Ministério da
Ciência e Tecnologia

INPE-16649-TDI/1612

DETECÇÃO DE DISTÚRBIOS SOLAR-INTERPLANETÁRIOS COMBINANDO OBSERVAÇÕES DE SATÉLITES E DE RAIOS CÓSMICOS DE SUPERFÍCIE PARA APLICAÇÃO EM CLIMA ESPACIAL

Marlos Rockenbach da Silva

Tese de Doutorado do Curso de Pós-Graduação em Geofísica Espacial, orientada pelos Drs. Walter Demétrio Gonzalez Alarcon, e Alisson Dal Lago, aprovada em 18 de dezembro de 2009.

Registro do documento original:
<http://urlib.net/sid.inpe.br/mtc-m19@80/2009/11.30.12.58>

INPE
São José dos Campos
2010

PUBLICADO POR:

Instituto Nacional de Pesquisas Espaciais - INPE
Gabinete do Diretor (GB)
Serviço de Informação e Documentação (SID)
Caixa Postal 515 - CEP 12.245-970
São José dos Campos - SP - Brasil
Tel.:(012) 3945-6911/6923
Fax: (012) 3945-6919
E-mail: pubtc@sid.inpe.br

CONSELHO DE EDITORAÇÃO:
Presidente:
Dr. Gerald Jean Francis Banon - Coordenação Observação da Terra (OBT)
Membros:
Drª Maria do Carmo de Andrade Nono - Conselho de Pós-Graduação
Dr. Haroldo Fraga de Campos Velho - Centro de Tecnologias Especiais (CTE)
Drª Inez Staciarini Batista - Coordenação Ciências Espaciais e Atmosféricas (CEA)
Marciana Leite Ribeiro - Serviço de Informação e Documentação (SID)
Dr. Ralf Gielow - Centro de Previsão de Tempo e Estudos Climáticos (CPT)
Dr. Wilson Yamaguti - Coordenação Engenharia e Tecnologia Espacial (ETE)
BIBLIOTECA DIGITAL:
Dr. Gerald Jean Francis Banon - Coordenação de Observação da Terra (OBT)
Marciana Leite Ribeiro - Serviço de Informação e Documentação (SID)
Jefferson Andrade Ancelmo - Serviço de Informação e Documentação (SID)
Simone A. Del-Ducca Barbedo - Serviço de Informação e Documentação (SID)
REVISÃO E NORMALIZAÇÃO DOCUMENTÁRIA:
Marciana Leite Ribeiro - Serviço de Informação e Documentação (SID)
Marilúcia Santos Melo Cid - Serviço de Informação e Documentação (SID)
Yolanda Ribeiro da Silva Souza - Serviço de Informação e Documentação (SID)
EDITORAÇÃO ELETRÔNICA:
Viveca Sant´Ana Lemos - Serviço de Informação e Documentação (SID)

Ministério da
Ciência e Tecnologia

INPE-16649-TDI/1612

DETECÇÃO DE DISTÚRBIOS SOLAR-INTERPLANETÁRIOS COMBINANDO OBSERVAÇÕES DE SATÉLITES E DE RAIOS CÓSMICOS DE SUPERFÍCIE PARA APLICAÇÃO EM CLIMA ESPACIAL

Marlos Rockenbach da Silva

Tese de Doutorado do Curso de Pós-Graduação em Geofísica Espacial, orientada pelos Drs. Walter Demétrio Gonzalez Alarcon, e Alisson Dal Lago, aprovada em 18 de dezembro de 2009.

Registro do documento original:
<http://urlib.net/sid.inpe.br/mtc-m19@80/2009/11.30.12.58>

INPE
São José dos Campos
2010

Dados Internacionais de Catalogação na Publicação (CIP)

Si38d

Silva, Marlos Rockenbach da.
Detecção de distúrbios solar-interplanetários combinando observações de satélites e de raios cósmicos de superfície para aplicação em clima espacial / Marlos Rockenbach da Silva. – São José dos Campos : INPE, 2010.
XXX + 110 p. ; (INPE-16649-TDI/1612)

Tese (Doutorado em Geofísica Espacial) – Instituto Nacional de Pesquisas Espaciais, São José dos Campos, 2009.
Orientadores : Drs. Walter Demétrio Gonzalez Alarcon, e Alisson Dal Lago.

1. Raios cósmicos. 2. Tempestades geomagnéticas. 3. Estruturas solares. 4. Previsão de tempestades geomagnéticas. 5. Clima espacial. I.Título.

CDU 550.385.4

Copyright © 2010 do MCT/INPE. Nenhuma parte desta publicação pode ser reproduzida, armazenada em um sistema de recuperação, ou transmitida sob qualquer forma ou por qualquer meio, eletrônico, mecânico, fotográfico, reprográfico, de microfilmagem ou outros, sem a permissão escrita do INPE, com exceção de qualquer material fornecido especificamente com o propósito de ser entrado e executado num sistema computacional, para o uso exclusivo do leitor da obra.

Copyright © 2010 by MCT/INPE. No part of this publication may be reproduced, stored in a retrieval system, or transmitted in any form or by any means, electronic, mechanical, photocopying, recording, microfilming, or otherwise, without written permission from INPE, with the exception of any material supplied specifically for the purpose of being entered and executed on a computer system, for exclusive use of the reader of the work.

Aprovado (a) pela Banca Examinadora em cumprimento ao requisito exigido para obtenção do Título de Doutor(a) em

Geofísica Espacial

Dr. **Polinaya Muralikrisna**

Presidente / INPE / São José dos Campos - SP

Dr. **Alisson Dal Lago**

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

Dr. **Ezequiel Echer**

Membro da Banca / INPE / SJCampos - SP

Dra. **Maria Virgínia Alves**

Membro da Banca / INPE / SJCampos - SP

Dr. **Nelson Jorge Schuch**

Membro da Banca / CRS / Santa Maria - RS

Dr. **Jean-Pierre Raulin**

Convidado(a) / MACKENZIE / São Paulo - SP

Dr. **Antonio de Padua Brito Serbeto**

Convidado(a) / UFF / Niterói - RJ

Aluno (a): Marlos Rockenbach da Silva

São José dos Campos, 18 de dezembro de 2009

"Para entender o coração e a mente de uma pessoa, não olhe para o que ela já conseguiu, mas para o que ela aspira".

Kalil Gibran

A meus pais,

MILTON JOSE FERNANDES DA SILVA e

ILVA LUCI ROCKENBACH DA SILVA.

AGRADECIMENTOS

A meus pais, Milton José Fernandez da Silva e Ilva Luci Rockenbach da Silva, por sempre acreditarem em mim, e serem o exemplo de honestidade, dignidade e perseverança que tive na vida. E a minha irmã, Daniela Rockenbach da Silva, que sempre está torcendo por mim.

Aos orientadores Dr. Alisson Dal Lago e Dr. Walter Demétrio Ganzalez Alarcon pela paciência, persistência e confiança no trabalho desenvolvido, e pelas horas de produtivas discussões, contribuindo substancialmente no amadurecimento das idéias e na colheita dos resultados almejados.

Ao Dr. Nelson Jorge Schuch que, desde a iniciação científica, tem me conduzido pelos melhores caminhos, tanto na vida científica e profissional quanto pessoal.

Ao Dr. Kazuoki Munakata que além de permitir que eu participasse da instalação do telescópio cintilador de muons em março de 2001 e da ampliação deste mesmo equipamento, em dezembro de 2005, me orientou durante estágio de 6 meses na Universidade de Shinshu no Japão, ensinando-me tudo o que penso saber sobre os raios cósmicos, e em especial à Shinshu University, Japão e ao Bartol Research Institute, EUA que financiaram a instalação e ampliação do telescópio de muons no Observatório Espacial do Sul em São Martinho da Serra.

À Dra. Aline de Lucas, antes de tudo grande amiga, que contribuiu com a revisão do texto e com importantes discussões e sugestões.

A todos meus amigos que estiveram comigo tanto nas horas difíceis quanto nas fáceis, proporcionando excelentes momentos de alegria e descontração.

A Fundação de Amparo à Pesquisa do Estado de São Paulo - FAPESP, que através do projeto número 05/54800-1 financiou este projeto.

Aos programas de operação da missão ACE, e dos monitores de nêutrons do "Bartol Research Institute", financiado pela NSF - ATM-0000315, pelo fornecimento dos dados dos parâmetros do meio interplanetário e de nêutrons, para a realização deste trabalho.

Ao Instituto Nacional de Pesquisas Espaciais, principalmente à Divisão de Geofísica Espacial que me acolheu como um dos seus, pela oportunidade de estudos e

disponibilização de infra estrutura necessária, dando todo apoio necessário para o desenvolvimento desse trabalho.

RESUMO

Nesta tese é mostrada que a nova metodologia proposta para a análise dos dados da Rede de Muons, em operação desde 2001, passando a chamar-se Rede Global de Detectores de Muons (*Global Muon Detector Network*) - GMDN após 2006, pode ser uma importante ferramenta para a previsão de estruturas solares que causam tempestades geomagnéticas. Para isto foram utilizados dados registrados pelos instrumentos a bordo do satélite *Advanced Composition Explorer* - ACE, e dados de raios cósmicos de superfície dos telescópios que formam a GMDN no período de 2001 a 2007. Os telescópios cintiladores de *muons* encontram-se instalados no Observatório Espacial do Sul - OES/CRS/CIE/INPE-MCT em São Martinho da Serra, Brasil, *Nagoya University* em Nagoya, Japão, *Australian Antartic Division - University of Tansmania* em Hobart, Australia e *Kuwait University* no Kuwait. Os eventos foram classificados de acordo com a intensidade das tempestades medida pelo índice Dst, da seguinte forma: Tempestades Moderadas - MS ($-50 > Dst > -100$), Tempestades Intensas - IS ($-100 > Dst > -250$) e Tempestades Superintensas - SS ($Dst < -250$). A nova metodologia foi comparada a metodologia de Munakata et al. (2000), sendo observado o dobro de precursores para os três tipos de tempestades com a metodologia proposta nesta tese. As tempestades superintensas são as de maior "previsibilidade", seguidas pelas tempestades intensas e a de menor observação de precursores são as tempestades moderadas.Também foi comprovada a melhoria da metodologia proposta nesta tese, tanto no número de precursores observados, quanto na qualidade de observação dos efeitos, em relação à metodologia de Munakata et al. (2000), e pela primeira vez, há indícios de precursores de tempestades causadas por regiões de interação corotantes (*Corotating Interaction Region* - CIR).

SOLAR-INTERPLANETARY DISTURBANCES DETECTION COMBINING SATELLITE AND GROUND COSMIC RAYS OBSERVATIONS FOR SPACE WEATHER APLICATION

ABSTRACT

In this thesis we show that the new methodology to analize data from the Muon Network in operation since 2001, being called Global Muon Detector Network - GMDN after 2006, can be considered an important tool for the forecasting of solar structures causing geomagnetic storms. Interplanetary and cosmic ray ground based data registered by the instruments onboard the *Advanced Composition Explorer* (ACE) satellite, and ground based cosmic rays detectors that compose the Muon Network were analyzed from 2001 to 2007. Four different muon cintillator telescopes were used for this study: one installed in the Southern Space Observatory - SSO/CRS/CIE/INPE-MCT, in São Martinho da Serra, Brazil; the other one in Nagoya University, in Nagoya, Japan; another one in the Australian Antartic Division - University of Tansmania in Hobart, Australia; and the last one in the Kuwait University in Kuwait City, Kuwait. The events analyzed were classified into three cathegories according to the storm intensity measured by the Dst index: Moderate Storms (MS) ($-50 > Dst > -100\ nT$), Intense Storms (IS) ($-100 > Dst > -250\ nT$), and Superstorms (SS) ($Dst < -250\ nT$). The new methodology were compared with Munakata et al. (2000) methodology, where were observed that two times of precursors for that three kinds of storms were observed by the methodology proposed in this thesis. Super storms are the ones with the largest "previsibility", followed by the intense storms, and the smaller precursors observation are moderate storms.We could verify that the Proposed Methodology improved, as much in the number of observed precursors, as in the quality of the effects observed, compared to the Munakata et al. (2000)'s methodology, and for the first time, there is indication of precursors of geomagnetic storms caused by Corotating Interaction Region - CIR.

LISTA DE FIGURAS

Pág.

2.1 Figura esquemática da estrutura interna solar e sua atmosfera.
FONTE: Modificado de `http://canopy.lmsal.com/schryver/Public/homepage/coolstarimages2.html` (2009). 5

2.2 Imagem combinada mostrando a estruturação do vento solar na coroa solar.
FONTE: Modificado de Schwenn (2006). 7

2.3 Diagrama esquemático da topologia do campo magnético na coroa solar.
FONTE: Modificado de Schunk e Nagy (2000). 7

2.4 O *modelo da bailarina* tridimensional da heliosfera como proposto por ALFVÉN (1977).
FONTE: Modificado de Schwenn (2006). 8

2.5 Figura esquemática da heliosfera e suas principais características.
FONTE: Modificado de `http://canopi.lmsal.com/schryver/Public/homepage/coolstarimages4.html` (2009). 9

2.6 Sistema de coordenadas utilizado para definir a orientação do IMF. . . . 10

2.7 Acoplamento Sol-meio interplanetário-magnetosfera terrestre.
FONTE: Modificado de Gonzalez e Tsurutani (1992) 11

2.8 Gráfico do Índice Dst mostrando as principais características apresentadas por este índice durante uma tempestade geomagnética. 13

2.9 Diagrama de borboleta mostrando a localização das manchas solares no disco solar e a inversão da polaridade do campos magnético solar além de imagens do satélite SOHO mostrando a atividade solar no decorrer de um ciclo.
FONTE: Modificado de `http://solarscience.msfc.nasa.gov/images/magbfly.jpg` (2009) e de `http://apod.nasa.gov/apod/ap071203.html` (2009). 14

2.10 Comparação entre a taxa de contagens de monitores de nêutrons e o número de manchas solares.
FONTE: Modificado de `http://ulysses.sr.unh.edu/NeutronMonitor/images/0_1950-2006.GIF` (2009). 15

3.1 **a.** Espectro de energia dos raios cósmicos. **b.** Espectro de raios cósmicos na região de baixa energia.
FONTE: Modificado de Mursula e Usoskin (2003). 19
3.2 **a.** Foto do detector de muons instalado no Observatório Espacial do Sul em São Martinho da Serra, RS, Brasil, após sua ampliação em dezembro de 2005. **b.** Esquema do detector de duas camadas. Através da coincidência das contagens entre um par de detectores, um na camada de cima e o outro na camada de baixo, é possível registrar o número de muons e sua correspondente direção de incidência. 23
3.3 Protótipo de um detector de muons do tipo Hodoscope em fase de testes.
FONTE: Foto particular tirada no laboratório de raios cósmicos da Universidade de Shinshu. 24
3.4 Direções de visão assimptóticas da GMDN. Cada símbolo mostra a direção de visão assimptótica de uma partícula incidente em cada canal direcional com rigidez primária média P_m. A linha através de cada símbolo representa o espalhamento da direção de visão correspondente a 80% da energia de resposta de cada canal. 26
3.5 Detector de muons com duas camadas de comprimento a e largura b e separação perpendicular l. As camadas superior e inferior são divididas em uma grade $j \times k$ definindo uma grade de elementos jk para cada camada. (θ_i, ψ_i) define a direção de incidência i.
FONTE: Modificado de Baker et al. (1989) 31

4.1 Distribuição anual e por intensidade das tempestades analisadas que foram observadas pela GMDN. As tempestades superintensas estão identificadas por SS, as intensas por IS, e as moderadas por MS. 39
4.2 Ciclo 23 da atividade solar, manchas solares, mostrando quando os eventos de tempestades geomagnéticas analisados ocorreram. 40
4.3 Parâmetros físicos da tempestade geomagnética ocorrida em 11/04/2001, onde $|B|$ é a intensidade do IMF; $B_{x,y,z}$, as componentes do vetor campo magnético, onde preto é a componente x, vermelho a componente y e azul a componente z; Np é a densidade de partículas do vento solar; V_{sw} é a velocidade do vento solar; o índice Dst; o ângulo ϕ; a densidade de raios cósmicos, I; e as componentes da anisotropia de raios cósmicos $\xi_{x,y,z}$, sendo preto a componente x, vermelho a componente y e azul a componente z. 41

4.4 Parâmetros físicos da tempestade geomagnética ocorrida em 29/10/2003, onde $|B|$ é a intensidade do IMF; $B_{x,y,z}$, as componentes do vetor campo magnético, onde preto é a componente x, vermelho a componente y e azul a componente z; Np é a densidade de partículas do vento solar; V_{sw} é a velocidade do vento solar; o índice Dst; o ângulo ϕ; a densidade de raios cósmicos, I; e as componentes da anisotropia de raios cósmicos $\xi_{x,y,z}$, sendo preto a componente x, vermelho a componente y e azul a componente z. 42
4.5 Parâmetros físicos da tempestade geomagnética ocorrida em 20/11/2003, onde $|B|$ é a intensidade do IMF; $B_{x,y,z}$, as componentes do vetor campo magnético, onde preto é a componente x, vermelho a componente y e azul a componente z; Np é a densidade de partículas do vento solar; V_{sw} é a velocidade do vento solar; o índice Dst; o ângulo ϕ; a densidade de raios cósmicos, I; e as componentes da anisotropia de raios cósmicos $\xi_{x,y,z}$, sendo preto a componente x, vermelho a componente y e azul a componente z. 43
4.6 Parâmetros físicos da tempestade geomagnética ocorrida em 17/08/2001, onde $|B|$ é a intensidade do IMF; $B_{x,y,z}$, as componentes do vetor campo magnético, onde preto é a componente x, vermelho a componente y e azul a componente z; Np é a densidade de partículas do vento solar; V_{sw} é a velocidade do vento solar; o índice Dst; o ângulo ϕ; a densidade de raios cósmicos, I; e as componentes da anisotropia de raios cósmicos $\xi_{x,y,z}$, sendo preto a componente x, vermelho a componente y e azul a componente z. 45
4.7 Parâmetros físicos da tempestade geomagnética ocorrida em 03/09/2002, onde $|B|$ é a intensidade do IMF; $B_{x,y,z}$, as componentes do vetor campo magnético, onde preto é a componente x, vermelho a componente y e azul a componente z; Np é a densidade de partículas do vento solar; V_{sw} é a velocidade do vento solar; o índice Dst; o ângulo ϕ; a densidade de raios cósmicos, I; e as componentes da anisotropia de raios cósmicos $\xi_{x,y,z}$, sendo preto a componente x, vermelho a componente y e azul a componente z. 46

4.8 Parâmetros físicos da tempestade geomagnética ocorrida em 22/01/2004, onde $|B|$ é a intensidade do IMF; $B_{x,y,z}$, as componentes do vetor campo magnético, onde preto é a componente x, vermelho a componente y e azul a componente z; Np é a densidade de partículas do vento solar; V_{sw} é a velocidade do vento solar; o índice Dst; o ângulo ϕ; a densidade de raios cósmicos, I; e as componentes da anisotropia de raios cósmicos $\xi_{x,y,z}$, sendo preto a componente x, vermelho a componente y e azul a componente z. 47

4.9 Parâmetros físicos da tempestade geomagnética de 27/03/2001, onde $|B|$ é a intensidade do IMF; $B_{x,y,z}$, as componentes do vetor campo magnético, onde preto é a componente x, vermelho a componente y e azul a componente z; Np é a densidade de partículas do vento solar; V_{sw} é a velocidade do vento solar; o índice Dst; o ângulo ϕ; a densidade de raios cósmicos, I; e as componentes da anisotropia de raios cósmicos $\xi_{x,y,z}$, sendo preto a componente x, vermelho a componente y e azul a componente z. 48

4.10 Parâmetros físicos da tempestade geomagnética de 04/04/2001, onde $|B|$ é a intensidade do IMF; $B_{x,y,z}$, as componentes do vetor campo magnético, onde preto é a componente x, vermelho a componente y e azul a componente z; Np é a densidade de partículas do vento solar; V_{sw} é a velocidade do vento solar; o índice Dst; o ângulo ϕ; a densidade de raios cósmicos, I; e as componentes da anisotropia de raios cósmicos $\xi_{x,y,z}$, sendo preto a componente x, vermelho a componente y e azul a componente z. 49

4.11 Parâmetros físicos da tempestade geomagnética de 18/08/2002, onde $|B|$ é a intensidade do IMF; $B_{x,y,z}$, as componentes do vetor campo magnético, onde preto é a componente x, vermelho a componente y e azul a componente z; Np é a densidade de partículas do vento solar; V_{sw} é a velocidade do vento solar; o índice Dst; o ângulo ϕ; a densidade de raios cósmicos, I; e as componentes da anisotropia de raios cósmicos $\xi_{x,y,z}$, sendo preto a componente x, vermelho a componente y e azul a componente z. 50

5.1 Esquema ilustrativo do efeito de cone de perdas gerado por uma ICME. FONTE: Modificado de Ruffolo et al. (1999). 53

5.2 Distribuição do total de eventos (T) e os eventos bons (B) que foram analisados, separados por ano, de 2001 a 2007. As tempestades superintensas estão identificadas por SS, as intensas por IS, e as moderadas por MS. 56
5.3 Composição de imagens tomadas pelo instrumento EIT-195 do satélite SOHO, mostrando a explosão classe X2,3 ocorrida no dia 10/04/2001. . . 57
5.4 Composição de imagens tomadas pelo instrumento LASCO-C3 do satélite SOHO, mostrando a CME halo associada à explosão do dia 10/04/2001. 58
5.5 Distribuição do ângulo de passo, "pitch angle", onde o ângulo 0^o representa a direção do IMF, e cada círculo representa uma medida horária de um único canal direcional plotado no tempo apropriado para a tempestade ocorrida no dia 11/04/2001, calculada através da metodologia MM. 59
5.6 Distribuição do ângulo de passo, "pitch angle", para a tempestade ocorrida no dia 11/04/2001, calculada através da metodologia MP. 59
5.7 Distribuição de intensidade mostrando o aumento precursor, AP, observado pelo detector de São Martinho da Serra, aproximadamente 4 horas antes do início da tempestade. 60
5.8 Imagens da explosão classe X17,2, ocorrida no dia 28/10/2003, observada pelo telescópio EIT 195, a bordo do satélite SOHO. 61
5.9 Imagens da CME halo ocorrida no dia 28/10/2003, conforme observações do coronógrafo LASCO-C3, a bordo do satélite SOHO. Nota-se que a partir da segunda imagem surge um chuvisco causado por partículas de alta energia geradas na explosão. 62
5.10 Distribuição do ângulo de passo, mostrando que não foi observado precursor antes do início da tempestade, utilizando-se a metodologia MM. . 62
5.11 Distribuição do ângulo de passo mostrando um AP precursor 8 horas antes do início da tempestade, utilizando a metodologia MP. 62
5.12 Distribuição de intensidade mostrando o AP observado pelo detector de Hobart, aproximadamente 8 horas antes do início da tempestade. 63
5.13 Imagens da explosão classe M3,9, ocorrida no dia 18 de novembro de 2003, conforme observações feitas pelo telescópio EIT 195 a bordo do satélite SOHO. 64
5.14 Imagens da CME halo ocorrida no dia 18/11/2003, observada por LASCO-C3, a bordo do satélite SOHO. 65
5.15 Distribuição do ângulo de passo mostrando um AP precursor 8 horas antes do início da tempestade do dia 20/11/2003. 65

5.16 Distribuição do ângulo de passo mostrando um AP precursor 8 horas antes do início da tempestade do dia 20/11/2003. 65
5.17 Distribuição de intensidade, mostrando o AP observado pelo detector de Hobart, aproximadamente 5 horas antes do início da tempestade. 66
5.18 Imagens da CME ocorrida no dia 18/04/2001, observada pelo coronógrafo LASCO-C3, no satélite SOHO. 67
5.19 Distribuição do ângulo de passo, mostrando que a metodologia MM não observou precursor. 67
5.20 Distribuição do ângulo de passo, mostrando um LC precursor 5 horas antes do início da tempestade. 67
5.21 Distribuição de intensidade mostrando o LC observado pelo detector de São Martinho da Serra, aproximadamente 4 horas antes do início da tempestade. 68
5.22 Imagens da explosão classe C5,5, ocorrida no dia 19/01/2004. As imagens foram obtidas pelo telescópio EIT 195, a bordo do satélite SOHO. 69
5.23 Imagens da CME associada à explosão do dia 19/01/2004. As imagens foram obtidas pelo coronógrafo LASCO-C3, a bordo do satélite SOHO. . 69
5.24 Distribuição do ângulo de passo, mostrando um LC precursor 6 horas antes do início da tempestade, utilizando-se a metodologia MM. 70
5.25 Distribuição do ângulo de passo mostrando um LC precursor 7 horas antes do início da tempestade, utilizando-se a metodologia MP. 70
5.26 Distribuição de intensidade de raios cósmicos, mostrando o LC observado pelo detector de Hobart, aproximadamente 7 horas antes do início da tempestade. 70
5.27 Sequência de imagens obtidas por EIT 195 a bordo do satélite SOHO. Uma explosão classe X3,4 foi observada no dia 13/12/2006. 71
5.28 Imagens da CME associada ao flare do dia 13/12/2006. A a ejeção e o chuvisco de partículas energéticas são registrados nas imagens do coronógrafo LASCO-C3, a bordo do satélite SOHO. 72
5.29 Parâmetros físicos da tempestade geomagnética ocorrida em 14/12/2006, onde $|B|$ é a intensidade do IMF; $B_{x,y,z}$, as componentes do vetor campo magnético, onde preto é a componente x, vermelho a componente y e azul a componente z; Np é a densidade de partículas do vento solar; V_{sw} é a velocidade do vento solar; o índice Dst; o ângulo ϕ; a densidade de raios cósmicos, I; e as componentes da anisotropia de raios cósmicos $\xi_{x,y,z}$, sendo preto a componente x, vermelho a componente y e azul a componente z. 73

5.30 Distribuição do ângulo de passo, “pitch angle”, mostrando um LC precursor 8 horas antes do início da tempestade, através dos dados de intensidade de muons. 73
5.31 Distribuição do ângulo de passo, “pitch angle”, mostrando um LC precursor 8 horas antes do início da tempestade, através dos dados de significância. 74
5.32 Distribuição de intensidade de raios cósmicos, mostrando o LC observado pelo detector de São Martinho da Serra, aproximadamente 8 horas antes do início da tempestade. 75
5.33 Imagens da explosão ocorrida no dia 02 de abril de 2001, conforme identificada pelas imagens do telescópio EIT 195. 76
5.34 Imagens obtidas pelo coronógrafo LASCO-C3, a bordo do satélite SOHO, mostrando a CME associada à explosão de 02 de abril de 2001. 77
5.35 Distribuição do ângulo de passo para metodologia MM não observou precursor algum. 77
5.36 Distribuição do ângulo de passo mostrando um LC precursor 13 horas antes do início da tempestade, para a metodologia MP. 78
5.37 Distribuição de intensidade mostrando o AP observado pelo detector de São Martinho da Serra, aproximadamente 4 horas antes do início da tempestade. 78
5.38 Parâmetros físicos da tempestade geomagnética ocorrida em 29/10/2002, causada por uma CIR, onde $|B|$ é a intensidade do IMF; $B_{x,y,z}$, as componentes do vetor campo magnético, onde preto é a componente x, vermelho a componente y e azul a componente z; Np é a densidade de partículas do vento solar; V_{sw} é a velocidade do vento solar; o índice Dst; o ângulo ϕ; a densidade de raios cósmicos, I; e as componentes da anisotropia de raios cósmicos $\xi_{x,y,z}$, sendo preto a componente x, vermelho a componente y e azul a componente z. 79
5.39 Distribuição do ângulo de passo para a metodologia MM. Nenhum precursor foi identificado. 80
5.40 Distribuição do ângulo de passo mostrando um LC precursor 9 horas antes do início da tempestade, para a metodologia MP. 80
5.41 Distribuição de intensidade, mostrando o LC observado pelo detector de São Martinho da Serra, aproximadamente 9 horas antes do início da tempestade. 81

5.42 Parâmetros físicos da tempestade geomagnética ocorrida em 18/12/2002, causada por uma CIR, onde $|B|$ é a intensidade do IMF; $B_{x,y,z}$, as componentes do vetor campo magnético, onde preto é a componente x, vermelho a componente y e azul a componente z; Np é a densidade de partículas do vento solar; V_{sw} é a velocidade do vento solar; o índice Dst; o ângulo ϕ; a densidade de raios cósmicos, I; e as componentes da anisotropia de raios cósmicos $\xi_{x,y,z}$, sendo preto a componente x, vermelho a componente y e azul a componente z. 82
5.43 Distribuição do ângulo de passo para a metodologia MM. Nenhum precursor foi identificado pela metodologia MM. 83
5.44 Distribuição do ângulo de passo mostrando um LC precursor 9 horas antes do início da tempestade, para a metodologia MP. 83
5.45 Distribuição de intensidade mostrando o LC observado pelo detector de São Martinho da Serra, aproximadamente 9 horas antes do início da tempestade. 84
5.46 Comparação da previsão entre as duas metodologias adotadas. MM, Metodologia Munakata et al. (2000) e MP, Metodologia Proposta, utilizando-se a média corrida de 12 horas. 85
5.47 Distribuição do número de tempestades em relação à intensidade (esquerda) e distribuição do tempo de antecedência dos precursores observados (direita). NP é ausência de precursor, AP é Aumento precursor e LC é precursor de cones de perda. 86

LISTA DE TABELAS

Pág.

2.1 Intensidade da tempestade geomagnética de acordo com o índice Dst. . . 12

3.1 Dados comparativos para as três fases de expansão do detector de muons do Observatório Espacial do Sul, em São Martinho da Serra, Brasil. *Valor estimado tomando como base os dados do detector de Nagoya devido à sua igual área de observação. 22

3.2 Coeficientes de Acoplamento 34

4.1 Características de cada canal direcional 37

5.1 Porcentagem de observação de precursores utilizando-se as duas metodologias utilizadas, MM - Metodologia Munakata et al. (2000) e MP - Metodologia Proposta nesta tese. 84

A.1 Tempestades Geomagnéticas Moderadas = $-50nT > Dst > -100nT$ 98

A.2 Tempestades Geomagnéticas Intensas = $-100 > dst > -250$ 106

A.3 Tempestades Geomagnéticas Superintensas = $dst < -250$ 110

LISTA DE ABREVIATURAS E SIGLAS

INPE	–	Instituto Nacional de Pesquisas Espaciais
SEP	–	*Solar Energetical Particle* - Partícula Energética Solar
CME	–	*Coronal Mass Ejection* - Ejeção de Massa Coronal
ICME	–	*Interplanetary Coronal Mass Ejection* - Ejeção de Massa Coronal Interplanetária
IMF	–	*Interplanetary Magnetic Field* - Campos Magnético Interplanetário
HCS	–	*Heliospheric Current Sheath* - Lâmina de Corrente Heliosférica
UA	–	Unidade Astronômica ($1,5 \times 10^{11}\ m$)
SSC	–	*Storm Sudden Comencement* -
	–	Início Súbito da Tempestade
GMDN	–	*Ground Muon Detector Network* - Rede Global de Detectores de Muons
PCT	–	*Proportional Counter Tubes* - Tubos Contadores Proporcionais
GCR	–	*Galactic Cosmic Ray* - Raios Cósmicos Galácticos
GEO	–	Coordenadas Geográficas
SCR	–	*Solar Cosmic Rays* - Raios Cósmicos Solares
HMF	–	*Heliospheric Magnetic Field* - Campo Magnético Heliosférico
Dst	–	*Disturbance Storm Time* - Índice Geomagnético Dst
ACE	–	*Advanced Composition Explorer* - Satélite de monitoramento do meio Interplanetário.
MAG	–	*Magnetometer Instrument* - Instrumento de monitoramento do campo magnético solar a bordo do satélite ACE.
SWEPAM	–	*Solar Wind Electron, Proton, and Alpha Monitor* - Instrumento de monitoramento do plasma solar a bordo do satélite ACE.
GSE	–	*Geocentric Solar Ecliptic* - Sistema de Coordenadas Solar-Eclíptico
IGRF	–	*International Geomagnetic Reference Field* - Campo Geomagnético de Referência Internacional

SOHO – *Solar Heliospheric Observatory* -
Satélite de Observação Solar.
TRACE – *Transition Region and Coronal Explorer* -
Satélite de Observação da Coroa Solar.
RHESSI – *Reuven Ramaty High Energy Solar Spectroscopic Imager* -
Satélite de Observação Solar.
EIT – *Extreme ultraviolet Imaging Telescope* -
Telescópio de Imageamento em Ultra violeta Extremo
CIR – *Corotating Interaction Region* -
Região de Interação Corotante.
CR – *Cosmic Ray* - Raios Cósmicos.
HINODE – Satélite Japonês de Observação Solar.
STEREO – *Solar Terrestrial Relations Observatory* -
Satélite de Observação Solar.

LISTA DE SÍMBOLOS

AU	–	Unidade Astronômica - distância entre o Sol e a Terra, $1,5 \times 10^{11} m$.
B_s	–	Componentes do campo magnético direcionadas para Sul.
B	–	Intensidade do campos magnético interplanetário dado em nT.
B_x	–	Componente x do campo magnético interplanetário nT.
B_y	–	Componente y do campo magnético interplanetário nT.
B_z	–	Componente z do campo magnético interplanetário nT.
N	–	Densidade de prótons do vento solar, dado em cm^{-1}.
T	–	Temperatura de prótons do vento solar dado em K.
ϕ	–	Ângulo longitudinal que define a passagem de setor.
E	–	Campo Elétrico do vento solar.
J	–	Corrente elétrica da magnetopausa.
$I(E)$	–	Intensidade dos componentes nucleares com energia E.
E	–	Energia dos componentes nucleares.
Z	–	Número atômico.
ΔI	–	Intensidade dos raios cósmicos corrigidos.
I	–	Intensidade absoluta dos raios cósmicos.
Δp	–	Variação da pressão atmosférica.
β	–	Coeficiente barométrico.
$\alpha(h)$	–	Coeficiente de temperatura.
$\Delta T(h)$	–	Variação da temperatura.
h	–	Altura.
$J(P, \chi, \Lambda)$	–	Fluxo de partículas primárias.
P	–	Rigidez das partículas primárias.
χ	–	Ângulo polar.
Λ	–	Ângulo azimutal.
$J_0(P)$	–	Fluxo isotrópico dos raios cósmicos galácticos - GCR.
$F(\chi)$	–	Distribuição espacial da densidade de GCR.
$G(P)$	–	Espectro de rigidez.
P_{cut}	–	Rigidez de corte.
γ	–	Expoente da lei de potência.
η_n	–	Coeficiente da distribuição espacial.
α_R	–	Assenção reta do eixo de simetrial.
θ_R	–	Declinação do eixo de simetria.
α_J	–	Assenção reta da direção de incidência dos GCR.
θ_J	–	Declinação da direção de incidência dos GCR.
$P_{n,m}$	–	Funções ordinárias de Legendre.
$D(t)$	–	Variação diurna da intensidade de raios cósmicos.
t	–	tempo.
I	–	Densidade de raios cósmicos.

θ_{OR} – Co-latitude da diteção assimptótica das partículas primárias.
ϕ_{OR} – Longitude da diteção assimptótica das partículas primárias.
ϕ_{st} – Localização geográfica do detector.
Ω – Ângulo sólido de visão dos telescópios do detector.

SUMÁRIO

Pág.

