos pelo GDAS são de 3 em 3 horas é necessário interpolar os dados de temperatura antes de sua utilização na análise dos efeitos atmosféricos na intensidade de múons observada pelo detector de São Martinho da Serra.

Para cada dois valores consecutivos de temperatura ponderada pela massa, são calculados 2 valores intermediários, utilizando-se o método de interpolação linear. Por exemplo, se originalmente tem-se os valores de temperatura referentes às 18 e 21 horas, calcula-se, por meio de interpolação linear, os valores que correspondem às 19 e 20 horas. Um exemplo do resultado desse tratamento dos dados pode ser observado na Figura 3.14. Os valores horários da temperatura ponderada pela massa em todo o período abordado por esse trabalho são mostrados na Figura 3.15. Nesta figura, é possível observar claramente que essa grandeza apresenta uma variação sazonal, ou seja, seu valor é máximo durante o verão e mínimo durante o inverno.

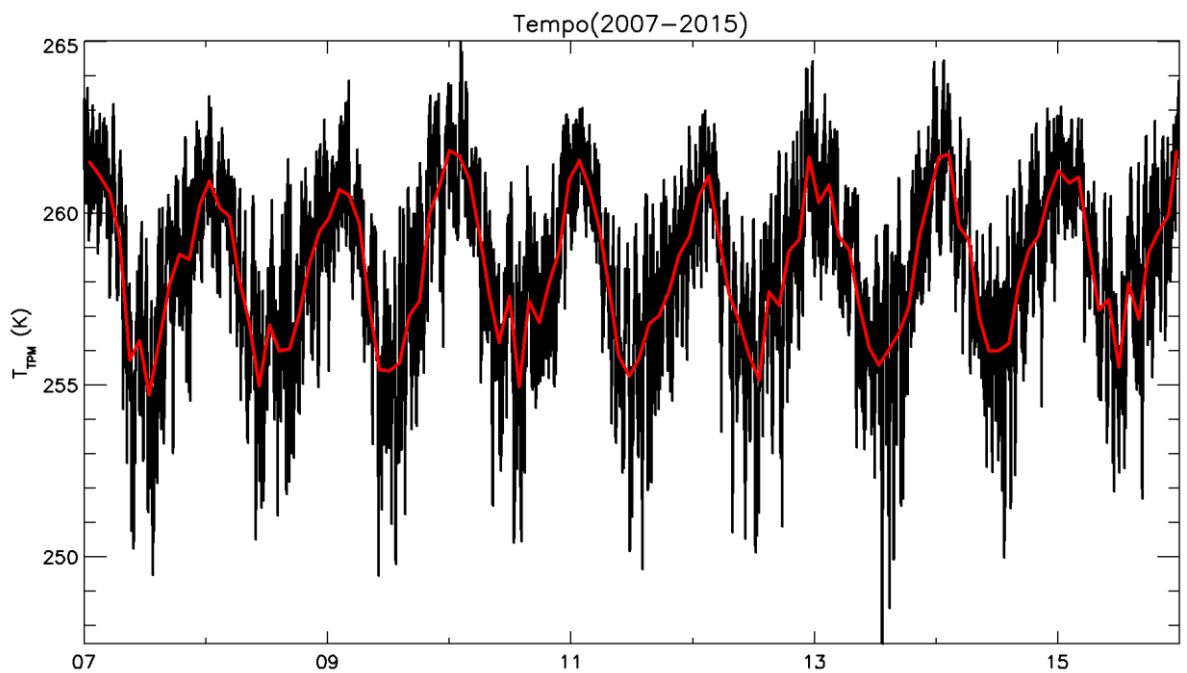
Figura 3.14 – Temperatura ponderada pela massa interpolada e não interpolada entre 31/01/2007 – 01/02/2007.



Os pontos pretos representam os dados da temperatura ponderada pela massa não interpolada. Os pontos vermelhos, representam os dados de temperatura ponderada pela massa interpolada.

Fonte: produção da autora.

Figura 3.15 - Distribuição temporal dos valores horários da temperatura ponderada pela massa entre 2007 e 2015.



A curva vermelha representa a média mensal desses valores.

Fonte: produção da autora.

3.3. Parâmetros do plasma do meio interplanetário

Para a realização de partes das análises descritas no Capítulo 6 que correspondem ao estudo das mudanças na variação diurna associadas a feixes de vento rápido, foram utilizados os dados do satélite ACE (Advanced Composition Explorer). Esse satélite iniciou suas atividades em 1998 e segue em operação até os dias atuais. Ele fica localizado no ponto de Lagrange L1 (ponto na linha Sol-Terra onde um corpo de pequena massa somente sob a influência de forças gravitacionais mantém-se numa posição praticamente fixa em relação a Terra) a cerca de 1,5 milhões de km da Terra e 148,5 milhões de km do Sol)⁴.

Dentre os instrumentos a bordo do satélite ACE, foram utilizados os dados de SWEPAM (Solar Wind Electron, Proton e Alpha Monitor) e MAG (Magnetometer Instrument). Esses dois instrumentos fornecem medições de parâmetros do plasma interplanetário (vento solar). Mais especificamente, neste trabalho foram direta ou indiretamente utilizados os seguintes parâmetros: densidade de íons H⁺, módulo e componente x, y e z no sistema GSE (Geocentric Solar Ecliptic) da velocidade dos íons H⁺ e do campo magnético interplanetário.

⁴ http://www.srl.caltech.edu/ACE/ace_mission.html

4 ANÁLISE DOS EFEITOS ATMOSFÉRICOS SOBRE OS RAIOS CÓSMICOS

Após as partículas cósmicas primárias interagirem com a atmosfera, é de se esperar que a atmosfera influencie de alguma forma a intensidade de raios cósmicos detectados na superfície. No caso dos múons, as mudanças de pressão e temperatura influenciam significativamente a intensidade dessas partículas no nível do mar. Sabe-se que quanto maior a densidade de partículas confinadas no interior de um volume fixo, maior a probabilidade de colisão entre elas. Portanto, considerando que os gases atmosféricos estão confinados e que a sua densidade aumenta com a proximidade da superfície terrestre, é razoável concluir que com o aumento da pressão (quantidade diretamente proporcional a densidade), a probabilidade de múons interagirem com outras partículas atmosféricas é maior. Como eles são extintos nessa interação, há um decréscimo na contagem de múons pelo detector quando ocorre um aumento da pressão atmosférica (SANDSTRÖM, 1964).

A variação da temperatura atmosférica produz dois efeitos na taxa de contagem de múons, um positivo (observa-se um aumento na taxa de contagem quando a temperatura aumenta) e outro negativo (observa-se um decréscimo na taxa de contagem quando a temperatura aumenta). O primeiro efeito ocorre devido a relação entre píons (partícula que gera os múons) e a temperatura atmosférica no chuveiro de raios cósmicos. Nesse caso, quanto maior a temperatura, maior a produção de píons. Logo, maior a taxa de píons decaindo em múons, causando um acréscimo na produção dos mesmos. O segundo efeito está relacionado a expansão da atmosfera durante o verão, o que causa um aumento do livre caminho médio das partículas. Quanto maior o livre caminho de um múon gerado em altas altitudes, menor a probabilidade dele colidir com os constituintes da atmosfera ou decair antes de chegar ao chão, o que faz com que a quantidade de múons observada sofra um decréscimo (MENDONÇA, 2015). Deste modo, no verão, o efeito positivo produzirá um aumento na intensidade de múons observada na superfície, enquanto que o efeito negativo implicará numa diminuição. Por outro lado, no inverno, enquanto

o efeito positivo resulta num decréscimo, o efeito negativo produzirá um aumento da intensidade de múons observada em baixas altitudes.

Conforme Sagisaka (1986) a relação entre a intensidade de múons e as mudanças de pressão e temperatura na atmosfera é dada por:

$$\ln\left(\frac{I}{I_m}\right) = \beta \cdot \Delta p + \alpha \cdot \Delta T \quad (4.1)$$

sendo: I (em %) a intensidade de múons detectada pelo detector de São Martinho da Serra, I_m a intensidade média de múons, β (em %/hPa) o coeficiente de pressão atmosférica, Δp é a diferença entre a pressão atmosférica medida e a pressão média, α (em %/K) o coeficiente de temperatura e ΔT a diferença entre a temperatura e temperatura média.

Como os coeficientes de temperatura e pressão são pequenos, é possível simplificar a equação acima, fazendo uma expansão em Série de Taylor (em primeira ordem) centrada em I_m e obter (SANDSTRÖM, 1964):

$$\frac{I - I_m}{I_m} = I_M = \beta \cdot \Delta p + \alpha \cdot \Delta T \quad (4.2)$$

Apesar da pressão e da temperatura estarem relacionadas pela Lei dos Gases ideais, elas costumam ser analisadas de forma independente quando uma análise dos efeitos atmosféricos na intensidade de raios cósmicos observada na superfície terrestre é realizada. Isso ocorre porque o efeito da temperatura não é observado ao se medir a intensidade de outras partículas secundárias, como no caso dos nêutrons (nesse caso, após se corrigir os dados pela pressão, não há fortes evidências da influência de mudanças de temperatura na correção dos dados, o que não ocorre no caso dos múons). Neste trabalho, diferentemente do que fora feito em trabalhos anteriores (como, por exemplo, em KUDELA et al. (2008) e CHILINGARIAN & MAILYAN (2009)), os efeitos da pressão e temperatura são analisados de forma conjunta. A fim de atingir esse objetivo, o método estatístico denominado Regressão Linear Múltipla (RLM) foi utilizado e, através dele, os coeficientes da pressão e da temperatura (α e β) foram obtidos de forma simultânea.

Em geral, emprega-se a Regressão Linear Simples (RLS), Equação (4.3), na qual existe apenas uma variável dependente – y –, uma variável independente – x_1 – e uma constante a_0 . Enquanto que no caso da RLM, Equação (4.4), há uma única variável dependente – y –, uma constante – a_0 – e inúmeras variáveis independentes (quantas forem necessárias dependendo do problema que se pretende tratar) (VUOLO,1992; SPIEGEL,1985):

$$y = a_0 + a_1x_1 \quad (4.3)$$

$$y = a_0 + a_1x_1 + a_2x_2 + \dots + a_nx_n \quad (4.4)$$

Além disso, consideraram-se duas formas de se descrever as influências atmosféricas na intensidade de múons: a primeira foi representada pela Equação (4.1) (ou método *logarítmico* de correção dos efeitos atmosféricos) e a segunda, pela Equação (4.2) (ou método *linear* de correção dos efeitos atmosféricos).

Para o cálculo desses coeficientes foram utilizados: (I) um algoritmo computacional que realiza uma múltipla regressão linear descrito por BEVINGTON (1969); (II) a variação da intensidade de múons registrada pelo detector de São Martinho da Serra; (III) as medidas de pressão atmosférica registrada no mesmo local e (IV) dados do perfil de temperatura atmosférica, cujo tratamento é explicado no Capítulo 3.

4.1. Comparação entre os efeitos atmosféricos

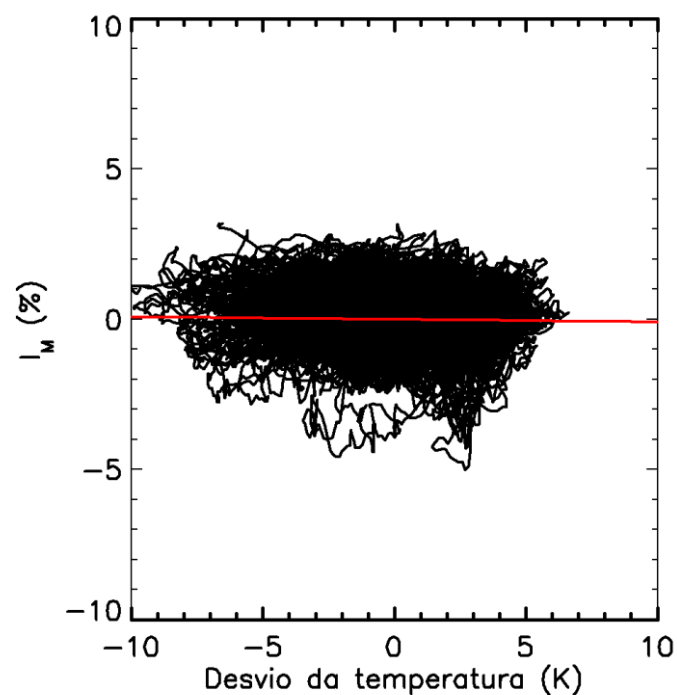
Com a finalidade de verificar qual das duas grandezas físicas (pressão e temperatura) produz maior efeito sobre a intensidade de raios cósmicos, a dispersão da variação da intensidade de raios cósmicos, sem qualquer tipo de correção por efeitos atmosféricos, em relação a cada uma das grandezas, foi analisada (vide Figuras 4.1.1 e 4.1.2). Como mostrado na Tabela 4.1, através da dispersão encontrada em cada caso, realizou-se um ajuste linear para que fosse possível qualificar a relação entre as grandezas.

Tabela 4.1 - Coeficientes produzidos pelo ajuste linear nas Figuras 4.1 e 4.2.

Coeficiente	Dispersão da intensidade de raios cósmicos em relação ao desvio da Temperatura (Figura 4.1.1)	Dispersão da intensidade de raios cósmicos em relação ao desvio da Pressão (Figura 4.1.2)
linear	$-7.819 \times 10^{-5} \%$	$-8.439 \times 10^{-3} \%$
angular	$-1.066 \times 10^{-3} \%/K$	$-9.949 \times 10^{-2} \%/hPa$

Fonte: produção da autora.

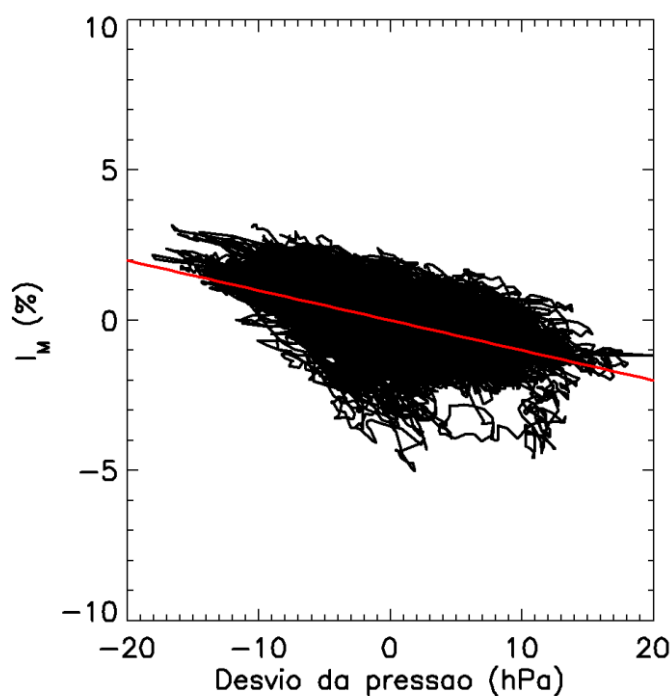
Figura 4.1 - Gráfico da dispersão da temperatura.



A curva vermelha representa o ajuste linear dos dados de temperatura e intensidade relativa.

Fonte: produção da autora.

Figura 4.2: Gráfico da dispersão da pressão.



A curva vermelha representa o ajuste linear dos dados de temperatura e intensidade relativa.

Fonte: produção da autora.

O que se pode concluir, através dos gráficos de dispersão e dos coeficientes gerados pelo ajuste, é que a variação sazonal da intensidade de raios cósmicos apresenta uma melhor correlação com a variação da pressão atmosférica em relação a variação da temperatura. Isso pode ser verificado porque o coeficiente angular do gráfico da dispersão da pressão é aproximadamente 100 vezes maior do que o gráfico da temperatura.

4.2. Regressão linear múltipla

Utilizando-se a Regressão linear múltipla (RLM) nas Equações (4.1) e (4.2), obteve-se: os coeficientes angulares (α e β) e de correlação múltipla mostrados na Tabela 4.2 abaixo.

Tabela 4.2 - Resultados da RLM utilizando a equação (4.1) e (4.2).