1 INTRODUÇÃO 1
1.1 Esboço Geral 1

2 CLIMA ESPACIAL 3
2.1 Introdução 3
2.2 O Sol 4
2.2.1 O Vento Solar e Campo Magnético Interplanetário 6
2.2.2 Tempestades Geomagnéticas 10
2.2.3 Ciclo de Atividade Solar 13

3 RELAÇÃO ENTRE OS RAIOS CÓSMICOS GALÁCTICOS E MUONS OBSERVADOS NA SUPERFÍCIE TERRESTRE . . . 17
3.1 Introdução 17
3.2 Raios Cósmicos 17
3.2.1 Origem dos Raios Cósmicos 18
3.2.2 Modulação dos Raios Cósmicos 19
3.3 Rede Global de Detectores de Muons - GMDN 21
3.4 Cálculo dos Coeficientes de Acoplamento para Detectores de Muons . . . 24
3.4.1 Calculando os Coeficientes de Acoplamento 30

4 CÁLCULO DA ANISOTROPIA DE PRIMEIRA ORDEM DOS DADOS DA GMDN 35
4.1 Introdução 35
4.2 Cálculo do Melhor Ajuste Para os Dados da GMDN 35
4.3 Tempestades Superintensas 40
4.3.1 Evento de 11 de abril de 2001 40
4.3.2 Evento de 29 de outubro de 2003 42
4.3.3 Evento de 20 de novembro de 2003 43
4.4 Tempestades Intensas 44
4.4.1 Evento de 17 de agosto de 2001 44
4.4.2 Evento de 03 de setembro de 2002 45
4.4.3 Evento de 22 de janeiro de 2004 46

4.5 Tempestades Moderadas 47
4.5.1 Evento de 27 de março de 2001 47
4.5.2 Evento de 04 de abril de 2001 48
4.5.3 Evento de 18 de agosto de 2002 49
4.6 Discussões 50

5 PREVISÃO DE TEMPESTADES GEOMAGNÉTICAS 53
5.1 Introdução 53
5.2 Metodologia Munakata et al. (2000) - "MM" e Metodologia Proposta - "MP" - nesta tese 54
5.3 Previsão de Tempestades Superintensas 57
5.4 Previsão de Tempestades Intensas 66
5.4.1 Tempestade Geomagnética Intensa de 14 de Dezembro de 2006 71
5.5 Previsão de Tempestades Moderadas 76
5.6 Discussões 84

6 CONCLUSÕES 87

REFERÊNCIAS BIBLIOGRÁFICAS 91

APENDICE A - TEMPESTADES GEOMAGNÉTICAS ANALISADAS 97

1 INTRODUÇÃO

O Clima Espacial é definido como: "Condições no Sol e no vento solar, magnetosfera, ionosfera e termosfera que podem influenciar o desempenho e confiança de sistemas tecnológicos espaciais ou de superfície e que podem colocar a vida humana em risco". Um dos principais fenômenos do Clima Espacial são as tempestades geomagnéticas, pois estas interconectam de uma maneira única, o Sol, o espaço interplanetário, a magnetosfera, a ionosfera e ocasionalmente a superfície terrestre, propiciando uma grande troca de massa e energia entre estas regiões (SCHWENN, 2006).

As tempestades geomagnéticas têm sido um tópico extensivo de estudos devido a seus efeitos observados na Terra, tais como: aceleração de partículas carregadas, intensificação de correntes elétricas na magnetosfera, na ionosfera e na superfície terrestre, ocorrência de auroras nos pólos e ainda a possibilidade de serem a causa de diversos danos em satélites e sistemas de comunicação e de transmissão de energia elétrica (SCHWENN, 2006).

Um método, ainda não muito bem estabelecido, mas que se mostra bastante satisfatório para a previsão das estruturas solares interplanetárias que podem gerar grandes tempestades geomagnéticas, baseia-se na utilização da Rede Global de Detectores de Muons (GMDN - "Ground Muon Detector Network") para detectar estruturas solares interplanetárias antes que estas atinjam a magnetosfera terrestre (MUNAKATA et al., 2000). Esta técnica tem sido desenvolvida há alguns anos, mas pela primeira vez se conseguiu uma cobertura global da rede de observações, utilizando-se quatro detectores multidirecionais de raios cósmicos. Estes detectores estão estrategicamente instalados na superfície da Terra, de forma que sempre haverá um canal direcional de um detector de raios cósmicos observando ao longo do campo magnético interplanetário, direção esta que é preferencial ao deslocamento das partículas dos raios cósmicos e, portanto, à observação remota de estruturas solares interplanetárias que possam atingir a Terra.

1.1 Esboço Geral

Este trabalho foi dividido em seis capítulos, descritos a seguir:

- *CAPÍTULO 2 - CLIMA ESPACIAL: Neste capítulo são apresentadas as principais características das estruturas magnéticas do meio interplanetá-*

rio, onde se propagam, e as principais propriedades de sua fonte, o Sol;

- *CAPÍTULO 3 - RELAÇÃO ENTRE OS RAIOS CÓSMICOS GALÁCTICOS E MUONS OBSERVADOS NA SUPERFÍCIE TERRESTRE: Neste capítulo é apresentada uma breve introdução do que são os raios cósmicos, sua origem e modulação na heliosfera. Também é apresentada a relação existente entre os raios cósmicos primários e os muons detectados em superfície terrestre, além do cálculo dos coeficientes de acoplamento que fazem esta relação*;

- *CAPÍTULO 4 - CÁLCULO DA ANISOTROPIA DE PRIMEIRA ORDEM DOS DADOS DA GMDN: O tema deste capítulo é o cálculo da densidade de raios cósmicos e das componentes do vetor anisotropia utilizando-se os dados de todos os detectores da GMDN*;

- *CAPÍTULO 5 - PREVISÃO DE TEMPESTADES GEOMAGNÉTICAS: Neste capítulo são apresentados os resultados da observação de precursores de tempestades geomagnéticas de diferentes intensidades, causados por estruturas solares, utilizando duas diferentes metodologias.*

- *CAPÍTULO 6 - CONCLUSÕES: Aqui são apresentadas as conclusões obtidas neste trabalho.*

2 CLIMA ESPACIAL

2.1 Introdução

O termo **clima espacial** refere-se às condições no Sol e no vento solar, magnetosfera, ionosfera e termosfera que podem influenciar na performance e confiabilidade dos sistemas tecnológicos, tanto espaciais quanto de superfície, além de poder afetar a vida humana (definição utilizada pela "U.S. National Space Weather Plan"). Esta definição também abrange a energia fornecida pelo Sol, através de sua radiação, que permite a existência de vida na Terra (SCHWENN, 2006).

Nossa sociedade vem se tornando cada vez mais vulnerável aos distúrbios originários fora do sistema terrestre, em particular aqueles causados por eventos explosivos no Sol, devido à grande dependência dos equipamentos eletrônicos. O Clima Espacial está para a física espacial no mesmo nível que a meteorologia estava para a ciência atmosférica algumas décadas atrás. Um dos principais efeitos do clima espacial no meio ambiente terrestre (que inclui a magnetosfera e o espaço próximo à Terra), são as chamadas tempestades geomagnéticas (GONZALEZ et al., 1994). Os principais distúrbios de causa solar que podem causar tempestades geomagnéticas, afetando a vida na Terra são:

a) **Explosões Solares** ("Flares") - são eventos impulsivos na forma de flashes de radiação em uma grande faixa de comprimentos de onda (desde ondas de rádio até raios gama). A radiação eletromagnética emitida em uma Explosão solar atinge a Terra em alguns minutos e pode, por exemplo, aquecer a atmosfera terrestre superior podendo causando a queda de satélites de órbita mais baixa (SCHWENN, 2006).

b) **Partículas Energéticas Solares (SEPs)** - são partículas emitidas em Explosões Solares, que podem ser aceleradas atingindo velocidades quase-relativísticas, chegando à órbita da Terra dentro de minutos. Estas partículas podem, além de danificar instrumentos a bordo de satélites, tanto de telecomunicações como científicos, comprometer severamente a vida de astronautas expostos no espaço interplanetário, como por exemplo, em viagens à Lua ou a Marte, pois estes se encontram fora da proteção da magnetosfera terrestre.

c) **Ejeções Coronais de Massa ("Coronal Mass Ejections" - CMEs)** -

material solar ejetado no espaço interplanetário na forma de gigantes nuvens de gás ionizado. Podem eventualmente atingir a Terra após alguns dias. Estas estruturas são uma das principais causas de tempestades geomagnéticas.

As conseqüências econômicas destes efeitos são enormes (ver por exemplo, Siscoe (2000), Lanzerotti (2001), Baker (2004)), e esta é uma das razões pela qual o clima espacial e sua predictabilidade têm recebido grande atenção, não somente dos cientistas envolvidos, mas também do público brasileiro em geral, que a partir de junho de 2008 pode contar com informações, de vários institutos de pesquisa, sobre o monitoramento do clima espacial em tempo real através do site `http://www.inpe.br/climaespacial/index.php`, desenvolvido e mantido pelos pesquisadores do Instituto Nacional de Pesquisas Espaciais - INPE. Outra razão é a qualidade dos dados observacionais que têm sido obtidos nas últimas décadas através de uma nova geração de instrumentos espaciais. Uma grande frota de satélites (ULYSSES, SOHO, YOKHOH, WIND, ACE, TRACE, RHESSI, HINODE, STEREO) têm permitido o avanço do entendimento dos processos envolvidos próximo ao Sol, no espaço interplanetário, e no meio ambiente próximo à Terra, permitindo a renovação do conhecimento sobre o Sol, sobre a heliosfera e da relação Sol-Terra (ver, por exemplo Crooker (2000)).

2.2 O Sol

O Sol é a estrela mais próxima da Terra, possui uma massa média de $1,99 \times 10^{30} kg$, raio de 696.000 km e luminosidade de $3,9 \times 10^{26} W$ (PRIEST, 1995). É formado predominantemente por hidrogênio e hélio, com pequenas quantidades de argônio, cálcio, carbono, ferro, magnésio, neônio, níquel, oxigênio e enxofre. A estrutura interna solar, suas principais características e atmosfera podem ser vistas na Figura 2.1.

É no ***núcleo solar*** que ocorre o processo de fusão nuclear, onde os núcleos de hidrogênio se fundem formando núcleos de hélio, liberando uma grande quantidade de energia. Esta camada estende-se até 0,25 raio solar, apresentando uma temperatura da ordem de $1,4 \times 10^7 K$. A energia liberada pela fusão dos núcleos de hidrogênio é dissipada através do processo de difusão radiativa na ***zona radiativa solar***, que se estende de 0,25 até 0,75 raio solar, possuindo uma temperatura da ordem de $8 \times 10^6 K$. Na ***zona de convecção solar*** que estende-se de 0,75 a 1 raio solar,

com temperatura na faixa de 5×10^5 a $6600K$, a energia é dissipada na forma de convecção (PRIEST, 1995).

A atmosfera solar é dividida em três regiões devido a diferentes características e processos físicos. A ***fotosfera***, parte inferior da atmosfera solar, possui uma espessura de aproximadamente $0,5 \times 10^6 m$, e temperatura da ordem de $6600K$, é onde se origina a radiação visível, com um espectro contínuo e irradia toda a energia que chega na Terra. A ***cromosfera***, é a camada logo acima da fotosfera, com espessura em torno de $2,5 \times 10^6 m$, e temperatura no intervalo de 4300 a $10^6 K$. A ***coroa*** é a região acima da cromosfera e sem limite superior, expandindo-se pela heliosfera com o vento solar. Apresenta uma temperatura da ordem de $10^6 K$ (PRIEST, 1995), e é a região da atmosfera solar de maior importância, pois é onde ocorrem ou são visualizados os fenômenos físicos de maior relevância para o Clima Espacial (SCHWENN, 2006).

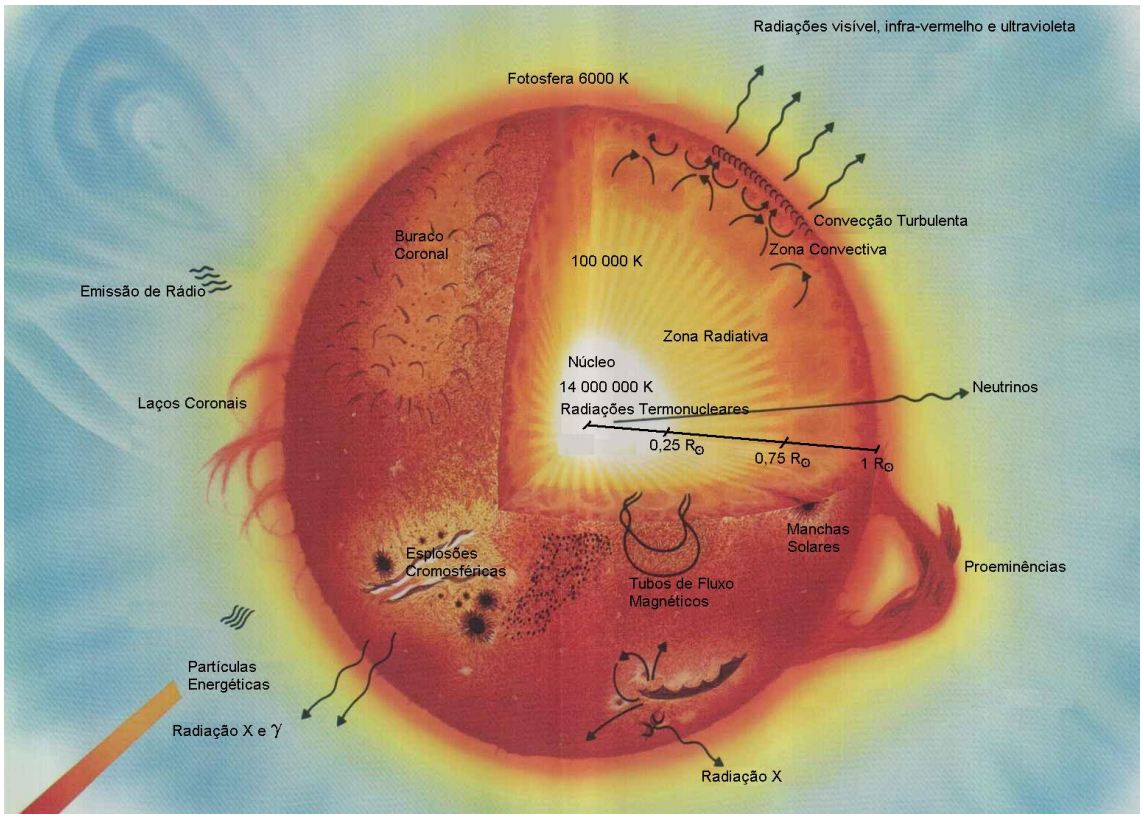


Figura 2.1 - Figura esquemática da estrutura interna solar e sua atmosfera.
FONTE: Modificado de `http://canopy.lmsal.com/schryver/Public/homepage/coolstarimages2.html` (2009).

2.2.1 O Vento Solar e Campo Magnético Interplanetário

A heliosfera é preenchida por um tênue plasma magnetizado, composto por uma mistura de íons e elétrons fluindo para longe do Sol: o *vento solar* (BRANDT, 1970). A atmosfera exterior solar é tão quente que nem mesmo a gravidade solar pode evitar que o vento solar "evapore" continuamente. Este plasma carrega consigo o campo magnético solar até a fronteira da heliosfera, onde seu domínio termina (SCHWENN, 2006).

O vento solar e o *campo magnético interplanetário* (*"Interplanetary Magnetic Field" - IMF*), demonstram ser a ligação chave entre a atmosfera solar e o geoespaço. Geralmente, o vento solar é desviado em torno da Terra por sua magnetosfera que é mantida pelo campo magnético intrínseco da Terra. As partículas do vento solar não podem penetrar na magnetosfera, a menos que ocorra um processo chamado de *reconexão magnética* das linhas dos campos magnéticos interplanetário e planetário. Isto pode ocorrer se o campo magnético apontando para o norte na frente da magnetosfera terrestre for atingido pelo vento solar carregando um campo magnético interplanetário direcionado para sul. Em tal situação, distúrbios geomagnéticos significantes de vários tipos são iniciados (TSURUTANI et al., 1988). As observações mais detalhadas do vento solar têm sido feitas por satélites próximos à órbita da Terra.

Vários fenômenos relevantes para o clima espacial são visualizados na coroa solar, e só podem ser observados durante eclipses ou por coronógrafos, que são instrumentos que simulam um eclipse.A Figura 2.2 mostra que a coroa solar é altamente estruturada e dinâmica. A coroa solar muda sua forma durante o ciclo de atividade solar. Consequentemente, não é surpreendente que sua estrutura espacial e variabilidade temporal sejam reproduzidas no vento solar. Devido a esta estruturação, o vento solar não é emitido uniformemente, pois o plasma pode ser aprisionado na coroa solar por estruturas em formas de arco, o que ocorre, por exemplo, na região equatorial solar durante o mínimo de atividade solar, como pode ser visto na Figura 2.3.

Ainda na fase de mínimo, em torno dos pólos solares podem ser vistas grandes regiões escuras, que são chamadas de *buracos coronais*, que são regiões de linhas de campo magnético abertas por onde o vento solar rápido emerge. Quando a polaridade do campo magnético solar é positiva no polo norte, ou seja, as linhas de campo estão apontando para fora do Sol, a polaridade no polo Sul é negativa, as linhas apontam

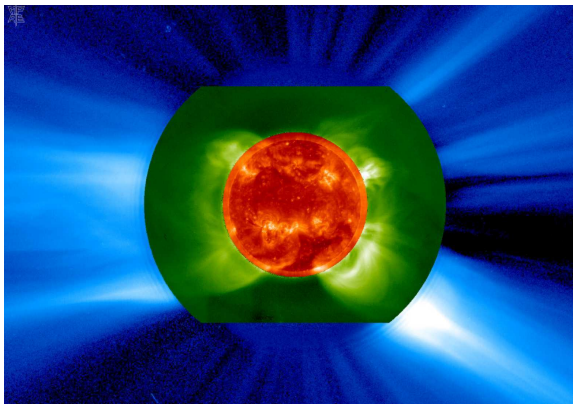


Figura 2.2 - Imagem combinada mostrando a estruturação do vento solar na coroa solar.
FONTE: Modificado de Schwenn (2006).

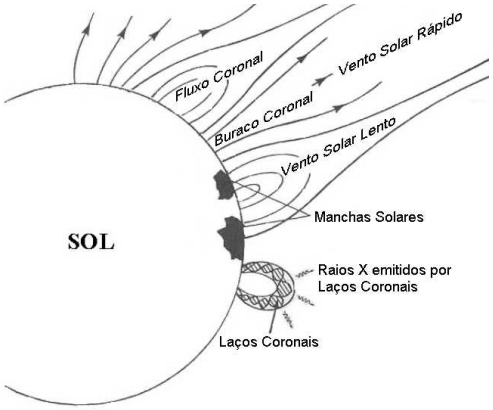


Figura 2.3 - Diagrama esquemático da topologia do campo magnético na coroa solar.
FONTE: Modificado de Schunk e Nagy (2000).

para dentro. A polaridade do campo magnético solar possui um ciclo de 22 anos, sendo invertida a cada 11 anos definindo o chamado ciclo de atividade solar. O número de manchas solares que aparecem na fotosfera é o principal indicador deste ciclo, sendo de maior número no máximo da atividade solar (RUSSELL, 1995).

Como vimos, o vento solar é um plasma ionizado emitido pelo Sol e, por este motivo, ele não só é sensível a ação do campo magnético solar como o movimento de seus elétrons e íons livres altera a configuração deste campo, produzindo uma relação interdependente entre plasma e campo magnético. Desta forma, o plasma e o campo magnético estão unidos e diz-se que o campo magnético solar está "congelado" no plasma. O campo magnético é carregado pelo vento solar, mas permanece unido à sua fonte no Sol. Portanto, as linhas do campo magnético solar não são paralelas à velocidade radial do vento solar, mas elas vão se torcendo conforme o vento solar se afasta do Sol, constituindo o IMF, com intensidade de aproximadamente 5 nT nas circunvizinhanças da Terra (HUNDHAUSEN, 1995). Devido à rotação do Sol, o IMF possui o aspecto de uma espiral, sendo quase radial próximo ao Sol e praticamente perpendicular à direção radial a uma distância de $5 - 10$ AU. Próximo a órbita da Terra (1 AU) o IMF tem uma inclinação de aproximadamente 45^o em relação a reta que liga a Terra ao Sol (HUNDHAUSEN, 1995).

Devido à expansão do vento solar e ao congelamento das linhas do IMF no mesmo, forma-se uma lâmina de corrente a fim de separar os setores de polaridades opostas.

Esta lâmina é chamada de *Lâmina de Corrente Heliosférica* ("Heliospheric Current Sheath" - HCS), que é uma descontinuidade tangencial que separa dois plasmas com campo magnéticos anti-paralelos.

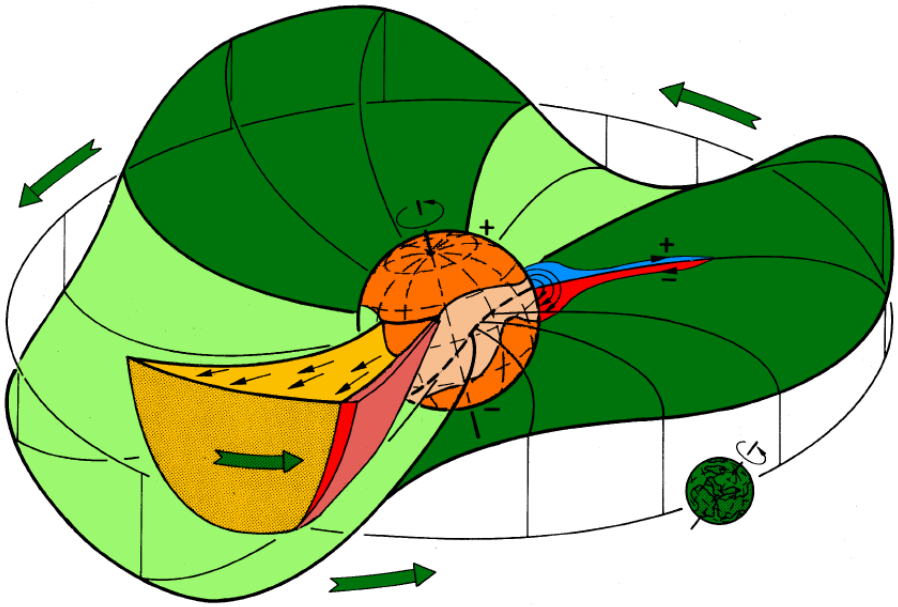


Figura 2.4 - O *modelo da bailarina* tridimensional da heliosfera como proposto por ALFVÉN (1977).
FONTE: Modificado de Schwenn (2006).

Com base nas descobertas feitas durante os anos 70, um modelo tridimensional da heliosfera e das estruturas de fluxo do vento solar foi desenvolvido. A heliosfera é mais adequadamente visualizada pelo *modelo de saia de bailarina* primeiramente proposto por ALFVÉN (1977). A Figura 2.4 mostra uma versão artística da heliosfera interior como ela poderia estar imediatamente antes do mínimo de atividade solar. Esta configuração deve-se ao fato de o eixo da HCS estar deslocada em relação ao eixo de rotação solar, fazendo com que a HCS assuma um formato ondulado, sendo mais ondulada e perturbada no máximo da atividade solar.

Na Figura 2.4, estão representados, em laranja em torno dos pólos, os buraco coronais. Estas estruturas algumas vezes migram (estrutura amarela na Figura) para a região equatorial interagindo com o vento solar lento local, formando regiões de interação dos ventos solares lento e rápido, podendo gerar uma onda de choque (representado pela cor vermelha na Figura 2.4). A parte verde representa a HCS.

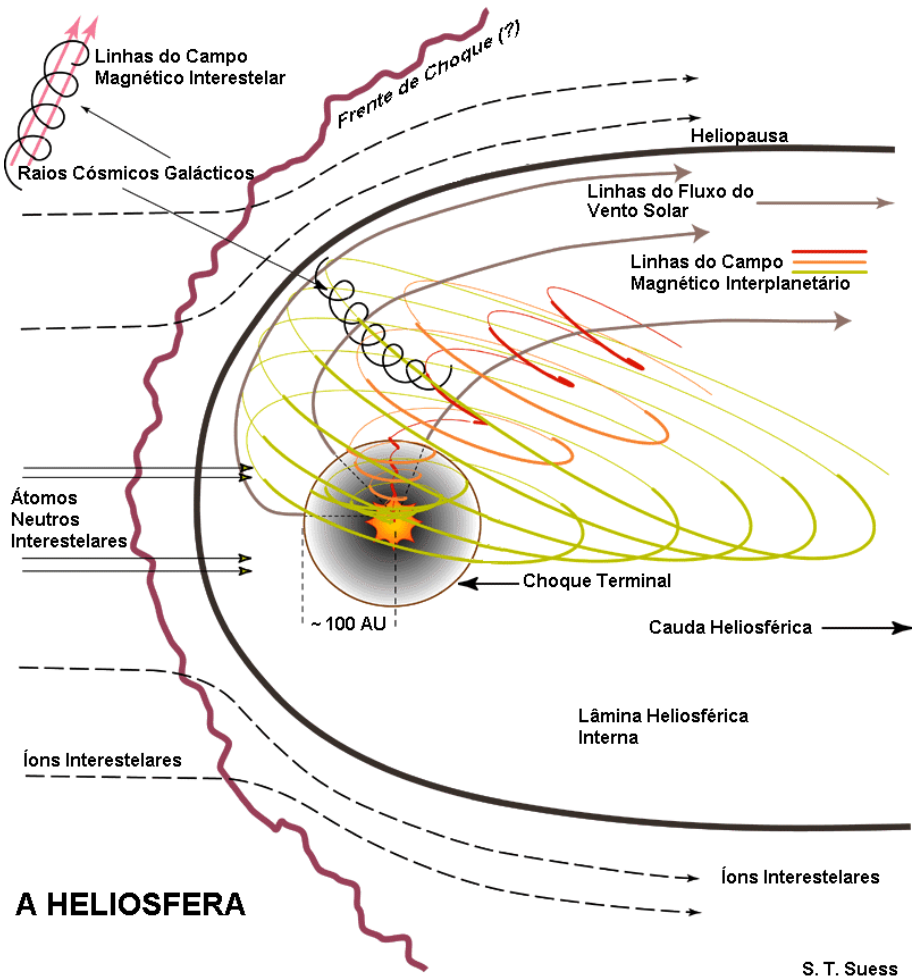


Figura 2.5 - Figura esquemática da heliosfera e suas principais características.
FONTE: Modificado de http://canopi.lmsal.com/schryver/Public/homepage/coolstarimages4.html (2009).

Seguindo-se a órbita da Terra (setas verdes), ela passará por regiões de diferente polaridade do IMF, sendo positiva a verde escura e negativa a verde clara.

O vento solar expande-se pela heliosfera até onde sua pressão dinâmica equilibra-se com a pressão dinâmica do meio interestelar passando de um estado supersônico para subsônico, formando, desta forma, uma onda de choque chamada de choque terminal. O choque terminal encontra-se a aproximadamente 100 UA (BURLAGA, 1995). A Figura 2.5 mostra um esquema da heliosfera e suas principais características.

2.2.2 Tempestades Geomagnéticas

Tempestades geomagnéticas são eventos que ocorrem na magnetosfera terrestre, causados por estruturas de origem solar e interplanetárias. O parâmetro interplanetário mais importante para a ocorrência de tempestades geomagnéticas é a direção do campo magnético interplanetário. Considerando o sistema de coordenadas GSE ("Geocentric Solar Ecliptic" - GSE), como mostrado na Figura 2.6, onde o eixo x aponta na direção Terra-Sol, mostrou-se que a direção do campo magnético interplanetário mais favorável para a ocorrência de tempestades geomagnéticas é a direção z negativa, ou direção "Sul" (ROSTOKER; FäLTHMMAR, 1967; RUSSELL et al., 1974; BURTON et al., 1975).

Gonzalez e Tsurutani (1987) empiricamente determinaram que um campo magnético interplanetário com Bz negativo e intenso, que gere um campo elétrico de convecção direcionado para o anoitecer, ou seja, na direção negativa do eixo y, com intensidade maior que 5 mV/m, dado por $\mathbf{E} = \mathbf{V} \times \mathbf{B_s}$, onde $\mathbf{V}$ é a velocidade do vento solar e $\mathbf{B_s}$ é a componente z negativa do campo magnético, permanecendo por um período maior que 3 horas, são suficientes para causar uma tempestade magnética intensa, ou seja, $Dst < -100\ nT$. As estruturas solares que apresentam as características necessárias para causar uma tempestade geomagnética são chamadas de *estruturas geoefetivas*.

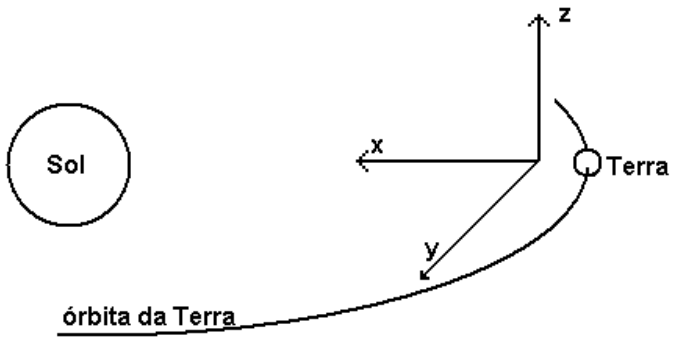


Figura 2.6 - Sistema de coordenadas utilizado para definir a orientação do IMF.

Acredita-se que a razão pela qual os campos Bz negativos estão associados à ocorrência de tempestades geomagnéticas seja o fato do campo magnético terrestre estar direcionado aproximadamente para norte, ou seja, direção z positiva, propiciando a

ocorrência da chamada *reconexão magnética*. A reconexão magnética ocorre quando dois campos magnéticos anti-paralelos se aproximam, havendo uma interconexão entre as linhas destes campos magnéticos. Esta é a forma pela qual partículas do vento solar penetram no campo geomagnético. Este processo seria governado pelo campo elétrico interplanetário $\mathbf{V} \times \mathbf{B_s}$, como proposto por Dungey (1961). Um esquema do acoplamento do meio interplanetário com a magnetosfera terrestre pode ser visualizado na Figura 2.7, onde os símbolos x representam os pontos de reconexão magnética causados por campo magnéticos de polaridades opostas (GONZALEZ; TSURUTANI, 1992; TSURUTANI; GONZALEZ, 1997).

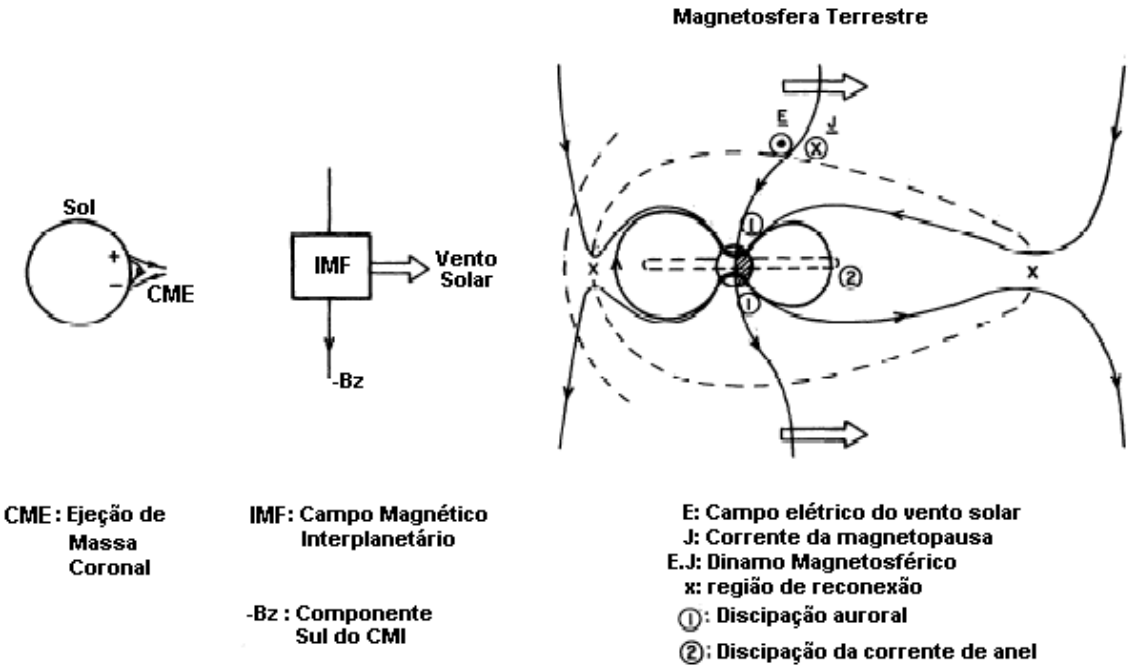


Figura 2.7 - Acoplamento Sol-meio interplanetário-magnetosfera terrestre.
FONTE: Modificado de Gonzalez e Tsurutani (1992)

A Figura 2.7 mostra que, durante o processo de reconexão as linhas dos campos interplanetário e geomagnético, após estarem interconectadas, são arrastadas pelo vento solar devido ao congelamento do campo ao plasma. Ao chegarem na cauda geomagnética, haverá outra situação em que as linhas serão anti-paralelas, ocorrendo uma nova reconexão no lado noturno da magnetosfera terrestre. Após esta segunda reconexão é que as partículas precipitarão, ao longo das linhas de campo geomagnético, formando as auroras, intensificando a corrente de anel, entre outros efeitos

(GONZALEZ et al., 1994).

É denotado por Dst, o campo perturbado simetricamente axial em relação ao eixo do dipolo geomagnético e que é considerando como sendo uma função do período de tempestade (MAYAUD, 1980; RANGARAJAN, 1989). Ele é composto por uma média da componente horizontal do campo geomagnético medida pelos magnetômetros dos observatórios de Hermanus, Kakioka, Honolulu e San Juan, todos instalados próximo ao equador magnético. A intensidade de uma tempestade magnética é medida de acordo com o campo magnético gerado pela intensificação da corrente de anel que é aumentada durante a ocorrência de tempestade. Este campo gerado possui sentido contrário à componente horizontal do campo geomagnético, fazendo com que as estações messam um decréscimo na intensidade desta componente, por este motivo o índice Dst é negativo (RANGARAJAN, 1989). Desta forma, a classificação das tempestades quanto a sua intensidade é feita, utilizando-se o índice Dst, de acordo com a Tabela 2.1.

Tabela 2.1 - Intensidade da tempestade geomagnética de acordo com o índice Dst.

Moderadas	$-50\ nT > Dst > -100\ nT$
Intensas	$-100\ nT > Dst > -250\ nT$
Super Intensas	$Dst < -250\ nT$

No gráfico do índice Dst é possível identificar as fases de uma tempestade geomagnética. A Figura 2.8 mostra um gráfico do índice Dst durante a ocorrência de uma grande tempestade geomagnética. A primeira linha vertical indica o *início súbito da tempestade* - SSC (*Storm Sudden Comencement*), esta região indica a *fase inicial* da tempestade, identificada por "FI" na figura, onde a componente horizontal do campo geomagnético aumenta devido a compressão da magnetosfera pelo choque formado pela estrutura solar. Esta fase pode durar desde alguns minutos até várias horas. A *fase principal*, identificada na figura pelas letras "FP", é a fase da tempestade que indica a intensidade da mesma, de acordo com a Tabela 2.1. É nesta fase que ocorre a energização da corrente de anel devido às reconexões dos campos interplanetário e geomagnético. Com o aumento de partículas na corrente de anel gera-se um campo magnético oposto ao campo previamente existente, causando o decréscimo observado no Dst. Quanto mais partículas entrarem, mais energética ficará a corrente de anel, portanto, mais intensa será a tempestade. Esta fase pode durar de meia hora até

várias horas. A *fase de recuperação*, região identificada pelas letras "FR" na Figura 2.8, é quando o campo magnético retorna gradualmente à sua condição antes da ocorrência da tempestade. Esta fase pode durar desde dezenas de horas até semanas (TSURUTANI; GONZALES, 1998).

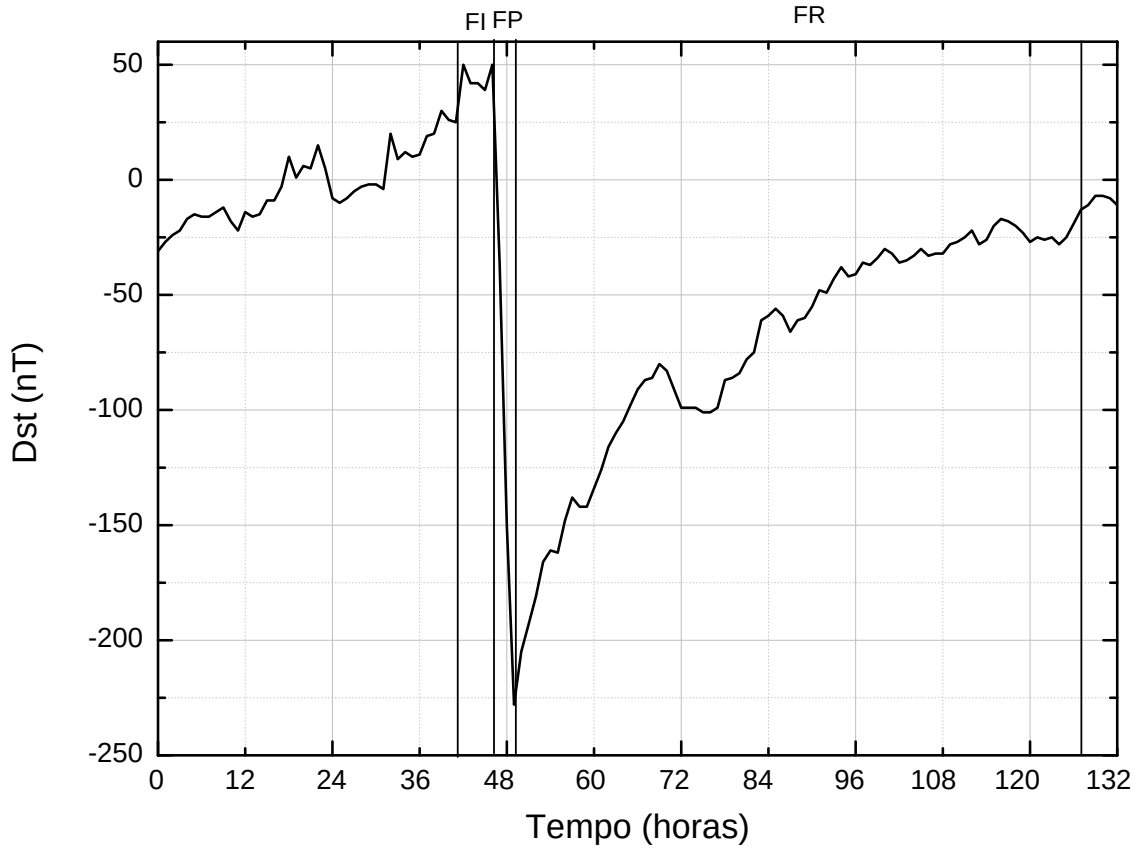


Figura 2.8 - Gráfico do Índice Dst mostrando as principais características apresentadas por este índice durante uma tempestade geomagnética.

2.2.3 Ciclo de Atividade Solar

Tanto a ocorrência quanto a intensidade das tempestades geomagnéticas variam de acordo com o ciclo de atividade solar. Este ciclo, como já citado anteriormente, é medido de acordo com o número de manchas solares e dura aproximadamente 11 anos. As machas solares são estruturas escuras que aparecem no disco solar. Elas possuem um campo magnético intenso e são mais frias que sua vizinhança, por isto elas aparecem como manchas escuras.

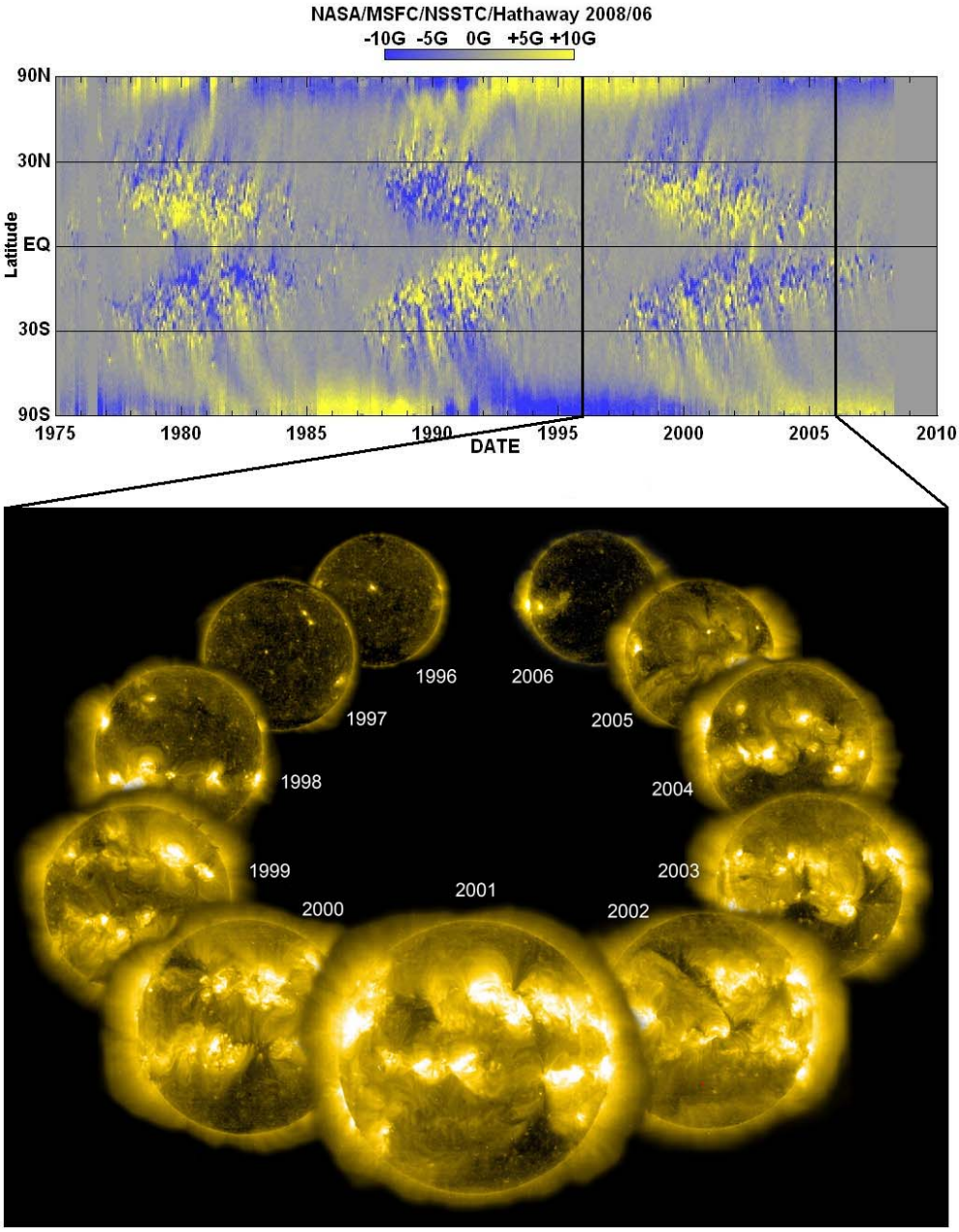


Figura 2.9 - Diagrama de borboleta mostrando a localização das manchas solares no disco solar e a inversão da polaridade do campos magnético solar além de imagens do satélite SOHO mostrando a atividade solar no decorrer de um ciclo.
FONTE: Modificado de http://solarscience.msfc.nasa.gov/images/magbfly.jpg (2009) e de http://apod.nasa.gov/apod/ap071203.html (2009).

A Figura 2.9 mostra a localização, em latitude, das manchas solares em função do tempo durante os três últimos ciclos solares. Este diagrama é chamado de *diagrama de borboleta*. As cores azul e amarela indicam a polaridade do campo magnético solar, sendo azul, negativa e amarelo, positiva. Pode-se perceber, observando o diagrama de borboleta nas regiões próximo a $90N$ e $90S$ de latitude, que a polaridade inverte de um ciclo para outro, aproximadamente no ano 2001 durante o último ciclo. A Figura 2.9 também mostra imagens tomadas pelo satélite SOHO, uma em cada ano do último ciclo solar, mostrando a diferença na ocorrência de regiões ativas no disco solar.

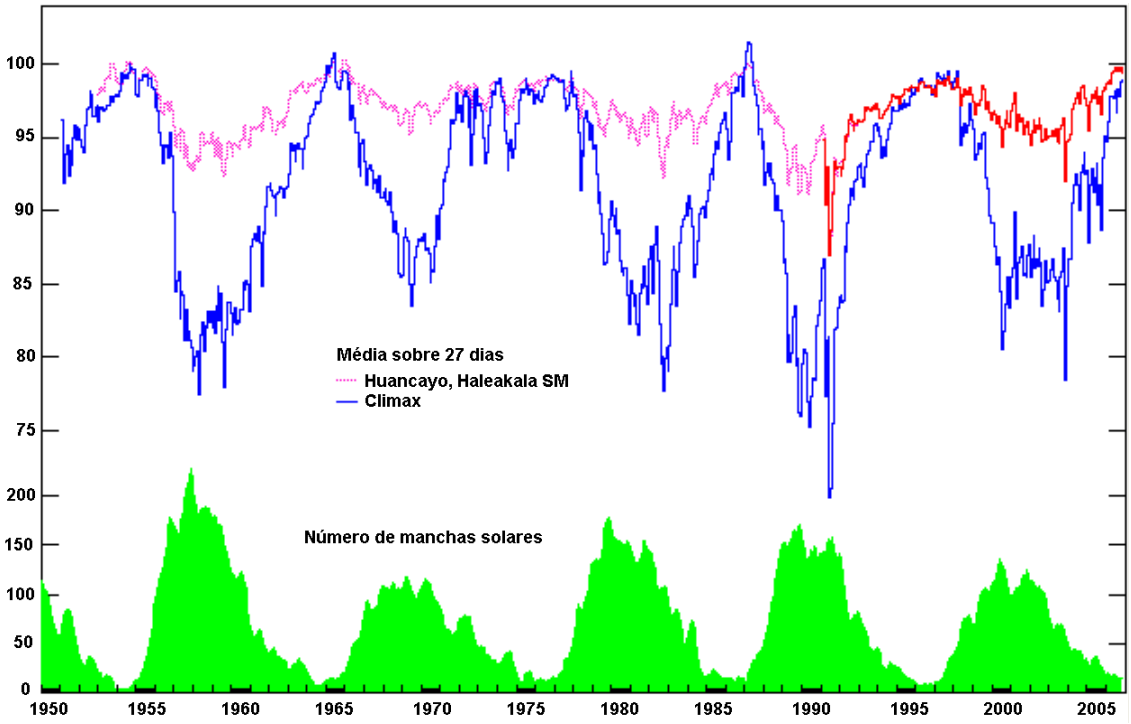


Figura 2.10 - Comparação entre a taxa de contagens de monitores de nêutrons e o número de manchas solares.
FONTE: Modificado de `http://ulysses.sr.unh.edu/NeutronMonitor/images/0_1950-2006.GIF` (2009).

Além das estruturas originadas no Sol, o ciclo de atividade solar também exerce uma grande influência sobre os raios cósmicos galácticos. Esta influência pode ser mostrada na Figura 2.10, onde o número de manchas solares está em verde e a média sobre 27 dias da contagem de raios cósmicos está em azul para o monitor de nêutrons

Climax e em rosa para o monitor de nêutrons de Huancayo. A diferença na amplitude entre os detectores Climax e Huancayo deve-se a localização dos detectores. O monitor de nêutrons de Huancayo estando localizado em uma região de rigidez magnética maior que a observada onde Climax está instalado. Durante o máximo no número de manchas solares, ocorre uma significativa redução da intensidade de raios cósmicos, levando a uma variação de 11 anos inversamente relacionada à atividade solar. Percebe-se também uma alteração na forma do máximo dos raios cósmicos de um máximo para o outro, como um pico estreito em 1965 e um máximo achatado em 1976, por exemplo. Este efeito leva a um ciclo de 22 anos dos raios cósmicos e deve-se à inversão de polaridade do campo magnético solar (JOKIPII, 1998).

Hoje em dia sabe-se que estas variações dos raios cósmicos de 11 e 22 anos são conseqüência de dois mecanismos físicos diferentes. Durante cada máximo de atividade solar, o campo magnético interplanetário está distorcido e os raios cósmicos são modulados pelas irregularidades deste campo. Grandes decréscimos na intensidade de raios cósmicos ocorrem associados com intensos distúrbios no vento solar, levando ao decréscimo observado em cada máximo solar e conseqüentemente ao ciclo de 11 anos. Por outro lado, durante a maior parte do ciclo de manchas solares, centrado em cada mínimo de manchas solares (máximo de raios cósmicos), a distribuição dos raios cósmicos reflete primeiramente um balanço entre o movimento de deriva das partículas em direção ao Sol e o resfriamento do plasma solar expandindo-se para fora. Esta distribuição espacial é consideravelmente sensível à polaridade do campo magnético interplanetário, levando à variação de 22 anos (JOKIPII, 1998).

3 RELAÇÃO ENTRE OS RAIOS CÓSMICOS GALÁCTICOS E MUONS OBSERVADOS NA SUPERFÍCIE TERRESTRE

3.1 Introdução

A relação entre uma partícula de raios cósmicos primária no espaço interplanetário e as partículas secundárias por ela geradas, observadas por detectores de superfície, pode ser descrita por um conjunto de coeficientes de acoplamento. Estes coeficientes dependem, além de outras coisas, da direção na qual o detector está observando através do campos geomagnético. Antes do cálculo dos coeficientes de acoplamento propriamente dito, é apresentada uma breve introdução a respeito dos raios cósmicos e dos detectores de muons utilizados.

3.2 Raios Cósmicos

Os raios cósmicos são partículas energéticas que permeiam o universo, possuindo uma faixa de energia bastante larga. Estas partículas "bombardeiam" a Terra constantemente e em todas as direções, atingindo o topo da atmosfera terrestre com um fluxo de mais de 10^{18} partículas por segundo, com uma energia maior que 1 MeV (JOKIPII, 1998). Cerca de 90% de todas as partículas primárias são prótons, 9% são núcleos de hélio e o restante dos elementos mais pesados compõem cerca de 1% dos *raios cósmicos galácticos* (*"Galactic Cosmic Rays" - GCR*).

O interesse pelo estudo deste tipo de partícula de alta energia possui duas razões principais:

- O descobrimento dos raios cósmicos possibilitou o conhecimento de novos processos de formação de uma série de partículas que eram desconhecidos. Isto deve-se ao fato de as partículas de raios cósmicos possuírem um energia muito grande e causarem reações nucleares através da interação entre estas partículas com o núcleos das moléculas constituintes da atmosfera.

- Os raios cósmicos carregam informações tanto sobre processos astrofísicos distantes, quanto sobre a heliosfera, meio interplanetário, magnetosfera e atmosfera terrestre, que antes de sua descoberta eram somente acessíveis à especulação.

3.2.1 Origem dos Raios Cósmicos

A origem dos raios cósmicos continua sendo um dos assunto que gera muita controvérsia entre a comunidade científica. Por se tratarem de partículas eletricamente carregadas, os raios cósmicos estão sujeitos à ação dos campos magnéticos existentes no universo durante seu trajeto, desde sua origem até sua observação, seja na superfície da Terra ou em alguma espaçonave em órbita.

Uma maneira de inferir a origem dos raios cósmicos é observar o seu espectro de energia. Um dos sinais fornecidos pelo espectro é a isotropia observada para partículas com energias $\leq \ 10^{15}\ eV$; outro é sua constância sobre um longo período de tempo, aproximadamente 10^9 anos.

Com isto, a fonte dos raios cósmicos deve produzir partículas com energia que chegue até aproximadamente $10^{21}\ eV$ e com um espectro de energia que segue uma lei de potência, dado por $I(E) \propto E^{-2,7}$, como pode ser visto na Figura 3.2.1 **a.** (MURSULA; USOSKIN, 2003). Além disso, a energia total produzida na fonte deve ser da ordem de $10^{42}\ ergs/ano$ em nossa Galáxia. Também, o espectro primário deve possuir elementos pesados, em torno de $Z = 100$.

Atualmente acredita-se que supernovas e estrelas de nêutrons possam produzir partículas com as características acima referidas. Na Via-Láctea, uma supernova surge aproximadamente a cada 40 anos e acredita-se que este evento possa produzir entre 10^{51} e $10^{52,5}\ ergs$ de energia. Estudos mais aprofundados a respeito das supernovas mostram que elas podem fornecer a energia necessária para a aceleração dos raios cósmicos (MURSULA; USOSKIN, 2003). Contudo, este modelo de aceleração de partículas pela onda de choque de uma supernova só pode explicar os raios cósmicos com energia até $10^{15}\ eV$.

Recentes observações de partículas originadas em sistemas binários, tais como Cygnus X-3 e Hercules X-1, mostram raios cósmicos com energias além da energia máxima alcançada por partículas aceleradas por supernovas. Além disso, é possível que os raios cósmicos sejam acelerados durante o seu percurso desde sua origem até a Terra. Um dos mecanismos propostos para a aceleração das partículas no espaço é a interação destas com o campo magnético do meio em que estão se deslocando, primeiramente sugerido por Fermi.

A Figura 3.1 **b.** mostra e espectro de energia dos raios cósmicos com baixas energias.

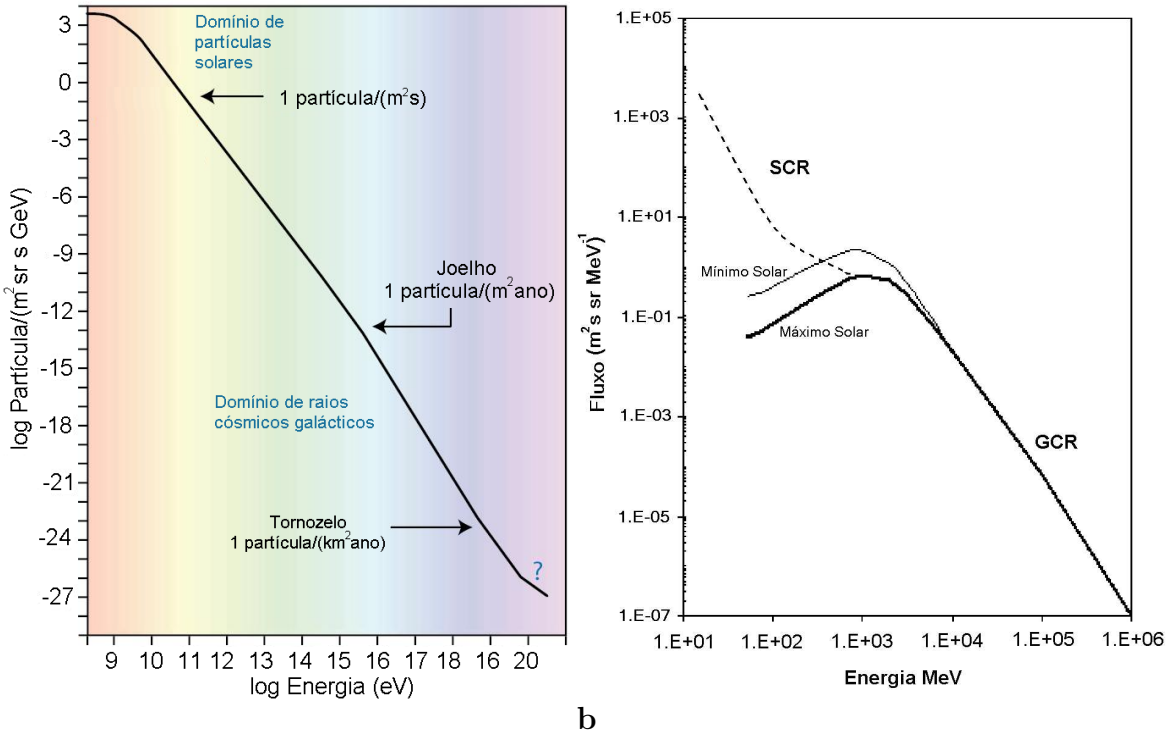


Figura 3.1 - **a.** Espectro de energia dos raios cósmicos. **b.** Espectro de raios cósmicos na região de baixa energia.
FONTE: Modificado de Mursula e Usoskin (2003).

Para energias acima de 10^3 MeV, os GCR correspondem a parte dominante do fluxo de raios cósmicos. Para energias abaixo de algumas centenas de MeV, os *raios cósmicos solares* (*"Solar Cosmic Rays"* - *SCR*), dominam o fluxo de raios cósmicos. Na faixa entre algumas centenas de MeV e alguns GeV, tanto os GCR quanto os SCR podem dominar e a variação do fluxo nesta faixa de energia tem um padrão bastante complicado.

3.2.2 Modulação dos Raios Cósmicos

A intensidade dos raios cósmicos observada por detectores instalados na superfície terrestre é mostrada na Figura 2.10. Infelizmente o que é observado não corresponde nem de perto ao que seria observado na heliosfera ou mesmo no espaço interestelar, devido aos processos de "filtragem" pelos quais os GCR são submetidos, e estes processos ainda não foram satisfatoriamente esclarecidos pela comunidade científica.

Algumas variações são claras o suficiente, especialmente aquelas relacionadas com o

ciclo de atividade solar. O ciclo de 11 anos é inegavelmente a principal característica da variação de longo período dos raios cósmicos: a densidade de raios cósmicos é anti-correlacionada com a atividade solar. Contudo, algumas características específicas do comportamento dos raios cósmicos (tais como os decréscimos de curta duração observados em 1982 e 1991) não estão relacionados de uma forma evidente com o número de manchas solares. O ciclo de 22 anos mostra-se claramente presente na forma e intensidade nas fases de máximo de raios cósmicos, estando diretamente ligado à inversão da polaridade do campo magnético solar (BELOV, 2000), o que não está evidente no ciclo de manchas solares.

Para descrever o complexo conjunto de efeitos sofridos pelos raios cósmicos galácticos quando entram na Heliosfera, os quatro principais processos foram combinados por Parker (1965) em uma equação de transporte:

$$\frac{\partial f}{\partial t} = -\mathbf{V}\cdot\nabla f - <\mathbf{v}_D>\cdot\nabla f + \nabla\cdot(\kappa^{(S)}\cdot\nabla f) + \frac{1}{3}(\nabla\cdot\mathbf{V})\times\frac{\partial f}{\partial lnP} + J_{fonte}, \quad (3.1)$$

onde $f(\mathbf{r}, P, t)$ é a função de distribuição dos raios cósmicos; $\mathbf{r}$ é a posição, $P = pc/q$ é a rigidez da partícula, onde p é o momento da partícula, q é a carga elétrica e c é a velocidade da luz, t é o tempo. $\mathbf{V}$ é a velocidade do vento solar. κ é o chamado tensor de difusão, que pode ser dividido em uma parte simétrica $\kappa^{(S)}$ e uma parte anti-simétrica $\kappa^{(A)}$. Cada termo desta equação descreve um processo físico separadamente:

- O termo do lado esquerdo é a variação da função de distribuição $f(\mathbf{r}, P, t)$ com o tempo t. Para muitas aplicações da modulação dos raios cósmicos, considera-se que estas partículas estão em um estado de equilíbrio e este termo pode ser desprezado.

- O primeiro termo do lado direito descreve a convecção das partículas devido ao vento solar, com velocidade $\mathbf{V}$.

- O segundo termo caracteriza a deriva das partículas no *Campo Magnético Heliosférico* (*"Heliospheric Magnetic Field"* - *HMF*), sendo expressa como uma velocidade de deriva efetiva $< \mathbf{v}_D >$, representando as derivas de curvatura e de gradiente.

- O terceiro termo do lado direito descreve a difusão das partículas entre as irregularidades no HMF. O tensor de difusão pode ser escrito da seguinte forma:

$$\kappa = \begin{vmatrix} \kappa_{||} & 0 & 0 \\ 0 & \kappa_{\perp} & \kappa_T \\ 0 & -\kappa_T & \kappa_{\perp} \end{vmatrix} = \kappa^{(S)} + \kappa^{(A)}$$

  Na parte simétrica do tensor de difusão estão os coeficientes de difusão paralelo ($\kappa_{||}$) e perpendicular ($\kappa_{\perp}$) ao campo magnético. O termo anti-simétrico (κ_T) está relacionado à velocidade de deriva efetiva $< \mathbf{v}_D >$ através do vetor.

$$\langle \mathbf{v}_D \rangle = \nabla \times \kappa^{(A)} \cdot \frac{\mathbf{B}}{B}. \tag{3.2}$$

- O quarto termo descreve a desaceleração adiabática no vento solar que está se expandindo a medida que se afasta do Sol.

- O quinto termo do lado direito pode ser qualquer função fonte J_{fonte}.

Usualmente, a equação de transporte 3.1 é resolvida numericamente iniciando a partir de um modelo do espectro interplanetário das partículas de raios cósmicos galácticos na fronteira externa da heliosfera. Os parâmetros de modulação são determinados pelo ajuste do modelo aos dados observacionais. Usualmente a heliosfera é considerada como sendo uma esfera de aproximadamente 100 AU. Contudo, foi mostrado recentemente que a forma da heliosfera pode ser muito diferente de uma esfera. Existem algumas aproximações que simplificam a teoria de propagação dos raios cósmicos na heliosfera melhorando o entendimento destes efeitos.

3.3 Rede Global de Detectores de Muons - GMDN

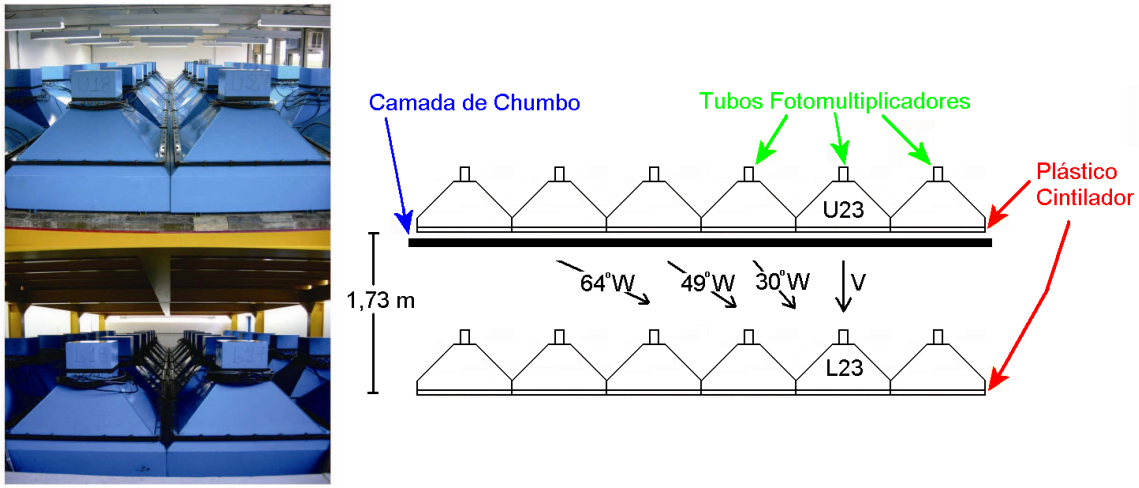
A Rede de Muons iniciou a operar em 1992, fazendo observações em dois hemisférios, utilizando os detectores instalados em Nagoya (Japão) e Hobart (Austrália), os quais possuem áreas de detecção de 36 m^2 e 9 m^2, respectivamente. Cada um destes detectores são multidirecionais, permitindo registrar simultaneamente a intensidade de raios cósmicos em 30 direções de visão. Outro pequeno detector (4 m^2 de área de detecção), instalado no Observatório Espacial do Sul, em São Martinho da Serra, RS, (Brasil), foi adicionado à rede em Março de 2001 a fim de cobrir uma lacuna na cobertura direcional da rede sobre as regiões do Oceano Atlântico e Europa (SILVA et

al., 2004). Estes detectores são idênticos, diferenciando-se somente em suas áreas de detecção, consistindo de duas camadas horizontais de plásticos cintiladores, verticalmente separados por $1,73\ m$, com uma camada intermediária de $5\ cm$ de chumbo, que serve para absorver os componentes de baixa energia. Cada camada é composta por um arranjo de detectores unitários de $1\ m^2$ de área, isto é, plástico cintilador de $1\ m \times 1\ m \times 0,1\ m$. No topo de cada detector fica um tubo fotomultiplicador de $12,7\ cm$ de diâmetro. Através da contagem dos pulsos da coincidência entre um par de detectores, um da camada superior, outro da inferior, é possível registrar a taxa de muons através da correspondente direção de incidência. Desta forma, utilizando o detector multidirecional de muons é possível obter várias combinações entre os detectores superiores e inferiores, como esquematizado pela Figura 3.2b. A Figura 3.2a mostra uma fotografia do detector do Observatório Espacial do Sul, em São Martinho da Serra após sua ampliação que ocorreu em dezembro de 2005, tendo sua área de detecção aumentada para $28\ m^2$. Os dados comparativos do detector de muons de São Martinho da Serra, para as três fases de expansão estão expostos na Tabela 3.1. A terceira fase de expansão está planejada para o ano de 2010, passando de 4×7 para 4×9.

Tabela 3.1 - Dados comparativos para as três fases de expansão do detector de muons do Observatório Espacial do Sul, em São Martinho da Serra, Brasil. *Valor estimado tomando como base os dados do detector de Nagoya devido à sua igual área de observação.

	Protótipo	Expansão I	Expansão II
Área de detecção	$4\ m^2$	$28\ m^2$	$36\ m^2$
Canais direcionais	9	17	17
Resolução temporal	1h	1, 10 e 60 min	1, 10 e 60 min
Erro estatístico médio	0,34	0,2	0,15 *

Em Março de 2006, a rede de muons foi completada, passando a chamar-se efetivamente de Rede Global de Detectores de Muons ("Global Muon Detector Network" - GMDN), pela instalação de um novo detector na Universidade do Kuwait, na cidade de Kuwait (Kuwait), com uma área de detecção de $9\ m^2$. Este detector observa partículas que incidem sobre a África e oeste do Oceano Índico. O detector da Universidade do Kuwait é do tipo *hodoscope* (Figura 3.3). Este detector, diferentemente dos outros três detectores, é composto por quatro camadas horizontais de 30 *tubos contadores proporcionais* (*"Proportional Counter Tubes" - PCT*). Cada PCT é



a **b**

Figura 3.2 - **a.** Foto do detector de muons instalado no Observatório Espacial do Sul em São Martinho da Serra, RS, Brasil, após sua ampliação em dezembro de 2005. **b.** Esquema do detector de duas camadas. Através da coincidência das contagens entre um par de detectores, um na camada de cima e o outro na camada de baixo, é possível registrar o número de muons e sua correspondente direção de incidência.

um cilindro de 5 m de comprimento e 10 cm de diâmetro, tendo um fino anodo de tungstênio ao longo de seu eixo. Uma camada de 5 cm de chumbo é instalada sobre o detector para absorver os componentes de baixa energia. Os eixos dos PCT são alinhados geograficamente na direção leste-oeste (eixo x) da primeira e terceira camadas e norte-sul (eixo y) com a segunda e quarta camadas. A primeira e a segunda camadas formam o par superior, enquanto que a terceira e a quarta camadas formam o par inferior. Os dois pares são verticalmente separados por 80 cm. A intensidade e correspondentes direções são registradas de acordo com um sistema de coincidência das quatro camadas. Isto é aproximadamente equivalente a registrar muons com dois arranjos quadrados de 30×30 com detectores individuais de 10 $cm \times 10$ cm, separados verticalmente por 80 cm. As contagens de muons são registradas em cada $23 \times 23 = 529$ canais direcionais que cobrem 360^o de azimute e de 0^o a 60^o de zênite. Para analisar os dados de Kuwait juntamente com os dados das outras estações de diferente geometria, converte-se os 529 canais direcionais em 13 canais, que são equivalentes àqueles de Hobart, possuindo a mesma área de detecção (9 m^2) (OKAZAKI, 2008).

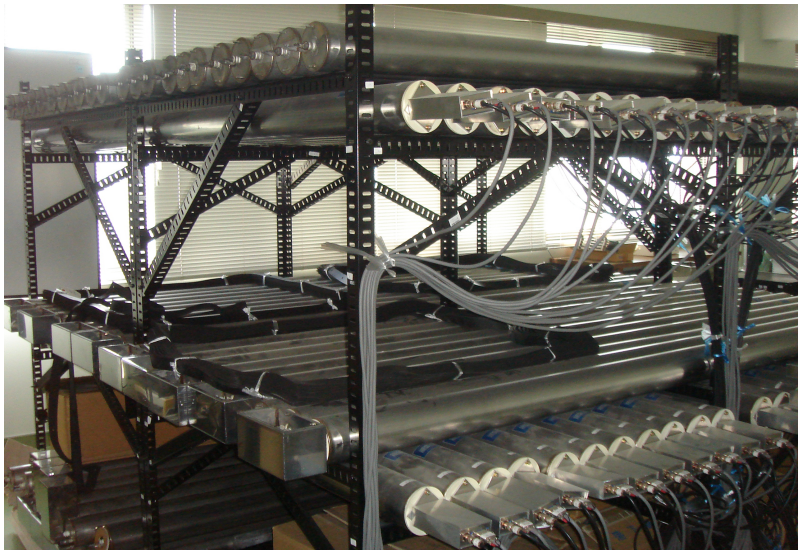


Figura 3.3 - Protótipo de um detector de muons do tipo Hodoscope em fase de testes. FONTE: Foto particular tirada no laboratório de raios cósmicos da Universidade de Shinshu.

3.4 Cálculo dos Coeficientes de Acoplamento para Detectores de Muons

Os detectores de raios cósmicos instalados na superfície terrestre, tais como os da GMDN, não observam as partículas primárias que compõem os GCR. Estas partículas primárias interagem com os núcleos dos átomos constituintes da atmosfera terrestre produzindo partículas de raios cósmicos secundárias. Uma significante parte das partículas secundárias é composta por muons, que são produzidos através do decaimento dos píons, que por sua vez são um dos produtos diretos da reação entre as partículas primárias e os núcleos dos átomos atmosféricos.

Medindo-se a variação na intensidade de muons utilizando-se detectores de muons de superfície, pode-se calcular a distribuição espacial tri-dimensional das partículas primárias. Estes detectores são fixos com relação ao sistema de referência terrestre, sendo possível observar uma pequena variação diurna na intensidade de muons devido à rotação da Terra em torno de seu eixo. A relação entre a distribuição das partículas primárias e os muons detectados pode ser descrita por um conjunto de coeficientes de acoplamento. Para calcular estes coeficientes, é necessário conhecer a direção assimptótica para cada direção de incidência possível das partículas secundárias observadas pelos detectores.

A direção assimptótica de uma partícula primária é aquela direção através da qual

ela estava viajando antes de ser influenciada pelo campo magnético terrestre. Devido a grande energia das partículas primárias, um muon gerado na atmosfera, mantém aproximadamente a mesma direção que a partícula primária que o produziu. Para calcular as direções assimptóticas, um modelo que descreve o campo magnético terrestre é necessário desde a altitude do detector até o espaço livre. A Figura 3.4 mostra o mapa das direções assimptóticas calculadas para cada canal direcional dos detectores da GMDN. A técnica de integração adaptativa de Runge-Kutta foi utilizada para calcular as direções assimptóticas de cada canal direcional da rede de muons. Cada símbolo na Figura 3.4 mostra a direção assimptótica para partículas com rigidez P_m de cada canal direcional. Tanto o valor de P_m, quando a direção assimptótica são determinados utilizando um código de trajetória de partículas desenvolvido por Lin et al. (1995). A linha através de cada símbolo representa o espalhamento das direções assimptóticas para partículas com rigidez entre $P_{0,1}$ e $P_{0,9}$ que limita a energia central em 80% da resposta de energia de cada canal direcional. A Figura 3.4 mostra que a GMDN cobre quase completamente o céu, apesar de ainda possuir algumas lacunas na sua cobertura direcional sobre a América do Norte e sobre o sul do Oceano Índico.