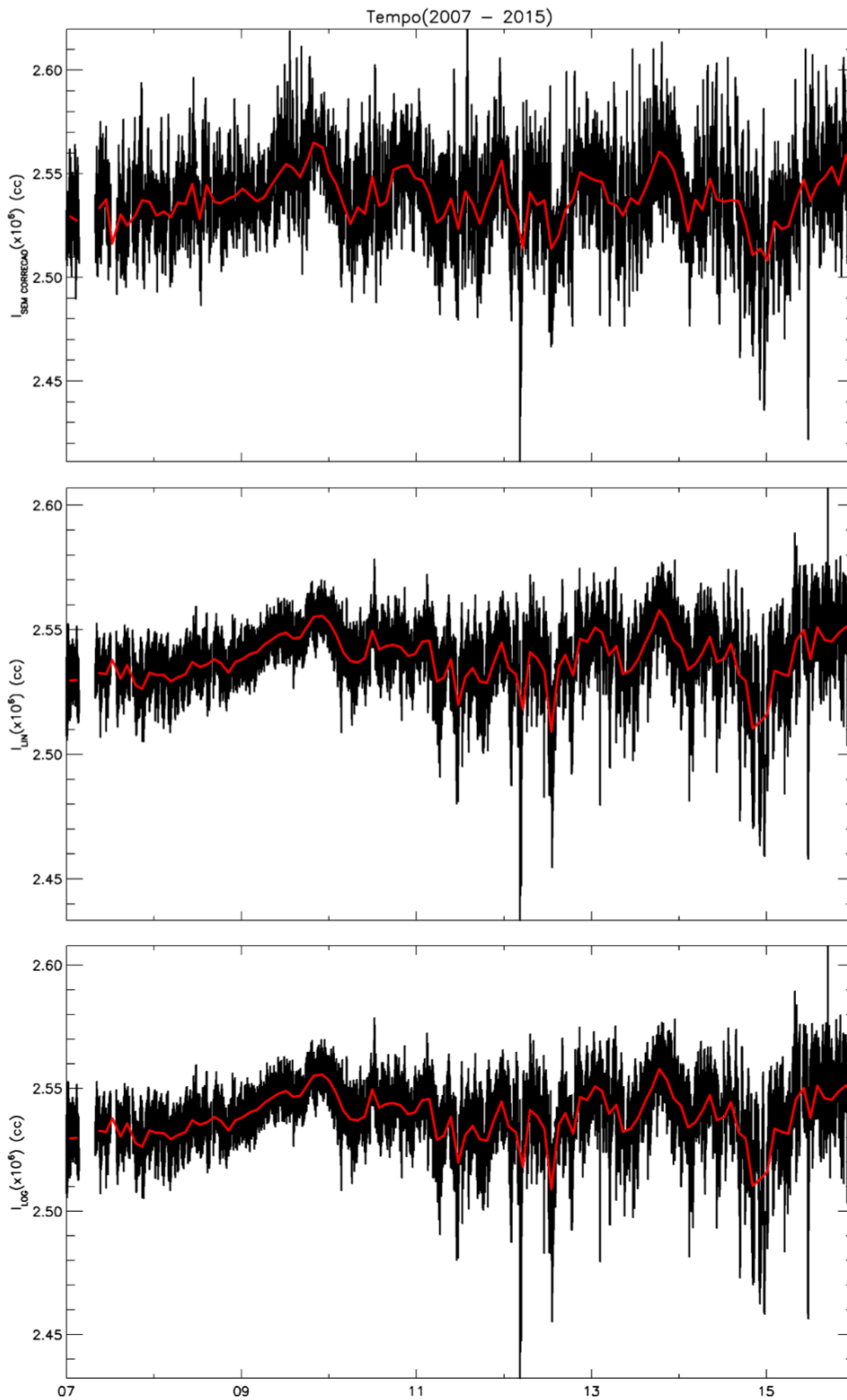
Parâmetros da RLM	Método logarítmico (equação 4.1)	Método linear (equação 4.2)
β (em %/hPa)	-1.732×10^{-1}	-1.733×10^{-1}
α (em %/K)	-2.041×10^{-1}	-2.043×10^{-1}
Constante independente (%)	9.291×10^{-6}	4.288×10^{-5}
R	7.351×10^{-1}	7.368×10^{-1}

Fonte: produção da autora.

Através da análise dos resultados apresentados na Tabela 4.2, observou-se que, mesmo utilizando duas equações diferentes, os coeficientes angulares e os coeficientes de correlação múltipla obtidos são quase idênticos. Além disso, em ambos os casos, como esperado, os coeficientes lineares são próximos a zero.

Como é mostrado na figura 4.3, considerando-se os coeficientes obtidos em ambos os casos, calculou-se a intensidade horária de múons corrigida pela pressão e temperatura registrada no período entre 2007 e 2015 através do método linear (Equação 4.2) e do método logarítmico (Equação 4.1).

Figura 4.3 - Todos os gráficos abaixo representam a intensidade de raios cósmicos registrada entre 2007 e 2015.



O primeiro gráfico, mostra a intensidade de raios cósmicos sem nenhuma correção por efeitos atmosféricos. O segundo gráfico mostra a intensidade de raios

cósmicos corrigida utilizando-se o método linear. O terceiro gráfico mostra a intensidade de raios cósmicos corrigida utilizando-se o método logarítmico.

Fonte: produção da autora.

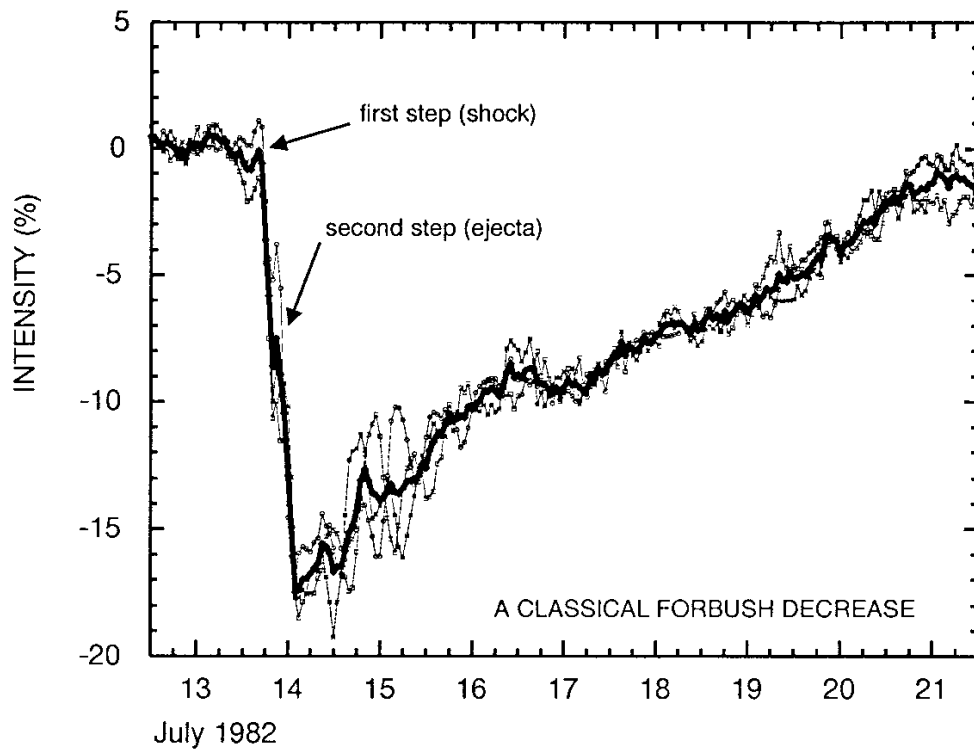
Ao se analisar os gráficos mostrados na Figura 4.3, pode-se observar que a aparência ruidosa presente no primeiro gráfico (dados sem correção) é amenizada nos dois gráficos que mostram a intensidade de raios cósmicos corrigida pela pressão e temperatura. Aparentemente, não é possível se observar grandes diferenças nos dados corrigidos utilizando-se o método linear e o método logarítmico. Logo, ao comparar os dois últimos gráficos, não é possível indentificar qual dos dois métodos de correção é mais eficiente. Esse resultado já era esperado, uma vez que, os coeficientes da pressão e da temperatura são bem parecidos e pequenos.

4.2.1. Estudo de caso: decréscimo de Forbush

À fim de comparar a eficiência dos dois métodos, linear e logarítmico, decidiu-se realizar um estudo de caso. Escolheu-se um evento específico, onde o comportamento da intensidade de raios cósmicos é bem conhecido, para se realizar uma comparativa entre os métodos linear e logarítmico.

O evento escolhido, nesse caso, foi um decréscimo de Forbush ocorrido em março de 2012. Conforme mostrado na Figura 4.4, o perfil temporal característico na intensidade de raios cósmicos, durante um evento Forbush, é caracterizado por um decréscimo abrupto e uma recuperação lenta na intensidade de raios cósmicos associado à passagem de uma CME (Ejeção Coronal de Massa) pela Terra (CANE, 2000). Escolheu-se o evento observado em março de 2012, pois o mesmo pode ser observado nos dados do detector de São Martinho da Serra sem qualquer tipo de correção.

Figura 4.4 - Gráfico que exemplifica o fenômeno denominado decréscimo de Forbush clássico.



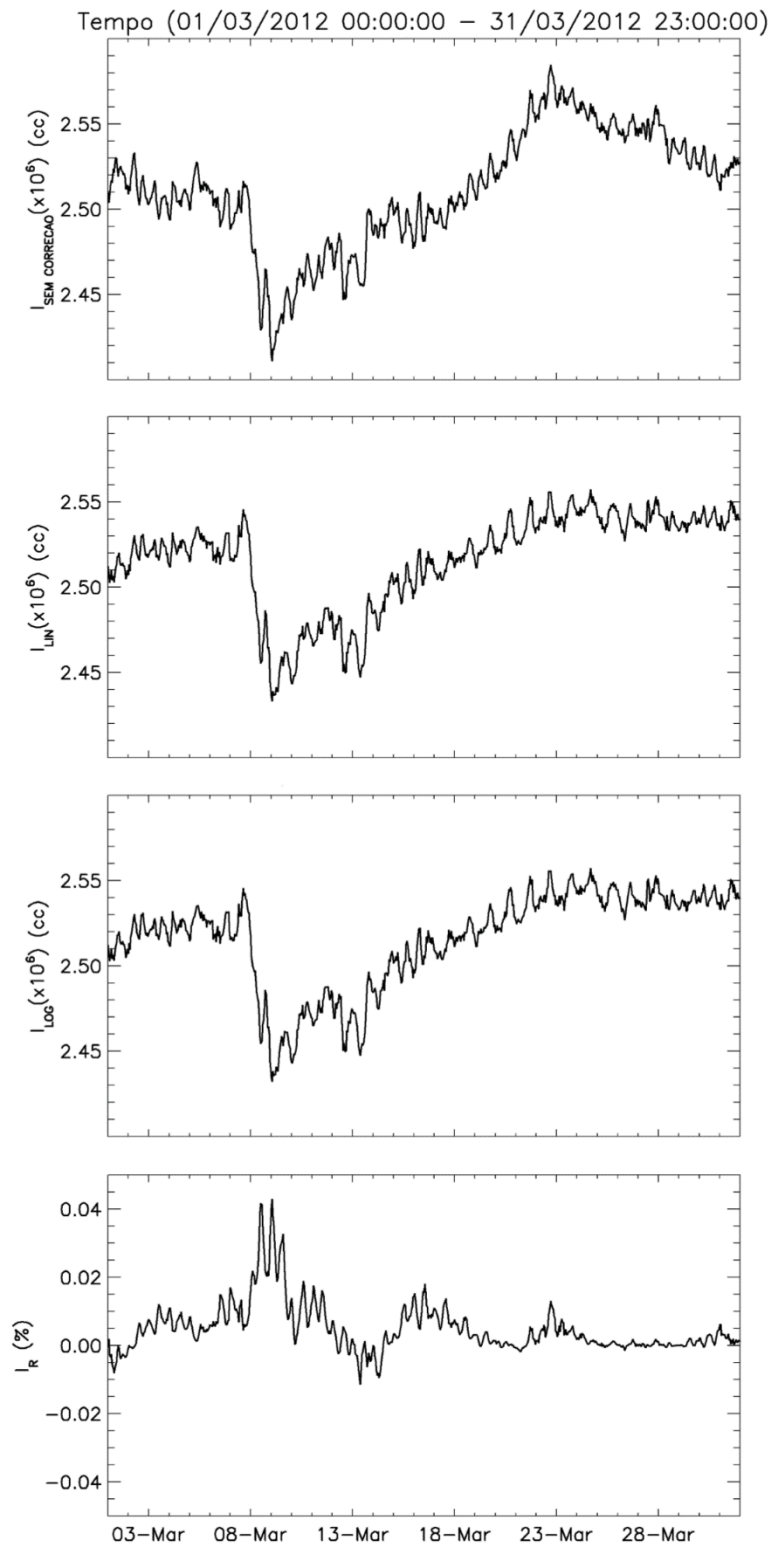
Fonte: Imagem retirada de (CANE, 2000).

Os três primeiros gráficos da Figura 4.5 representam respectivamente a intensidade de raios cósmicos observada pelo detector de São Martinho da Serra no período de ocorrência do decréscimo de Forbush de março de 2012: (I) sem qualquer tipo de correção por efeito atmosférico, (II) corrigida utilizando-se o método linear; e (III) utilizando-se o método logarítmico. O último gráfico desta figura representa a diferença relativa entre as intensidades corrigidas (Equação 4.5):

$$I_R = \frac{I_{lin} - I_{log}}{I_{log}} \quad (4.5)$$

onde a intensidade relativa é I_R , I_{lin} é a intensidade corrigida pelo método linear e I_{log} é a intensidade corrigida pelo método logarítmico.

Figura 4.5 - Gráficos da intensidade de raios cósmicos observada pelo detector de São Martinho da Serra em Março de 2012.



O primeiro gráfico representa a intensidade de raios cósmicos sem correção pela temperatura e pressão. O segundo gráfico representa a intensidade de raios cósmicos corrigida pelo método linear. O terceiro gráfico representa a intensidade

de raios cósmicos corrigida pelo método logarítmico. O quarto gráfico representa a diferença relativa entre as intensidades corrigidas (Equação 4.5).

Fonte: produção da autora.

Comparando-se os dados corrigidos com os dados não corrigidos, é possível concluir que os dois métodos de correção (linear e logarítmico) foram capazes de reduzir a influência dos efeitos atmosféricos (pressão e temperatura), já que em ambos é possível observar que o perfil clássico do decréscimo de Forbush (Figura 4.4) está mais nítido.

Observando-se o último gráfico da Figura 4.5 é possível verificar que há um aumento significativo da intensidade relativa logo após o período em que ocorre o decréscimo abrupto da intensidade de raios cósmicos. Isso indica que, nesse período, a intensidade corrigida pelo método linear é menor que a corrigida pelo método logarítmico, i.e. o decréscimo de Forbush é maior nos dados corrigidos por esse método. No período de recuperação, outros aumentos menos significativos da intensidade relativa também podem ser observados. Entretanto, após o período de recuperação, a intensidade relativa pouco flutua em torno de zero, ou seja, praticamente não há diferenças entre os dados corrigidos pelos dois métodos.

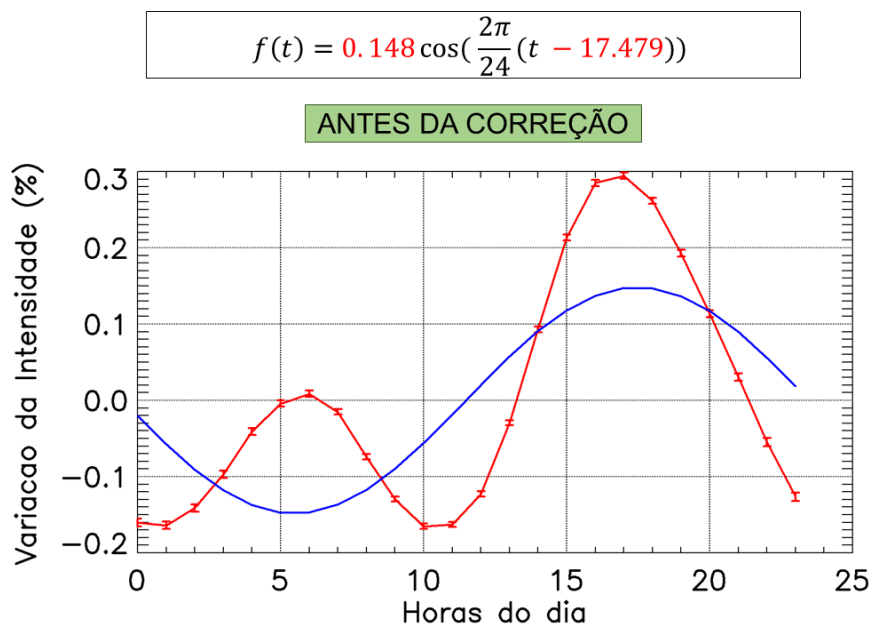
Por fim, à partir da comparação entre os gráficos da Figura 4.5 é possível concluir que em casos de aumento, ou de queda significativa, na intensidade de raios cósmicos os métodos de correção produzirão diferenças nas correções. Contudo, como a ordem de grandeza da intensidade relativa é muito menor do que a ordem de grandeza da intensidade de raios cósmicos, pode-se afirmar que os métodos de correção são, praticamente, equivalentes.

Já que os métodos de correção são praticamente equivalentes e o método logarítmico deu origem ao método linear, escolheu-se o método logarítmico para realização da correção das medidas da intensidade de raios cósmicos em todos os capítulos posteriores.

4.3. Análise da influência atmosférica na variação diurna de raios cósmicos

Como foi descrito na seção anterior, os dados utilizados para analisar a variação diurna da intensidade de raios cósmicos observada pelo detector de São Martinho da Serra foram corrigidos pelos efeitos da temperatura e pressão atmosféricas. Porém, a fim de averiguar o quanto esses efeitos influenciam a variação diurna, analisou-se qual é o comportamento diário da intensidade de raios cósmicos não corrigida pela temperatura e pressão (Figura 4.6).