O formalismo utilizado para descrever a distribuição tri-dimensional das partículas primárias no espaço e a subsequente definição dos coeficientes de acoplamento foi originalmente desenvolvida por Nagashima et al. (1972). Os coeficientes de acoplamento foram calculados por Fujimoto et al. (1984) e melhorados através de correções devido à curvatura da atmosfera por Baker et al. (1989).

Seja $J(P, \chi, \Lambda)$ o fluxo por estereorradiano por segundo de partículas primárias com rigidez P, movendo-se em uma direção no espaço definida pelo ângulo polar χ, e ângulo azimutal Λ , em relação a um sistema de coordenadas arbitrário.

Como qualquer variação de J em relação a (χ, Λ) será pequena, considerando-se um fluxo de GCR isotrópico, pode-se escrever

$$J(P, \chi, \Lambda) = J_0(P) + \delta J(P, \chi, \Lambda), \tag{3.3}$$

Onde $J_0(P)$ é a contribuição isotrópica da distribuição da densidade de GCR. Assumindo a existência de uma anisotropia simétrica em torno de um eixo de referência e que $\delta J(P, \chi)$ é separável com relação a P e χ, a intensidade diferencial dos raios

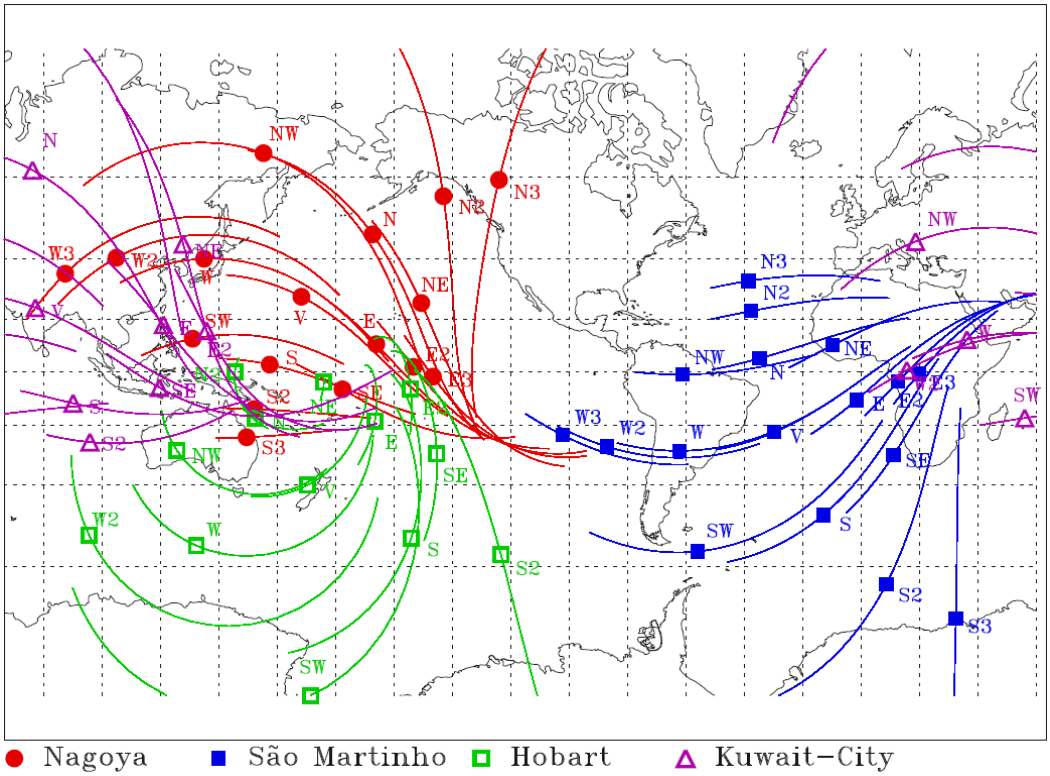


Figura 3.4 - Direções de visão assimptóticas da GMDN. Cada símbolo mostra a direção de visão assimptótica de uma partícula incidente em cada canal direcional com rigidez primária média P_m. A linha através de cada símbolo representa o espalhamento da direção de visão correspondente a 80% da energia de resposta de cada canal.

cósmicos primários é definida como:

$$\frac{\delta J(P,\chi)}{J_0(P)} = F(\chi)G(P), \tag{3.4}$$

onde $F(\chi)$ é a distribuição espacial da densidade de GCR e $G(P)$ é o espectro de rigidez diferencial da anisotropia e é adequadamente descrito pela lei de potência:

$$G(P) = \begin{cases} (P/10)^{\gamma}, & P \leq P_u \\ 0, & P > P_u \end{cases} \tag{3.5}$$

onde P_u, é a rigidez máxima, no caso desta tese foi utilizado $P_u = 1000\ GV$, e γ é constante. Ambos são definidos a partir das observações (FUJIMOTO et al., 1984).

Expandindo $F(\chi)$ em uma série polinomial de Legendre, tem-se:

$$F(\chi) = \sum_{n=0}^{\infty} F_n(\chi) = \sum_{n=0}^{\infty} \eta_n P_n^0(cos\chi), \tag{3.6}$$

onde $F_n(\chi)$ é a distribuição espacial da densidade de GCR de grau n e η_n é o coeficiente da distribuição espacial. $F(\chi)$ é expresso em coordenadas geográficas (GEO), nas quais o eixo z é direcionado para o norte geográfico, o eixo x está no plano equatorial e direcionado para o zênite de um ponto no equador terrestre no horário local de 00:00h e o eixo y completa as coordenadas através da regra da mão direita. Assim:

$$F(\chi) = \sum_{n=0}^{\infty} F_n(\chi) = \sum_{n=0}^{\infty} \sum_{m=0}^{n} f_n^m(\chi), \tag{3.7}$$

onde $f_n^m(\chi)$, chamada de componente projetada de $F_n(\chi)$, é dada por:

$$f_n^m(\chi) = \eta_n P_n^m(cos\theta_R) P_n^m(cos\theta_J) cos(m(\alpha_J - \alpha_R)). \tag{3.8}$$

Na Equação 3.8, α_R e θ_R são a ascensão reta e declinação do eixo de simetria da anisotropia enquanto que α_J e θ_J são a ascensão reta e declinação da direção de incidência dos GCR, correspondentes a (χ, Λ) no espaço. $P_n^m(cos\theta)$ são as funções esféricas semi-normalizadas (CHAPMAN; BARTELS, 1940), relacionadas com as funções ordinárias associadas de Legendre $P_{n,m}$ por

$$P_n^m(cos\theta) = \begin{cases} P_{n,m}(cos\theta), & m = 0 \\ \left\{ \frac{2(n-m)!}{(n+m)!} \right\}^{1/2} P_{n,m}(cos\theta), & m \neq 0, \end{cases} \tag{3.9}$$

A distribuição espacial $F(\chi)$ produz uma variação diurna $D(t)$ na intensidade de muons, devido à rotação da Terra, observada por um detector instalado em um

sistema de referência local. Cada componente projetada $f_n^m(\chi)$ produz uma variação harmônica diurna $D_n^m(t)$ onde

$$D(t) = \sum_{n=0}^{\infty} \sum_{m=0}^{n} D_n^m(t). \tag{3.10}$$

Expandindo-se $D(t)$ em uma série de Fourier, tem-se

$$D_n^m(t) = A_n^m cos(m\omega t) + B_n^m sen(m\omega t), \tag{3.11}$$

onde o tempo t é dado em dias e $\omega = \pi/12$.

A relação entre os coeficientes da variação diurna A_n^m e B_n^m e a anisotropia de raios cósmicos galácticos no espaço interplanetário x_n^m e y_n^m (em coordenadas GEO) pode ser escrita da seguinte forma:

$$\begin{pmatrix} A_n^m \\ B_n^m \end{pmatrix} = \begin{pmatrix} c_n^m & s_n^m \\ -s_n^m & c_n^m \end{pmatrix} \begin{pmatrix} x_n^m \\ y_n^m \end{pmatrix}. \tag{3.12}$$

onde

$$\begin{aligned} x_n^m &= \eta_n P_n^m(cos\theta_R) cos(m\omega t_R), \\ y_n^m &= \eta_n P_n^m(cos\theta_R) sen(m\omega t_R), \end{aligned} \tag{3.13}$$

onde t_R é o tempo local representando as longitudes geográficas α_R, dado por

$$t_R = \frac{12}{\pi}(\alpha_R - \alpha_S + \pi). \tag{3.14}$$

Desta forma, a Equação 3.11 fica:

$$D_n^m(t) = \eta_n P_n^m(cos\theta_R) d_n^m cos\frac{m\pi}{12}\left\{t - (t_R - \delta t_n^m)\right\}, \tag{3.15}$$

onde

$$d_n^m = \sqrt{(c_n^m)^2 + (s_n^m)^2} \qquad e$$

$$\delta t_n^m = \frac{12}{m\pi} tan^{-1}\left(\frac{s_n^m}{c_n^m}\right)$$

Assim a distribuição espacial pode ser calculada através das componentes da variação diurna observada $D_n^m(t)$ e do conhecimento de c_n^m e s_n^m. c_n^m e s_n^m são os coeficientes de acoplamento que relacionam a variação observada $D(t)$ com a distribuição espacial $F(\xi)$. Nagashima (1971) mostrou que:

$$c_n^m = \frac{1}{I}\int_{P_{cut}}^{\infty}\int_{\Omega} Y.A.G(P).P_n^m(cos\theta_{OR}).cos[m(\phi_{OR} - \phi_{st})]d\omega dP, \tag{3.16}$$

$$s_n^m = \frac{1}{I}\int_{P_{cut}}^{\infty}\int_{\Omega} Y.A.G(P).P_n^m(cos\theta_{OR}).sen[m(\phi_{OR} - \phi_{st})]d\omega dP, \tag{3.17}$$

onde I é a intensidade total de muons observados, $Y \equiv Y(P, d, x)$ é a função resposta que fornece o número de muons $s^{-1}m^{-2}str^{-1}$ que chegam ao longo da direção (θ, ϕ) produzidos por partículas primárias de rigidez P através de uma atmosfera de profundidade d e profundidade de rochas x utilizado para detectores subterrâneos, no caso dos detectores de raios cósmicos, cujos dados foram utilizados nesta tese, o valor de $x = 0$. (θ, ϕ) são respectivamente os ângulos zenital e azimutal, definindo a direção de incidência das partículas primárias. P_{cut} é a rigidez de corte abaixo da qual Y torna-se insignificante. A fornece uma sobreposição relativa das duas camadas do detector de muons ao longo de cada direção (θ, ϕ). Ω é o ângulo sólido subentendido pelas duas camadas e $d\omega$ é o elemento de ângulo sólido. A integral é feita sobre todos os valores de rigidez na qual partículas primárias produzem muons detectáveis e sobre todas as direções de incidência (θ, ϕ), na qual muons podem entrar em ambas camadas do detector. ϕ_{st} é a longitude geográfica do local onde o detector

está instalado e (θ_{OR}, ϕ_{OR}) são respectivamente a co-latitude e longitude geográficas que definem a direção assimptótica das partículas primárias que produzem muons com direção de incidência (θ, ϕ). Estas direções são funções do local do detector e da rigidez das partículas. Utiliza-se uma versão modificada de um programa traçador de trajetórias de Shea et al. (1965) para calcular as direções assimptóticas necessárias para calcular c_n^m e s_n^m. O método de cálculo envolve a integração da trajetória de uma partícula negativamente carregada desde o local do detector em sentido contrário à sua trajetória ao longo de (θ, ϕ), através do campo magnético terrestre, utilizando-se o método de Runge-Kutta.

Cada detector particular possui seu próprio conjunto de coeficientes de acoplamento definidos pelas Equações 3.16 e 3.17 que relacionam as variações na intensidade de muons observadas com a distribuição direcional das partículas de raios cósmicos primárias no espaço.

3.4.1 Calculando os Coeficientes de Acoplamento

Para calcular os coeficientes de acoplamento, divide-se as camadas do detector em elementos de grade como mostra a Figura 3.5 e utiliza-se a técnica de somas finitas sobre os elementos de camadas como utilizado por Fujimoto et al. (1984). Desta forma a integral sobre todas as direções torna-se uma soma sobre todas combinações de elementos de camada superior e inferior:

$$c_n^m = \frac{1}{I} \int_{P_{cut}}^{\infty} \sum_{i=1}^{U} Y(P,i).W(i).G(P).P_n^m[cos\theta_{OR}(P,i)]\kappa(P,i).cos\ m[\phi_{OR}(P,i) - \phi_{st}]dP, \quad (3.18)$$

$$s_n^m = \frac{1}{I} \int_{P_{cut}}^{\infty} \sum_{i=1}^{U} Y(P,i).W(i).G(P).P_n^m[cos\theta_{OR}(P,i)]\kappa(P,i).sen\ m[\phi_{OR}(P,i) - \phi_{st}]dP, \quad (3.19)$$

onde

$$I = \int_{P_{cut}}^{\infty} \sum_{i=1}^{U} Y(P,i).W(i).\kappa(P,i)dP. \quad (3.20)$$

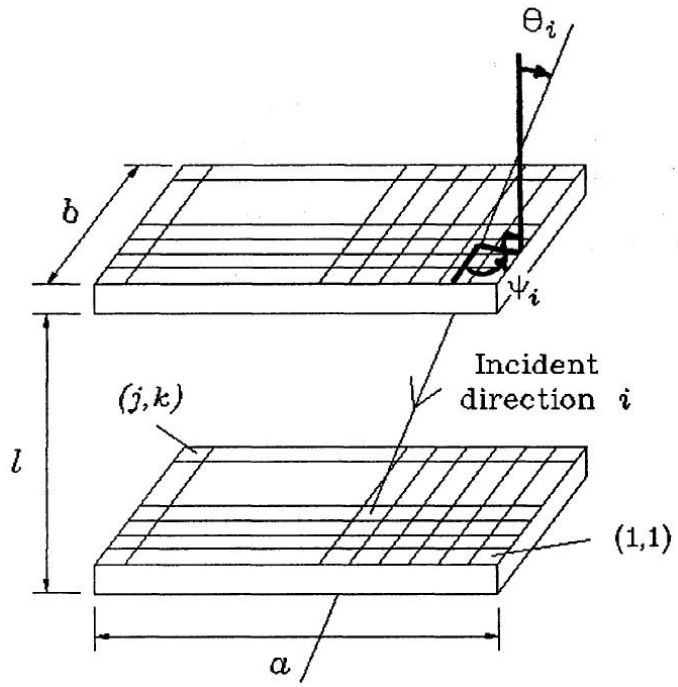


Figura 3.5 - Detector de muons com duas camadas de comprimento a e largura b e separação perpendicular l. As camadas superior e inferior são divididas em uma grade $j \times k$ definindo uma grade de elementos jk para cada camada. (θ_i, ψ_i) define a direção de incidência i.
FONTE: Modificado de Baker et al. (1989)

U é o número total de direções definido pelos elementos da grade, $W(i)$ é o peso relativo da direção i na contribuição para taxa de contagens e é relacionado à função $A(\theta, \phi)$ descrita acima, e $\kappa(P, i)$ vale 1 se a direção i estiver dentro do cone assimptótico de aceitação, ou 0 para todos os pares de elementos observados abaixo do horizonte. Para a integral com relação a P utiliza-se a técnica adaptativa de Runge-Kutta (PRESS et al., 1986).

A função resposta preparada por Fujimoto et al. (1977) é utilizada. Trata-se de uma aproximação analítica de melhor ajuste para a função resposta que foi calculada para resolver a equação de cascata de hadrons na atmosfera por Murakami et al. (1977). A fórmula analítica é:

$$R(X) \equiv Y(P, d, x) = a \; exp\left[-\frac{\beta}{X^{\delta}}\right] X^{-\eta} \quad [m^{-2}s^{-1}str^{-1}], \tag{3.21}$$

onde

$$X = \frac{P}{P_m},$$

$$P_m = 2,25D^{1,04},$$

$$D = 2d + x.$$

Ambas profundidades atmosféricas, d e de rochas, x, são medidos em $hg.cm^{-2}$, e α, β, η e δ são todos funções de P_m , onde

$$d = d_\nu P(\theta).$$

sendo d_ν a profundidade atmosférica vertical sobre o detector. A forma de $P(\theta)$, como proposto por Winckler et al. (1949), pode ser calculada utilizando-se um modelo atmosférico padrão para pressão $\rho(r) = \rho_0\ exp[-ar]$ como:

$$P(\theta) = a\ exp[a(r_0 - r_e)].\int_{r_0-r_e}^{\infty} \frac{exp[-a\delta].(r_e+\delta)d\delta}{\sqrt{(r_e+\delta)^2 - r_0^2 sen^2\theta}}, \tag{3.22}$$

onde $\delta = r - r_e$. O raio da Terra é r_e, $r_0 - r_e$ é a altitude do local do detector e a^{-1} é a altura de escala da atmosfera e é igual a $0,12$ quando δ, r_e e r_0 são medidos em quilômetros. Winckler et al. (1949) utilizaram o fator de correção

$$P_1(\theta) = a\left[\frac{r_0}{2}\right]^{1/2}.\int_0^{\infty} \frac{exp[-a\delta]d\delta}{\sqrt{(r_0/2)cos^2\theta + \delta}}. \tag{3.23}$$

que é a expressão para P_0 onde $r_0 = r_e$ e os termos de segunda ordem de δ são desprezados.

A necessidade de uma interpolação espacial é removida calculando explicitamente θ_{OR} e ϕ_{OR} para cada direção de incidência i definida pelos elementos de grade das camadas do detector. Ao longo de cada direção de incidência, as direções assimptóticas são dependentes da rigidez das partículas primárias. Devido ao método de

integração numérica necessária para calcular c_n^m e s_n^m é computacionalmente impraticável calcular as direções assimptóticas para todos os valores de rigidez. Portanto, ao longo de cada caminho, θ_{OR} e ϕ_{OR} são calculados para os valores de rigidez $P =$ 10, 11, 12, 13, 14, 15, 16, 17, 18, 20, 22, 25, 30, 35, 40, 45, 50, 55, 60, 75, 85, 95, 125, 150, 250, 350, 500, 750, e 1000 GV. Valores estabelecidos levando-se em conta Baker et al. (1989) Este conjunto é suficientemente denso para permitir uma interpolação linear das direções assimptóticas como função da rigidez primária ao longo de cada caminho incidente particular. Para calcular θ_{OR} e ϕ_{OR} utilize-se o traçador de trajetorias originalmente descrito por Shea et al. (1965), que incorpora os dados do modelo de campo geomagnético do IGRF (IAGA, 1985).

A Tabela 3.2 mostra os coeficiente de acoplamento calculados para cada uma das direções de visão dos detectores de muons da rede internacional formada pelos detectores instalados em Nagoya (Japão), Hobart (Austrália), além do detector ampliado do Observatório Espacial do Sul em São Martinho da Serra (Brasil) e o hodoscópio de Kuwait (Kuwait).

Tabela 3.2 - Coeficientes de Acoplamento

Nagoya	**V**	**N**	**S**	**E**	**W**	**NE**	**NW**	**SE**	**SW**	**N2**	**S2**	**E2**	**W2**	**N3**	**S3**	**E3**	**W3**
c00	10000	10868	10532	11218	10392	12120	11212	11661	11038	13969	13540	14861	13347	17668	17447	19128	17326
c10	3137	4852	693	2109	4340	3236	6123	829	1809	5629	-1380	1271	4680	6083	-3246	757	4808
c11	5571	3307	7200	3882	6318	2122	3841	5046	8109	811	7355	1858	5738	-779	7454	618	5015
s11	4533	4894	3982	6672	1617	6935	2274	6086	956	4542	3006	7646	-1261	4341	2493	8177	-3565
Hobart																	
c00	9184	9928	9928	9928	9928	10712	10712	10712	10712	12832	12832	12832	12832				
c10	-5145	-3373	-6281	-3253	-6444	-1665	-4594	-4303	-7525	-1133	-6576	-1186	-6635				
c11	6924	8661	4441	7152	6070	8425	7887	5580	3688	9168	1764	6602	4529				
s11	3271	1914	4357	5370	477	4586	-924	5489	1720	487	4726	6526	-2231				
São Martinho																	
c00	9350	10064	9943	10382	9810	11198	10547	10968	10490	13288	13005	13554	12615	16653	16300	17670	16620
c10	-2549	382	-5075	-1020	-3591	1164	-372	-2693	-6195	2923	-6156	530	-3782	4439	-6904	1315	-3713
c11	6659	7589	4610	5360	7440	5722	8570	4438	5244	7155	2277	3729	6835	6759	620	2489	5996
s11	4070	3702	4297	6346	868	6228	560	6040	1281	2843	3840	7429	-2265	2429	3730	8089	-4809
Kuwait																	
c00	10488	11400	11681	12359	11097	13160	12260	13852	12347	16478	17193	18470	16317				
c10	3067	5672	345	3017	2086	5336	5210	1729	-1383	7267	-1838	2596	636				
c11	5490	4117	5715	2695	7656	1588	5865	2694	7967	1631	4633	-235	7662				
s11	4371	2999	5552	6869	1038	5552	-538	7428	2595	1089	5827	7782	-2791				

4 CÁLCULO DA ANISOTROPIA DE PRIMEIRA ORDEM DOS DADOS DA GMDN

4.1 Introdução

A partir dos dados de raios cósmicos secundários, detectados na superfície terrestre, é possível calcular a densidade isotrópica e as componentes do vetor anisotropia de raios cósmicos, no espaço interplanetário, através da relação existente estre os raios cósmicos observados com as partículas primárias que os geraram.

A GMDN foi projetada e construída para medir precisamente os raios cósmicos secundários gerados na atmosfera terrestre. A partir das observações e dos coeficientes de acoplamento, calculados no capítulo anterior, a anisotropia de raios cósmicos galácticos no meio interplanetário é calculada separadamente de sua componente isotrópica. O vetor anisotropia aponta na direção através da qual o maior fluxo de GCR é medido. Desta forma, o vetor anisotropia possui direção oposta ao vetor fluxo de GCR (OKAZAKI et al., 2008).

4.2 Cálculo do Melhor Ajuste Para os Dados da GMDN

O cálculo do melhor ajuste da variação temporal dos raios cósmicos é feito da mesma forma como o realizado por Munakata et al. (2000), a fim de observar a anisotropia utilizando-se os dados de todos os canais direcionais da GMDN, e como as estruturas solares, que causam tempestades geomagnéticas, influenciam a população de raios cósmicos que permeiam o espaço interplanetário. Para isto, são necessários alguns cálculos preliminares.

Primeiramente, é necessária a correção do efeito da pressão atmosférica sobre os dados observados por detectores de superfície. Esta correção é feita utilizando-se a seguinte equação:

$$\frac{\Delta I}{I} = \beta \Delta p, \tag{4.1}$$

onde Δp é a variação da pressão atmosférica medida através de um barômetro instalado juntamente com o detector, e β são os coeficientes barométricos calculados para cada direção de visão do detector.

As características, assim como a localização de cada canal direcional da GMDN, são apresentadas na Tabela 4.1, onde as contagens são médias horárias. Sumarizando, a rigidez média (P_m) dos raios cósmicos primários, calculada utilizando-se a função resposta dos muons na atmosfera para partículas primárias (MURAKAMI et al., 1979), varia de 53 a 119 GV. σ_c é o erro estatístico da taxa de contagens horárias que varia entre $0,06$ e $0,49\%$, P_m é a rigidez primária dos GCRs, calculada utilizando-se a função resposta que relaciona os muons gerados na atmosfera com as partículas primárias que os geraram (MURAKAMI et al., 1979), variando entre 55 e 114 GV. λ_{asymp} e ϕ_{asymp} são a latitude e longitude das direções assimptóticas, respectivamente.

Após a correção do efeito da pressão atmosférica, obtém-se a variação percentual ($I_{i,j}^{obs}(t)$) da taxa de contagens horárias em cada direção de visão do detector ($j-$ésimo canal direcional no $i-$ésimo detector) a partir de uma média corrida sobre as 24 horas precedentes ao instante em consideração (t). Após o cálculo da variação percentual, é feita uma normalização de cada direção de visão dos detectores da GMDN em relação ao canal vertical do detector de Nagoya. Isto é necessário para equalizar os dados com diferentes energias e para suprimir a anisotropia espúria causada pelas variações dependentes da energia na componente isotrópica da intensidade de raios cósmicos.

Para partículas com as energias aqui consideradas, é necessário corrigir $I_{i,j}^{obs}$ para o efeito da temperatura atmosférica. Esta correção foi feita através da internormalização de $I_{i,j}^{obs}$ para a direção de visão "N" de Hobart e "$S2$" de Nagoya, pois ambas possuem direções assimptóticas bem sobrepostas sobre a costa nordeste da Austrália. Também é feita uma internormalização para as direções de visão "SW" de Nagoya e "E" do Kuwait. Através deste método, é possível minimizar o efeito de temperatura em $I_{i,j}^{obs}$ dos canais direcionais de Nagoya, Hobart e do Kuwait. Não é possível internormalizar $I_{i,j}^{obs}$ para o detector de São Marinho da Serra, pois não existe nenhum par de canais direcionais que se sobreponham entre São Martinho e Nagoya ou Hobart.

Tabela 4.1 - Características de cada canal direcional

Direções (localização geográfica)	Contagens $[10^4/h]$	σ_c [%]	P_m $[GV]$	λ_{asymp} $[^o]$	ϕ_{asymp} $[^o]$	γ_{temp}	β_{temp} $[\%/km]$
Nagoya $(35, 1^oN, 137, 0^oE, 77m)$							
V	276	0,06	59,4	28,0	168,4	-0,947	-6,83
N	125	0,09	64,6	47,0	192,7	-0,950	-7,11
S	123	0,10	62,6	2,9	157,5	-0,948	-7,10
E	120	0,09	66,5	10,8	194,0	-0,950	-7,08
W	126	0,09	61,8	40,2	135,0	-0,949	-7,16
NE	58	0,14	72,0	25,9	209,4	-0,953	-7,29
NW	62	0,13	66,6	64,3	156,4	-0,952	-7,37
SE	58	0,14	69,3	-6,6	182,4	-0,953	-7,37
SW	60	0,13	65,6	12,8	131,1	-0,949	-7,35
N2	61	0,13	83,0	56,1	217,0	-0,960	-7,66
S2	60	0,13	80,5	-14,1	152,2	-0,958	-7,60
E2	58	0,14	88,3	2,0	206,8	-0,959	-7,51
W2	62	0,13	79,3	40,4	105,0	-0,958	-7,54
N3	18	0,27	105,0	59,5	236,1	-0,945	-7,77
S3	18	0,27	103,7	-24,4	149,6	-0,941	-7,79
E3	17	0,28	113,7	-1,7	213,4	-0,938	-7,61
W3	18	0,27	103,0	35,6	87,5	-0,945	-7,59
Hobart $(43, 0^oS, 147, 3^oE, 65m)$							
V	83	0,12	54,6	-40,0	170,5	-0,773	-4,44
N	29	0,20	59,0	-17,5	152,5	-0,767	-4,47
S	30	0,20	59,0	-53,9	206,0	-0,783	-4,62
E	30	0,20	59,0	-18,6	193,5	-0,749	-4,57
W	29	0,20	59,0	-55,6	132,4	-0,770	-4,51
NE	12	0,33	63,7	-3,9	176,0	-0,696	-4,46
NW	11	0,33	63,7	-29,1	125,8	-0,716	-4,31
SE	12	0,33	63,7	-30,2	214,8	-0,696	-4,31
SW	12	0,33	63,7	-77,2	171,6	-0,756	-4,54
N2	7,0	0,42	76,7	-0,2	145,6	-0,695	-4,88
S2	7,3	0,42	76,3	-57,6	236,7	-0,698	-4,64
E2	7,2	0,42	76,3	-6,4	205,8	-0,649	-4,39
W2	7,1	0,42	76,3	-53,2	95,6	-0,735	-7,56
São Martinho $(29, 4^oS, 306, 2^oE, 488m)$							
V	231	0,07	55,6	-22,6	330,4	-0,735	-4,18
N	88	0,11	59,8	5,3	325,3	-0,680	-3,83
S	91	0,11	59,1	-48,3	347,2	-0,734	-4,37
E	102	0,10	61,7	-10,7	358,5	-0,711	-3,96
W	102	0,10	58,3	-29,1	298,0	-0,713	-4,02
NE	42	0,15	66,6	10,3	350,3	-0,665	-3,67
NW	42	0,15	62,7	-0,9	299,0	-0,653	-3,71
SE	43	0,15	65,2	-30,6	11,2	-0,688	-4,05
SW	43	0,15	62,3	-56,8	304,0	-0,710	-4,01
N2	29	0,17	79,0	23,0	322,5	-0,636	-3,45
S2	30	0,17	77,3	-63,1	8,8	-0,692	-4,09
E2	37	0,15	80,6	-3,6	12,9	-0,638	-3,66

(continua)

Tabela 4.1 - (conclusão)

Direções (localização geográfica)	Contagens $[10^4/h]$	σ_c [%]	P_m $[GV]$	λ_{asymp} $[^o]$	ϕ_{asymp} $[^o]$	γ_{temp}	β_{temp} $[\%/km]$
W2	37	0,15	75,0	-27,7	273,0	-0,707	-4,01
N3	3,4	0,46	99,0	33,3	321,5	-0,494	-3,69
S3	3,5	0,46	96,9	-68,6	32,6	-0,589	-5,11
E3	7,5	0,30	105,0	-0,7	20,0	-0,637	-4,58
W3	7,5	0,30	98,8	-23,7	357,9	-0,654	-4,39
Kuwait $(29,30^oN,48,0^oE,0m)$							
V	86	0,10	62,3	24,2	77,2	-0,945	-6,43
N	22	0,19	67,8	61,4	76,6	-0,948	-6,55
S	22	0,19	69,4	-11,9	90,1	-0,948	-6,85
E	22	0,20	73,5	18,1	121,1	-0,950	-6,36
W	22	0,19	66,0	12,6	36,4	-0,945	-6,73
NE	6,4	0,35	78,2	44,4	127,9	-0,946	-6,55
NW	6,5	0,34	72,9	45,1	18,8	-0,942	-6,50
SE	6,5	0,35	82,3	-6,0	119,7	-0,946	-6,35
SW	6,8	0,34	73,4	-17,4	56,1	-0,939	-7,10
N2	2,8	0,47	97,9	81,9	58,9	-0,916	-6,14
S2	2,8	0,47	102,2	-26,1	95,5	-0,908	-5,94
E2	2,6	0,49	109,8	15,9	135,9	-0,908	-6,38
W2	2,8	0,47	97,0	0,8	15,8	-0,927	-6,75

Utilizando-se os coeficientes de acoplamento, cujo cálculo foi descrito no capítulo anterior, juntamente com a intensidade de raios cósmicos observada pelos detectores de muons de superfície, $I_{i,j}^{obs}$, a variação temporal da anisotropia é obtida separadamente da componente isotrópica dos raios cósmicos através do cálculo do seguinte ajuste $I_{i,j}^{cal}$ para $I_{i,j}^{obs}$,

$$\begin{aligned} I_{i,j}^{cal}(t) = c_{0i,j}^0 I^0(t) \quad & +\xi_x^{GEO}(t)(c_{1i,j}^1 cos\omega t_i - s_{1i,j}^1 sen\omega t_i)+ \\ & \xi_y^{GEO}(t)(s_{1i,j}^1 cos\omega t_i + c_{1i,j}^1 sen\omega t_i)+ \\ & \xi_z^{GEO}(t)c_{1i,j}^0, \end{aligned} \tag{4.2}$$

onde $I^0(t)$, $\xi_x^{GEO}(t)$, $\xi_y^{GEO}(t)$, $\xi_z^{GEO}(t)$ são os parâmetros do ajuste, no horário universal t, representando, respectivamente, a densidade de raios cósmicos (ou componente isotrópica da intensidade de raios cósmicos) e as três componentes do vetor anisotropia no sistema de coordenadas geográfico. $c_{0i,j}^0$, $c_{1i,j}^1$, $s_{1i,j}^1$ e $c_{1i,j}^0$ são os coeficientes de acoplamento, assumindo-se anisotropia de primeira ordem independente da rigidez (FUJIMOTO et al., 1984). t_i é o tempo local do $i-$ésimo detector

e $\omega = 2\pi/24$. Transformando-se o vetor anisotropia para o sistema de coordenadas geocêntrico-solar-eclíptico (GSE) e subtraindo-se o fluxo devido à convecção do vento solar e ao movimento de translação da Terra cuja velocidade é de $30km/s$, tem-se a anisotropia no sistema de coordenadas do vento solar ξ^W. Nesta subtração, assume-se que o espectro de energia dos raios cósmicos varia com a lei de potência $E^{-2,7}$.

Foram analisadas 181 tempestades geomagnéticas ocorridas no período de 2001 a 2007. As tempestades estão distribuídas por intensidade e por ano como segue na Figura 4.1. A Figura 4.2 representa a distribuição dos eventos analisados no último ciclo de atividade solar, ciclo 23. Nesta figura, as tempestades geomagnéticas estão identificadas da seguinte forma: as estrelas azuis indicam as Super Tempestades, os triângulos verdes indicam as Tempestades Intensas e os diamantes marrons identificam as Tempestades Moderadas. As características de cada evento são apresentadas no Apendice A.

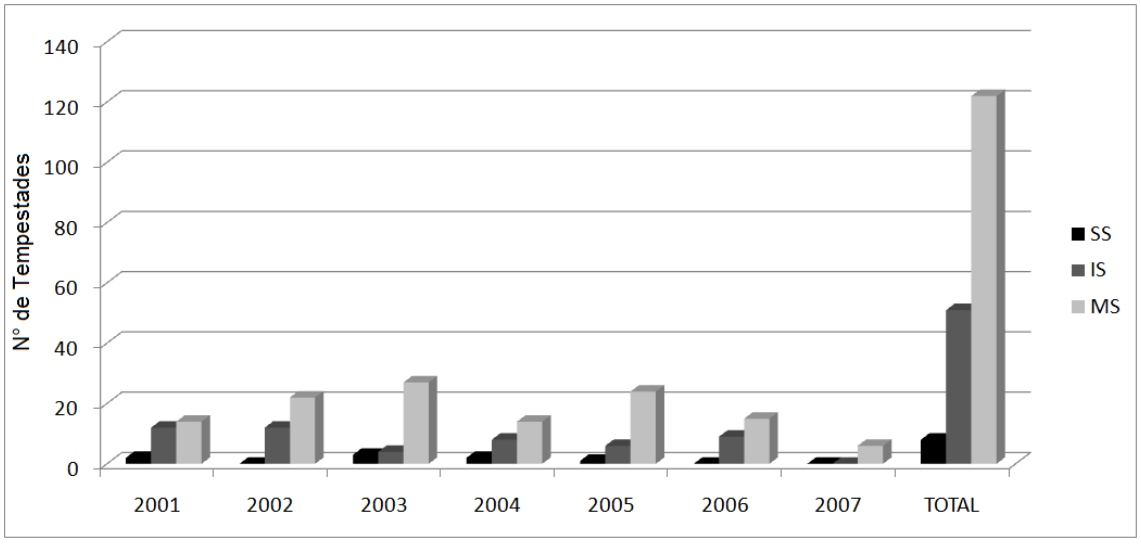


Figura 4.1 - Distribuição anual e por intensidade das tempestades analisadas que foram observadas pela GMDN. As tempestades superintensas estão identificadas por SS, as intensas por IS, e as moderadas por MS.

A intensidade das tempestades é dada através do índice Dst, e a classificação dos eventos dá-se conforme a Tabela 2.1.