Figura 4.6 - Variação diurna da intensidade de raios cósmicos antes da correção pela pressão e temperatura.



No gráfico é possível observar duas curvas sobrepostas, uma vermelha e uma azul. A curva vermelha representa variação da intensidade de raios cósmicos em relação a média do dia, de todos os dias de 2007 a 2015. A curva azul representa o ajuste utilizando a Equação 1.21 (mais detalhes a respeito do ajuste encontram-se na seção 1.3.5 do Capítulo 1).

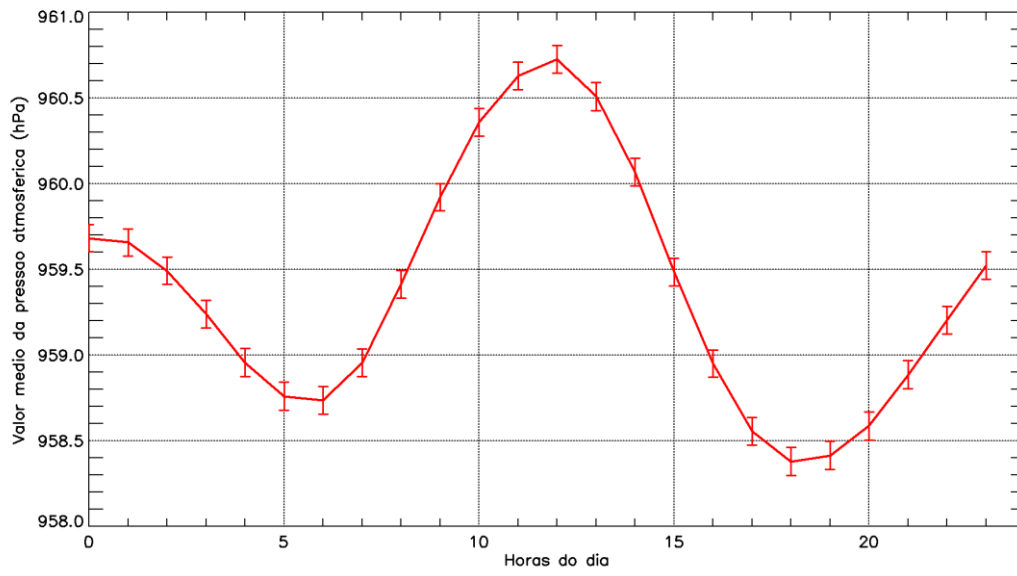
Fonte: produção da autora.

Baseando-se nas discussões teóricas apresentadas no Capítulo 1, deduz-se que o segundo máximo de intensidade observado na Figura 4.6 ocorre devido a combinação dos processo de difusão e convecção do fluxo de raios cósmicos no meio interplanetário. Como é possível observar por meio da curva azul, a amplitude e fase da variação diurna devido a esses dois processos são muito influenciados pela disformidade da curva vermelha.

Nas Figuras 4.7 e 4.8 é possível verificar o comportamento da pressão atmosférica e da temperatura ponderada pela massa durante o dia. À partir dessas figuras é possível inferir como seria o comportamento da variação diurna devido a pressão e temperatura (Figuras 4.9 e 4.10). Comparando-se a curva da Figura 4.7 com a da figura 4.9, observa-se que o mínimo da primeira é o máximo da segunda e vice-versa. O mesmo fenômeno ocorre quando compara-se a figura 4.8 com a figura 4.10. Isso pode ser explicado matematicamente, uma vez que, o coeficiente gerado pela RLM é negativo, e fisicamente, já que espera-se que o aumento da pressão atmosférica e da temperatura signifique um decréscimo na taxa de contagem de múons.

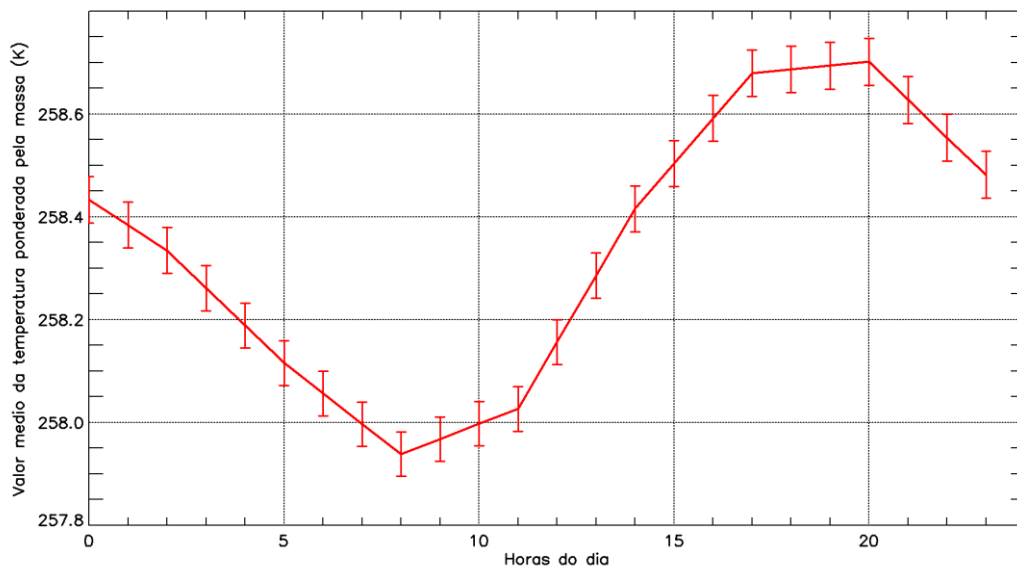
Além disso, comparando-se as ordens de grandeza da variação diurna devido a pressão e temperatura (Figuras 4.9 e 4.10), pode-se observar que a variação devido a pressão é mais significativa do que a da temperatura ponderada pela massa. Esse resultado já era conhecido desde a seção 4.1, quando os gráficos da dispersão e os coeficientes angulares do ajuste linear foram comparados.

Figura 4.7 – Gráfico do valor médio da pressão atmosférica durante o dia.



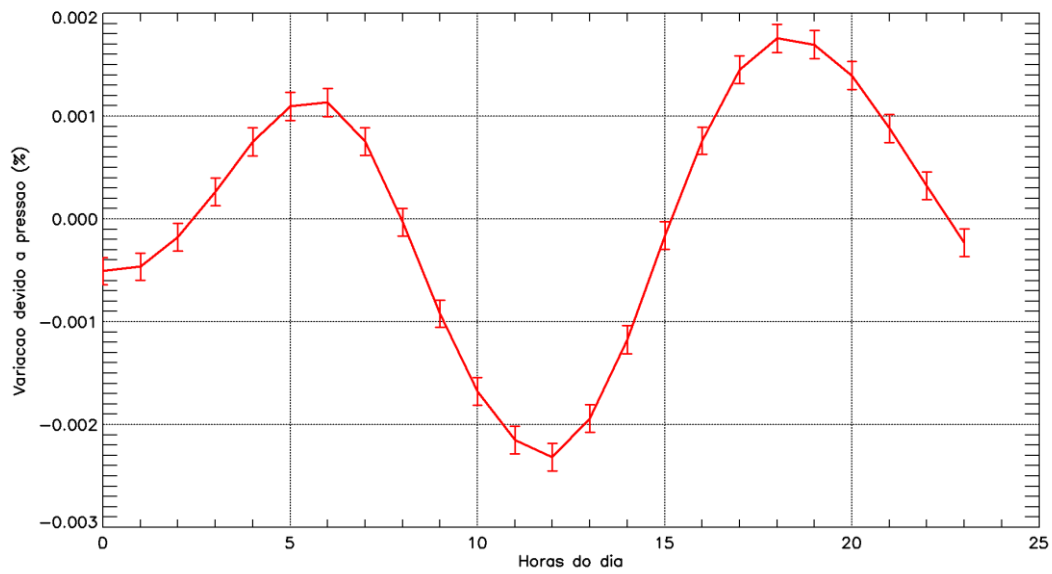
Fonte: produção da autora.

Figura 4.8 – Gráfico do valor médio da temperatura ponderada pela massa durante o dia.



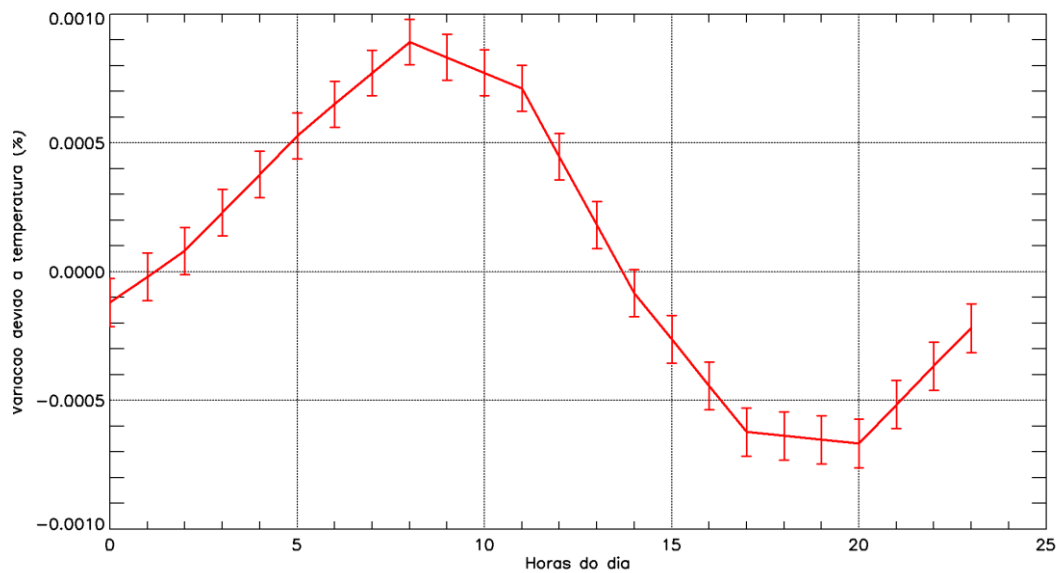
Fonte: produção da autora.

Figura 4.9 – Gráfico da variação diurna devido a pressão atmosférica.



Fonte: produção da autora.

Figura 4.10 – Gráfico da variação diurna devido a temperatura ponderada pela massa.



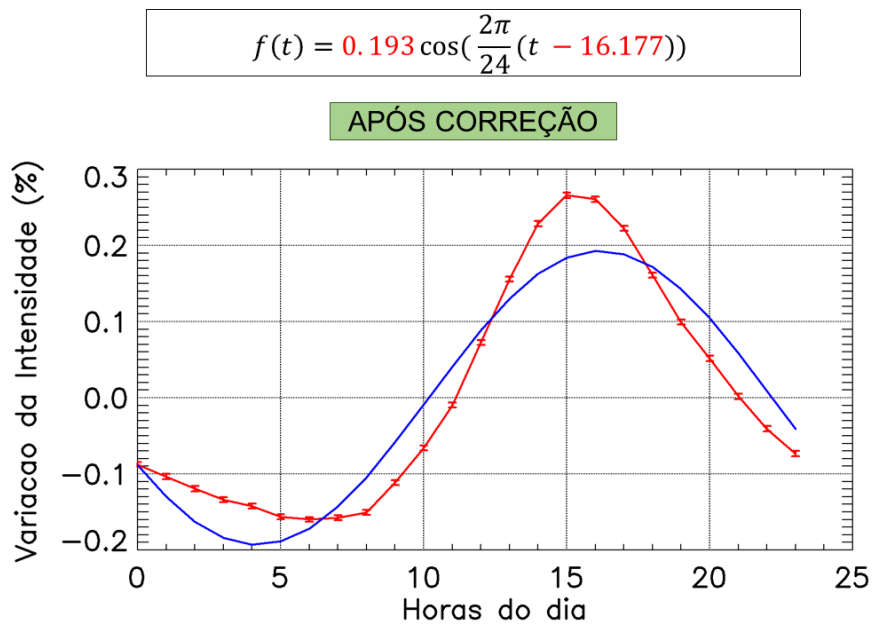
Fonte: produção da autora.

Na Figura 4.9 e 4.10, considerando-se a variação diurna da intensidade de raios cósmicos esperada devido somente aos efeitos atmosféricos, é possível se observar que a mesma apresenta seu maior valor diário no

mesmo período em que ocorre o primeiro máximo observado nos dados não corrigidos. Por esse motivo, é possível se concluir que o primeiro máximo presente na variação diurna da Figura 4.6 ocorre devido ao fato dos mesmos não estarem corrigidos. Fato esse, que evidencia a importância de se corrigir os dados de raios cósmicos pela pressão e temperatura antes de se analisar variações de provável origem interplanetária.

Na figura 4.11, a variação diurna, após a correção pelo método logarítmico, presente nos dados observados (curva vermelha) não apresenta dois máximos de intensidade. Por esse motivo, a variação diurna calculada (curva azul), está mais próxima do observado (curva vermelha). Ao comparar os parâmetros da variação diurna, calculados com base nos dados corrigidos, é possível observar que a fase da variação diurna apresenta um deslocamento de um pouco mais de uma hora (próximo de 16 horas nos dados corrigidos e próximo das 17 horas nos dados não corrigidos). Já a amplitude é amortecida nos dados não corrigidos.

Figura 4.11 - Variação diurna da intensidade de raios cósmicos após a correção pela pressão e temperatura.



No gráfico é possível observar duas curvas sobrepostas, uma vermelha e uma azul. A curva vermelha representa variação da intensidade de raios cósmicos em relação a média do dia, corrigida pela pressão e temperatura, de todos os dias de 2007 a 2015. A curva azul representa o ajuste utilizando a Equação 1.21 (mais detalhes a respeito do ajuste encontram-se na seção 1.3.5 do Capítulo 1).

Fonte: produção da autora.

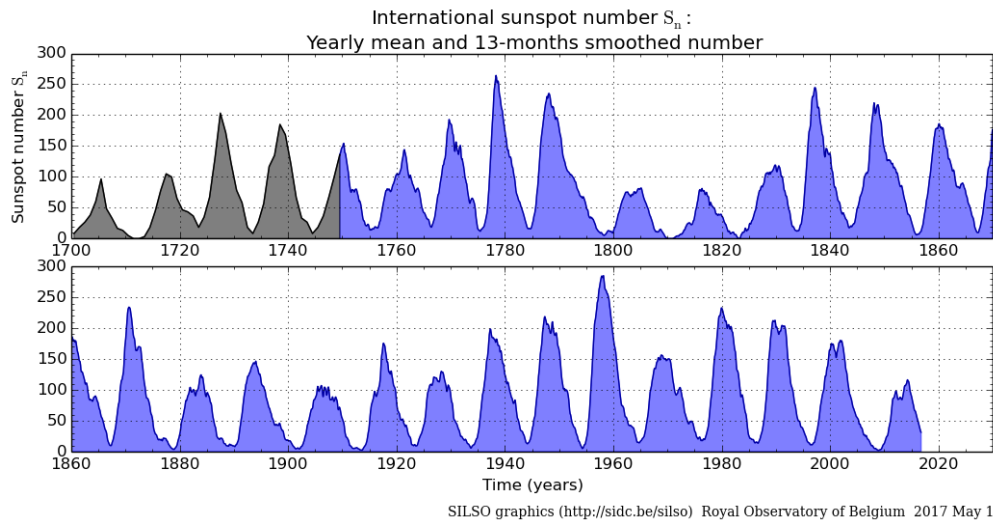
A variação diurna observada nos dados corrigidos exibe um comportamento mais verossímil com aquilo que a teoria da variação diurna, devido aos processos de convecção, difusão e rotação da Terra, prevê, uma vez que, observa-se um único máximo de intensidade, entre as 12 e 18 horas.

5 ANÁLISE DA VARIAÇÃO DIURNA DE RAIOS CÓSMICOS NAS FASES DO CICLO SOLAR

O Sol possui um ciclo magnético caracterizado pela inversão da polaridade dos seus polos magnéticos. No período intermediário entre as inversões, a configuração magnética do Sol é bastante complexa e difusa. Nesse período eventos transientes, como ejeções coronais de massa (CMEs – Coronal mass ejections) ocorrem com mais frequência. Além disso, também observa-se um aumento do número de manchas na superfície da fotosfera. Entretanto, em períodos em que a polaridade magnética do Sol é bem definida (configuração dipolar), o número de manchas solares atinge seu mínimo, assim como a quantidade de eventos transientes.

Como a maioria dos eventos transientes estão associados às manchas solares e elas podem ser observadas a olho nu, costuma-se utilizar o número de manchas solares para mensurar a atividade solar. Na figura 5.1 pode-se observar claramente a natureza periódica do surgimento de manchas solares, caracterizada por períodos de mínima atividade solar (períodos em que o Sol possuía configuração dipolar), períodos de transição, de ascensão e declínio da atividade solar, e períodos de máximo (época em que o número de manchas é maior, assim como o número de eventos transientes).

Figura 5.1 – Número de manchas solares de 1700 até 2017.



Número anual médio de manchas solares até 1749 (em preto). Número mensal de manchas solares de 12 meses (em azul) desde 1749 até o presente.