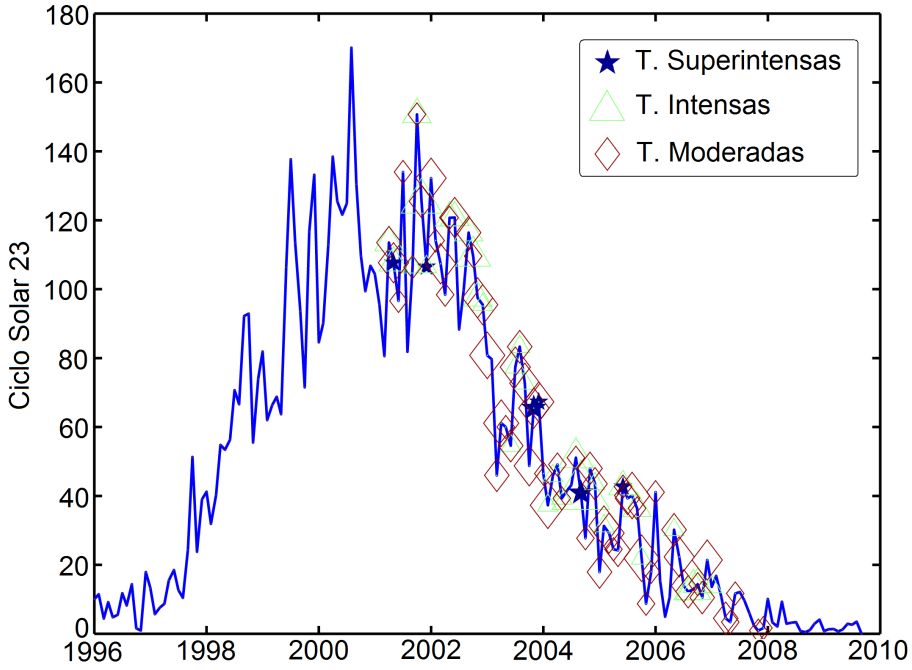


Figura 4.2 - Ciclo 23 da atividade solar, manchas solares, mostrando quando os eventos de tempestades geomagnéticas analisados ocorreram.

4.3 Tempestades Superintensas

De acordo com a Tabela 2.1, as tempestades superintensas são aquelas em que o índice Dst atingiu valores de pico menores que $-250\ nT$. No período analisado (2001-2007), ocorreram 8 tempestades superintensas, cujas características principais estão listadas na Tabela A.3, no Anexo A.

4.3.1 Evento de 11 de abril de 2001

A Figura 4.3 mostra os dados dos parâmetros físicos da ICME que causou a tempestade geomagnética ocorrida no dia 11 de abril de 2001. A Figura 4.3 é composta, nos quatro primeiros painéis, pelos dados dos instrumentos MAG e SWEPAM a bordo do satélite ACE, sendo de cima para baixo, $|B|$ a intensidade do IMF, em nT; $B_{x,y,z}$, as componentes do vetor campo magnético, onde, em preto, tem-se a componente x, em vermelho, a componente y e, em azul, a componente z; Np é a densidade de partículas do vento solar, em cm^{-3}; e V_{sw} é a velocidade do vento solar, em km/s. O quinto painel mostra os dados do índice Dst, em nT. O sexto painel mostra o ângulo ϕ, que indica quando a Terra passou pela HCS e, consequentemente, quando houve uma inversão da polaridade do IMF. O sé-

timo painel mostra a densidade de raios cósmicos calculada através da Equação 4.2. O último painel mostra as componentes da anisotropia de raios cósmicos $\xi_{x,y,z}$, sendo em preto a componente x, em vermelho a componente y e em azul a componente z. A primeira linha vertical indica o início da ICME, e as outras duas indicam a estrutura de nuvem magnética, como classificado por Cane e Richardson (`http://www.ssg.sr.unh.edu/mag/ace/ACElists/ICMEtable.html`).

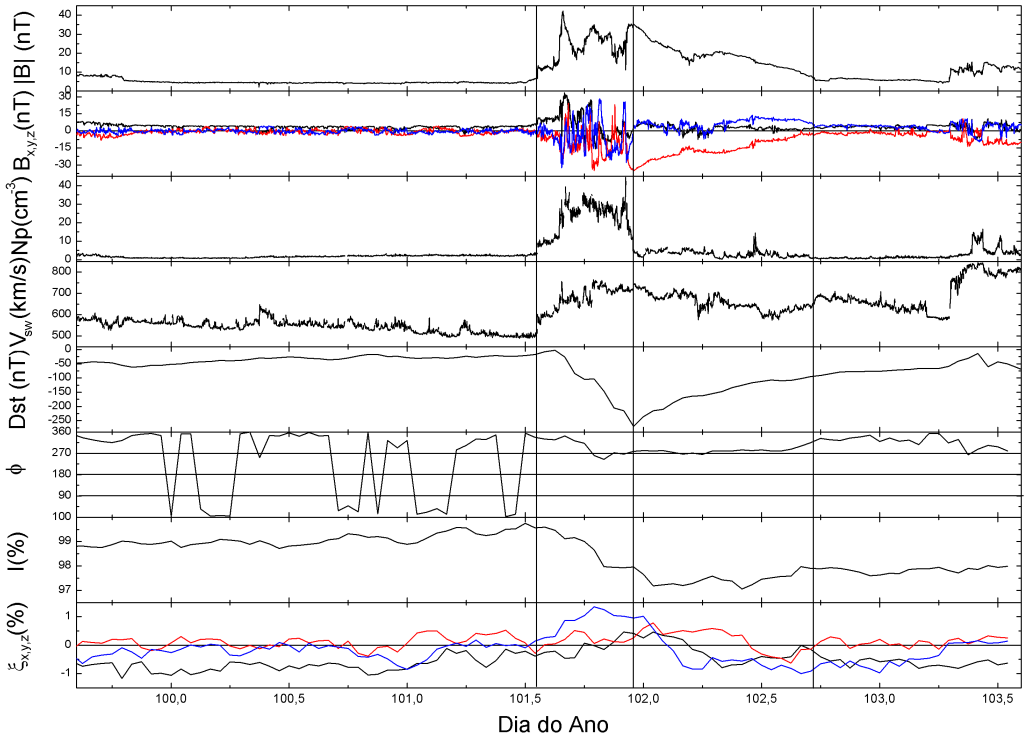


Figura 4.3 - Parâmetros físicos da tempestade geomagnética ocorrida em 11/04/2001, onde $|B|$ é a intensidade do IMF; $B_{x,y,z}$, as componentes do vetor campo magnético, onde preto é a componente x, vermelho a componente y e azul a componente z; Np é a densidade de partículas do vento solar; V_{sw} é a velocidade do vento solar; o índice Dst; o ângulo ϕ; a densidade de raios cósmicos, I; e as componentes da anisotropia de raios cósmicos $\xi_{x,y,z}$, sendo preto a componente x, vermelho a componente y e azul a componente z.

Pode-se observar que esta estrutura causou um decréscimo de aproximadamente $2,5\%$ na densidade de raios cósmicos, durante sua passagem pela Terra. As componentes ξ_x, ξ_y e ξ_z representadas na Figura 4.3, mostram o comportamento das partículas de raios cósmicos frente a esta estrutura em particular.

A componente x da anisotropia apresenta-se negativa em quase todo período,

tornando-se positiva somente durante a passagem da estrutura. Pode-se perceber que há um aumento na intensidade da componente z da anisotropia logo após a passagem do choque, tornando-se negativa durante a passagem da nuvem magnética. A componente y apresenta uma menor variabilidade durante a passagem da nuvem magnética, sendo positiva durante quase todo o período de passagem da nuvem.

4.3.2 Evento de 29 de outubro de 2003

A Figura 4.4 mostra os dados da estrutura interplanetária que causou a tempestade geomagnética ocorrida no dia 29 de outubro de 2003. A ordem dos painéis é a mesma apresentada na Figura 4.3.

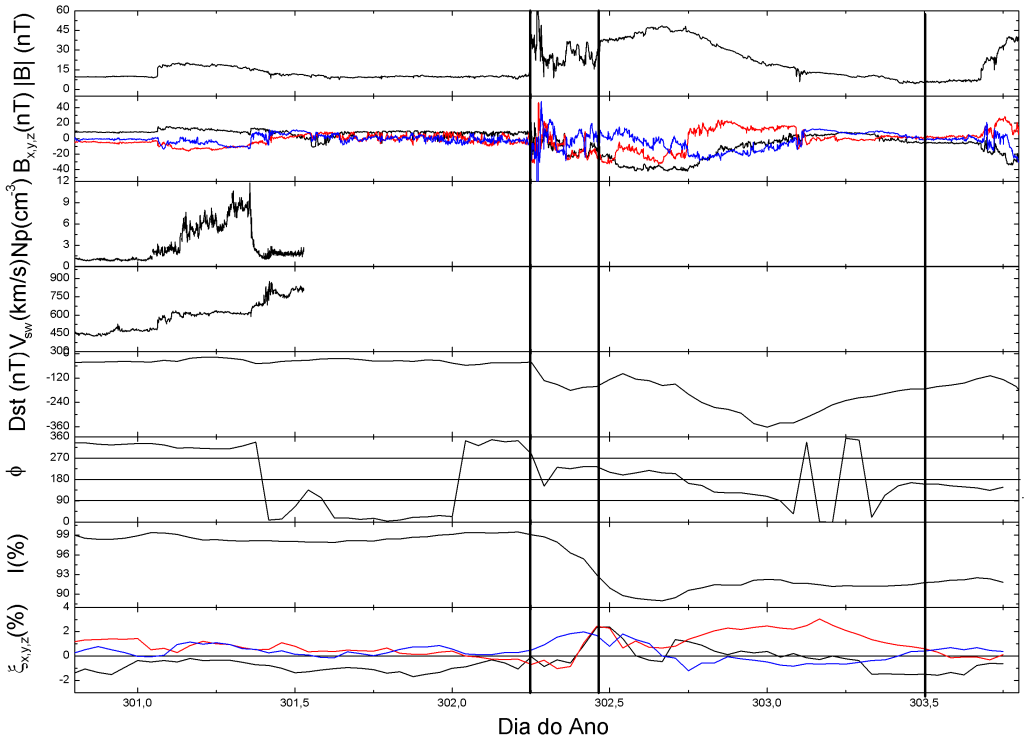


Figura 4.4 - Parâmetros físicos da tempestade geomagnética ocorrida em 29/10/2003, onde $|B|$ é a intensidade do IMF; $B_{x,y,z}$, as componentes do vetor campo magnético, onde preto é a componente x, vermelho a componente y e azul a componente z; Np é a densidade de partículas do vento solar; V_{sw} é a velocidade do vento solar; o índice Dst; o ângulo ϕ; a densidade de raios cósmicos, I; e as componentes da anisotropia de raios cósmicos $\xi_{x,y,z}$, sendo preto a componente x, vermelho a componente y e azul a componente z.

Este evento é o que causou o maior decréscimo já observado por um detector de

muons instalado na superfície terrestre. O decréscimo na densidade de raios cósmicos chegou a aproximadamente 11%, e apesar da falha nos dados de densidade e velocidade do vento solar, a estrutura interplanetária foi classificada como uma ejeção coronal de massa interplanetária. Neste caso, houve um aumento no fluxo de partículas no sentido positivo das três componentes da anisotropia, sendo o aumento da direção de z coincidente com o choque interplanetário. Durante a nuvem magnética há um aumento no sentido positivo de y e no sentido negativo de z.

4.3.3 Evento de 20 de novembro de 2003

Apesar deste evento ser um dos mais intensos durante o período de análise, o decréscimo na densidade de raios cósmicos é de apenas $1,5$ %, chegando a ter um aumento durante a nuvem magnética quase de mesma magnitude, como pode ser viasualizado na Figura 4.5. Os dados de campo magnético, do vento solar e da anisotropia seguem a mesma ordem apresentada em 4.3.

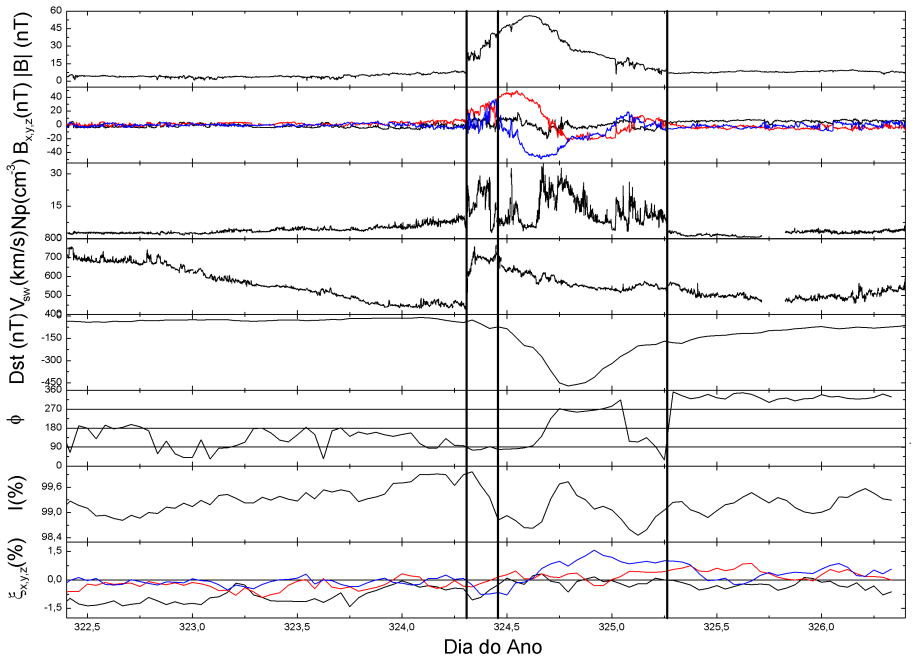


Figura 4.5 - Parâmetros físicos da tempestade geomagnética ocorrida em 20/11/2003, onde $|B|$ é a intensidade do IMF; $B_{x,y,z}$, as componentes do vetor campo magnético, onde preto é a componente x, vermelho a componente y e azul a componente z; Np é a densidade de partículas do vento solar; V_{sw} é a velocidade do vento solar; o índice Dst; o ângulo ϕ; a densidade de raios cósmicos, I; e as componentes da anisotropia de raios cósmicos $\xi_{x,y,z}$, sendo preto a componente x, vermelho a componente y e azul a componente z.

As componentes x e y da anisotropia de raios cósmicos não apresentam variações significativas durante a passagem da estrutura pela Terra, mas a componente y apresenta-se predominantemente positiva durante e após a passagem da estrutura. A componente z apresenta um aumento em seu sentido negativo na região turbulenta da estrutura. Durante a nuvem magnética, esta componente passa a ser positiva.

4.4 Tempestades Intensas

A Tabela 2.1 mostra que as tempestades intensas são aquelas em que o índice Dst atingiu valores de pico entre $-100 < Dst < -250$. No período analisado (2001-2007), ocorreram 51 tempestades deste tipo.

4.4.1 Evento de 17 de agosto de 2001

A estrutura que causou a tempestade geomagnética de 17/08/2001 foi uma ICME que levou a um decréscimo de aproximadamente $1,3$ % na densidade de raios cósmicos, como pode ser visto na Figura 4.6.

Neste exemplo, a componente ξ_x (último painel da Figura 4.6) é predominantemente negativa, tornando-se positiva na região turbulenta da estrutura. A componente ξ_y é, na maior parte do tempo, positiva, diminuindo para zero durante a passagem da nuvem magnética, indicando que o fluxo de partículas de raios cósmicos nesta direção é quase nulo durante e após a passagem da estrutura.

A componente ξ_z varia alguma horas antes da chegada da estrutura à Terra, indicando a presença de alguma anisotropia precursora. Na região turbulenta da estrutura, esta componente permanece negativa, e variando em torno de zero durante a nuvem magnética.

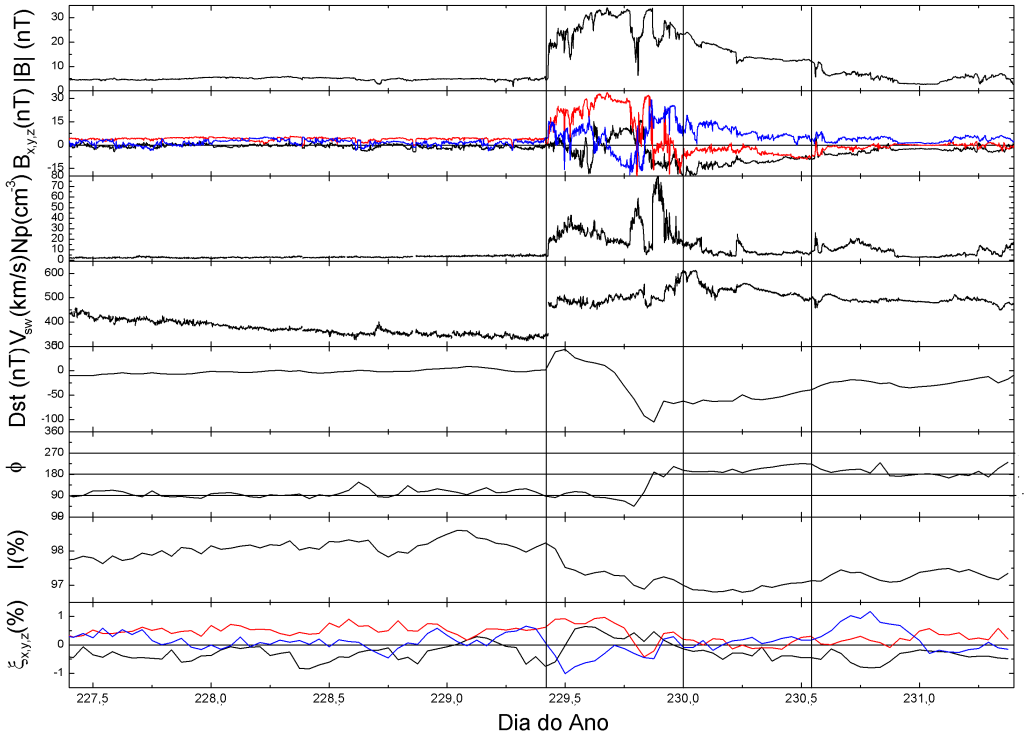


Figura 4.6 - Parâmetros físicos da tempestade geomagnética ocorrida em 17/08/2001, onde $|B|$ é a intensidade do IMF; $B_{x,y,z}$, as componentes do vetor campo magnético, onde preto é a componente x, vermelho a componente y e azul a componente z; Np é a densidade de partículas do vento solar; V_{sw} é a velocidade do vento solar; o índice Dst; o ângulo ϕ; a densidade de raios cósmicos, I; e as componentes da anisotropia de raios cósmicos $\xi_{x,y,z}$, sendo preto a componente x, vermelho a componente y e azul a componente z.

4.4.2 Evento de 03 de setembro de 2002

Este caso é interessante devido ao fato de se tratar de uma tempestade geomagnética intensa causada por uma Região de Interação Corrotante (CIR - "Corotating Interaction Region"), que causou um decréscimo na densidade de raios cósmicos de aproximadamente $0,6$ %.

Esta estrutura não apresentou onda de choque, que, no caso das CIR, forma-se, geralmente, a partir de 2 AU (SMITH; WOLFE, 1976). A componente ξ_x apresenta-se predominantemente negativa, a componente ξ_y teve um aumento, permanecendo positiva duranta a passagem da estrutura, e a componente ξ_z apresenta um decréscimo algumas horas antes da chegada da estrutura. Esta componente passa de negativa para positiva durante a fase principal da tempestade.

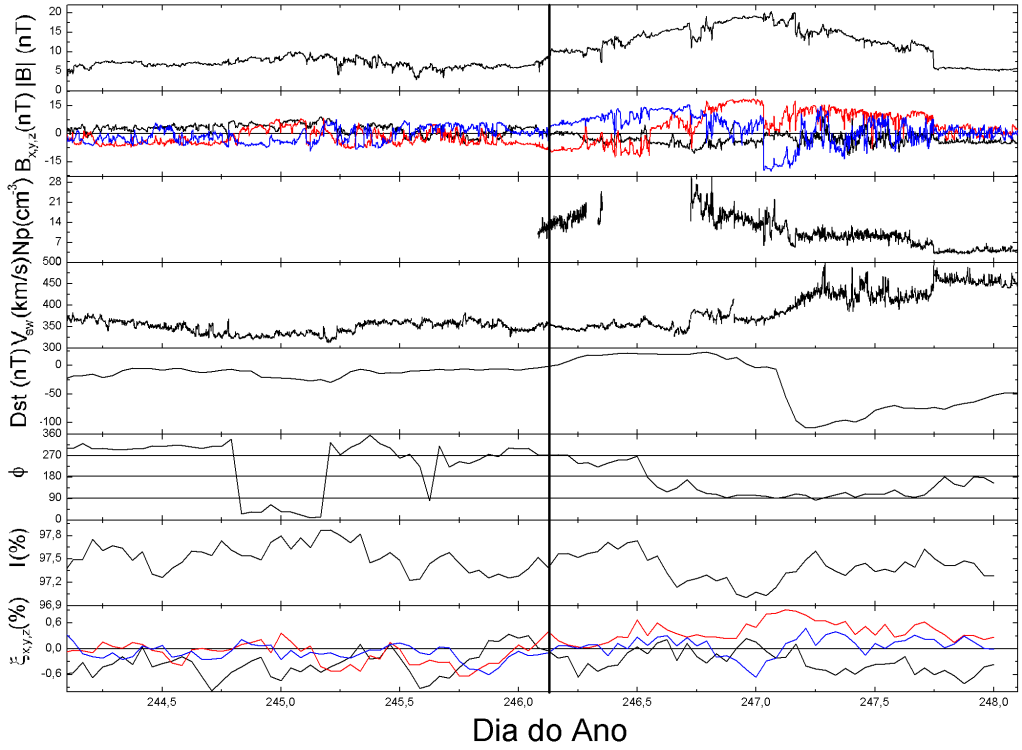


Figura 4.7 - Parâmetros físicos da tempestade geomagnética ocorrida em 03/09/2002, onde $|B|$ é a intensidade do IMF; $B_{x,y,z}$, as componentes do vetor campo magnético, onde preto é a componente x, vermelho a componente y e azul a componente z; Np é a densidade de partículas do vento solar; V_{sw} é a velocidade do vento solar; o índice Dst; o ângulo ϕ; a densidade de raios cósmicos, I; e as componentes da anisotropia de raios cósmicos $\xi_{x,y,z}$, sendo preto a componente x, vermelho a componente y e azul a componente z.

4.4.3 Evento de 22 de janeiro de 2004

Esta tempestade geomagnética foi causada por uma ICME, como pode ser visto na Figura 4.8. A estrutura causou um decréscimo de aproximadamente $2,5$ % na densidade de raios cósmicos.

O choque interplanetário guiado pela ICME no espaço interplanetário causou um aumento nas três componentes da anisotropia de raios cósmicos, e mais uma vez a componente ξ_x torna-se positiva somente durante a estrutura magnética. A componente ξ_y diminui durante a nuvem, invertendo seu sentido no final da estrutura. A componente ξ_z inverte seu sentido à medida que a nuvem magnética passa pela Terra.

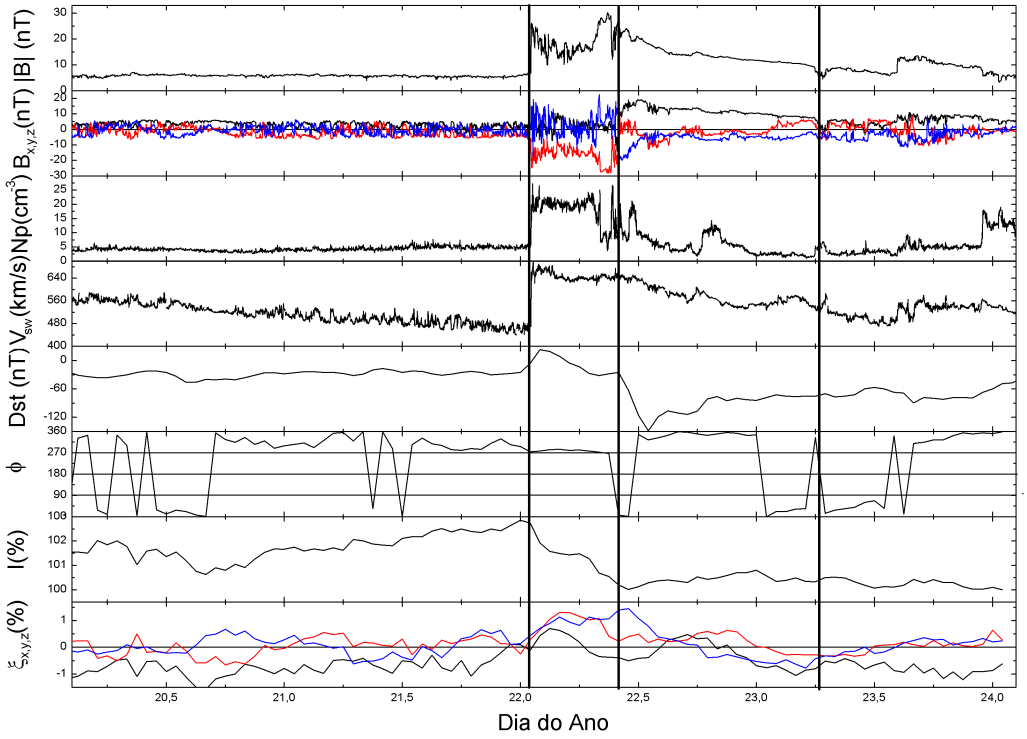


Figura 4.8 - Parâmetros físicos da tempestade geomagnética ocorrida em 22/01/2004, onde $|B|$ é a intensidade do IMF; $B_{x,y,z}$, as componentes do vetor campo magnético, onde preto é a componente x, vermelho a componente y e azul a componente z; Np é a densidade de partículas do vento solar; V_{sw} é a velocidade do vento solar; o índice Dst; o ângulo ϕ; a densidade de raios cósmicos, I; e as componentes da anisotropia de raios cósmicos $\xi_{x,y,z}$, sendo preto a componente x, vermelho a componente y e azul a componente z.

4.5 Tempestades Moderadas

De acordo com a Tabela 2.1, as tempestades moderadas são aquelas em que o índice Dst atingiu valores entre $-50nT < Dst < -100nT$. Durante o período de análise (2001-2007), ocorreram 122 tempestades deste tipo cujas características principais estão listadas na Tabela A.3 no, Anexo A.

4.5.1 Evento de 27 de março de 2001

A Figura 4.9 mostra que a tempestade foi causada por uma ICME. O decréscimo na densidade de raios cósmicos causado pela estrutura foi de aproximadamente $1,5$ %, levando-se em consideração que o meio interplanetário já encontrava-se perturbado por outra estrutura que não causou nenhuma tempestade geomagnética, mas contribuiu na modulação dos raios cósmicos.

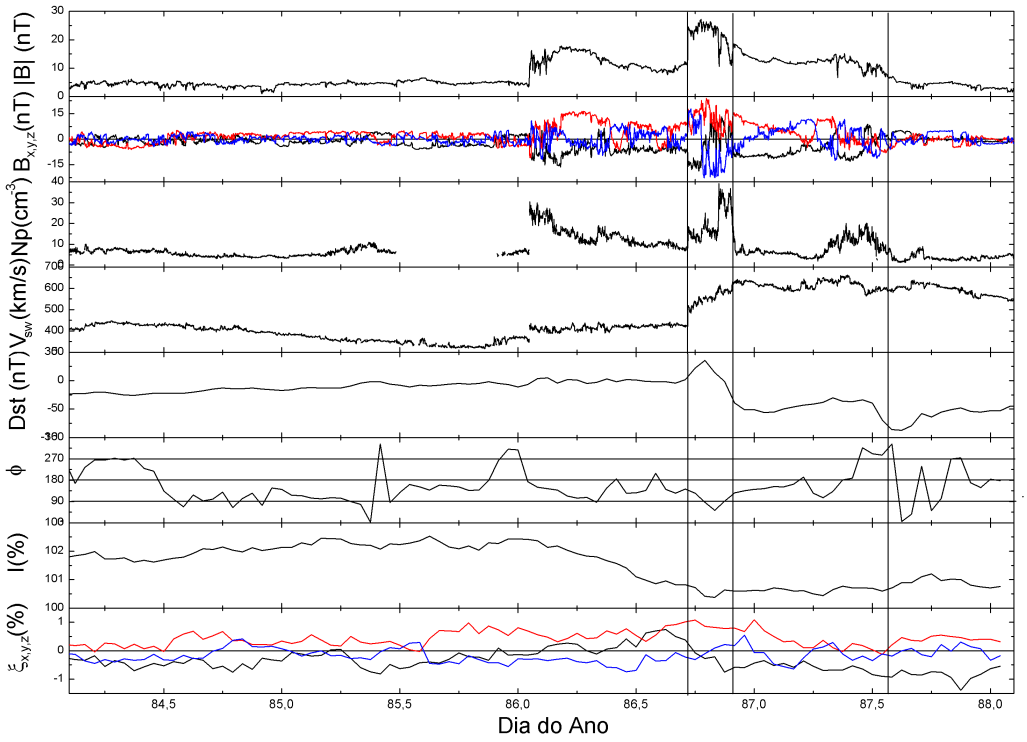


Figura 4.9 - Parâmetros físicos da tempestade geomagnética de 27/03/2001, onde $|B|$ é a intensidade do IMF; $B_{x,y,z}$, as componentes do vetor campo magnético, onde preto é a componente x, vermelho a componente y e azul a componente z; Np é a densidade de partículas do vento solar; V_{sw} é a velocidade do vento solar; o índice Dst; o ângulo ϕ; a densidade de raios cósmicos, I; e as componentes da anisotropia de raios cósmicos $\xi_{x,y,z}$, sendo preto a componente x, vermelho a componente y e azul a componente z.

Ao contrário da componente ξ_x, que permanece predominantemente negativa, mas passa a ser positiva durante a primeira estrutura, a componente ξ_y permanece positiva e com pouca variação. A componente ξ_z não apresenta variação significativa.

4.5.2 Evento de 04 de abril de 2001

A Figura 4.10 representa um outro evento de tempestade moderada. Os parâmetros apresentados estão na mesma sequência como apresentada na Figura 4.3. Ali pode ser visto que a tempestade foi causada por uma ejeção de massa coronal interplanetária. Esta estrutura causou um decréscimo na densidade de raios cósmicos de aproximadamente $2,5$ %.

Neste evento, a componente ξ_x da anisotropia permanece negativa. Há um aumento no fluxo de partículas no sentido positivo da componente ξ_y na região turbulenta,

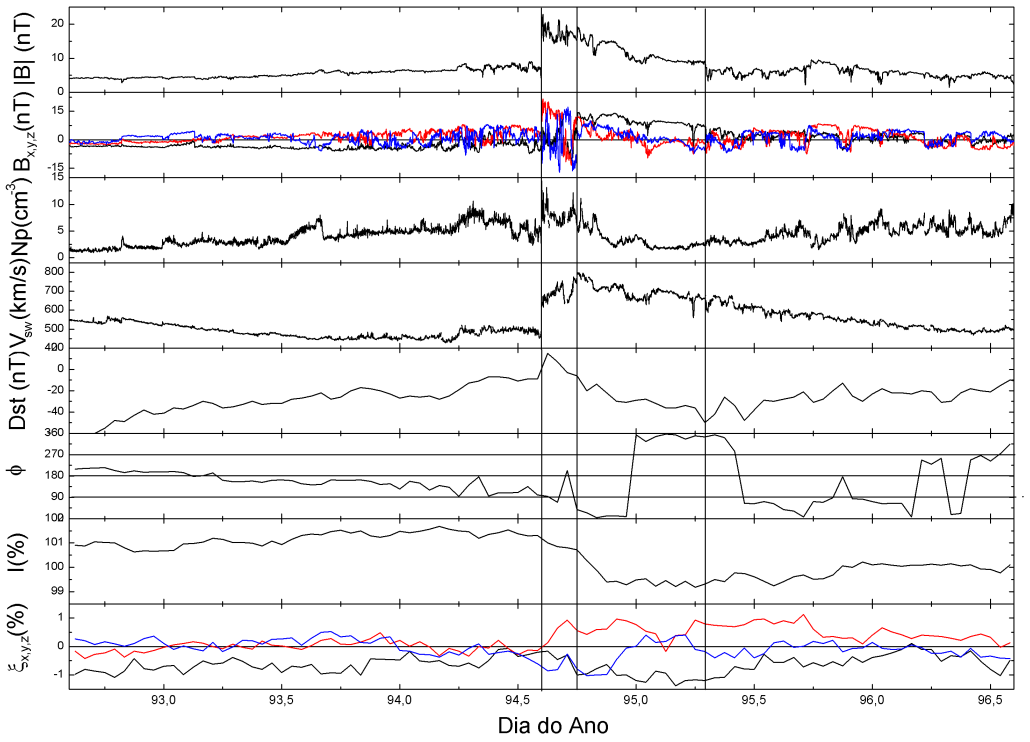


Figura 4.10 - Parâmetros físicos da tempestade geomagnética de 04/04/2001, onde $|B|$ é a intensidade do IMF; $B_{x,y,z}$, as componentes do vetor campo magnético, onde preto é a componente x, vermelho a componente y e azul a componente z; Np é a densidade de partículas do vento solar; V_{sw} é a velocidade do vento solar; o índice Dst; o ângulo ϕ; a densidade de raios cósmicos, I; e as componentes da anisotropia de raios cósmicos $\xi_{x,y,z}$, sendo preto a componente x, vermelho a componente y e azul a componente z.

permanecendo intensa até várias horas após a estrutura. Na componente ξ_z, há uma diminuição em sua intensidade algumas horas antes da chegada do choque. Esta componente inverte o sentido durante a nuvem magnética.

4.5.3 Evento de 18 de agosto de 2002

Esta tempestade, como pode ser visto na Figura 4.11, foi causada por uma ejeção de massa coronal interplanetária. Esta estrutura causou um decréscimo de aproximadamente $1,5$ % na densidade de raios cósmicos. A sequência dos parâmetros apresentados é a mesma como apresentada na Figura 4.3.

Neste caso, mais uma vez a componente ξ_x apresenta-se negativa durante todo o período. As outras componentes da anisotropia, ξ_y e ξ_z, não apresentam variações muito significativas.

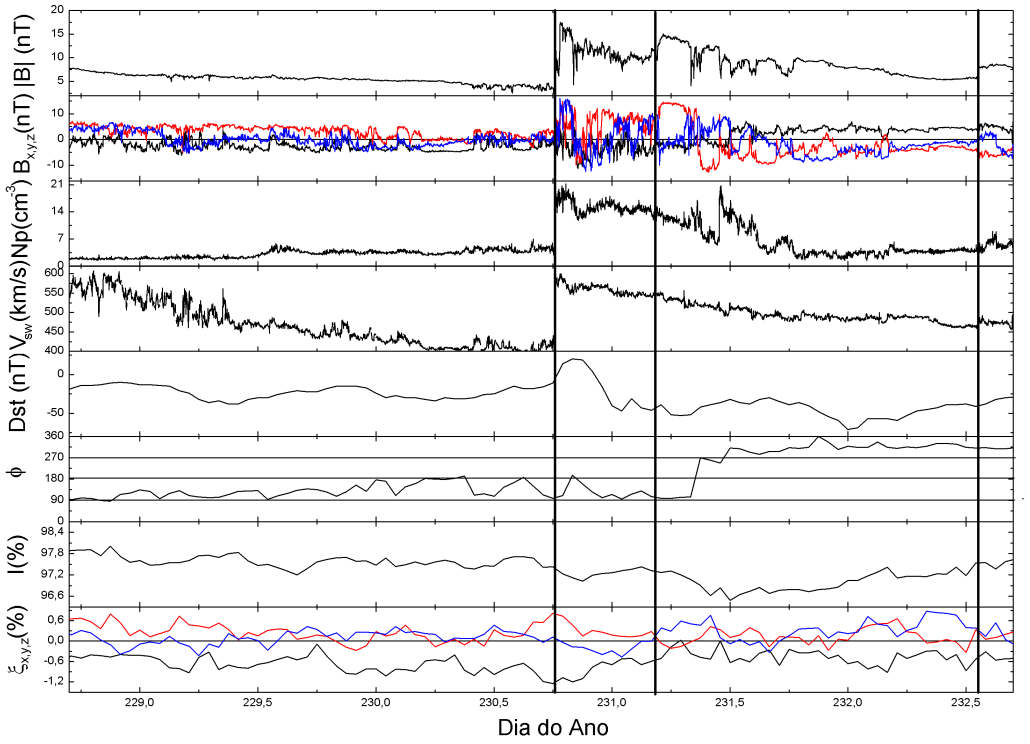


Figura 4.11 - Parâmetros físicos da tempestade geomagnética de 18/08/2002, onde $|B|$ é a intensidade do IMF; $B_{x,y,z}$, as componentes do vetor campo magnético, onde preto é a componente x, vermelho a componente y e azul a componente z; Np é a densidade de partículas do vento solar; V_{sw} é a velocidade do vento solar; o índice Dst; o ângulo ϕ; a densidade de raios cósmicos, I; e as componentes da anisotropia de raios cósmicos $\xi_{x,y,z}$, sendo preto a componente x, vermelho a componente y e azul a componente z.

4.6 Discussões

O comportamento da componente ξ_x, mostrado em todos os 181 eventoa analisados, é explicado baseando-se em um simples modelo de deriva (KOTá; JOKIPII, 1983). Este modelo indica a existência de um máximo local de raios cósmicos sobre a HCS; portanto, trata-se de uma época em que a polaridade do campo magnético heliosférico é $A < 0$. Nestas épocas, a ondulação da HCS possui um efeito significante na modulação dos GCR, uma vez que entram na heliosfera interior ao longo da HCS. Isto faz com que a densidade de raios cósmicos apresente um pico estreito em seu ciclo nas épocas de $A < 0$. Em contrapartida, nas épocas onde $A > 0$, a ondulação da HCS tem pouco efeito na modulação dos GCR, pois entram na heliosfera interior a partir da região polar. Por esta razão, a intensidade de GCR é independente da ondulação da HCS e apresenta um pico chato quando $A > 0$.

Okazaki et al. (2008) mostraram que a componente ξ_z está diretamente relacionada com a anisotropia $N - S$ (Norte-Sul), e é considerada como um bom indicador da polaridade dos setores do IMF, onde valores predominantemente negativos (positivos) de ξ_z correspondem à região de campo magnético com polaridade "Away" ("Toward"). Estas características podem ser observadas durante eventos recorrentes, tais como CIRs, que estão associados ao cruzamento de setor com polaridades opostas. Este tipo de estudo pode ser melhor conduzido analisando-se as fases de mínima atividade solar, onde estes eventos são mais numerosos. Este estudo é uma das propostas de trabalho futuro complementar a este trabalho, prevendo a caracterização da heliosfera no atual período de mínimo da atividade solar usando observações da Rede Global de Detectores de Muons (GMDN).

5 PREVISÃO DE TEMPESTADES GEOMAGNÉTICAS

5.1 Introdução

A interação de um choque interplanetário, que está se aproximando da Terra, com os raios cósmicos ambientes pode gerar certos tipos de anisotropias precursoras (NAGASHIMA et al., 1992; NAGASHIMA et al., 1994; BELOV et al., 1995; MORISHITA et al., 1997; BIEBER; EVENSON, 1998; RUFFOLO et al., 1999). Decréscimos precursores podem ser resultado de um efeito de Cone de Perdas "*Pitch Angle*", que é geralmente limitado às partículas que se movem para longe do choque com pequenos ângulos de passo. A Figura 5.1 ilustra este fenômeno. As partículas que se deslocam com pequenos ângulos de passo, ou seja, aproximadamente sobre as linhas do campos magnético interplanetário, são blindadas pela estrutura que se desloca no meio interplanetário. Com isto, um detector que se encontra numa posição estratégica, observando aproximadamente na direção do IMF, ou seja, ao longo do "*pitch angle*" zero, poderá observar um decréscimo na intensidade de raios cósmicos, antes mesmo da estrutura atingir a Terra e causar o decréscimo de Forbush.

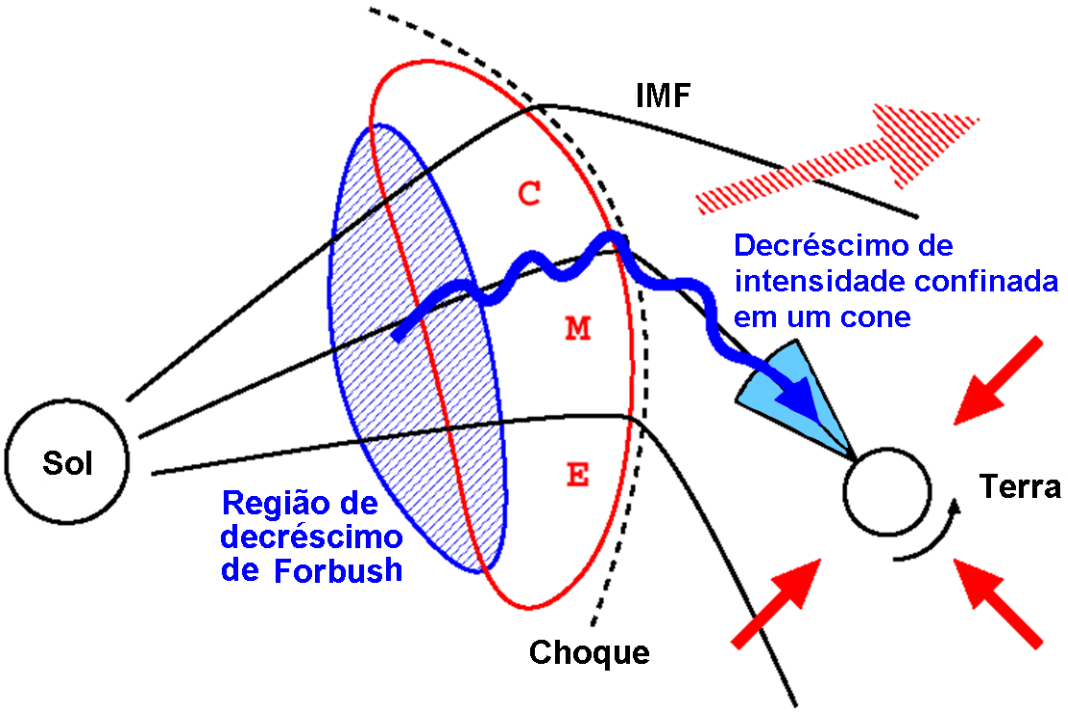


Figura 5.1 - Esquema ilustrativo do efeito de cone de perdas gerado por uma ICME.
FONTE: Modificado de Ruffolo et al. (1999).

Foram analisados precursores das mesmas tempestades geomagnéticas registradas pela rede de muons segundo a distribuição mostrada na Figura 4.1 do capítulo anterior. Pela primeira vez nesta tese são mostrados resultados utilizando a GMDN composta pelos detectores de muons de Nagoya (Japão), Hobart (Austrália), o detector ampliado do Observatório Espacial do Sul em São Martinho da Serra (Brasil) e o detector do tipo hodoscópio do Kuwait (Kuwait).

5.2 Metodologia Munakata et al. (2000) - "MM" e Metodologia Proposta - "MP" - nesta tese

Nesta tese, foram utilizadas duas metodologias para a observação dos precursores de tempestades geomagnéticas. Na primeira, foi utilizado o cálculo de melhor ajuste da variação temporal dos raios cósmicos exatamente como utilizado por Munakata et al. (2000). Na segunda, propõem-se o cálculo da média corrida de 12 horas dos coeficientes de melhor ajuste, obtendo-se a variação esperada de raios cósmicos que é subtraída da variação observada. Através desta metodologia, a contribuição da variação diurna dos dados de raios cósmicos devido à rotação da Terra é removida, permitindo uma melhor visualização dos efeitos de menor escala, tais como os decréscimos devido à aproximação de uma estrutura solar, utilizados para a previsão deste tipo de estrutura.

Realizou-se um processamento dos dados parecido com o descrito no capítulo anterior para o cálculo da anisotropia. Para cada canal direcional em cada detector, foi obtida a variação percentual da taxa de contagens horária ($I_{i,j}^{obs}(t)(\%)$), registrada pelo j-ésimo canal direcional no i-ésimo detector em relação à taxa de contagens média. Estes dados foram corrigidos pelo efeito da pressão atmosférica e devido à energia das partículas. No entanto, é necessário corrigir $I_{i,j}^{obs}(t)$ do efeito da temperatura atmosférica. A expansão do ar, causada por um aumento na temperatura atmosférica, leva a um aumento no decaimento dos muons antes de atingirem o detector e, desta forma, a uma correlação negativa entre a intensidade de muons e temperatura atmosférica.

Na análise feita por Munakata et al. (2000), tanto o vetor anisotropia, quanto a densidade de raios cósmicos foram utilizados tal qual calculado pela Equação 4.2. A proposta para a segunda metodologia é calcular o ajuste $\bar{I}_{i,j}^{fit}$ para $I_{i,j}^{obs}$,

$$\begin{aligned}\bar{I}^{fit}_{i,j}(t) = \bar{I}^{0}(t) \quad & +\bar{\xi}^{GEO}_{x}(t)(c^{1}_{1i,j}cos\omega t_i - s^{1}_{1i,j}sen\omega t_i)+ \\ & \bar{\xi}^{GEO}_{y}(t)(s^{1}_{1i,j}cos\omega t_i + c^{1}_{1i,j}sen\omega t_i)+ \\ & \bar{\xi}^{GEO}_{z}(t)c^{0}_{1i,j},\end{aligned} \tag{5.1}$$

onde $c^{1}_{1i,j}$, $s^{1}_{1i,j}$ e $c^{0}_{1i,j}$ são os coeficientes de acoplamento, t_i é o tempo local do $i-$ésimo detector e $\omega = \pi/12$, $\bar{I}^{0}(t)$, $\bar{\xi}^{GEO}_{x}(t)$, $\bar{\xi}^{GEO}_{y}(t)$, $\bar{\xi}^{GEO}_{z}(t)$ são os parâmetros do ajuste tomando-se a média corrida de 12 horas calculados como:

$$\begin{aligned}&\bar{I}^{0}(t) = \textstyle\sum_{t-11}^{t} I_0(t)/12; \\ &\bar{\xi}^{GEO}_{x}(t) = \textstyle\sum_{t-11}^{t} \xi^{GEO}_{x}(t)/12; \\ &\bar{\xi}^{GEO}_{y}(t) = \textstyle\sum_{t-11}^{t} \xi^{GEO}_{y}(t)/12; \\ &\bar{\xi}^{GEO}_{z}(t) = \textstyle\sum_{t-11}^{t} \xi^{GEO}_{z}(t)/12.\end{aligned} \tag{5.2}$$

Para obter a distribuição de intensidade direcional sem a anisotropia diurna, subtrai-se $\bar{I}^{fit}_{i,j}(t)$ da Equação 5.1 das observações $I^{obs}_{i,j}(t)$, tal como:

$$\Delta I^{cal}_{i,j}(t) = I^{obs}_{i,j}(t) - \bar{I}^{fit}_{i,j}(t). \tag{5.3}$$

Com o objetivo de visualizar a assinatura precursora mais claramente através da supressão das flutuações de larga escala, foi utilizada, no lugar de $\Delta I^{cal}_{i,j}(t)$, a "significância" $sI^{cal}_{i,j}(t)$, definida como:

$$sI^{cal}_{i,j}(t) = \frac{\Delta I^{cal}_{i,j}(t)}{\sigma^{cal}_{i,j}}, \tag{5.4}$$

onde $\sigma^{cal}_{i,j}$ é o erro das taxas de contagens do j-ésimo canal direcional do i-ésimo detector. A significância é um ótimo indicador de precursores somente para as tempestades ocorridas após a GMDN estar completa, uma vez que, com a expansão do detector de São Martinho da Serra, o erro dos canais direcionais deste detector diminuiu significativamente, devido ao aumento da área de detecção.

A exemplo do capítulo anterior, os eventos foram classificados de acordo com a

intensidade da tempestade geomagnética por eles causada. Nem todos os 181 eventos puderam ser analisados. Isto deve-se a um falha nos dados dos anos de 2003 e 2005, onde ocorreu um problema em um dos sensores do detector de São Martinho da Serra, comprometendo os dados. Desta forma, das 122 tempestades moderadas, 50 apresentaram problemas nos dados. Das 51 tempestades intensas, 16 não puderam ser analisadas. Dos eventos de tempestades superintensas, apenas um deles apresentou problema, portanto 7 eventos puderam ser analisados. Outro problema encontrado foi a falta de cobertura global do ângulo de passo nos eventos ocorridos antes da ampliação do detector de São Martinho da Serra (dezembro de 2005) e da inclusão do detector do Kuwait (março de 2006). Um terceiro problema encontrado foi a falta de eventos após a GMDN estar completa. Isto deve-se ao fato de estarmos passando por uma fase de mínimo atípica do ciclo solar.

A Figura 5.2 mostra a distribuição dos eventos estudados separados por ano, onde SS indica as Super Tempestades, IS indica as Tempestades Intensas e MS indica as Tempestades Moderadas. T mostra o número total de tempestades e B indica os eventos bons que puderam ser analisados.

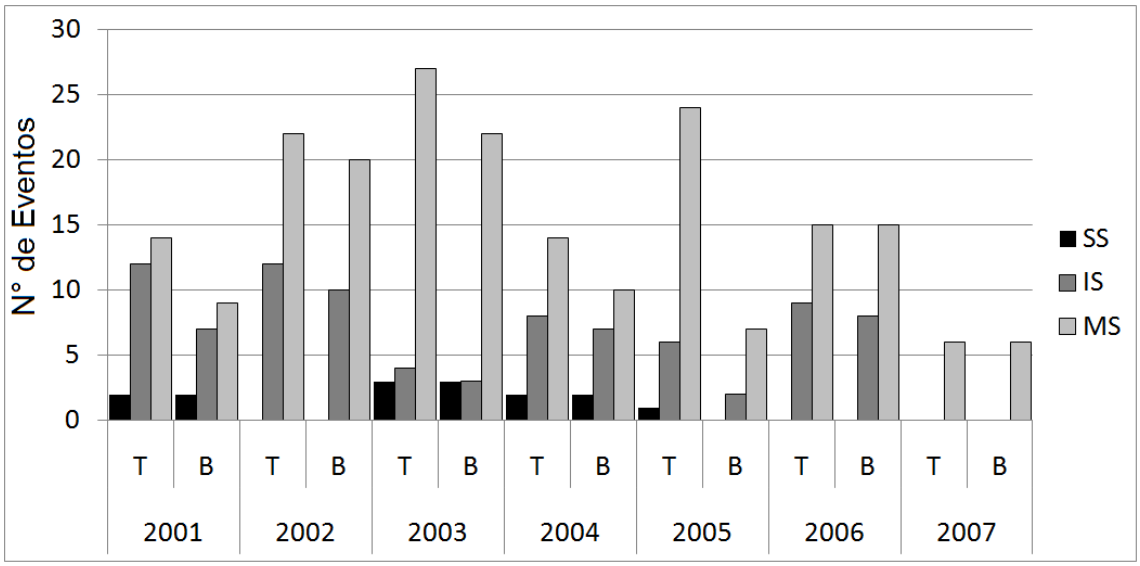


Figura 5.2 - Distribuição do total de eventos (T) e os eventos bons (B) que foram analisados, separados por ano, de 2001 a 2007. As tempestades superintensas estão identificadas por SS, as intensas por IS, e as moderadas por MS.

Alguns exemplos de tempestades e suas observações através dos dois métodos uti-

lizados são apresentados a seguir. As metodologias são identificadas como MM, a Metodologia Munakata et al. (2000); e MP, a Metodologia Proposta neste trabalho, que utiliza a Equação 5.1 de melhor ajuste para o cálculo da anisotropia.

5.3 Previsão de Tempestades Superintensas

A Figura 5.3 mostra um conjunto de imagens do instrumento EIT-195 a bordo do satélite SOHO. Esta Figura mostra uma explosão classe X2,3 ocorrida no dia 10/04/2001 no setor solar S23W09. As imagens da CME associada a esta explosão solar é mostrada na Figura 5.4, que mostra um conjunto de imagens do instrumento LASCO-C3 a bordo do satélite SOHO. A partir destas duas imagens, é possível dizer que a estrutura se deslocou diretamente em direção à Terra, causando a tempestade geomagnética superintensa do dia 11/04/2001.

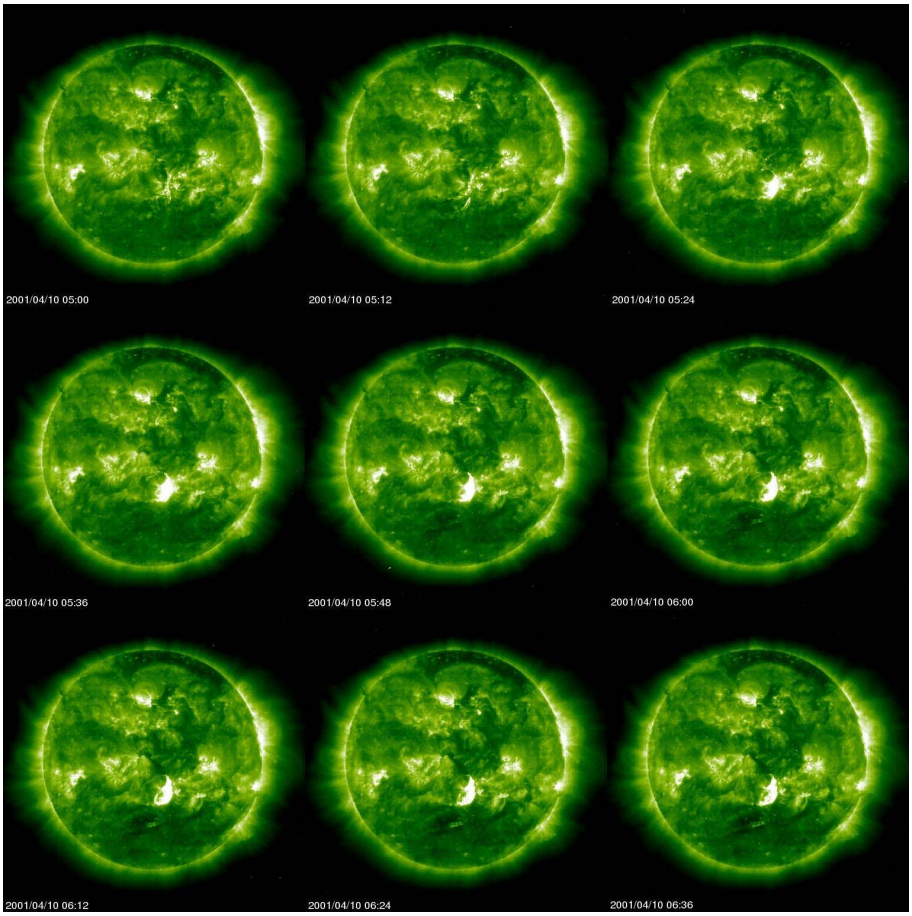


Figura 5.3 - Composição de imagens tomadas pelo instrumento EIT-195 do satélite SOHO, mostrando a explosão classe X2,3 ocorrida no dia 10/04/2001.

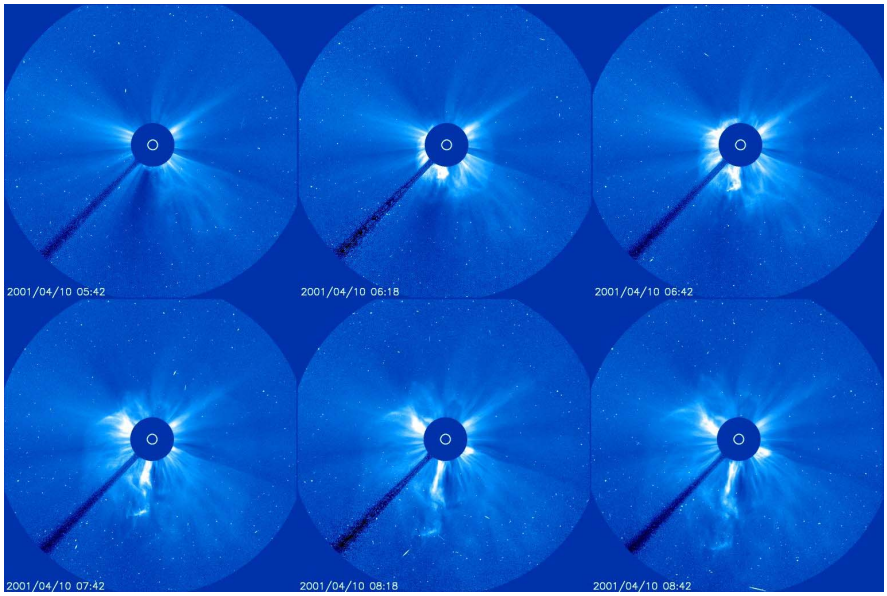


Figura 5.4 - Composição de imagens tomadas pelo instrumento LASCO-C3 do satélite SOHO, mostrando a CME halo associada à explosão do dia 10/04/2001.

As Figuras 5.5 e 5.6 mostram a distribuição do ângulo de passo,"pitch angle", para as metodologias MM e MP, respectivamente, iniciando 36 horas antes do início súbito da tempestade, que é indicado pela linha vertical. Cada círculo é proporcional à magnitude do decréscimo (círculos sólidos) ou do excesso (círculos vazios) na intensidade de raios cósmicos. Nestes gráficos, pode-se notar um aumento na intensidade de partículas entre 0 e 50^o próximo ao início da tempestade, com uma melhor cobertura direcional utilizando-se a metodologia MP. Neste exemplo, a rede de muons observou um aumento na intensidade de partículas, aproximadamente 2 horas antes do início da tempestade, com a metodologia MM e, devido à diminuição do buraco na cobertura direcional, este aumento foi observado com maior clareza utilizando-se a metodologia MP, com uma antecedência de aproximadamente 4 horas, este tipo de precursor será chamado de "aumento precursor" (AP). A Figura 5.7 mostra os gráficos da distribuição da intensidade de raios cósmicos em relação ao ângulo de passo. Cada gráfico representa uma hora de observação, e os símbolos representam cada canal direcional de observação dos detectores de Nagoya (quadrados azuis), Hobart (triângulos rosas) e São Martinho da Serra (círculos vermelhos). As barras representam os erros nas contagens horárias de cada canal direcional. Pode-se notar que estes gráficos representam o aumento na intensidade de raios cósmicos observado na Figura 5.6, caracterizando o AP e mostrando que foi o detector de São Martinho

da Serra quem o observou.

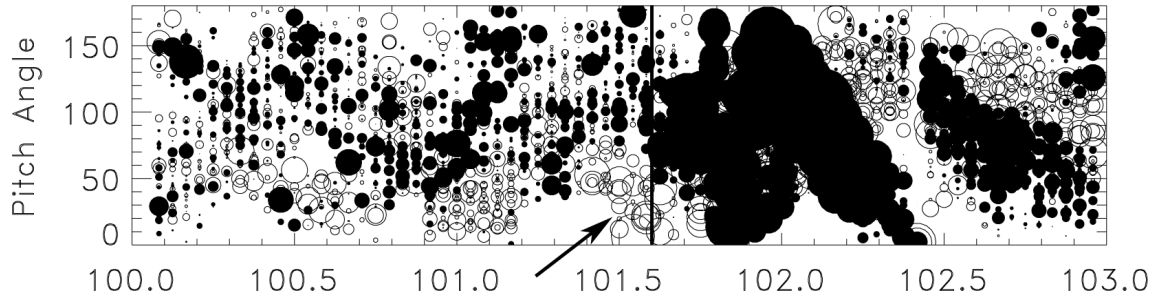


Figura 5.5 - Distribuição do ângulo de passo, "pitch angle", onde o ângulo 0^o representa a direção do IMF, e cada círculo representa uma medida horária de um único canal direcional plotado no tempo apropriado para a tempestade ocorrida no dia 11/04/2001, calculada através da metodologia MM.

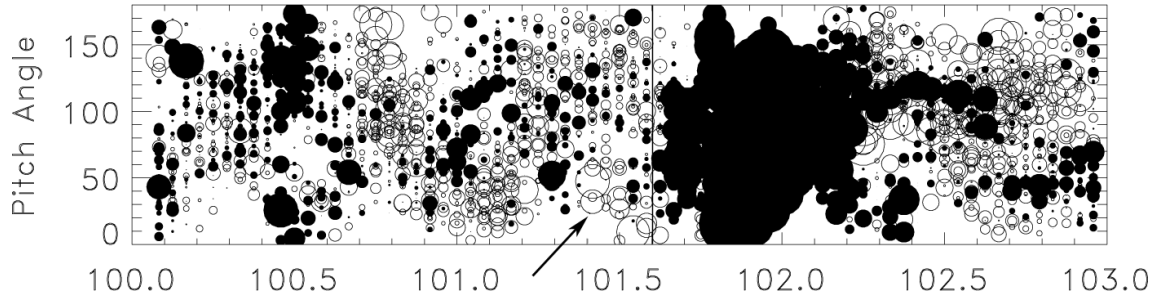


Figura 5.6 - Distribuição do ângulo de passo, "pitch angle", para a tempestade ocorrida no dia 11/04/2001, calculada através da metodologia MP.

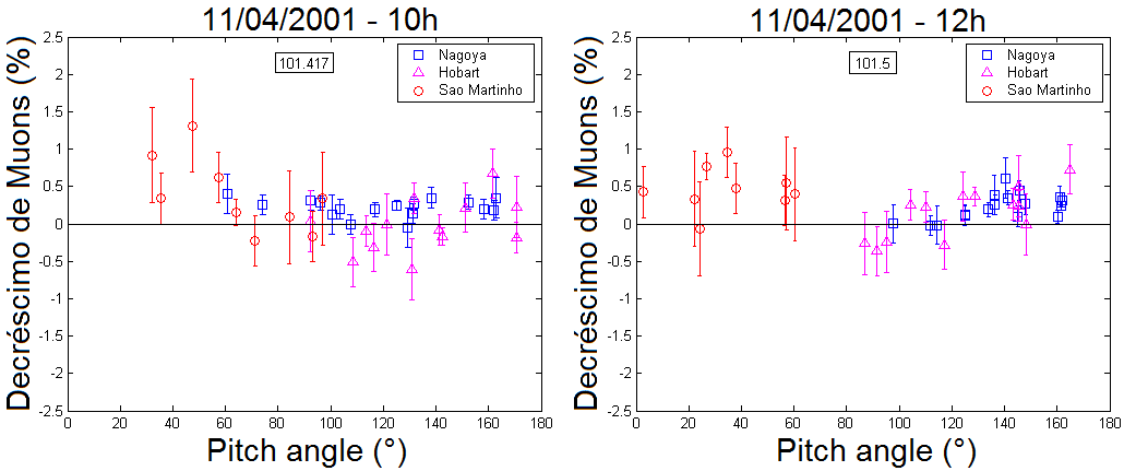


Figura 5.7 - Distribuição de intensidade mostrando o aumento precursor, AP, observado pelo detector de São Martinho da Serra, aproximadamente 4 horas antes do início da tempestade.

A Figura 5.8 mostra a explosão classe X17,2, ocorrida no dia 28/10/2003, no setor solar S16E08, que está associado à CME mostrada na Figura 5.9. Esta foi uma das explosões mais intensas já registradas, chegando a saturar a CCD do instrumento devido a sua grande claridade. Da mesma forma que o evento apresentado anteriormente, é possível dizer que a estrutura se deslocou diretamente em direção à Terra, causando uma grande tempestade geomagnética no dia 29/10/2003.

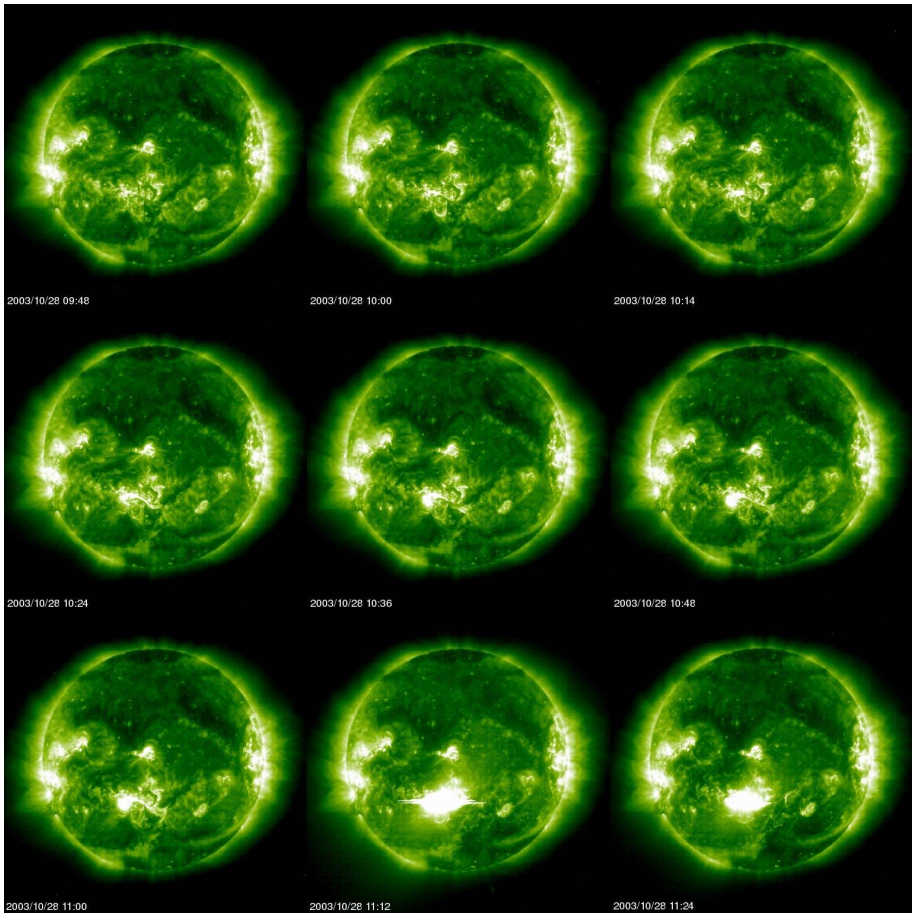


Figura 5.8 - Imagens da explosão classe X17,2, ocorrida no dia 28/10/2003, observada pelo telescópio EIT 195, a bordo do satélite SOHO.

A Figura 5.10 mostra a distribuição do ângulo de passo deste evento. Neste gráfico, pode-se notar que nenhum precursor foi observado, utilizando-se a metodologia MM. A Figura 5.11 mostra um AP aproximadamente 8 horas antes do início da tempestade.

Os gráficos da Figura 5.12 mostram a distribuição da intensidade de raios cósmicos em relação ao ângulo de passo, "pitch angle". Pode-se notar que estes gráficos representam o aumento na intensidade de raios cósmicos observado na Figura 5.11, caracterizando o AP e mostrando que foi o detector de Hobart quem o observou.

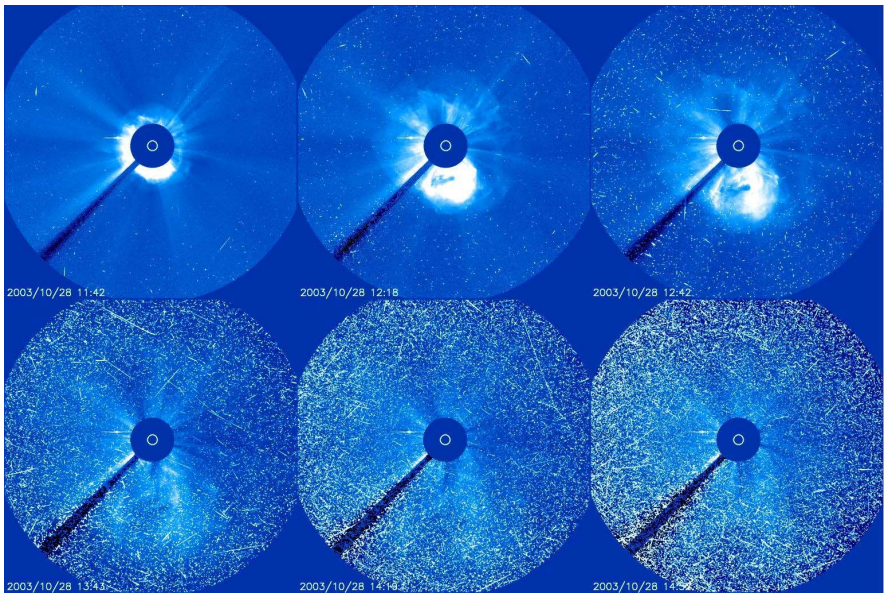


Figura 5.9 - Imagens da CME halo ocorrida no dia 28/10/2003, conforme observações do coronógrafo LASCO-C3, a bordo do satélite SOHO. Nota-se que a partir da segunda imagem surge um chuvisco causado por partículas de alta energia geradas na explosão.

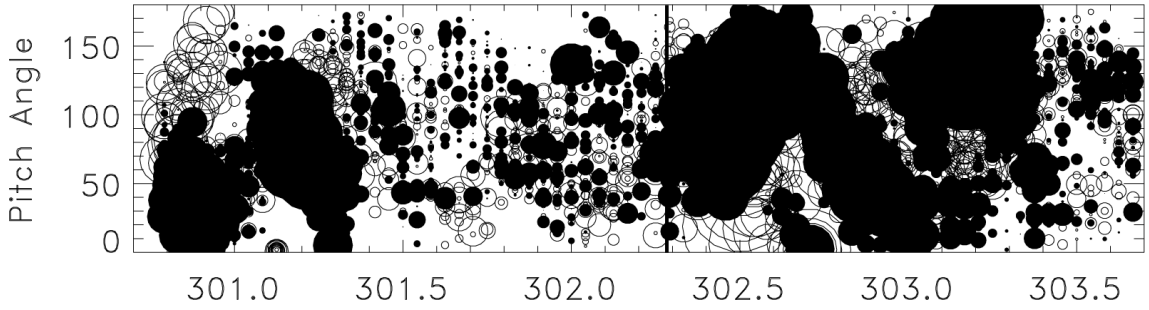


Figura 5.10 - Distribuição do ângulo de passo, mostrando que não foi observado precursor antes do início da tempestade, utilizando-se a metodologia MM.

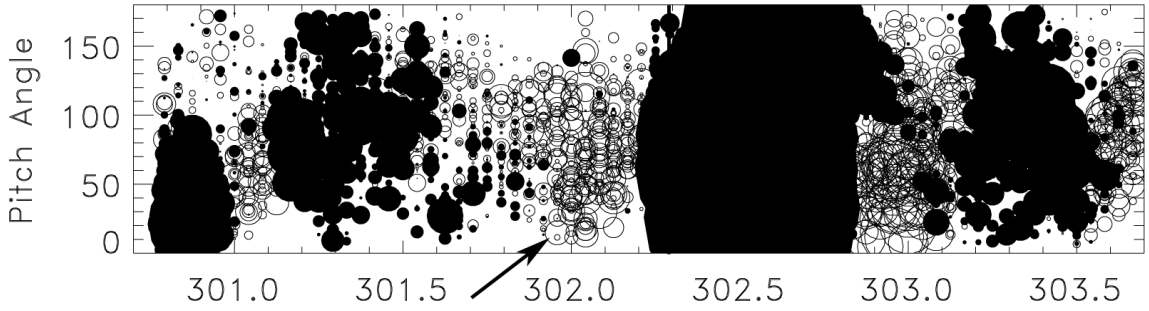


Figura 5.11 - Distribuição do ângulo de passo mostrando um AP precursor 8 horas antes do início da tempestade, utilizando a metodologia MP.