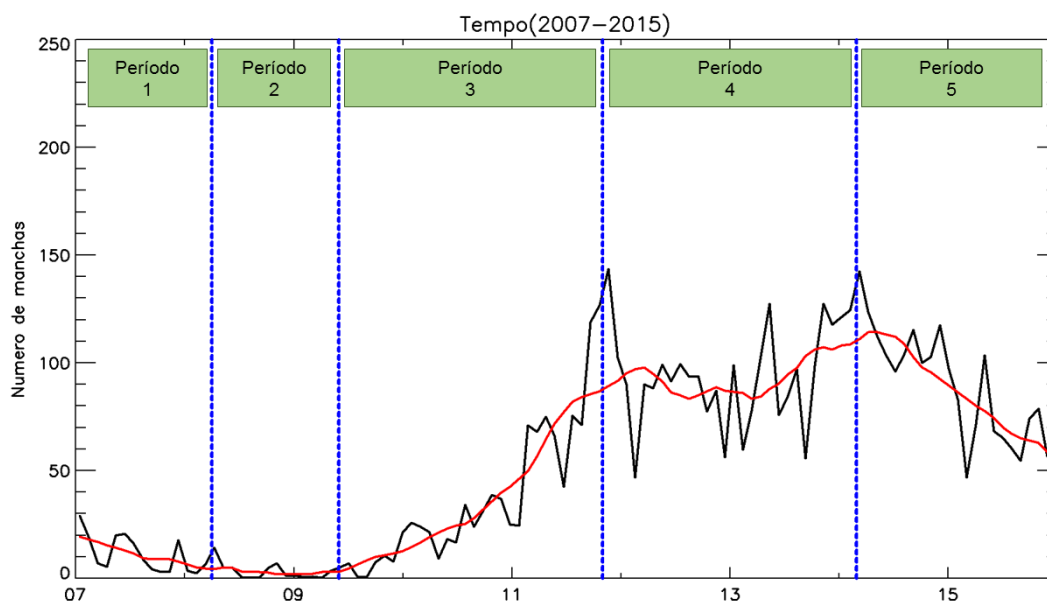
Fonte: <http://www.sidc.be/silso/yearlyssnplot>

5.1. Separação do ciclo em períodos

Para realizar uma análise do comportamento da variação diurna em diferentes fases do ciclo solar, os dados do número de manchas solares foram obtidos à partir de SILSO (Sunspot Index and Long-term Solar Observations)⁵, foram utilizados. Conforme mostrado na Figura 5.2 o comportamento do número de manchas solares entre 2007 e 2015 foi dividido em 5 períodos distintos de acordo com o comportamento em longa escala do número de manchas solares (curva vermelha). Como resume a Tabela 5.1, o número de manchas solares está: (I) diminuindo gradativamente ao longo do primeiro período; (II) se aproximando de seu mínimo valor no segundo; (III) aumentando no terceiro; (IV) próximo de seus valores de máximo no quarto período; e (V) diminuindo novamente no quinto e último período.

⁵ Endereço eletrônico: <http://www.sidc.be/silso/datafiles>.

Figura 5.2 - Variação do número de manchas solares entre 2007 e 2015.



A curva preta representa o valor diário do número de manchas solares. A curva vermelha representa a média mensal de curva preta. As linhas verticais definem os limites de cada período de atividade escolhido.

Fonte: produção da autora.

Tabela 5.1 - Classificação e limites de cada uma das 5 fases do ciclo solar observadas entre 2007 e 2015 conforme análise do comportamento do número de manchas solares observado no mesmo período.

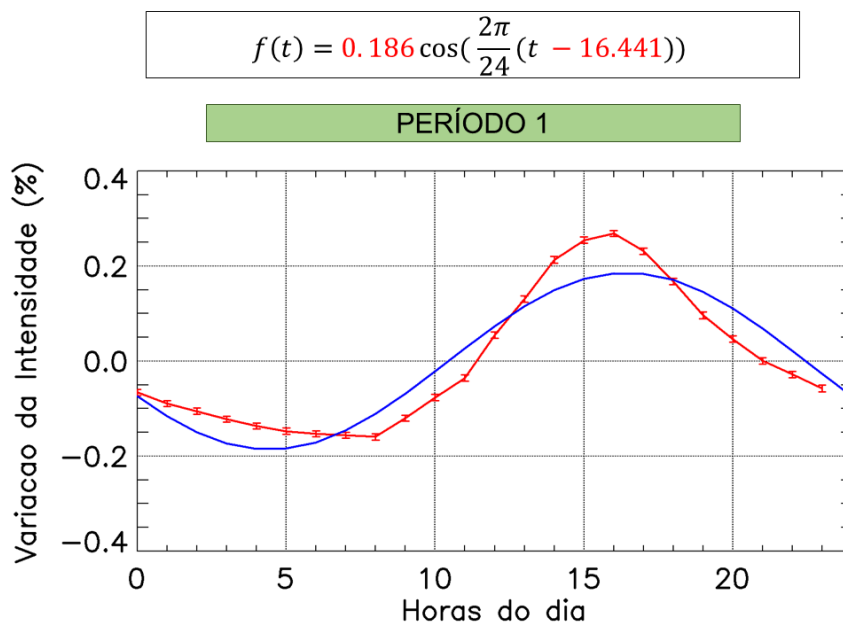
Período	Período (aaaa/mm/dd)	Fase do ciclo solar
1	2007/01/01 – 2008/03/31	Declínio
2	2008/04/01 – 2009/05/31	Mínimo
3	2009/06/01 – 2011/10/31	Ascensão
4	2011/11/01 – 2014/02/28	Máximo
5	2014/03/01 – 2015/12/30	Declínio

Fonte: da própria autora.

5.2. Análise das características da variação diurna em cada fase do ciclo solar

As Figuras 5.3 a 5.7 mostram a variação diurna para cada uma das fases do ciclo solar definidas acima. À partir dessa variação obteve-se o comportamento médio, ao longo de um dia, da intensidade de raios cósmicos observada pelo detector de São Martinho da Serra. Os dados de intensidade de raios cósmicos, medidos pelo detector por esse detector, utilizados foram corrigidos pela pressão e temperatura pelo método logarítmico. Além disso, também foram calculadas, conforme metodologia apresentada na secção 1.3.5, a amplitude e fase de um harmônico simples que representa a variação diurna presente nesses dados.

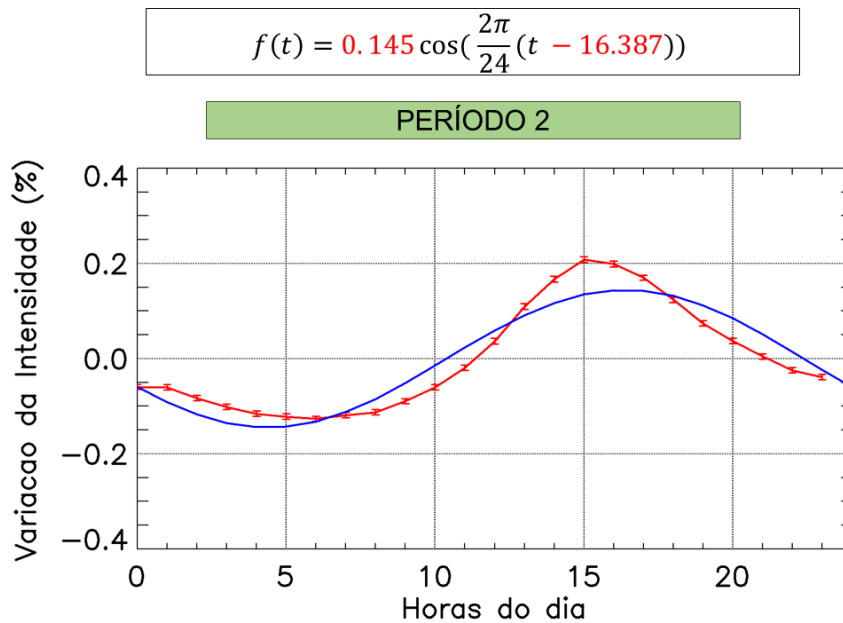
Figura 5.3 - Variação diurna observada no período 1 (declínio) do ciclo solar.



A curva vermelha representa a variação da intensidade de raios cósmicos em relação a média do dia, considerando-se a análise dos dados do canal vertical do detector de São Martinho da Serra observados no intervalo de tempo que define esse período. A curva azul representa os resultados obtidos utilizando-se equação harmônica, mostrada na parte superior, cujos valores de amplitude e fase (destacados em vermelho) possibilitaram uma menor discrepância com os dados observados (curva vermelha).

Fonte: produção da autora.

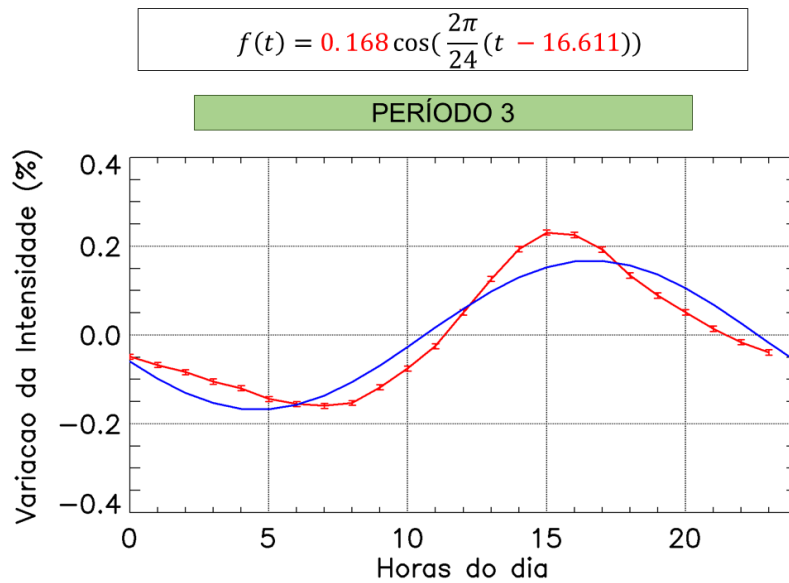
Figura 5.4 - Variação diurna observada no período 2 (mínimo) do ciclo solar.



A curva vermelha representa a variação da intensidade de raios cósmicos em relação a média do dia, considerando-se a análise dos dados do canal vertical do detector de São Martinho da Serra observados no intervalo de tempo que define esse período. A curva azul representa os resultados obtidos utilizando-se equação harmônica, mostrada na parte superior, cujos valores de amplitude e fase (destacados em vermelho) possibilitaram uma menor discrepância com os dados observados (curva vermelha).

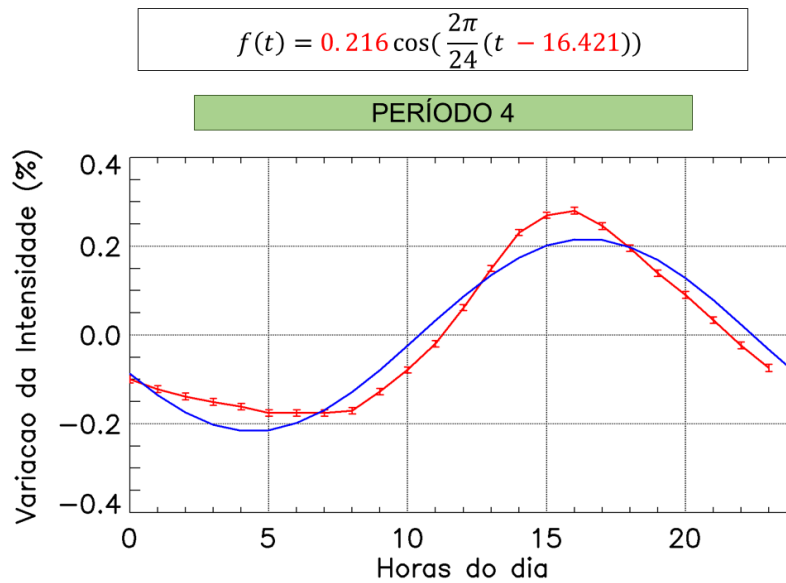
Fonte: produção da autora.

Figura 5.5 - Variação diurna observada no período 3 (ascensão) do ciclo solar.



A curva vermelha representa a variação da intensidade de raios cósmicos em relação a média do dia, considerando-se a análise dos dados do canal vertical do detector de São Martinho da Serra observados no intervalo de tempo que define esse período. A curva azul representa os resultados obtidos utilizando-se equação harmônica, mostrada na parte superior, cujos valores de amplitude e fase (destacados em vermelho) possibilitaram uma menor discrepância com os dados observados (curva vermelha).

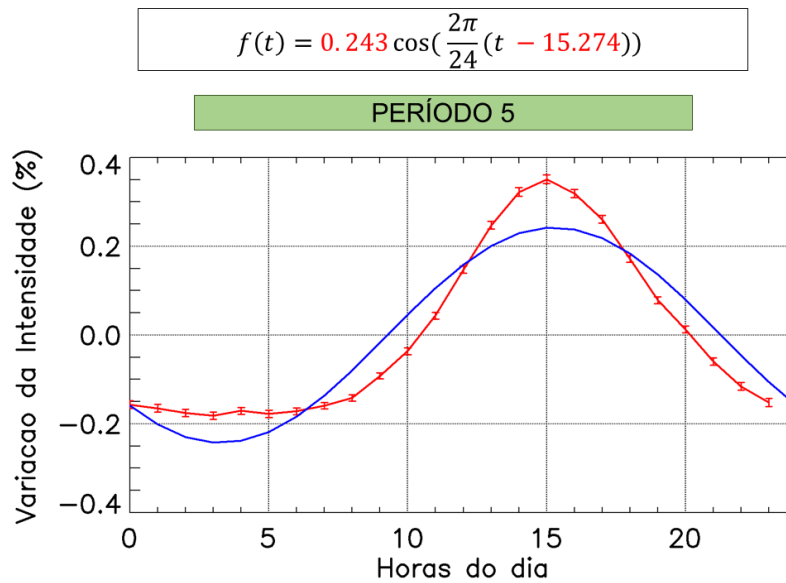
Figura 5.6 - Variação diurna observada no período 4 (máximo) do ciclo solar.



A curva vermelha representa a variação da intensidade de raios cósmicos em relação a média do dia, considerando-se a análise dos dados do canal vertical do detector de São Martinho da Serra observados no intervalo de tempo que define esse período. A curva azul representa os resultados obtidos utilizando-se equação harmônica, mostrada na parte superior, cujos valores de amplitude e fase (destacados em vermelho) possibilitaram uma menor discrepância com os dados observados (curva vermelha).

Fonte: produção da autora.

Figura 5.7 - Variação diurna observada no período 5 (declínio) do ciclo solar.



A curva vermelha representa a variação da intensidade de raios cósmicos em relação a média do dia, considerando-se a análise dos dados do canal vertical do detector de São Martinho da Serra observados no intervalo de tempo que define esse período. A curva azul representa os resultados obtidos utilizando-se equação harmônica, mostrada na parte superior, cujos valores de amplitude e fase (destacados em vermelho) possibilitaram uma menor discrepância com os dados observados (curva vermelha).

Fonte: produção da autora.

Para realizar uma análise coerente do comportamento da variação diurna nas diferentes fases do ciclo solar, estabelecidas neste trabalho, e com a finalidade de revelar o quanto a amplitude e fase da variação diurna mudam em determinado período do ciclo solar, definiu-se que o parâmetro de comparação ou referência seria a amplitude e fase obtida na análise da variação diurna dos dados observados em todo o período (entre 2007 e 2015), mais precisamente a Figura 4.11 na seção 4.3.

Mais especificamente, as Equações 5.1 e 5.2 descrevem a forma pela qual a amplitude (B) e a fase (ψ) da variação diurna, observada nas diferentes fases do ciclo de atividade solar, são comparadas com os valores obtidos considerando-se o período inteiro.

$$B_{R.N} = \frac{B_N}{B_{REF}} \quad (5.1)$$

$$\psi_{R.N} = \psi_N - \psi_{REF} \quad (5.2)$$

Sendo que N é o período do ciclo solar (primeira coluna da tabela 5.1.1, ou seja, N pode ser 1, 2, 3, 4 ou 5), $B_{R.N}$ é a amplitude relativa ao período N, B_N a amplitude do período N, B_{REF} a amplitude de referência. Enquanto que, na equação (5.2.2), $\psi_{R.N}$ representa a fase relativa ao período N, ψ_N a fase do período N e ψ_{REF} a fase de referência.

As amplitudes e fases relativas, de cada um dos cinco períodos do ciclo solar analisados neste trabalho, estão disponíveis na Tabela 5.2. Considerando-se o significado físico associado a cada conjunto de valores de $B_{R.N}$ e $\psi_{R.N}$ mostrados na Tabela 5.3, é possível afirmar que a amplitude da variação diurna possui uma correlação com comportamento da atividade solar.

Tabela 5.2 – Amplitude e Fase relativas obtidas para cada fase do ciclo solar.

Período N do ciclo solar	$B_{R.N}$	$\psi_{R.N}$
1 (declínio)	0.96	0.264
2 (mínimo)	0.75	0.211
3 (ascensão)	0.87	0.434
4 (máximo)	1.12	0.245
5 (declínio)	1.26	- 0.903

Fonte: produção da autora.