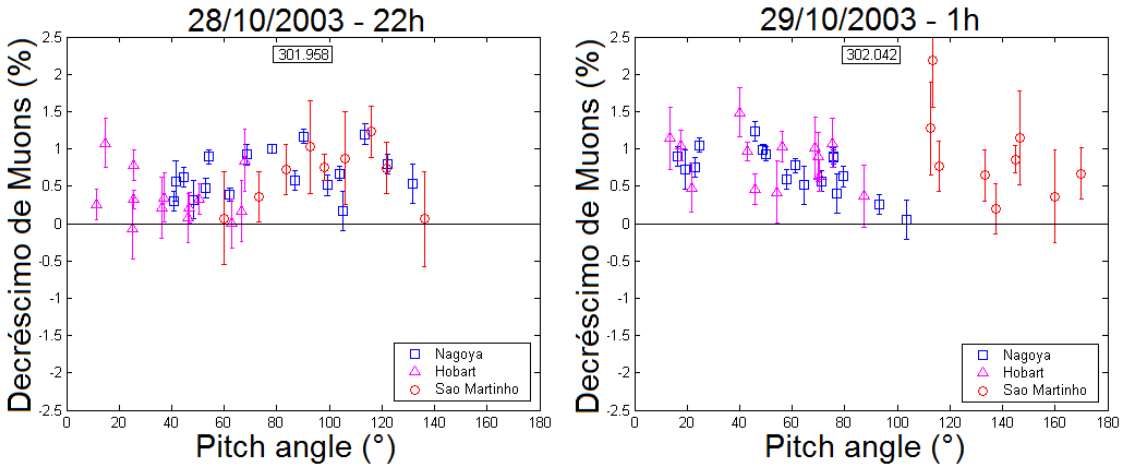


Figura 5.12 - Distribuição de intensidade mostrando o AP observado pelo detector de Hobart, aproximadamente 8 horas antes do início da tempestade.

O último exemplo de tempestade superintensa apresentado é a tempestade ocorrida no dia 20 de novembro de 2003. A Figura 5.13 mostra imagens da explosão de classe M3,9, ocorrida no dia 18 de novembro de 2003. Sequência de imagens da CME halo associada a esta explosão é mostrada na Figura 5.14.

As distribuições do ângulo de passo são mostradas nas Figuras 5.15 e 5.16. Pode-se notar um aumento na intensidade de partículas muito próximo ao choque, em torno de 40^o de ângulo de passo. Outro aumento na intensidade de partículas ocorreu em torno de 8 horas antes do choque, no início do dia 324 (20/11/2003). Para a metodologia MP, houve uma maior cobertura direcional para as 12 horas que antecederam a tempestade, e este fato faz com que esta observação seja de maior confiabilidade que a feita pela metodologia MM. Neste caso, foi observado um decréscimo entre 20^o e 40^o, aproximadamente 5 horas antes do início da tempestade. A Figura 5.17 mostra a distribuição da intensidade para as quatro e cinco horas do dia 20/11/2003. Aqui, pode-se perceber que o detector que registrou este LC foi o de Hobart.

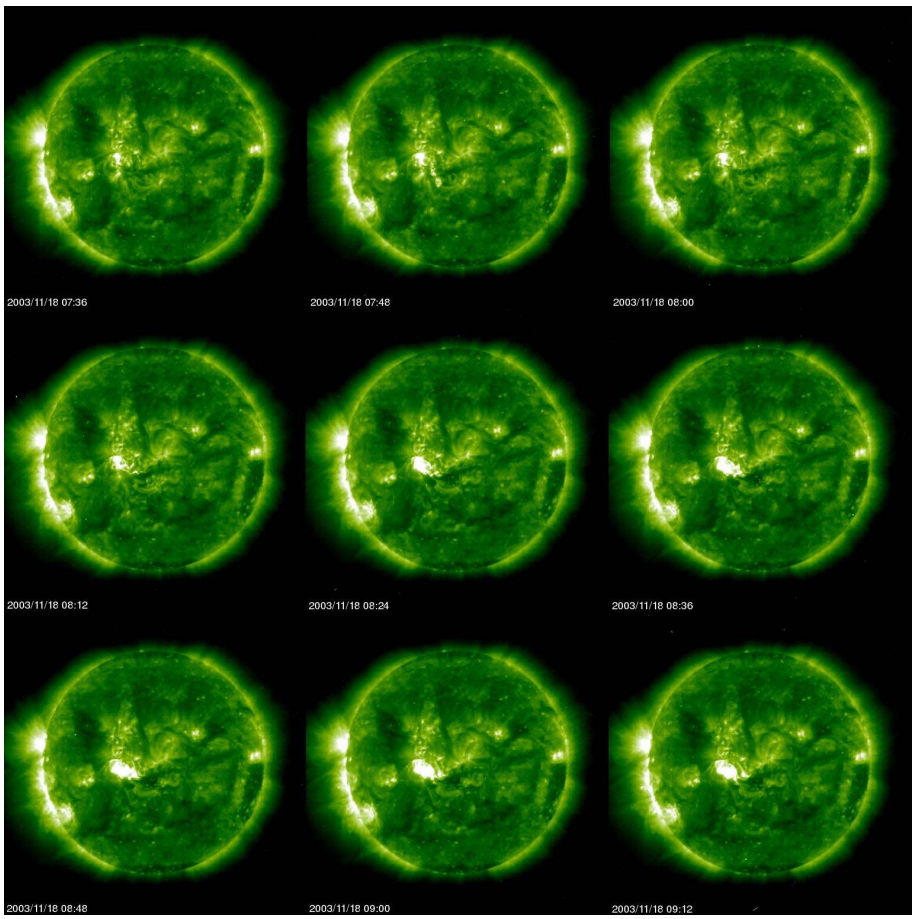


Figura 5.13 - Imagens da explosão classe M3,9, ocorrida no dia 18 de novembro de 2003, conforme observações feitas pelo telescópio EIT 195 a bordo do satélite SOHO.

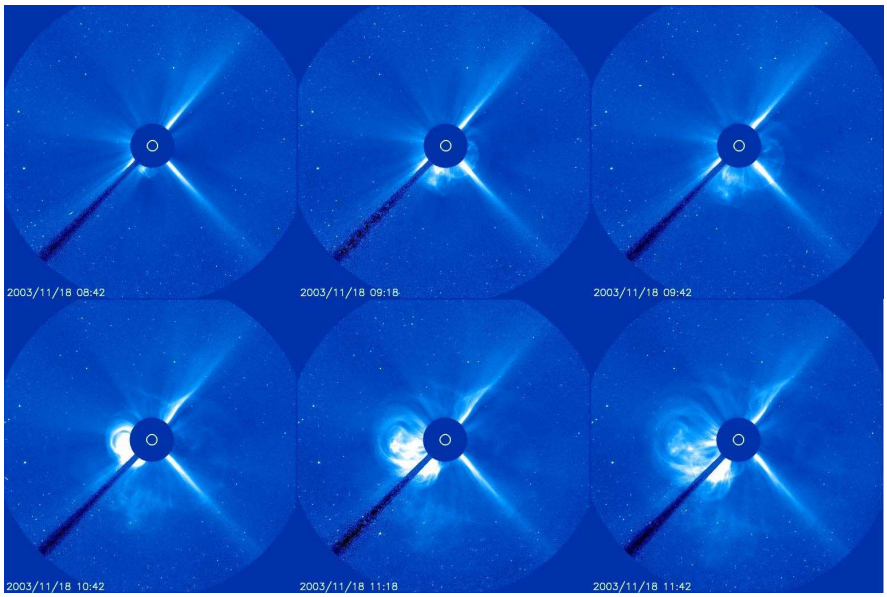


Figura 5.14 - Imagens da CME halo ocorrida no dia 18/11/2003, observada por LASCO-C3, a bordo do satélite SOHO.

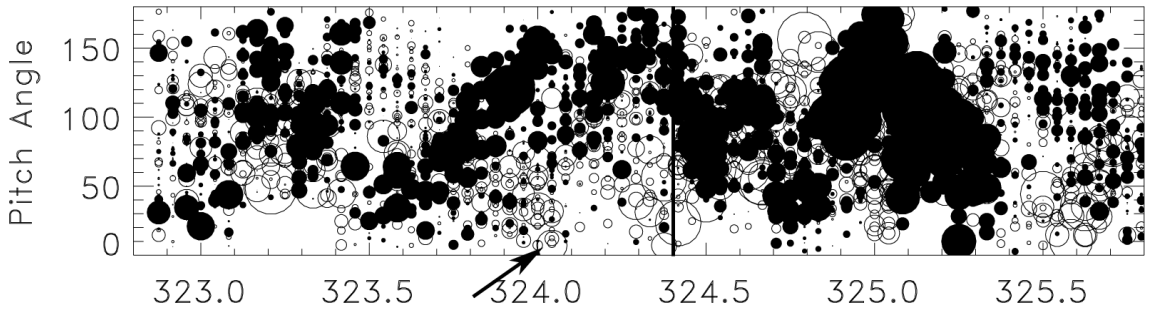


Figura 5.15 - Distribuição do ângulo de passo mostrando um AP precursor 8 horas antes do início da tempestade do dia 20/11/2003.

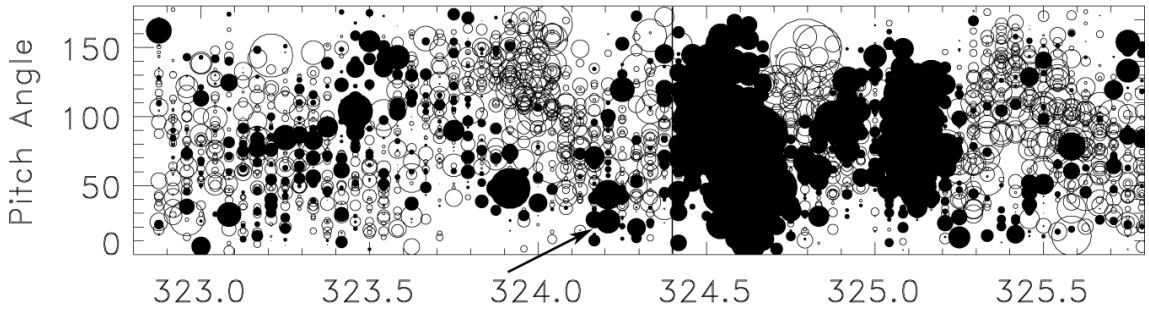


Figura 5.16 - Distribuição do ângulo de passo mostrando um AP precursor 8 horas antes do início da tempestade do dia 20/11/2003.

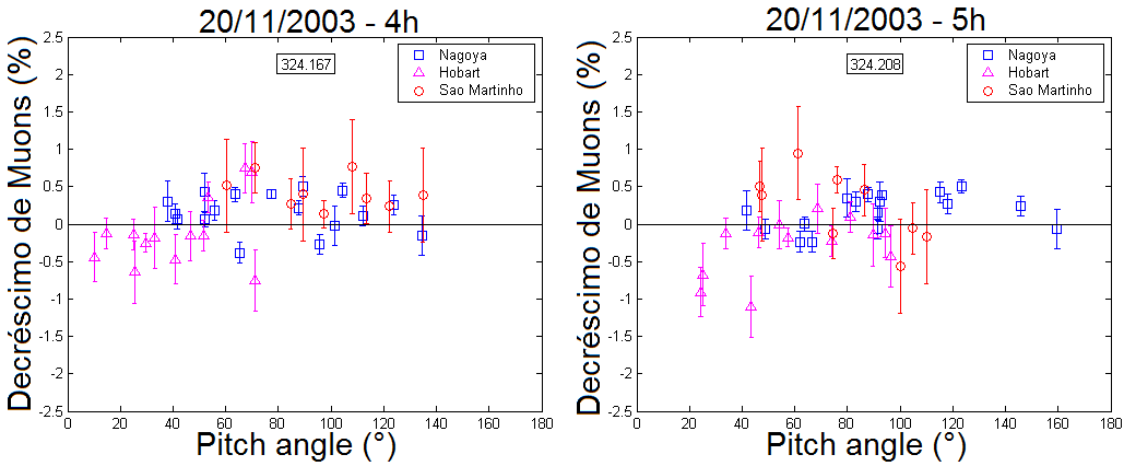


Figura 5.17 - Distribuição de intensidade, mostrando o AP observado pelo detector de Hobart, aproximadamente 5 horas antes do início da tempestade.

5.4 Previsão de Tempestades Intensas

A tempestade geomagnética ocorrida no dia 21 de abril de 2001 foi causada por uma ICME, que pode ser observada pelo coronógrafo LASCO-C3 do satélite SOHO, na Figura 5.18. Observando-se as Figuras 5.19 e 5.20, percebe-se que com a utilização da metodologia MM, nenhum precursor foi observado. No entanto, um EV precursor foi observado pela utilização da metodologia MP. Este EV foi observado com aproximadamente 5 horas antes do início da tempestade, como pode ser visto na Figura 5.20. A Figura 5.21 mostra a distribuição de intensidade de raios cósmicos mostrando que o EV com 5 horas de antecedência foi observado pelo detector de São Martinho da Serra.

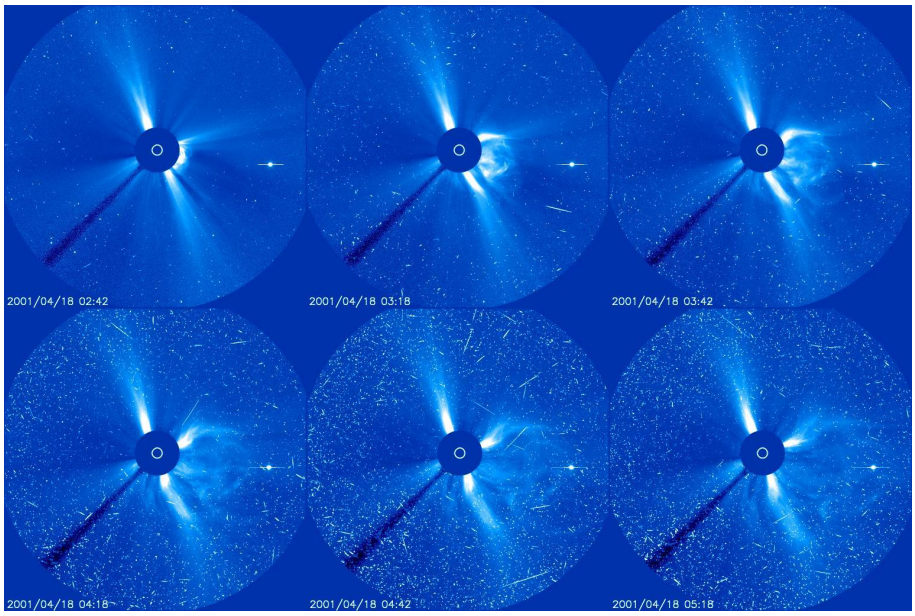


Figura 5.18 - Imagens da CME ocorrida no dia 18/04/2001, observada pelo coronógrafo LASCO-C3, no satélite SOHO.

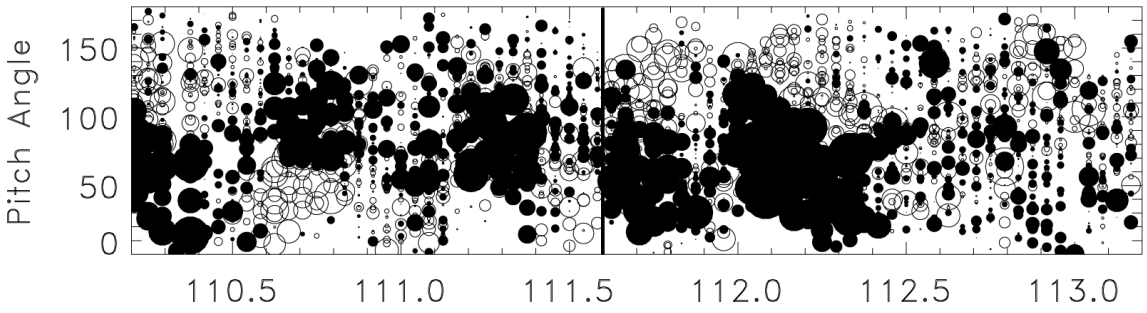


Figura 5.19 - Distribuição do ângulo de passo, mostrando que a metodologia MM não observou precursor.

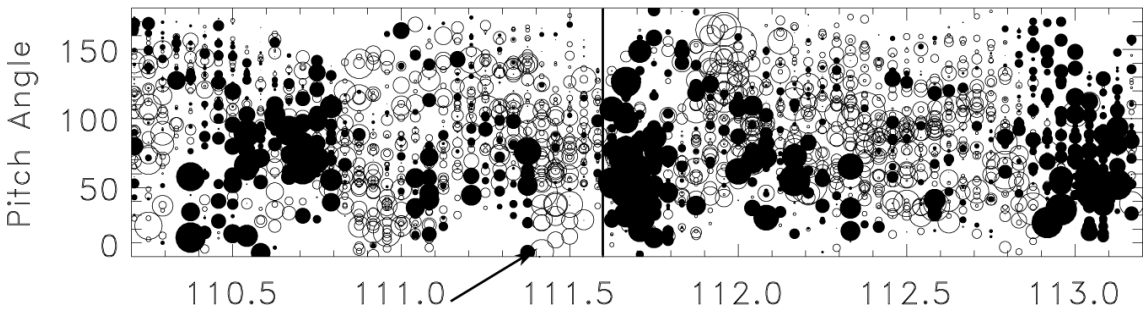


Figura 5.20 - Distribuição do ângulo de passo, mostrando um LC precursor 5 horas antes do início da tempestade.

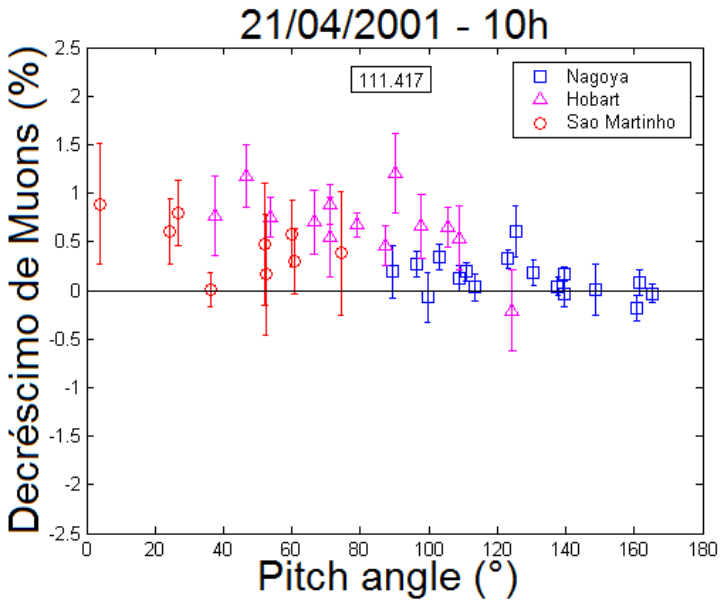


Figura 5.21 - Distribuição de intensidade mostrando o LC observado pelo detector de São Martinho da Serra, aproximadamente 4 horas antes do início da tempestade.

O próximo exemplo apresentado é a tempestade ocorrida no dia 22 de janeiro de 2004. As Figuras 5.22 e 5.23 mostram, respectivamente, imagens da explosão classe C5,5 ocorrida no dia 19 de janeiro de 2004 e da ICME que causou a tempestade geomagnética do dia 22/01/2004. As Figuras 5.24 e 5.25 mostram a distribuição de ângulo de passo, onde se pode ver um LC precursor 6 e 7 horas antes do início da tempestade geomagnética, utilizando as metodologias MM e MP, respectivamente. Pode-se observar que a metodologia MP torna menos confusa a visualização do efeito de cone de perdas e uma mais clara distinção entre as fases antes e durante a estrutura que causou a tempestade. Neste caso, o LC precursor foi observado pelo detector de Hobart, como pode ser observado na Figura 5.26.

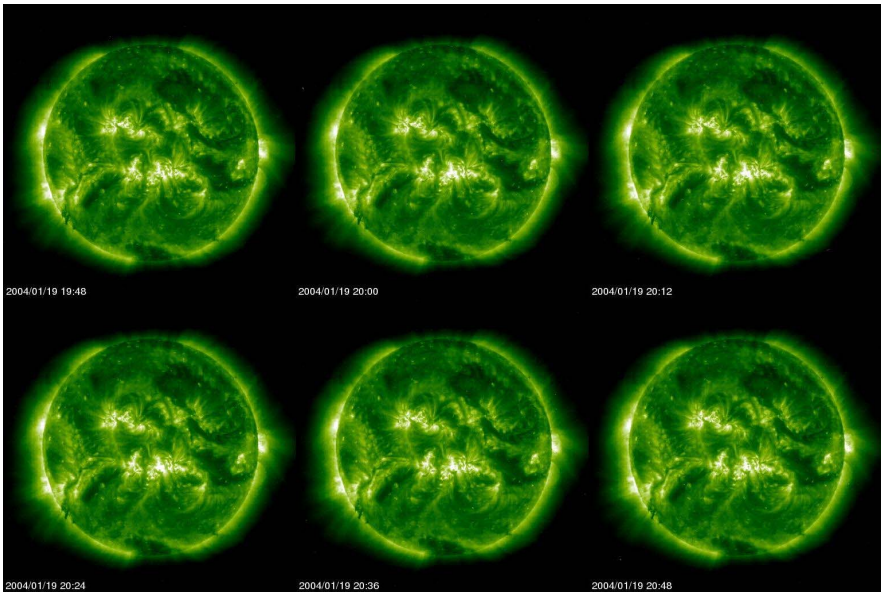


Figura 5.22 - Imagens da explosão classe C5,5, ocorrida no dia 19/01/2004. As imagens foram obtidas pelo telescópio EIT 195, a bordo do satélite SOHO.

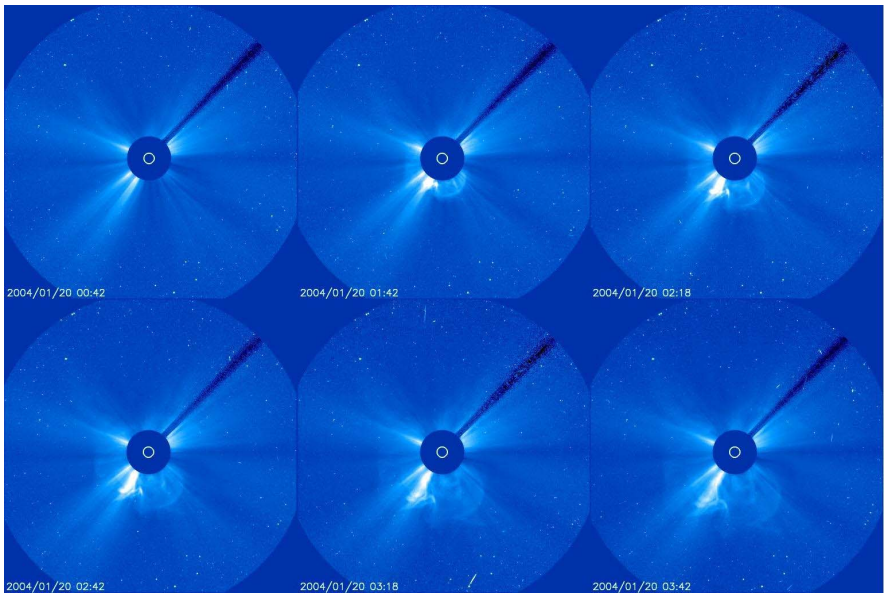


Figura 5.23 - Imagens da CME associada à explosão do dia 19/01/2004. As imagens foram obtidas pelo coronógrafo LASCO-C3, a bordo do satélite SOHO.

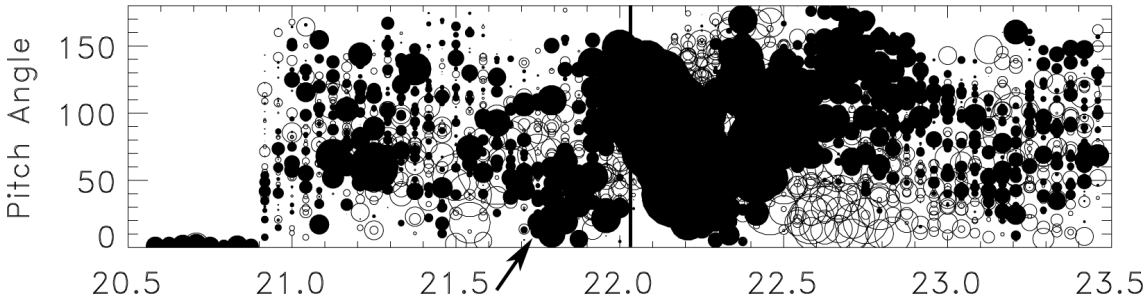


Figura 5.24 - Distribuição do ângulo de passo, mostrando um LC precursor 6 horas antes do início da tempestade, utilizando-se a metodologia MM.

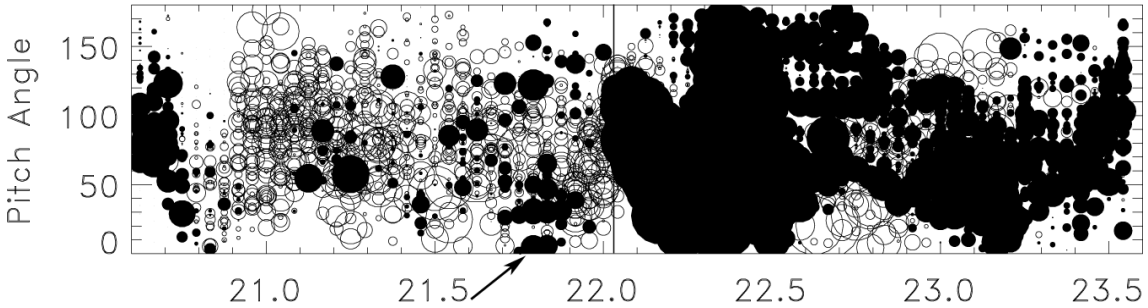


Figura 5.25 - Distribuição do ângulo de passo mostrando um LC precursor 7 horas antes do início da tempestade, utilizando-se a metodologia MP.

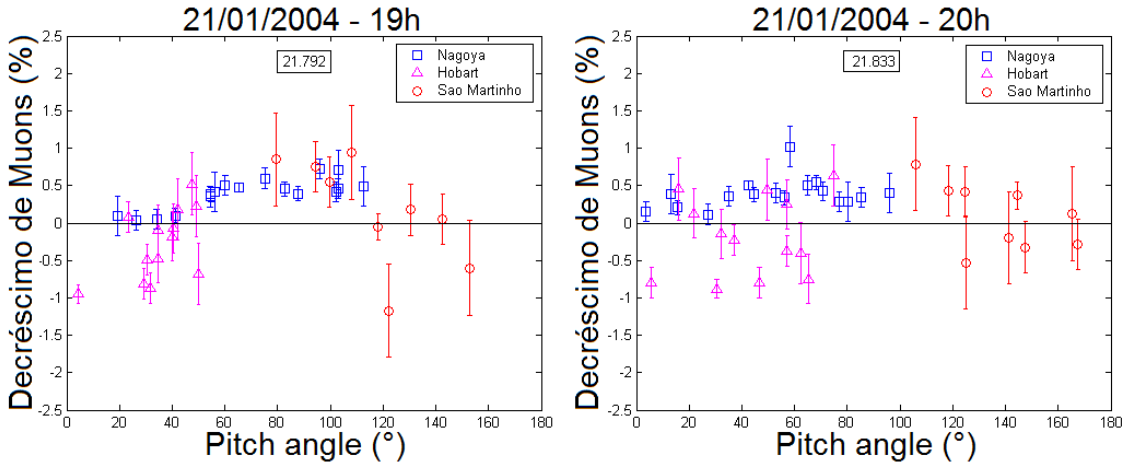


Figura 5.26 - Distribuição de intensidade de raios cósmicos, mostrando o LC observado pelo detector de Hobart, aproximadamente 7 horas antes do início da tempestade.

5.4.1 Tempestade Geomagnética Intensa de 14 de Dezembro de 2006

A tempestade geomagnética ocorrida no dia 14 de dezembro de 2006 é de especial importância, pois é o único evento intenso que foi observado pela GMDN. A Figura 5.27 mostra imagens da explosão classe X3,4, ocorrida no setor solar S06W23S, no dia 13 de dezembro de 2006. Pode-se perceber que foi uma explosão bastante intensa, e o chuvisco nas três últimas imagens é causado pelas partículas energéticas liberadas nesta explosão. As imagens da CME que causou esta tempestade geomagnética podem ser visualizadas na Figura 5.28. Nesta figura, pode-se ver mais claramente as partículas energéticas que atingiram o instrumento causando o chuvisco na imagem.

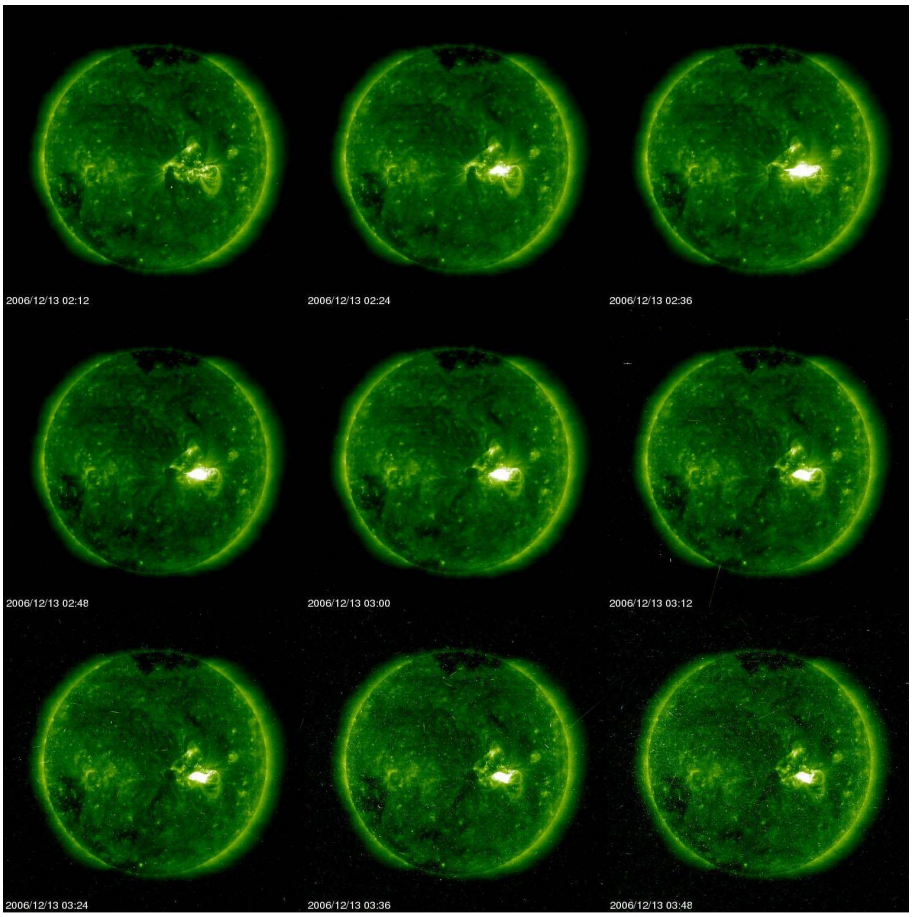


Figura 5.27 - Sequência de imagens obtidas por EIT 195 a bordo do satélite SOHO. Uma explosão classe X3,4 foi observada no dia 13/12/2006.

Conforme observado na Figura 5.29, esta ICME causou um decréscimo na densidade de raios cósmicos de aproximadamente $1,5$ %. A maior variação nas componentes

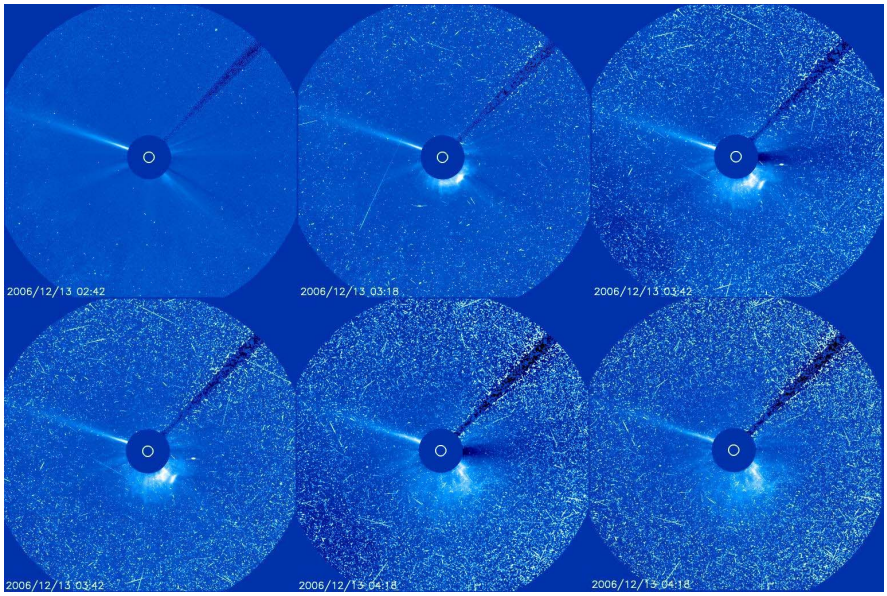


Figura 5.28 - Imagens da CME associada ao flare do dia 13/12/2006. A a ejeção e o chuvisco de partículas energéticas são registrados nas imagens do coronógrafo LASCO-C3, a bordo do satélite SOHO.

da anisotropia ocorre na chegada do choque interplanetário. A componente ξ_x, em preto, apresenta-se negativa durante todo evento, e isto se deve ao fato da polaridade do campo magnético solar estar em uma época de $A < 0$. As componentes ξ_y, em vermelho, e ξ_z, em azul, apresentam um aumento em seu sentido positivo, diminuindo logo no início da nuvem magnética. A componente ξ_z inverte seu sentido durante a passagem da nuvem. Neste caso fica difícil identificar a direção do eixo da estrutura.

O gráfico da Figura 5.30 mostra um LC precursor aproximadamente 8 horas antes do início da tempestade, onde o decréscimo na intensidade de raios cósmicos encontra-se entre 10^o e 50^o de ângulo de passo.

Este evento foi o único que causou uma tempestade geomagnética intensa após a expansão da GMDN. Por este motivo, é o único com o gráfico da significância na Figura 5.31, que apresenta um LC precursor bem mais claro que o da Figura 5.30, mostrando que esta técnica melhora a visualização do precursor em questão.