Tabela 5.3 - Significado físico dos valores de $B_{R.N}$ e $\psi_{R.N}$.

Parâmetro de comparação	Significado físico
$B_{R.N} < 1$	A amplitude da variação diurna foi amortecida no período N em relação a amplitude da variação diurna no período de referência.
$B_{R.N} > 1$	A amplitude da variação diurna no período N foi amplificada em relação a amplitude de referência.
$\psi_{R.N} < 0$	O fluxo devido a convecção foi mais significativo no período N do que no período de referência.
$\psi_{R.N} > 0$	O fluxo devido a difusão foi mais significativo no período N do que no período de referência.

Fonte: produção da autora.

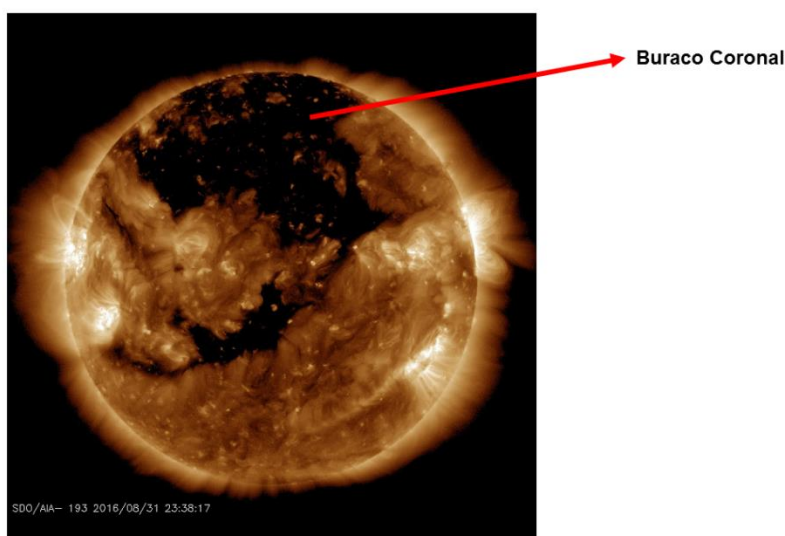
A amplitude relativa diminui ao passar do primeiro período de declínio (N=1) para o período de mínima de atividade solar (N=2). Depois ela aumenta, gradativamente, até o período de máximo solar (N=5). Todavia, não se verifica exatamente o mesmo padrão de comportamento na fase relativa da variação diurna. Como ocorre com a amplitude, a fase relativa no período 2 é menor que àquela observada no período 1 e no período 3. Porém, as fases relativas observadas nos períodos de máximo e segundo declínio da atividade solar não apresentam uma tendência de aumento. Pelo contrário, mostram um comportamento decrescente em relação ao período anterior. Outro fato importante consiste em, no último período de análise (N=5, segundo declínio), a fase relativa ter apresentado um valor negativo, o que indica uma maior atuação do processo de convecção nesse período quando comparado ao todo.

6 ANÁLISE DA PASSAGEM DE FEIXES DE VENTO SOLAR RÁPIDO NA VARIAÇÃO DIURNA DE RAIOS CÓSMICOS

Durante períodos de máxima de atividade solar, ejeções coronais de massa (Coronal Mass Ejections - CMEs) ocorrem com mais frequência e costumam ser a principal fonte de tempestades geomagnéticas. Por outro lado, em períodos de declínio e mínima de atividade solar, feixes de vento solar rápido, associados a buracos coronais, ocorrem com mais frequência (TSURUTANI et al.,2006), podendo provocar atividade geomagnética recorrente, geralmente com intensidade fraca/moderada (TSURUTANI et al.,2006).

Em épocas de mínima atividade solar, próximo aos pólos, há o surgimento de regiões denominadas buracos coronais. Essas regiões são caracterizadas por: possuírem baixa temperatura e densidade, estarem localizadas na fotosfera solar, terem linhas de campo magnético abertas entrando/saindo e, sobre as quais, um campo magnético radial de larga escala pode ser observado com uma direção uniforme e oposta em cada polo (MEYER-VERMET,2007; XYSTOURIS, 2014). Quando a atividade solar aumenta, a lâmina de corrente heliosférica tende a ficar mais ondulada, enquanto os buracos polares desaparecem e outros de menor escala surgem em várias partes do disco solar (MEYER-VERMET, 2007).

Figura 6.1 – Buraco coronal na superfície solar.

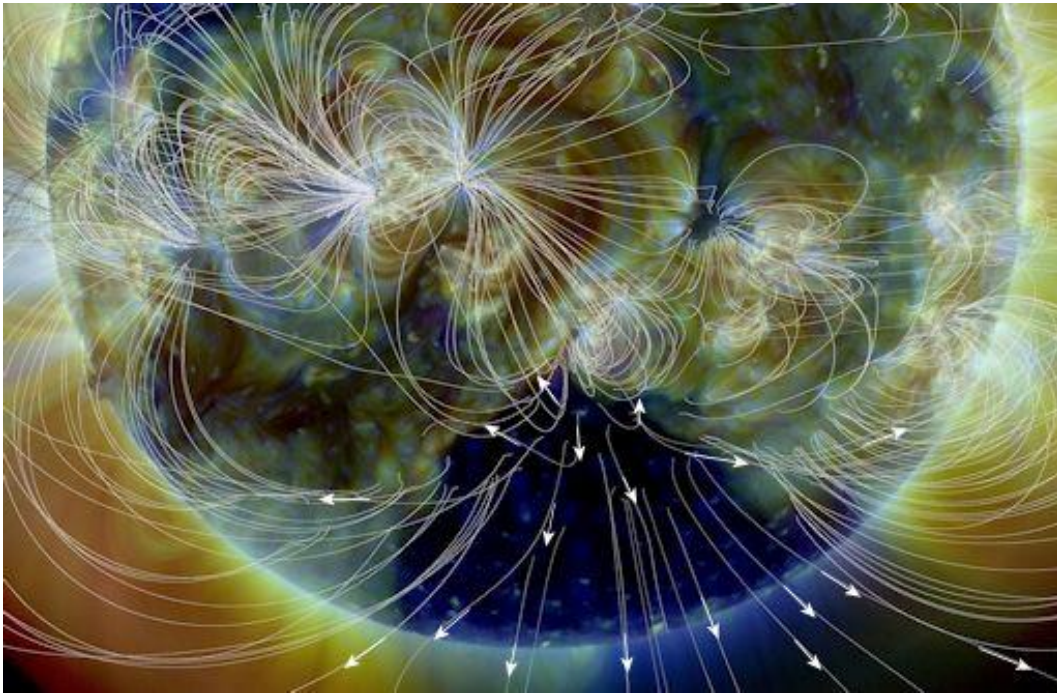


Registro de um buraco coronal (região mais escura) na superfície solar registrada pelo Solar Dynamics Observatory (SDO - AIA).

Fonte: <http://www.thebigwobble.org/2016/09/a-monster-coronal-hole-is-facing-earth.html>

O vento solar que flui das regiões dos buracos coronais, onde as linhas de campo magnético são abertas, tem maior velocidade (sendo chamado de rápido) do que aqueles que saem das regiões onde as linhas são fechadas, ou seja, não há buracos coronais (MEYERVERMET, 2007). Por esse motivo, quando o vento solar rápido interage com o feixe lento à sua frente (nas proximidades do plano da eclíptica) uma região de interação é criada (SIR – Stream Interaction Region), onde ocorre uma compressão do plasma interplanetário que resulta, principalmente, no aumento do campo magnético e densidade do plasma. Se a diferença entre a velocidade do feixe de vento solar rápido e do feixe lento for grande o suficiente, uma onda de choque pode surgir dessa região. Além disso, quando o buraco coronal, associado ao feixe rápido, perdura mais de uma rotação solar (mais de 27 dias) a probabilidade do surgimento de um choque aumenta e essa região passa a ser denominada região de interação corrotante (CIR – Corotating Solar Region). (RICHARDSON et al. 2000; MEYER-VERMET, 2007; TSURUTANI, 2006).

Figura 6.2 – Linhas de campo magnético abertas e buracos coronais



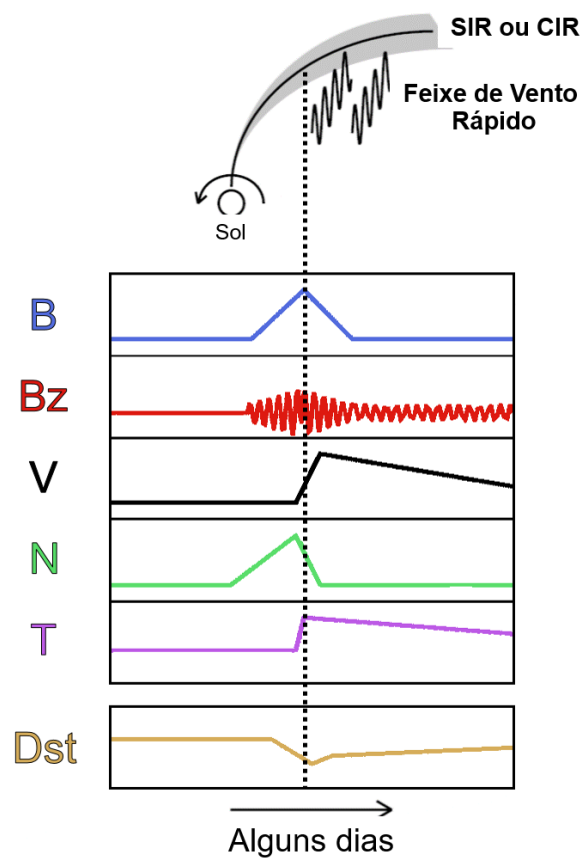
Representação esquemática das linhas de campo magnético abertas saindo do buraco coronal (setas brancas)

Fonte: <http://earth-chronicles.ru/news/2015-01-05-75042>

Atualmente, não há uma forma única de se identificar e classificar os feixes de vento solar rápido, por meio da observação de parâmetros físicos do plasma interplanetário nas proximidades da Terra. Alguns autores como Xystouris et al. (2014) e Gupta & Badruddin (2010) consideram somente as observações do comportamento da velocidade. Em geral, são considerados períodos sob influência de feixes de vento rápido aqueles onde a diferença entre a velocidade do vento solar nele mensurada e a média observada num período anterior é superior a um determinado valor (100-200 km/s) por um dado intervalo de tempo (maior que 1 ou 2 dias). Nesses casos, após sua identificação e análise, os feixes de vento solar rápido são classificados conforme sua origem: (I) buracos coronais, (II) explosões solares, (III) ejeções coronais de massa e (IV) a combinação de dois ou mais origens descritas acima. Por outro lado, outros autores como Denton et al. (2008) e Reiss et al. (2016) consideram como feixes de vento rápido somente perturbações no plasma planetário nas vizinhanças de nosso planeta, associadas exclusivamente a buracos coronais.

Como mostra o esquema na Figura 6.3, os feixes de vento rápido são caracterizados, principalmente, por um aumento da velocidade do vento solar (V) acompanhado por um aumento de temperatura (T), aumento precedente de densidade (N) e uma intensificação de campo magnético (B). Além disso, durante o período de atuação de feixe, a componente do campo magnético interplanetário na direção sul (B_z) apresenta um comportamento oscilatório quase ruidoso.

Figura 6.3 – Parâmetros do meio interplanetário e do índice Dst em diferentes períodos da passagem do feixe de vento solar rápido (antes, durante e após).



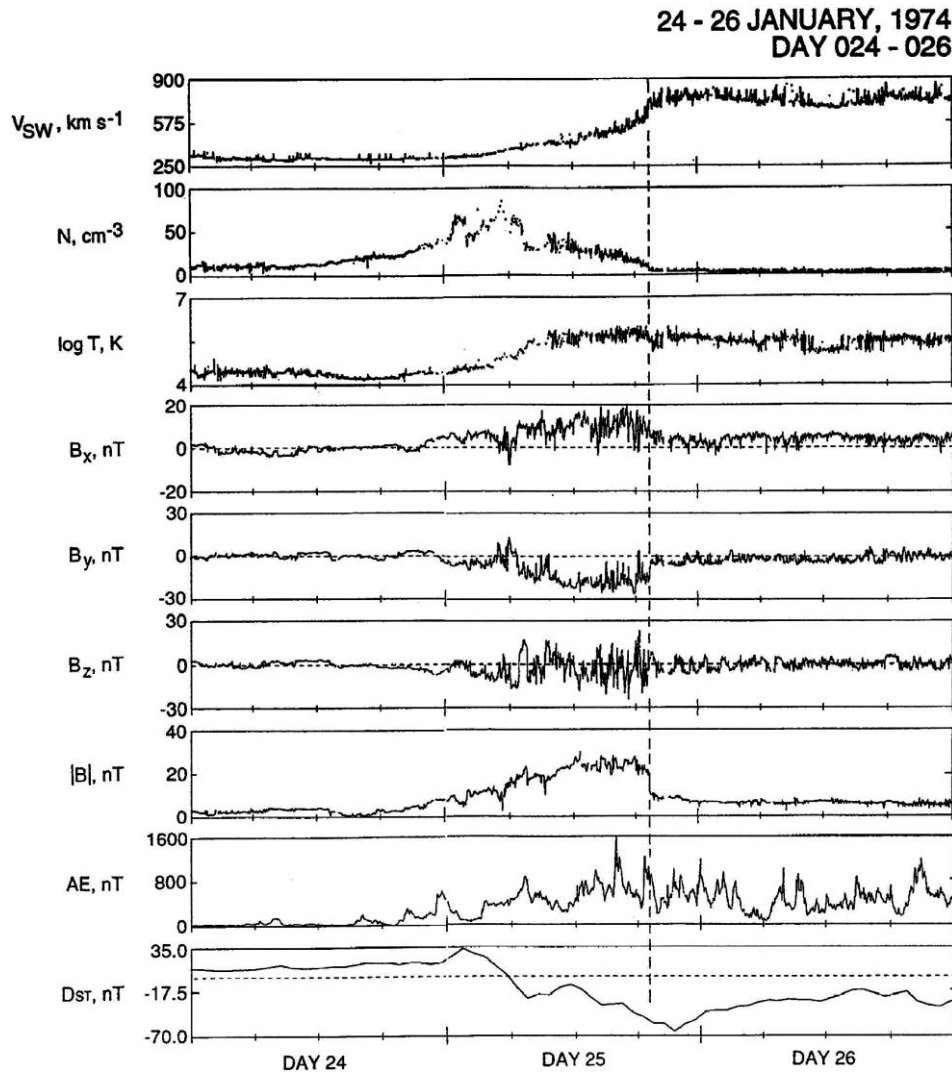
O esquema é dividido ao meio em duas seções, uma antes do aumento de velocidade e outra após o momento de velocidade.

Fonte: Modificado de Kataoka et al. (2006).

A Figura 6.4 mostra um exemplo do comportamento dos parâmetros físicos do plasma interplanetário e índices geomagnéticos, mensurados e calculados durante a chegada e a passagem de um feixe de vento rápido na Terra. É possível observar, pelo comportamento do módulo do campo

magnético ($|B|$), que esse evento corresponde a um feixe rápido associado a um buraco coronal que perdura mais de uma rotação solar criando uma CIR.

Figura 6.4 – Exemplo de evento associado a um feixe de vento rápido e CIR.



Os sete primeiros gráficos de cima para baixo representam respectivamente a velocidade (V_{sw}), densidade (N), temperatura (T), componentes X (B_x), Y (B_y) e Z (B_z) no sistema GSM e módulo ($|B|$) do campo magnético interplanetário. O penúltimo e último gráficos mostram respectivamente os índices geomagnéticos Auroral Electrojet (AE) e Disturbance storm time (Dst). A linha vertical que cruza todos os gráficos delimita o fim do aumento do módulo da velocidade do plasma interplanetário.

Fonte: Imagem retirada de (TSURUTANI, 2006).

Neste trabalho, foram considerados feixes de vento solar rápido os períodos onde observou-se um aumento significativo da velocidade do vento solar (superior a 200 km/s), muito provavelmente associados a buracos coronais.

6.1. Seleção de períodos calmos e perturbados

A fim de analisar a variação diurna da intensidade de raios cósmicos, associada a provável passagem de feixes de vento solar rápido, duas classificações das condições do meio interplanetário, no espaço próximo a Terra, foram criadas as quais estão descritas nas secções 6.1.1 e 6.1.2 à seguir.

6.1.1. Períodos calmos

Definiu-se como períodos calmos, os intervalos de tempo onde o módulo do vetor velocidade (v), o módulo do vetor campo magnético (B), a densidade (n) e a componente z do campo magnético (B_z) do vento solar atendem, simultaneamente, os critérios mostrados na segunda coluna da Tabela 6.1.

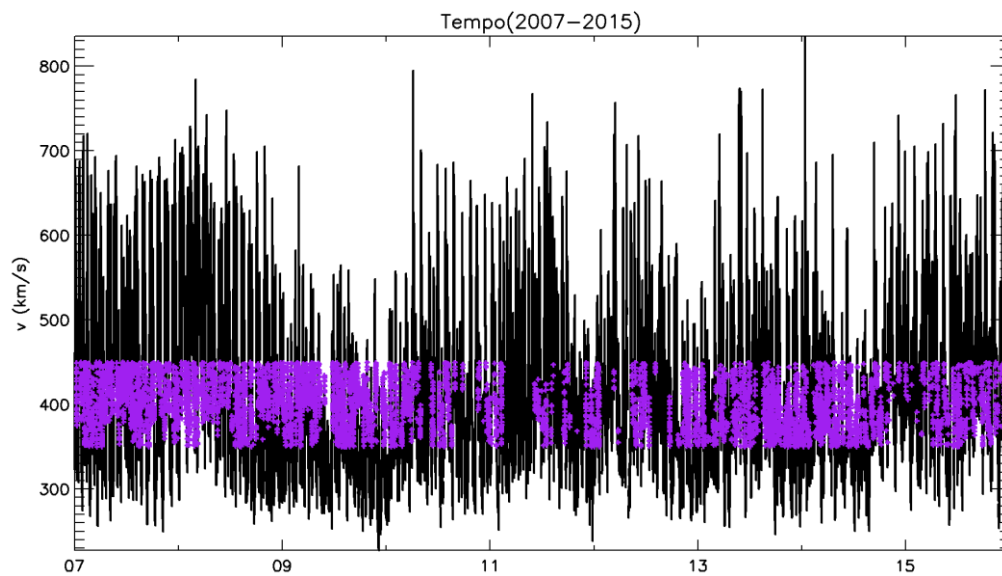
Tabela 6.1 – Valores médios dos parâmetros do plasma e critérios de seleção de períodos calmos considerando-se os dados observados entre 2007 e 2015 e os respectivos critérios de seleção dos períodos em que o meio interplanetário foi considerado como não perturbado.

Valores médios para o período de 2007 a 2015	Critério de seleção para períodos calmos
$\langle v \rangle = 413.80 \text{ km/s}$	$350 \text{ km/s} \leq v \leq 450 \text{ km/s}$
$\langle B \rangle = 5.159 \text{ nT}$	$B < 5 \text{ nT}$
$\langle n \rangle = 4.772 \text{ cm}^{-3}$	$N \leq 6 \text{ cm}^{-3}$
$\langle B_z \rangle = 0.0278 \text{ nT}$	$-3 \text{ nT} \leq B_z \leq 3 \text{ nT}$

Fonte: dados obtidos do satélite ACE (mais detalhes no capítulo 3).

As Figuras 6.5 a 6.8 mostram os valores de v , B , n e B_z observados no período entre 2007 e 2015. Os pontos pretos nessas figuras indicam perfil temporal (entre 2007 e 2015) de cada uma das grandezas físicas mencionadas (v , B , n e B_z), enquanto que os pontos em roxo indicam qual dos pontos pretos conseguiram satisfazer os critérios de seleção descritos na Tabela 6.1.

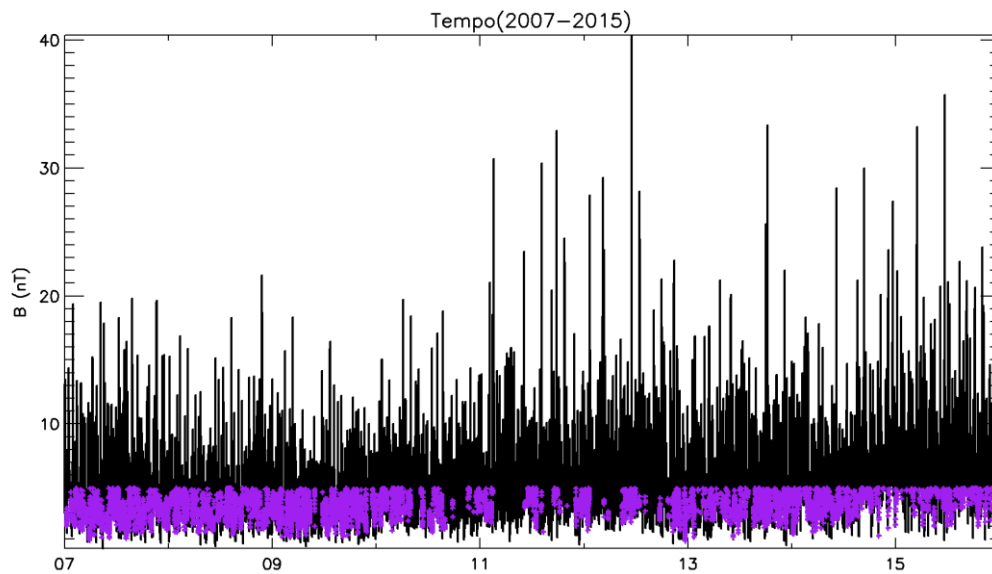
Figura 6.5 – Módulo do vetor velocidade do plasma no período entre 2007 e 2015 antes e após a seleção dos períodos calmos.



Os pontos pretos da curva são todos os pontos do módulo do vetor velocidade no período. Os pontos roxos indicam os dados de velocidade selecionados usando os critérios de seleção da Tabela 6.1.

Fonte: produção da autora.

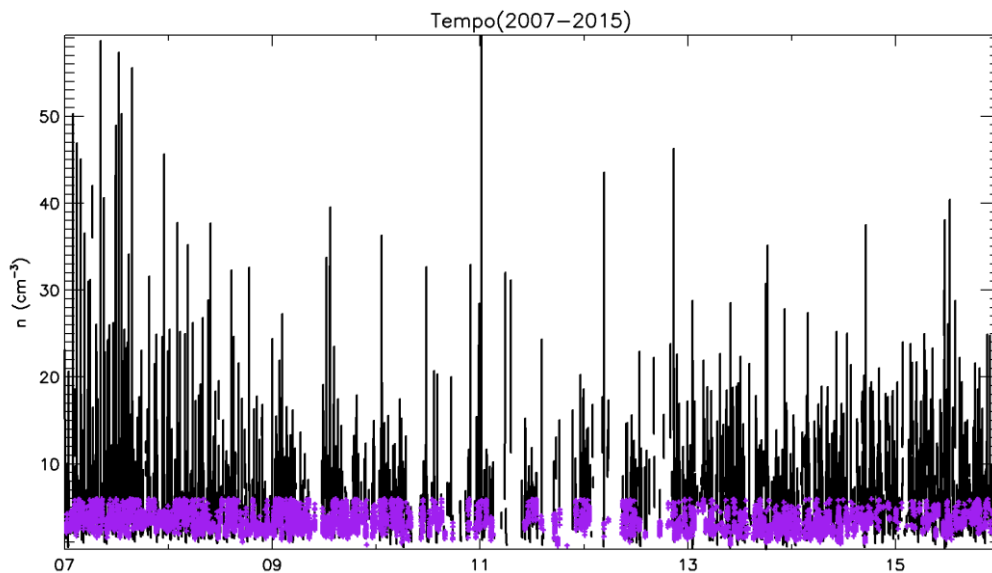
Figura 6.6 – Módulo do vetor campo magnético do plasma no período entre 2007 e 2015 antes e após a seleção dos períodos calmos.



Os pontos pretos da curva são todos os pontos do módulo do vetor campo magnético no período. Os pontos roxos indicam os dados do campo selecionados usando os critérios de seleção da Tabela 6.1.

Fonte: produção da autora.

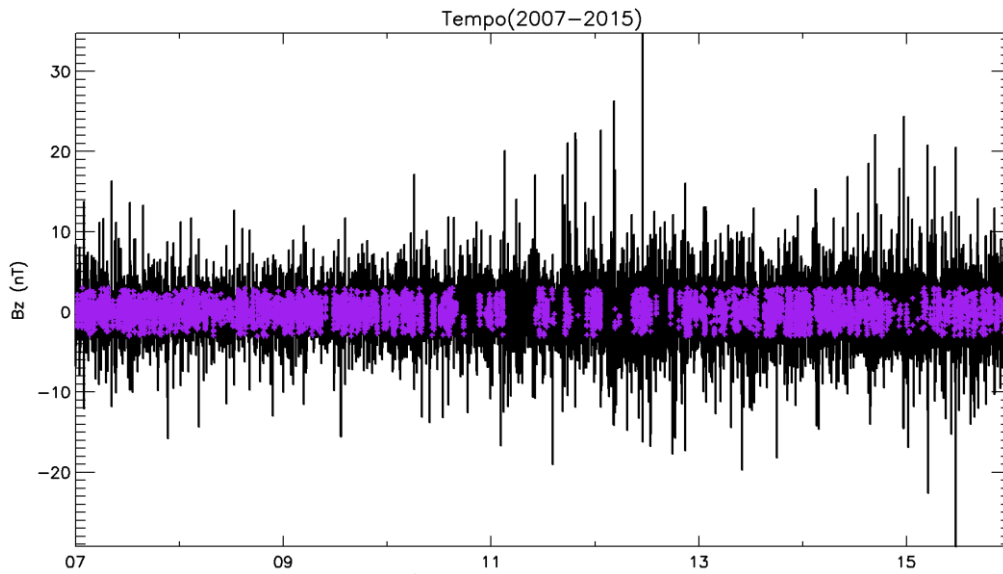
Figura 6.7 – Densidade do plasma no período entre 2007 e 2015 antes e após a seleção dos períodos calmos.



Os pontos pretos da curva são todos os pontos da densidade no período. Os pontos roxos indicam os dados da densidade selecionados usando os critérios de seleção da Tabela 6.1.

Fonte: produção da autora.

Figura 6.8 – Componente z do vetor campo magnético no período entre 2007 e 2015 antes e após a seleção dos períodos calmos.



Os pontos pretos da curva são todos os pontos da componente z do vetor campo magnético (em coordenadas GSE) no período. Os pontos roxos indicam os dados da componente z do campo selecionados usando os critérios de seleção da Tabela 6.1.

Fonte: produção da autora.

6.1.2. Períodos perturbados

A seleção dos períodos perturbados, provavelmente, associados a feixes de vento rápido foi separada em três etapas, descritas à seguir.

6.1.2.1. Etapa 1: Pré-seleção dos eventos por meio do índice V

Através do Índice V (ou I.V), desenvolvido pelo Dr. Rafael R. S. de Mendonça e Carlos R. Braga no programa EMBRACE (Programa de Estudos e Monitoramento Brasileiro do Clima Espacial), períodos onde a velocidade do vento solar apresentou aumentos duradouros foram identificados.

Conforme mostra a Tabela 6.2, esse índice pode apresentar 6 diferentes níveis, que representam o menor valor do somatório do desvio da velocidade do vento solar em relação à hora anterior em um período mínimo de um dia.

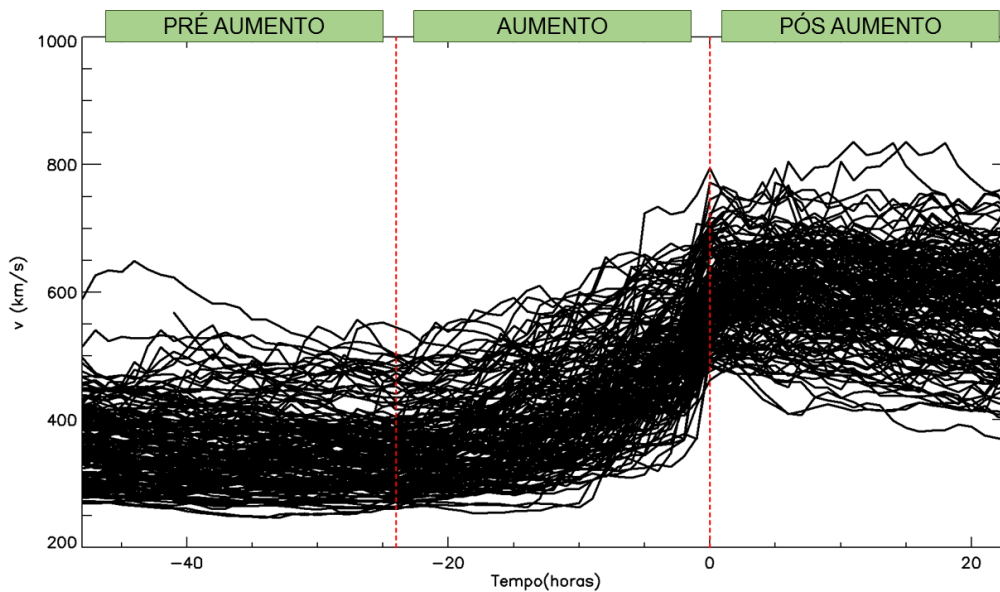
Tabela 6.2 – Escalas do índice V

Índice V	$\sum \Delta V_{vento\ solar}$ (em km/s)
V0	< 100
V1	≥ 100
V2	≥ 200
V3	≥ 300
V4	≥ 400
V5	≥ 500

Fonte: Comunicação pessoal com Dr. Rafael R.S. de Mendonça e Carlos R. Braga.

Neste trabalho, foram selecionados, no período entre 2007 e 2015, os instantes de tempo onde os valores de I.V foram iguais ou superior a 2. Para cada um dos 163 instantes encontrados, selecionaram-se os dados correspondentes às 48 horas que antecedem e às 24 horas que procedem o instante de tempo em que o índice V, igual ou superior a 2, foi observado. A Figura 6.9 mostra uma sobreposição dos valores da velocidade do vento solar observada nesses 163 períodos. Nesse figura, é possível observar que: (I) na maior parte dos casos a velocidade encontra-se entre 200 e 500 km/s no período entre -48 e -24 horas que antecedem a observação do índice (hora zero); e (II) há um aumento de velocidade (entre -24 e 0 horas) no dia que antecede essa observação.

Figura 6.9 – Velocidade do plasma nos eventos seleccionados pela etapa 1 em períodos de pré-aumento, aumento e pós-aumento.



Fonte: produção da autora.

6.1.2.2. Etapa 2: eliminação de ejeções coronais de massa (CMEs)

A seleção realizada na etapa anterior não garante que apenas eventos associados a feixes de vento rápido tenham sido selecionados, pois outras estruturas, como as correspondentes interplanetárias das ejeções coronais de massa (ICMEs - Interplanetary Coronal Mass Ejections), podem acarretar no aumento da velocidade do vento solar nas proximidades da Terra.

A fim de se eliminar os aumentos devido a presença de uma ICME, verificou-se as informações contidas no catálogo descrito por Richardson & Cane (2010) e disponível na internet⁶. Além disso, verificou-se, através das curvas do módulo do campo magnético e da componente z do campo magnético, que havia um fenômeno incompatível com a curva teórica esperada (Figura 6.3), uma vez que, observou-se um aumento desses parâmetros durante o período pré-aumento (entre -48 horas e -24 horas

⁶ disponível em: <http://www.srl.caltech.edu/ACE/ASC/DATA/level3/icmetable2.htm>

do aumento de velocidade registrada pelo índice V) em um dos eventos selecionados. Após a análise desse evento específico verificou-se que o mesmo tratava-se de uma CME, ocorrida em dezembro de 2014 (a data eliminada foi dia 24/12/2014), que não constava no catálogo utilizado e, por esse motivo, foi eliminada junto com as outras CMEs que estavam registradas no catálogo.

6.1.2.3. Etapa 3: critérios adicionais

Nesta etapa, os seguintes critérios adicionais foram adotados:

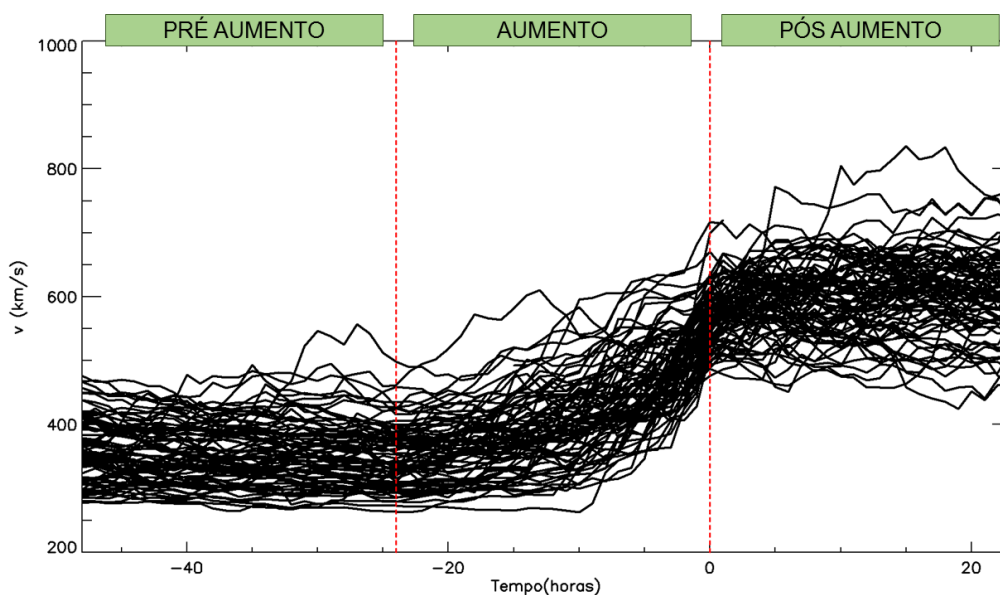
- Eliminação de eventos muito próximos: como o índice I.V pode registrar mais de um valor maior ou igual a 2 em menos de 24 horas. Por esse motivo, eliminou-se os casos onde I.V apresentou valor igual ou maior que 2 em menos de 24 horas de um acontecimento semelhante.

- Padronização da velocidade do vento solar nos intervalos que antecedem e precedem os períodos de aumento: após a realização de todas as etapas anteriores, só foram considerados eventos associados a feixes de vento solar rápido em dias que a média da velocidade do vento solar, nas 24 horas anteriores (dia anterior) ao dia que ocorre o aumento fosse menor do que 450 km/s e maior que 450 km/s nas 24 horas após a observação de I.V maior ou igual a 2 (dia posterior ao dia em que ocorre o aumento). Após a realização de todas essas etapas, o número de eventos associados a feixes rápidos passou para 83.

Para analisar do comportamento da variação diurna no dia em que ocorre a chegada de um feixe de vento rápido, no dia anterior e no dia posterior a chegada, os eventos selecionados foram divididos em três partes: (I) Dia de aumento, período que corresponde a hora em que o índice V é igual ou maior a 2 e as 23 horas que o antecedem; (II) Dia Pré-aumento, que corresponde as 24 horas anteriores ao dia de aumento; e (III) Dia Pós-aumento, que corresponde as 24 horas posteriores ao dia de aumento. Conforme é possível se observar na Figura 6.10, que mostra a sobreposição da velocidade em todos os eventos selecionados neste trabalho, a velocidade do vento solar apresenta um claro crescimento no

dia de aumento. No dia pré-aumento, encontra-se em torno de 350 km/s e no dia pós-aumento apresenta valores em torno de 600 km/s. Além disso, observa-se algumas características interessantes nas Figuras 6.11, 6.12 e 6.13 que são similares a Figura 6.3, como: aumento do módulo do campo magnético no dia do evento e uma queda da densidade no dia após o aumento de velocidade.

Figura 6.10 - Sobreposição do módulo do vetor velocidade de todos os eventos selecionados pelas etapas a, b e c divididos em três períodos (pré-aumento, aumento e pós-aumento).

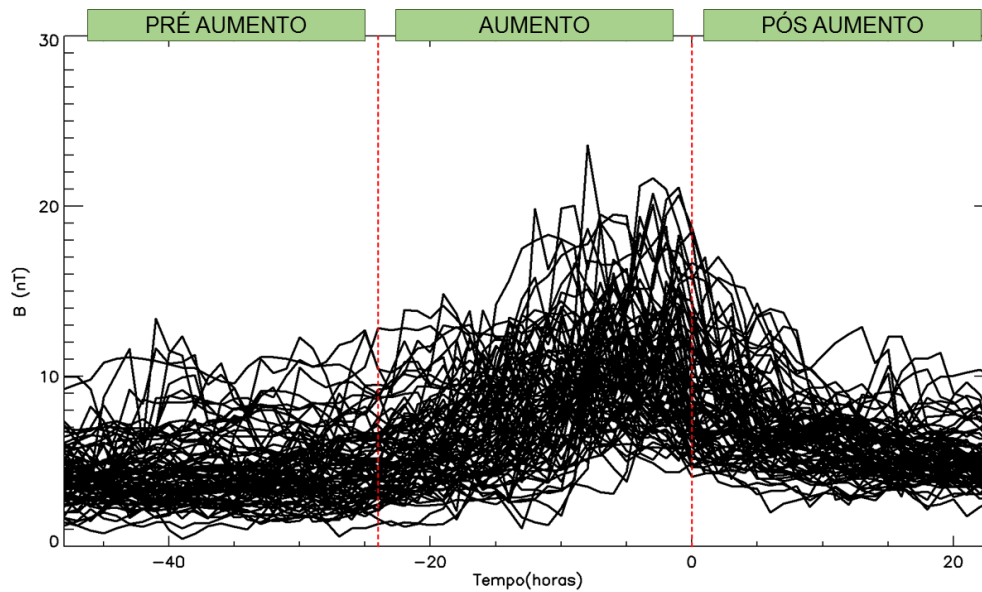


O período PRÉ-AUMENTO está entre -47 e -24 horas. O período de AUMENTO está entre -23 e 0 horas. O período PÓS AUMENTO está entre 1 e 24 horas. A hora zero indica o intervalo de tempo onde o I.V maior ou igual a 2 foi observado.

Fonte: produção da autora.

Como é possível observar na Figura 6.11, em praticamente todos os eventos, o módulo do campo magnético interplanetário (B) está abaixo de 10 nT nos dias que antecedem e precedem o dia em que ocorre o aumento de velocidade. Além disso, é possível se observar que, na maioria dos casos, B aumenta desde o final do dia pré-aumento até um pouco antes da hora zero.

Figura 6.11 - Sobreposição do módulo do vetor campo magnético de todos os eventos selecionados divididos em três períodos (pré-aumento, aumento e pós-aumento).

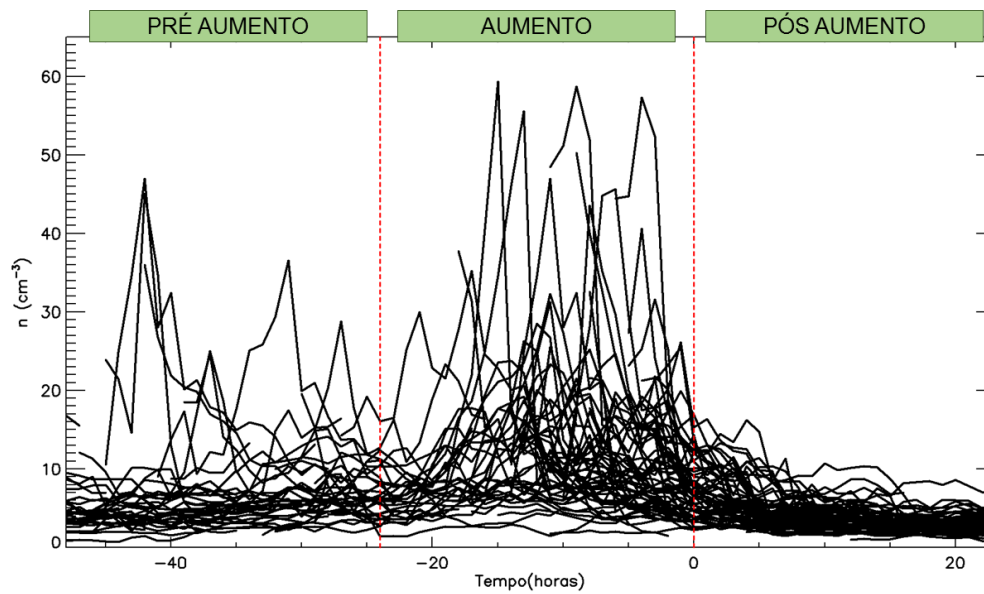


O período PRÉ-AUMENTO está entre -47 e -24 horas. O período de AUMENTO está entre -23 e 0 horas. O período PÓS AUMENTO está entre 1 e 24 horas. A hora zero indica o intervalo de tempo onde o I.V maior ou igual a 2 foi observado.

Fonte: produção da autora.

Conforme é possível se observar na Figura 6.12, de modo geral, a densidade do vento solar apresenta valores superiores a 10 cm^{-3} no dia de aumento e no dia que antecede o aumento de velocidade. Já no dia posterior ao aumento, na grande maioria dos casos, a densidade apresenta valores inferiores a 10 cm^{-3} .

Figura 6.12 - Sobreposição da densidade de todos os eventos selecionados divididos em três períodos (pré-aumento, aumento e pós-aumento).

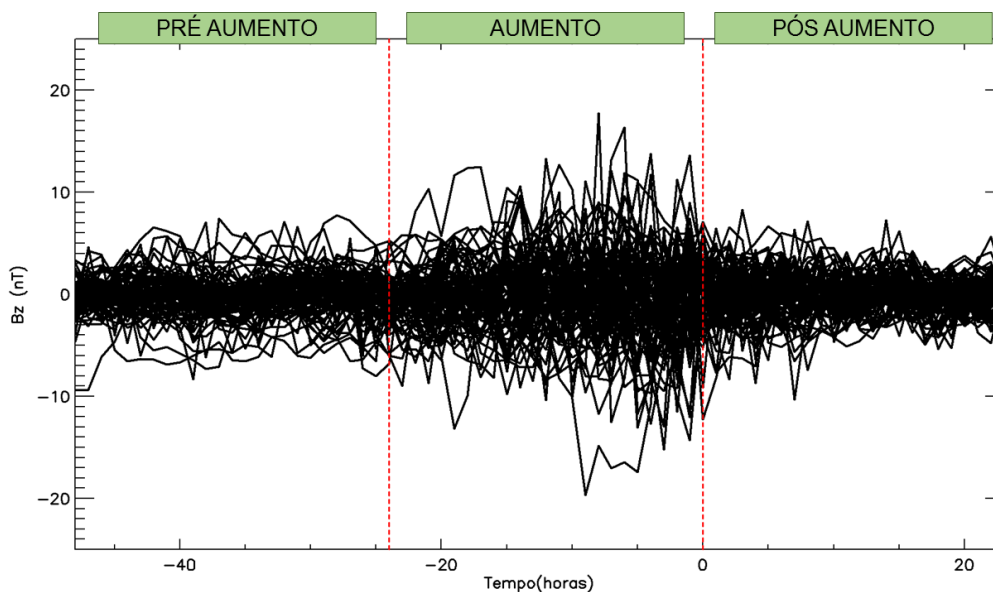


O período PRÉ-AUMENTO está entre -47 e -24 horas. O período de AUMENTO está entre -23 e 0 horas. O período PÓS AUMENTO está entre 1 e 24 horas. A hora zero indica o intervalo de tempo onde o I.V maior ou igual a 2 foi observado.

Fonte: produção da autora.

Na Figura 6.13, observa-se que a componente B_z do campo magnético interplanetário apresenta um comportamento difuso centrado em zero, principalmente no dia de aumento.

Figura 6.13 - Sobreposição da componente z do vetor campo magnético de todos os eventos selecionados divididos em três períodos (pré-aumento, aumento e pós-aumento).



O período PRÉ-AUMENTO está entre -47 e -24 horas. O período de AUMENTO está entre -23 e 0 horas. O período PÓS AUMENTO está entre 1 e 24 horas. A hora zero indica o intervalo de tempo onde o I.V maior ou igual a 2 foi observado.

Fonte: produção da autora.

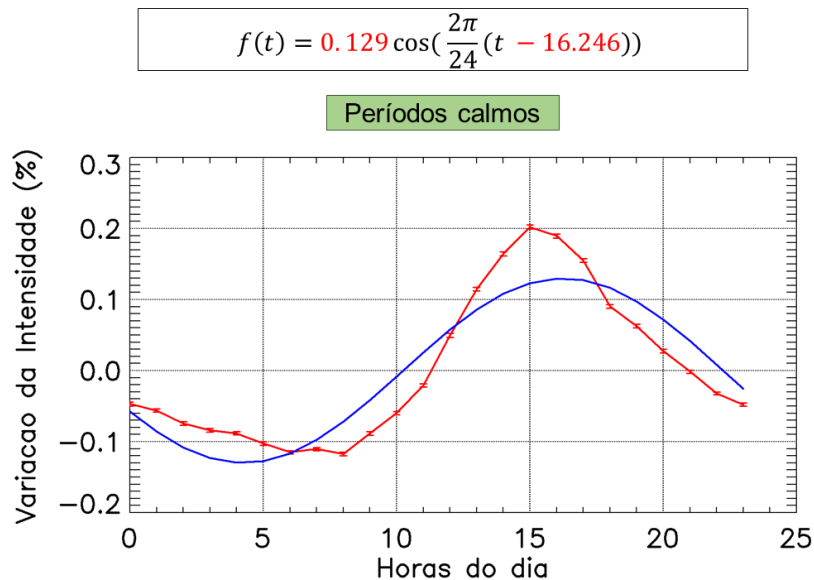
6.2. Análise da variação diurna em períodos calmos e perturbados

Uma vez que os períodos calmos e perturbados (dividido em três partes) foram selecionados, a análise da variação diurna foi realizada. A curva vermelha nas Figuras 6.14 a 6.17 mostra a média da intensidade de raios cósmicos observada em cada hora do dia, calculada considerando-se a metodologia descrita no Capítulo 1. No caso da Figura 6.14, a metodologia só foi aplicada a períodos calmos (datas selecionadas na seção 6.1.1 acima). Enquanto que, no caso das Figuras 6.15, 6.16 e 6.17, essa metodologia foi aplicada a todos os dias que: precederam o aumento de velocidade (Figura 6.15), de aumento de velocidade (Figura 6.16) e posteriores ao aumento (Figura 6.17), utilizando as datas selecionadas na seção 6.1.3.

A curva azul, nas figuras 6.14, 6.15, 6.16 e 6.17, mostra a função harmônica que representa a variação diurna calculada conforme os valores

de fase e amplitude (destacados em vermelho) obtidos por meio de um ajuste não linear, à partir da curva vermelha com a expressão disposta acima do gráfico.

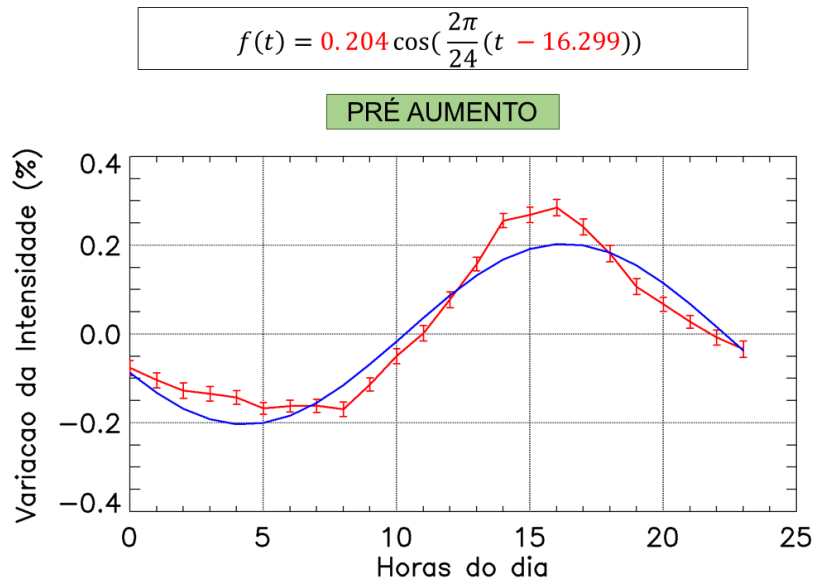
Figura 6.14 – Variação diurna observada em períodos calmos.



A curva vermelha representa a variação da intensidade de raios cósmicos em relação a média do dia, considerando-se a análise dos dados do canal vertical do detector de São Martinho da Serra observados no intervalo de tempo que define esse período. A curva azul representa os resultados obtidos utilizando-se a equação harmônica, mostrada na parte superior, cujos valores de amplitude e fase (destacados em vermelho) correspondem aqueles que possibilitaram a menor discrepância com os dados observados (curva vermelha).

Fonte: produção da autora.

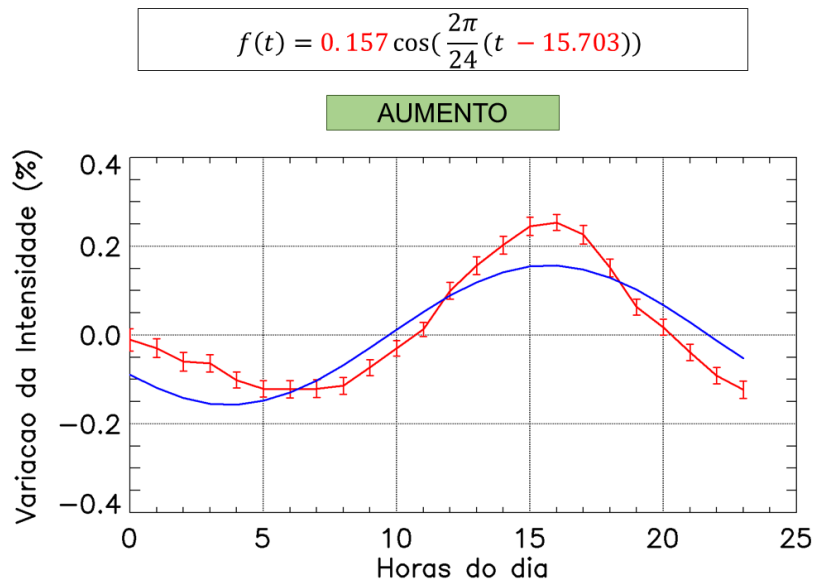
Figura 6.15 – Variação diurna observada no dia que antecede o aumento de velocidade associada a feixes de vento solar rápido.



A curva vermelha representa a variação da intensidade de raios cósmicos em relação a média do dia, considerando-se a análise dos dados do canal vertical do detector de São Martinho da Serra observados no intervalo de tempo que define esse período. A curva azul representa os resultados obtidos utilizando-se equação harmônica, mostrada na parte superior, cujos valores de amplitude e fase (destacados em vermelho) correspondem aqueles que possibilitaram a menor discrepância com os dados observados (curva vermelha).

Fonte: produção da autora.

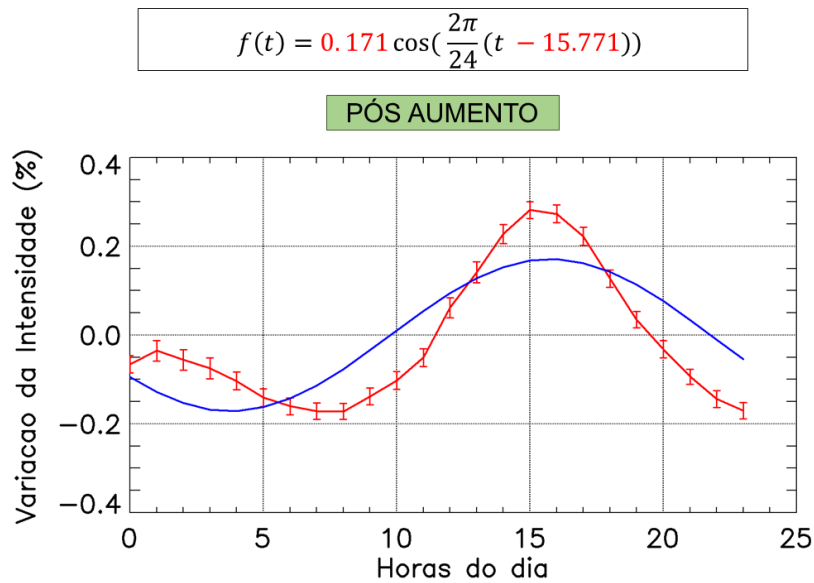
Figura 6.16 – Variação diurna observada no dia de aumento de velocidade associada a feixes de vento solar rápido.



A curva vermelha representa a variação da intensidade de raios cósmicos em relação a média do dia, considerando-se a análise dos dados do canal vertical do detector de São Martinho da Serra observados no intervalo de tempo que define esse período. A curva azul representa os resultados obtidos utilizando-se equação harmônica, mostrada na parte superior, cujos valores de amplitude e fase (destacados em vermelho) correspondem aqueles que possibilitaram a menor discrepância com os dados observados (curva vermelha).

Fonte: produção da autora.

Figura 6.17 – Variação diurna observada no dia posterior ao aumento de velocidade associada a feixes de vento solar rápido.



A curva vermelha representa a variação da intensidade de raios cósmicos em relação a média do dia, considerando-se a análise dos dados do canal vertical do detector de São Martinho da Serra observados no intervalo de tempo que define esse período. A curva azul representa os resultados obtidos utilizando-se equação harmônica, mostrada na parte superior, cujos valores de amplitude e fase (destacados em vermelho) correspondem aqueles que possibilitaram a menor discrepância com os dados observados (curva vermelha).

Fonte: produção da autora.

Para compreender como a variação diurna foi afetada nos momentos antes, durante e após a passagem de feixes de vento rápido, uma análise similar a realizada no capítulo 5 foi executada. As relações utilizadas para essa análise estão descritas nas Equações 6.1 e 6.2, sendo que B_R representa a amplitude relativa da variação diurna em um dos dias (pré aumento, aumento e pós-aumento) dos períodos perturbados, B_P representa a amplitude da variação diurna em um desses dias e B_C representa a amplitude da variação diurna observada nos períodos calmos. Enquanto que, ψ_R representa a fase relativa da variação diurna para um dos três dias do período perturbado, ψ_P a fase observada em um dos três dias do período perturbado e ψ_C a fase da variação diurna observada em períodos calmos.

$$B_R = \frac{B_P}{B_C} \quad (6.1)$$

$$\psi_R = \psi_P - \psi_C \quad (6.2)$$

Tabela 6.3 - Resultados da aplicação das Equações 6.1 e 6.2.

Período	B_R	ψ_R
Pré-aumento	1.57	0.05
Aumento	1.21	- 0.54
Pós-aumento	1.32	- 0.48

Fonte: produção da autora.

Os resultados obtidos para cada um dos três dias do período perturbado são mostrados na Tabela 6.3. Através deles, é possível se notar que a amplitude da variação em todo os três dias dos eventos perturbados é maior que a amplitude observada nos períodos calmos. Sendo que $B_{R.PRE} > B_{R.PÓS} > B_{R.AUMENTO}$, portanto a amplitude da variação diurna foi mais amplificada em períodos anteriores ao dia do evento (PRÉ) e menos amplificadas nos dias de ocorrência do evento (AUMENTO). Além disso, é possível notar que, a menor amplitude ocorre no dia em que o aumento de velocidade é registrado, enquanto a maior amplitude ocorre no dia anterior a esse.

Analisando-se a fase relativa da variação diurna, pode-se observar que, em períodos que precedem o dia de aumento, a fase da variação diurna é aproximadamente igual a fase observada nos períodos calmos. O mesmo não ocorre em outros dias de período perturbado. Tanto no dia de aumento quanto no dia pós-aumento, a fase relativa é negativa, o que indica que o processo de convecção é mais significativo que o processo de difusão nesses dois dias, quando comparado os períodos calmos. Além disso, é

possível observar que o processo de convecção é mais atuante nos dias de aumento da velocidade do vento, em comparação com o dia posterior.

Esses dois últimos resultados são compatíveis com a teoria (apresentada no capítulo 1 (mais precisamente, equação 1.8), que considera que o processo de convecção é proporcional ao vetor velocidade do vento solar.

7 CONSIDERAÇÕES FINAIS

A variação diurna da intensidade do fluxo de raios cósmicos, observada em detectores de múons, é um resultado da forma com que partículas cósmicas viajam pelo interior da Heliosfera e é afetada pelos processos de difusão e convecção. Por esse motivo, estudar em que situações as mudanças nessa variação ocorrem, também é conhecer um pouco mais a respeito da dinâmica do campo magnético interplanetário, de fenômenos solares transientes e do transporte de raios cósmicos.

A fim de se possibilitar uma melhor análise da variação diurna, os dados sobre a intensidade de raios cósmicos utilizados neste trabalho foram inspecionados, buscando-se eliminar influências de problemas na eletrônica do detector. Além disso, duas formas diferentes de se descrever e eliminar os efeitos atmosféricos presentes na intensidade de raios cósmicos, observada na superfície, foram utilizadas. Essa análise mostrou que as duas metodologias (uma que descreve o efeito da temperatura de forma linear e outra de forma exponencial) produzem resultados semelhantes (ou seja, as metodologias podem ser consideradas praticamente equivalentes). Além disso, a correção devido a pressão e temperatura é extremamente necessária para o cálculo da variação diurna, uma vez que, os efeitos atmosféricos alteram bastante a visualização do perfil da variação diurna relacionada aos processos de difusão e convecção no meio interplanetário.

O campo magnético interplanetário sofre diversas alterações distintas durante o ciclo solar. Por esse motivo, para analisar o comportamento da variação diurna ao longo do ciclo, a curva que representa o número de manchas solares foi dividida em períodos. Por meio dessa análise, observou-se que a amplitude da variação diurna possui uma boa relação com o ciclo solar. Enquanto que, através da análise do comportamento da fase da variação diurna, nos diferentes períodos do ciclo de atividade solar, observou-se que, em grande parte do ciclo, o fluxo devido à difusão é mais significativo do que o fluxo devido à convecção. Somente, no período de declínio de atividade do ciclo solar, observado entre 2014 e 2015, o fluxo

devido à convecção é mais significativo. Para determinar se essa é uma característica de períodos de declínio de atividade solar ou se outro fator contribuiu para esses resultados outros estudos complementares, com períodos maiores de dados, são necessários, isto é, com maior número de ciclos solares.

Além do estudo da variação diurna em diversas fases do ciclo solar, também analisou-se, nesta dissertação, como a variação diurna de raios cósmicos é alterada pela passagem de feixes de vento solar rápido. Para isso, desenvolveu-se uma metodologia para selecionar períodos calmos e períodos perturbados por feixes de vento solar rápido. Enquanto os períodos calmos foram definidos como os intervalos de tempo onde os parâmetros físicos do plasma interplanetário apresentaram valores nominais, os períodos perturbados foram selecionados com base em uma lista de eventos. Nos períodos perturbados, o perfil da velocidade do vento solar comportou-se como o desejado: (I) aumentou ao menos 200 km/s ao longo de um dia; (II) apresentou valores inferiores a 450 km/s no dia anterior ao dia em que ocorreu o aumento; e (III) apresentou valores superiores a 450 km/s nas 24 horas posteriores ao dia do aumento. A fim de selecionar somente os períodos perturbados associados a feixes de vento rápido, os eventos associados a passagem de ICMES, conforme análise do catálogo elaborado por Richardson & Cane (2000), foram eliminados.

Comparando-se o comportamento da variação diurna da intensidade de raios cósmicos nos períodos perturbados, observou-se que a amplitude da variação diurna é maior do que aquela observada em períodos calmos, em todos os três dias dos períodos perturbados, principalmente, no dia que antecede o aumento da velocidade do vento solar. Também, conclui-se que o fluxo de raios cósmicos devido a convecção é mais significativo durante e após o aumento da velocidade do vento solar. Fato esse, compatível com a teoria apresentada na seção 1.3 (Capítulo 1), que determina que o fluxo convectivo é proporcional a velocidade do plasma do meio interplanetário.

Em suma, neste trabalho, observou-se que a visualização da variação diurna da intensidade de raios cósmicos, associada aos efeitos de difusão

e convecção dessas partículas no meio interplanetário, em detectores dispostos na superfície terrestre, é ofuscada pelos efeitos atmosféricos. Além disso, observou-se que a amplitude e fase dessa variação parecem apresentar valores distintos nas diferentes fases do ciclo solar. Por último, verificou-se que a variação diurna no dia que antecede a chegada de um feixe de vento rápido é mais significativa (tem maior amplitude) do que àquela observada em períodos calmos e que o processo de convecção é predominante, em relação ao processo de difusão, nos períodos nos quais a Terra está sob influência de um feixe de vento solar rápido.

REFERÊNCIAS BIBLIOGRÁFICAS

BEVINGTON, P.R. **Data reduction and error analysis for the physical science**. New York: McGraw-Hill, 1969. 172 p.

CANE, H.V. Coronal mass ejections and Forbush decreases. **Space Science Reviews**, v. 93, p. 55-77, 2000.

CHILINGARIAN, A.; MAILYAN, B. Investigation of daily variation of the cosmic ray fluxes in the beginning of the 24th solar activity cycle. In: INTERNATIONAL COSMIC RAY CONFERENCE, 31., 2009, Lodz, Poland. **Proceedings the 31st ICRC**, ŁODZ, 2009. ISBN:9781510804739.

DENTON, M.H.; BOROVSKY, J.E.; HORNE, R.B.; MCPHERSON, R.L.; MORLEY, S.K.; TSURUTANI, B.T. High-speed solar wind streams: A call for key research. **Earth & Space Science News**, v. 89, n. 7, p. 62-62, 2008.

ECHER, E.; RIGOZO, N.R. et. al. O número de manchas solares, índice da atividade do Sol. **Revista Brasileira de Ensino de Física**, v. 25, n. 2, jun. 2003.

FIROZ, K.A. On cosmic ray diurnal variations: disturbed and quiet days. In: ANNUAL CONFERENCE OF DOCTORAL STUDENTS - WDS 2008, 17., 2008, Prague. **Proceedings of Contributed papers**. Prague: Matfyzpress, 2008. ISBN 978-80-7378-066-1 (Part II). Disponível em: <http://www.mff.cuni.cz/veda/konference/wds/proc/pdf08/WDS08_232_f2_Firoz.pdf>, Acesso em: 31 de Outubro de 2016.

GREEN, S.F.; JONES, M.H. et al. **An introduction to the Sun and stars**. The open university e Cambridge university press, 2003. 373 p.

GUPTA, V.; BRADRUDDIN. High-speed solar wind streams during 1996 – 2007: sources, statistical distribution, and plasma/field properties. **Solar Physics**, v. 264, n.1, pp. 165–188, 2010.

KATAOKA, R.; MIYOSHI, Y. Flux enhancement of radiation belt electrons during geomagnetic storms driven by coronal mass ejections and corotating interactions regions. **Space Weather**, vol. 4, n. 9, S09004, 2006.

KUDELA, K.; FIROZ, K.A.; LANGER, R.; KOLLÁR, V. On diurnal variation of cosmic rays: statistical study of neutron monitor data including Lomnický štít. In: EUROPEAN COSMIC RAYS SYMPOSIUM, 21., 2008, Kosice (Slovakia). **Proceedings of the 21. European Cosmic Ray**

Symposium. Kosice: Institute of Experimental Physics. Slovak Academy of Sciences, 2008. p. 374-378.

LANG, K.R. **The Cambridge encyclopedia of the Sun.** Cambridge university press, 2001. 256 p.

MENDONÇA, R.R.S. **Análise em uma e duas dimensões de percussores de tempestades geomagnéticas através de dados da rede global de detectores de múons (GMDN).** 2015. 234 p. sid.inpe.br/mtcm21b/2015/06.12.15.58-TDI . Tese (Doutorado em Geofísica Espacial) – Instituto Nacional de Pesquisas Espaciais (INPE), São José dos Campos, 2015. Disponível em: http://www.inpe.br/pos_graduacao/cursos/geo/arquivos/teses/tese_rafael_rodrigues_2015.pdf. Acesso em: 31 out 2016.

MENDONÇA, R. R. S.; BRAGA, C. R.; ECHER, E.; DAL LAGO, A.; MUNAKATA, K.; KUWABARA, T.; KOZAI, M.; KATO, C.; ROCKENBACH, M.; SCHUCH, N. J.; et al. The temperature effect in secondary cosmic rays (muons) observed at the ground: analysis of the global muon detector network data. **Astrophysical Journal**. v. 830, n. 2, Oct 20 2016.

MEYER-VERMET, N. **Basics of the solar wind.** Cambridge university press, 2007. 463 p.

MORAAL, H. Cosmic-ray modulation equations. **Space Science Reviews**. v. 173, p. 299-319, 2013.

MUNAKATA, K.; KOZAI, M.; KATO, C.; KÓTA, J. Long-term variation of the solar diurnal anisotropy of Galactic cosmic rays observed with the Nagoya multi-directional muon detector. **The astrophysical journal**, v. 791, n. 22, 16pp, August 10, 2014..

OLIVEIRA, A.G.; ROCKENBACH, M.; PACINI, A.A. Raios cósmicos e a heliosfera. **Revista Brasileira de Ensino de Física**, v. 36, n. 2, 2316. 2014.

RICHARDSON, I.G.; CANE, H.V. Near-Earth interplanetary coronal mass Ejections during solar cycle 23 (1996 – 2009): Catalog and Summary of Properties. **Solar Physics**, vol. 264, n. 1, pp. 189-237, 2010.

ROSSI, B. **Cosmic rays.** McGraw-Hill Book Company, 1964. 268 p.

SAGISAKA, S. Atmospheric effects on cosmic-ray muon intensities at deep underground depths. **Il Nuovo Cimento C**, v. 9, n. 4, p. 809-828, 1986.

SANDSTRÖM, A.E. **Cosmic ray physics.** Amsterdam: North-Holland Publishing Company, 1964. 421 p.

SCHLICKEISER, R. **Cosmic ray astrophysics**. Springer-Verlag Berlin Heidelberg, 2002. 519 p.

SPIEGEL, M. **Estatística**. 2 ed. São Paulo: McGraw-Hill do Brasil, 1985. Coleção Schaum. 454 p.

STURROCK, P.A. **Plasma physics**: an introduction to the theory of Astrophysical, Geophysical and laboratory plasmas. Cambridge University press, 1994.

TASCIONE, T.F. **Introduction to the space environment**. 2 ed. Florida: Krieger publishing company, 2010. 159 p.

REISS, M.A.; TEMMER, M.; VERONING, A.M.; NIKOLIC, L.; VENNERTSTROM, S.; SCHONGASSNER, F. Verification of high-speed solar wind stream forecasts using operational solar wind models. **Space Weather**, v. 14, n. 7, p. 495-510, 2016.

TSURUTANI, B.T.; MCPHERRON, R. L.; GONZALEZ, W.D.; LU, G.; SOBRAL, J.H.A.; GOPALSWAMY, N. Introduction to special section on corotating solar wind streams and recurrent geomagnetic activity. **Journal of Geophysical Research**, v.111. n. A07S00, 2006.

TSURUTANI, B.T.; GONZALEZ, W.D.; GONZALEZ, A.L.C.; GUARNIERI, F.L.; GOPALSWAMY, N.; GRANDE, M.; KAMIDE, Y.; KASAHARA, Y.; LU, G.; MANN, I.; MCPHERRON, R.; SORAAS, F.; VASYLIUNAS, V. Introduction to special section on corotating solar wind streams and recurrent geomagnetic activity. **Journal of Geophysical Research**, v.111. n. A07S01, 2006.

XYSTOURIS, G.; SIGALA, E.; MAVROMICHALAKI, H. A complete catalogue of high-speed solar wind streams during solar cycle 23. **Solar Physics**, v. 289, p. 995–1012, 2014.

VUOLO, J.H. **Fundamentos da teoria de erros**. São Paulo: Editora Edgard Blücher LTDA, 1992. 249 p.