A Figura 5.32 mostra a distribuição de intensidade de raios cósmicos e aqui, mais uma vez, podemos ver que a rede cobre completamente os 180^o em torno da linha do IMF. Pode-se perceber que os canais direcionais de São Martinho da Serra aumentaram de 9 para 17 e foram adicionados os 13 canais direcionais do Kuwait. Estes

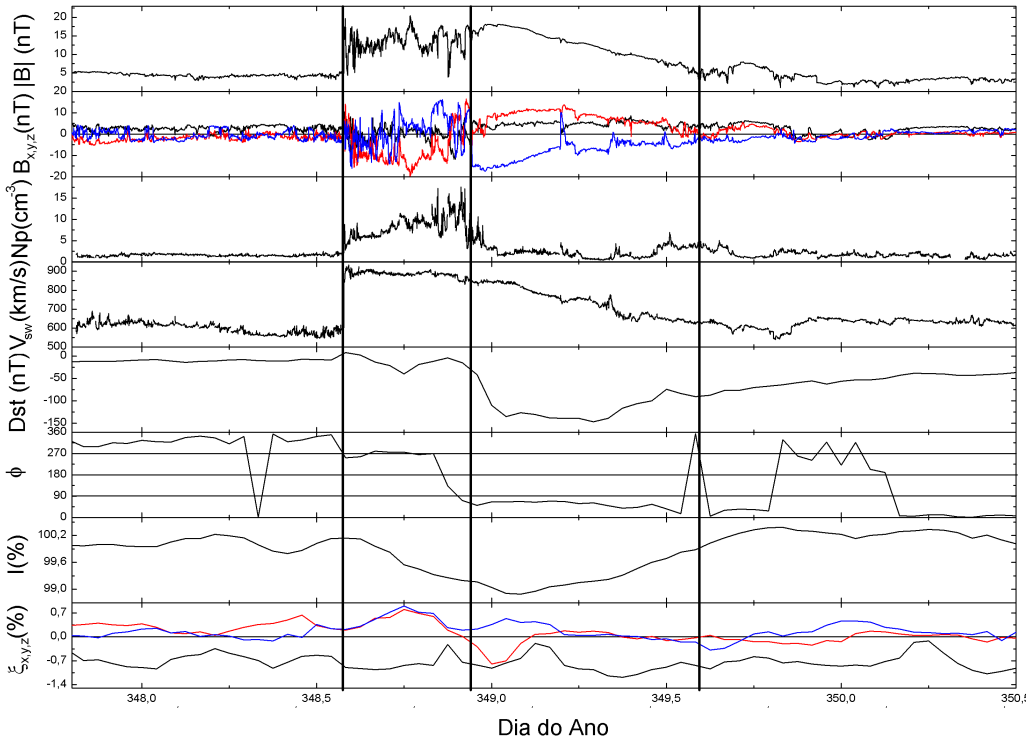


Figura 5.29 - Parâmetros físicos da tempestade geomagnética ocorrida em 14/12/2006, onde $|B|$ é a intensidade do IMF; $B_{x,y,z}$, as componentes do vetor campo magnético, onde preto é a componente x, vermelho a componente y e azul a componente z; Np é a densidade de partículas do vento solar; V_{sw} é a velocidade do vento solar; o índice Dst; o ângulo ϕ; a densidade de raios cósmicos, I; e as componentes da anisotropia de raios cósmicos $\xi_{x,y,z}$, sendo preto a componente x, vermelho a componente y e azul a componente z.

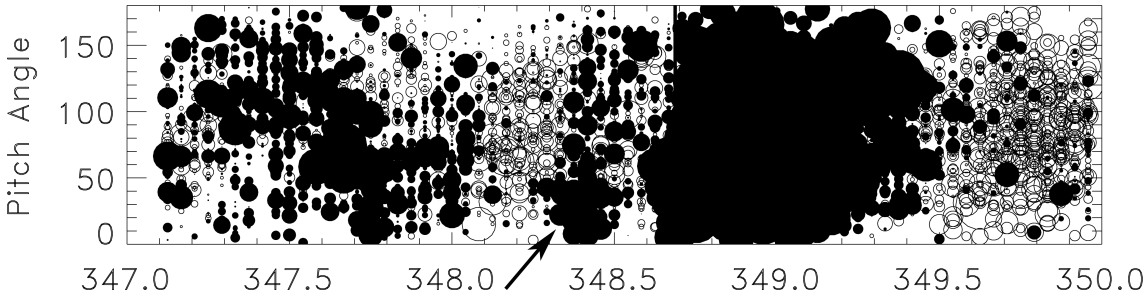


Figura 5.30 - Distribuição do ângulo de passo, "pitch angle", mostrando um LC precursor 8 horas antes do início da tempestade, através dos dados de intensidade de muons.

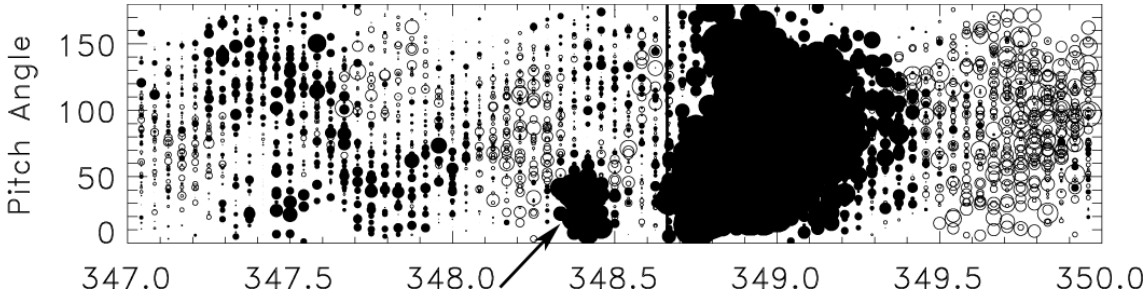


Figura 5.31 - Distribuição do ângulo de passo, “pitch angle”, mostrando um LC precursor 8 horas antes do início da tempestade, através dos dados de significância.

gráficos mostram que foi o detector de São Martinho da Serra quem observou o LC precursor.

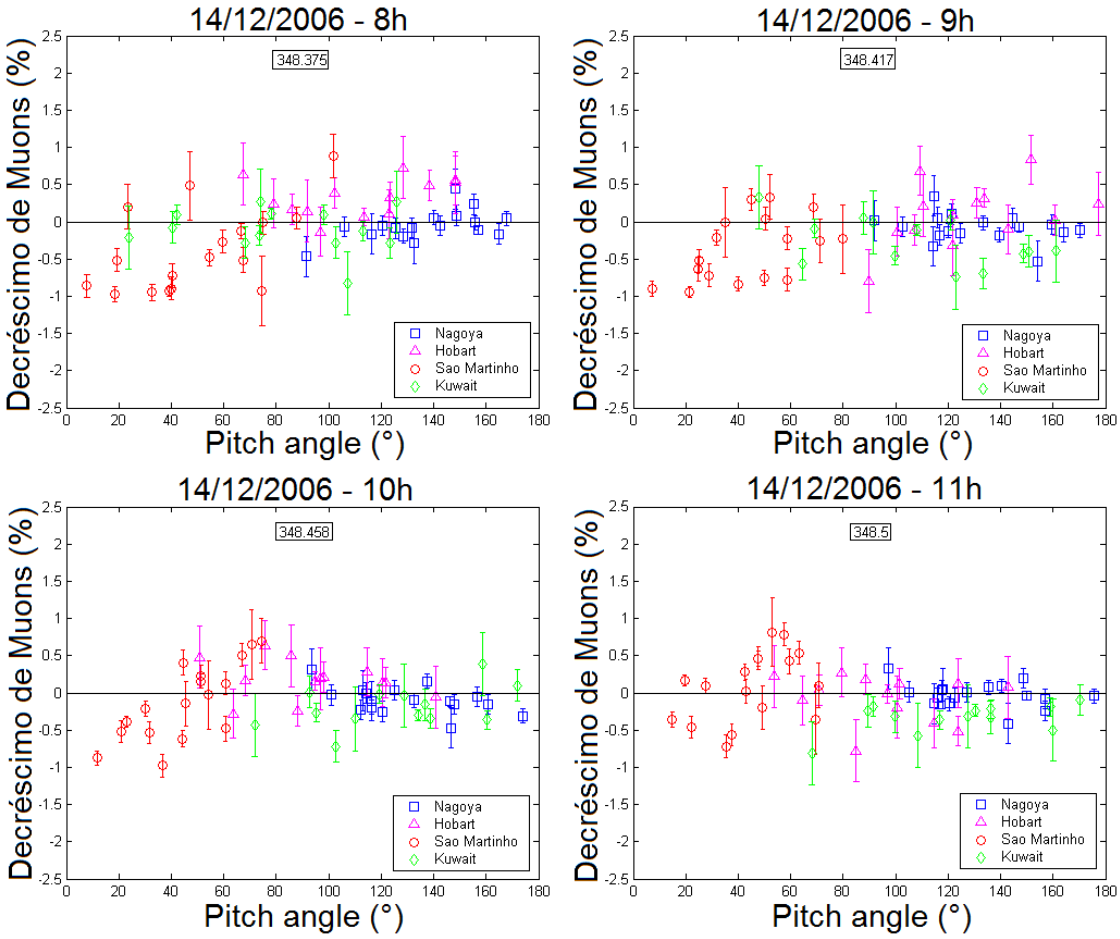


Figura 5.32 - Distribuição de intensidade de raios cósmicos, mostrando o LC observado pelo detector de São Martinho da Serra, aproximadamente 8 horas antes do início da tempestade.

5.5 Previsão de Tempestades Moderadas

A Figura 5.33 mostra imagens da explosão classe M5,5, ocorrida no dia 02 de abril de 2001. A sequência de imagens da CME associada a esta explosão é mostrada na Figura 5.34.

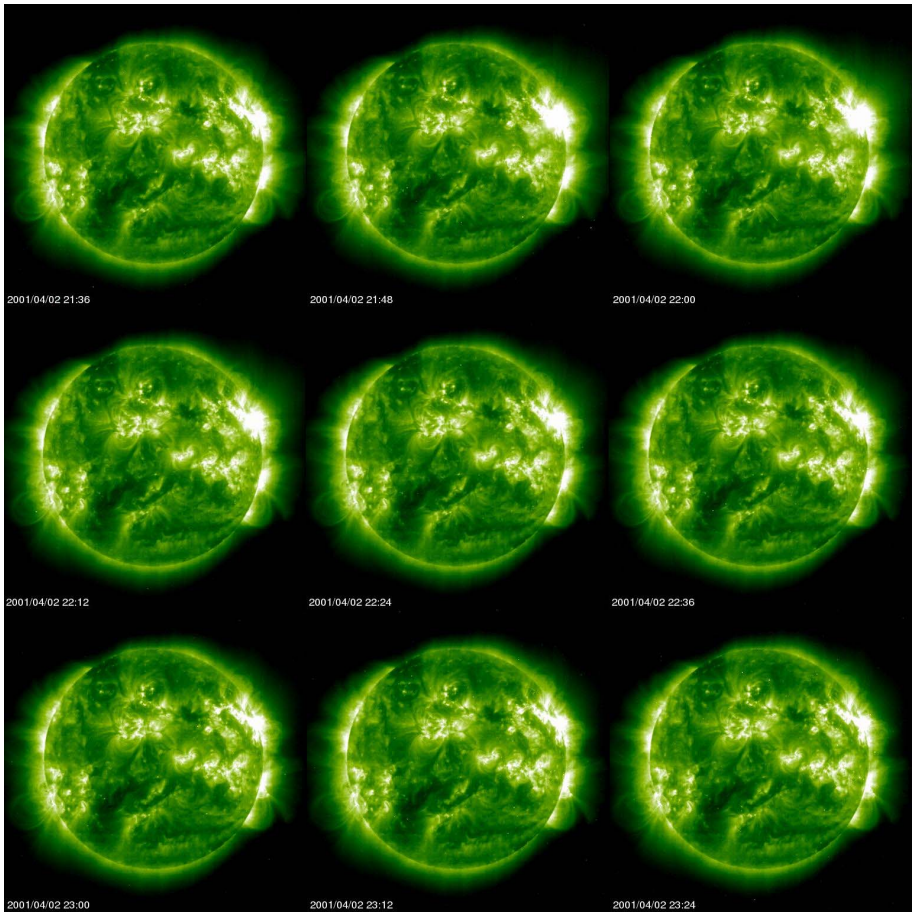


Figura 5.33 - Imagens da explosão ocorrida no dia 02 de abril de 2001, conforme identificada pelas imagens do telescópio EIT 195.

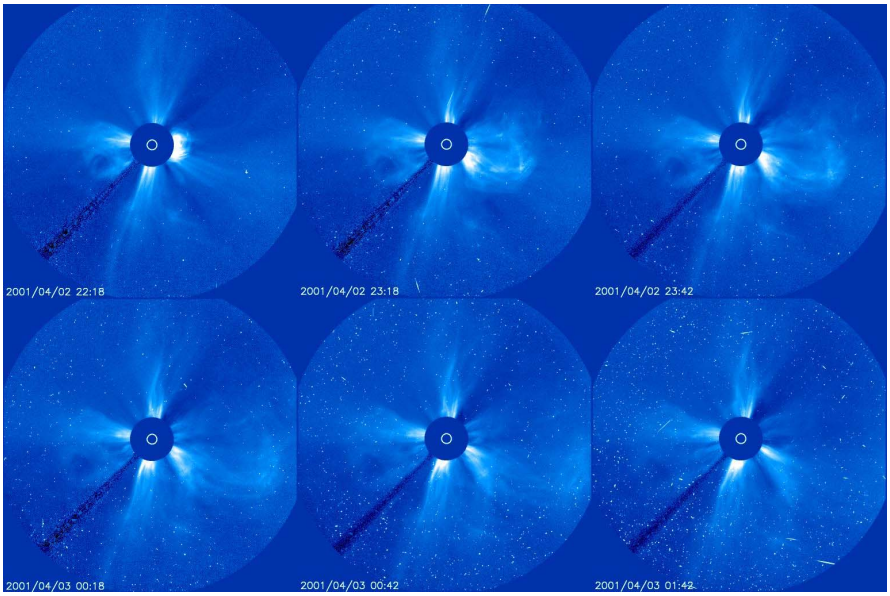


Figura 5.34 - Imagens obtidas pelo coronógrafo LASCO-C3, a bordo do satélite SOHO, mostrando a CME associada à explosão de 02 de abril de 2001.

A distribuição do ângulo de passo para este evento é mostrada na Figura 5.35. Nota-se aqui que, com a metodologia MP, um decréscimo precursor pode ser observado aproximadamente 13 horas antes do início da tempestade. Este precursor foi observado pelo detector de São Martinho da Serra, como pode ser observado nos gráficos da Figura 5.37. Este evento é bastante interessante, uma vez que uma estrutura não muito intensa, que causou uma tempestade moderada, pode influenciar os raios cósmicos de tal forma a apresentarem uma anisotropia precursora com 13 horas de antecedência.

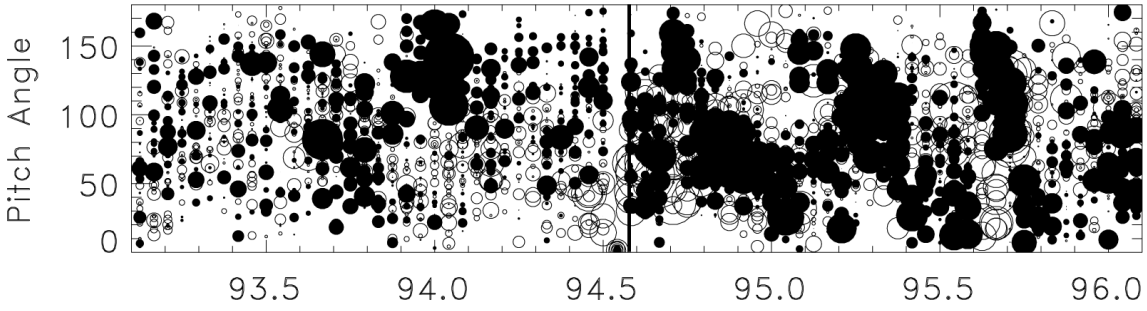


Figura 5.35 - Distribuição do ângulo de passo para metodologia MM não observou precursor algum.

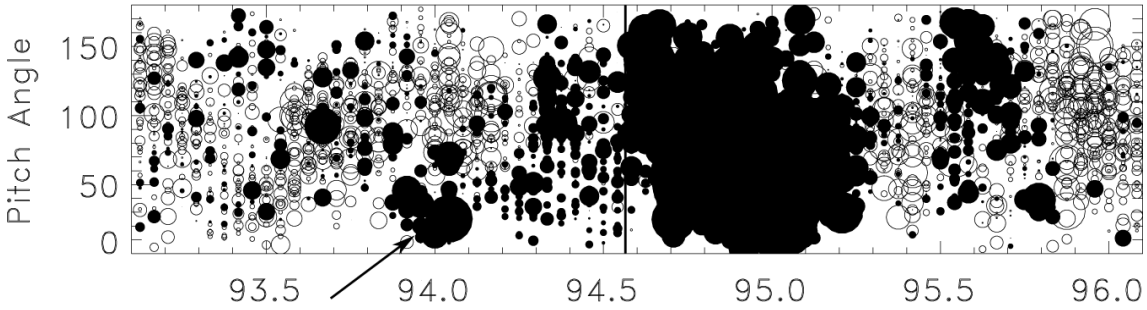


Figura 5.36 - Distribuição do ângulo de passo mostrando um LC precursor 13 horas antes do início da tempestade, para a metodologia MP.

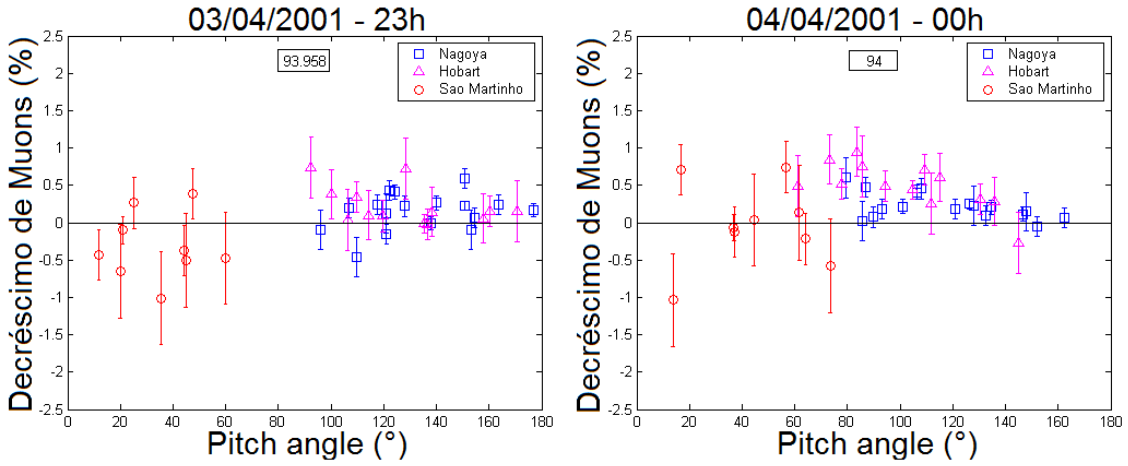


Figura 5.37 - Distribuição de intensidade mostrando o AP observado pelo detector de São Martinho da Serra, aproximadamente 4 horas antes do início da tempestade.

Os próximos dois exemplos são bastante interessantes, uma vez que indicam que a nova metodologia proposta nesta tese possibilita a previsão de tempestades geomagnéticas causadas por estruturas recorrentes, tais como CIRs.

A Figura 5.38 mostra os parâmetros do vento solar, indicando uma estrutura de região corrotante, que causou a tempestade geomagnética do dia 29 de outubro de 2002. Nesta figura, de cima para baixo, são apresentados os dados: da intensidade do campo magnético interplanetário, $|B|$, das componentes do IMF, $B_{x,y,z}$, onde a componente x está em preto, a componente y em vermelho e a componente z em azul, da densidade, Np, e da velocidade do vento solar, V_{sw}, do índice geomagnético Dst, do ângulo ϕ que define quando há a passagem da Terra pela lâmina de corrente heliosférica, da densidade de raios cósmicos I e, finalmente, das três componentes do vetor anisotropia, $\xi_{x,y,z}$, onde a componente x está em preto, a componente y em

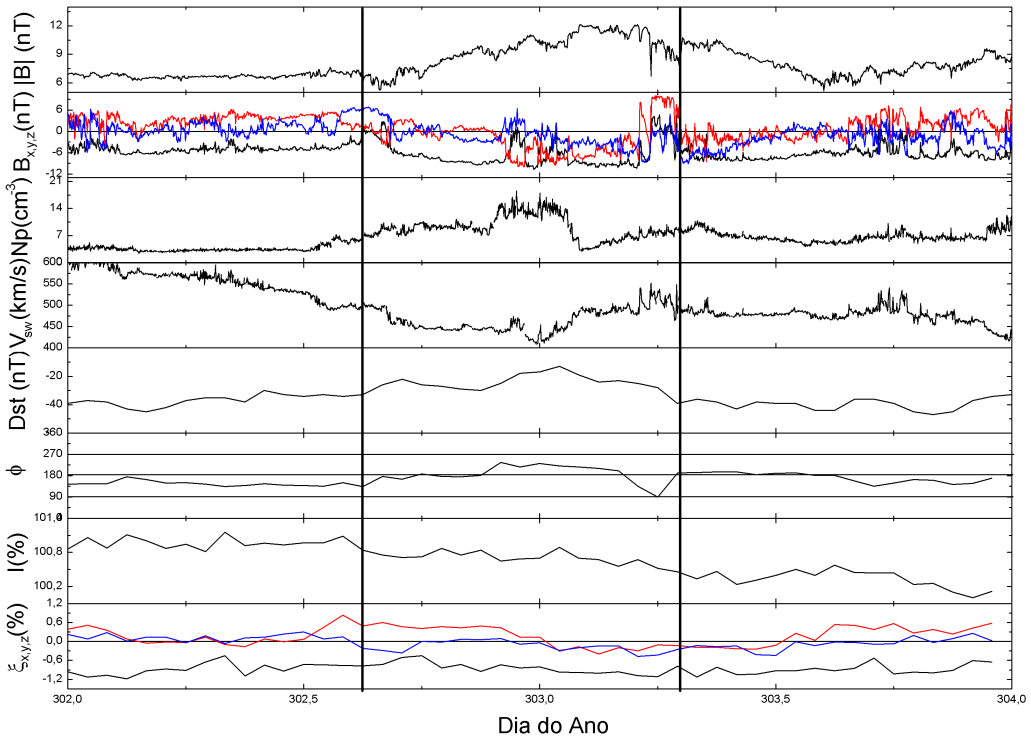


Figura 5.38 - Parâmetros físicos da tempestade geomagnética ocorrida em 29/10/2002, causada por uma CIR, onde $|B|$ é a intensidade do IMF; $B_{x,y,z}$, as componentes do vetor campo magnético, onde preto é a componente x, vermelho a componente y e azul a componente z; Np é a densidade de partículas do vento solar; V_{sw} é a velocidade do vento solar; o índice Dst; o ângulo ϕ; a densidade de raios cósmicos, I; e as componentes da anisotropia de raios cósmicos $\xi_{x,y,z}$, sendo preto a componente x, vermelho a componente y e azul a componente z.

vermelho e a componente z em azul. As características básicas destes parâmetros mostram que esta estrutura é uma CIR.

As distribuições do ângulo de passo para este evento são mostradas nas Figuras 5.39 e 5.40. Nota-se um aumento na intensidade de raios cósmicos aproximadamente 9 horas antes do início da tempestade, somente pela utilização da metodologia MP. Este precursor foi observado pelo detector de São Martinho da Serra, como pode ser observado nos gráficos da Figura 5.41.

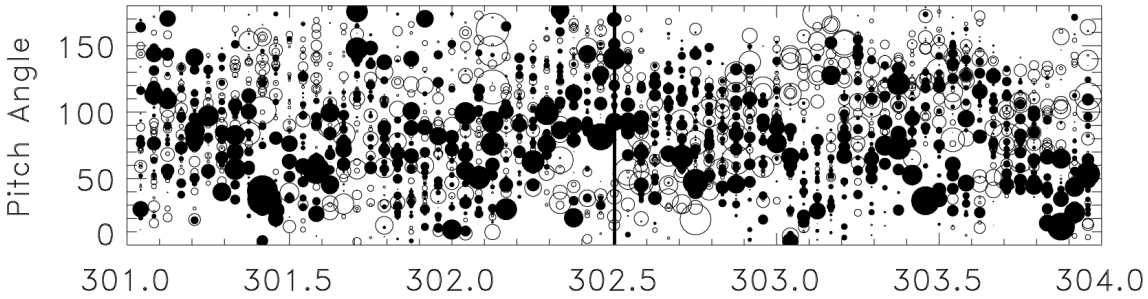


Figura 5.39 - Distribuição do ângulo de passo para a metodologia MM. Nenhum precursor foi identificado.

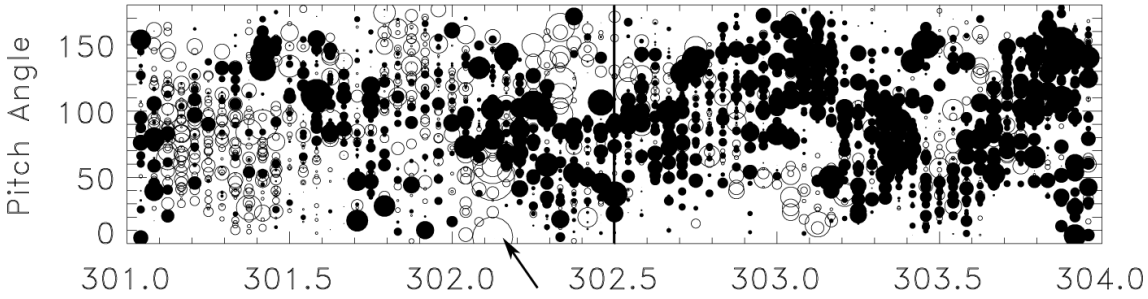


Figura 5.40 - Distribuição do ângulo de passo mostrando um LC precursor 9 horas antes do início da tempestade, para a metodologia MP.

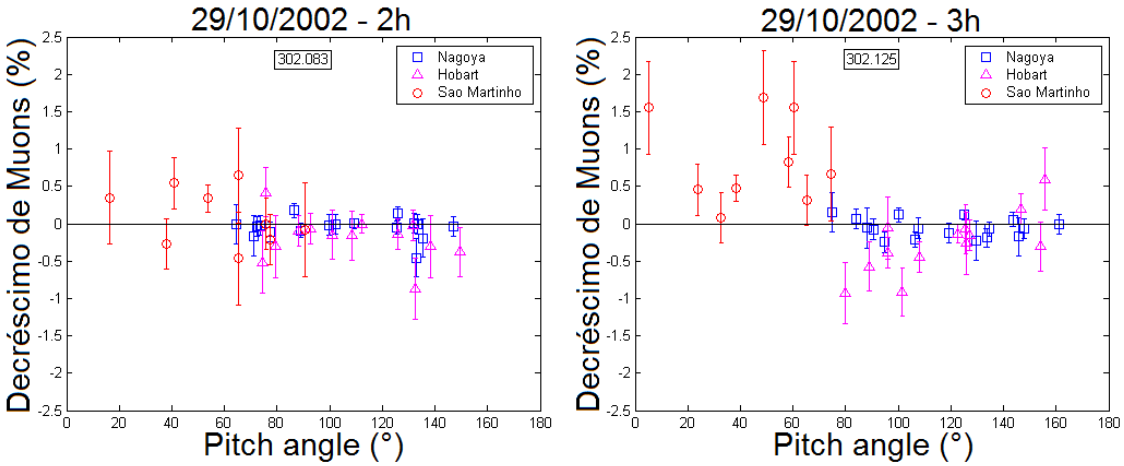


Figura 5.41 - Distribuição de intensidade, mostrando o LC observado pelo detector de São Martinho da Serra, aproximadamente 9 horas antes do início da tempestade.

A Figura 5.42 mostra os mesmos parâmetros físicos do vento solar da Figura 5.38, confirmando que esta tempestade geomagnética foi causada por uma CIR.

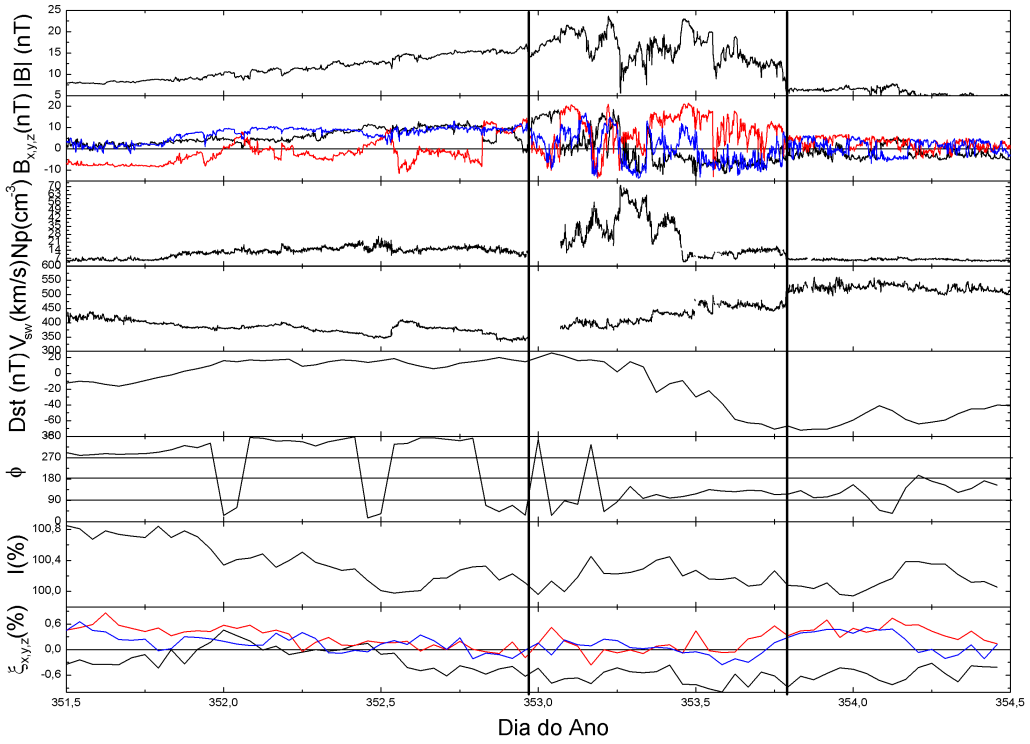


Figura 5.42 - Parâmetros físicos da tempestade geomagnética ocorrida em 18/12/2002, causada por uma CIR, onde $|B|$ é a intensidade do IMF; $B_{x,y,z}$, as componentes do vetor campo magnético, onde preto é a componente x, vermelho a componente y e azul a componente z; Np é a densidade de partículas do vento solar; V_{sw} é a velocidade do vento solar; o índice Dst; o ângulo ϕ; a densidade de raios cósmicos, I; e as componentes da anisotropia de raios cósmicos $\xi_{x,y,z}$, sendo preto a componente x, vermelho a componente y e azul a componente z.

As distribuições do ângulo de passo para este evento são mostradas nas Figuras 5.43 e 5.44. Uma diminuição na intensidade de raios cósmicos, aproximadamente 9 horas antes do início da tempestade, é registrado somente pela utilização da metodologia MP. Este precursor foi observado pelo detector de São Martinho da Serra, como é observado nos gráficos da Figura 5.45.

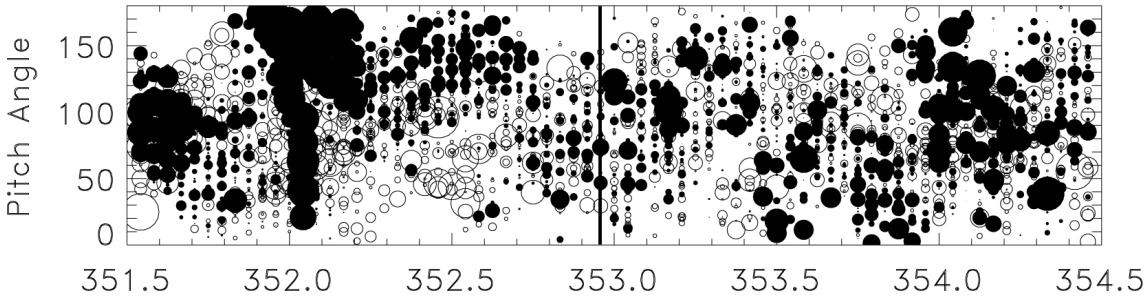


Figura 5.43 - Distribuição do ângulo de passo para a metodologia MM. Nenhum precursor foi identificado pela metodologia MM.

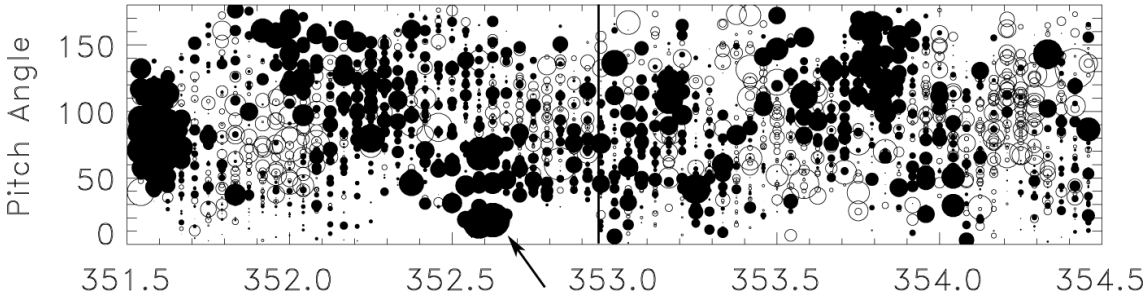


Figura 5.44 - Distribuição do ângulo de passo mostrando um LC precursor 9 horas antes do início da tempestade, para a metodologia MP.

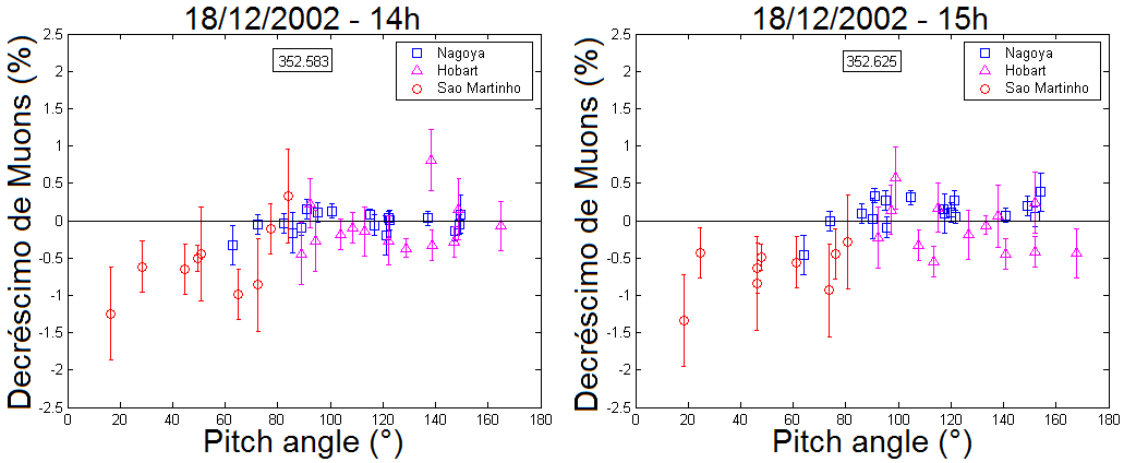


Figura 5.45 - Distribuição de intensidade mostrando o LC observado pelo detector de São Martinho da Serra, aproximadamente 9 horas antes do início da tempestade.

5.6 Discussões

Uma comparação entre as duas metodologias adotadas é mostrada na Figura 5.46, que mostra a melhoria na previsão utilizando-se a metodologia MP para o cálculo da distribuição de intensidade direcional sem a anisotropia diurna. Percebe-se claramente que houve uma significante melhoria na previsão das tempestades geomagnéticas de todas intensidades.

A Tabela 5.1 mostra a porcentagem de observação de precursores utilizando-se as duas metodologias. Percebe-se a melhoria obtida utilizando-se a metodologia MP, para a identificação de precursores de tempestades geomagnéticas.

A Figura 5.47 (esquerda) mostra a distribuição do número de tempestades em relação à intensidade da tempestade, mostrando que o maior número de tempestades não previstas (NP) foram as tempestades moderadas, seguido das intensas. Isto era

Tabela 5.1 - Porcentagem de observação de precursores utilizando-se as duas metodologias utilizadas, MM - Metodologia Munakata et al. (2000) e MP - Metodologia Proposta nesta tese.

	MM %	**MP %**
SS	42,8	85,7
IS	16,2	29,7
MS	9	14,6

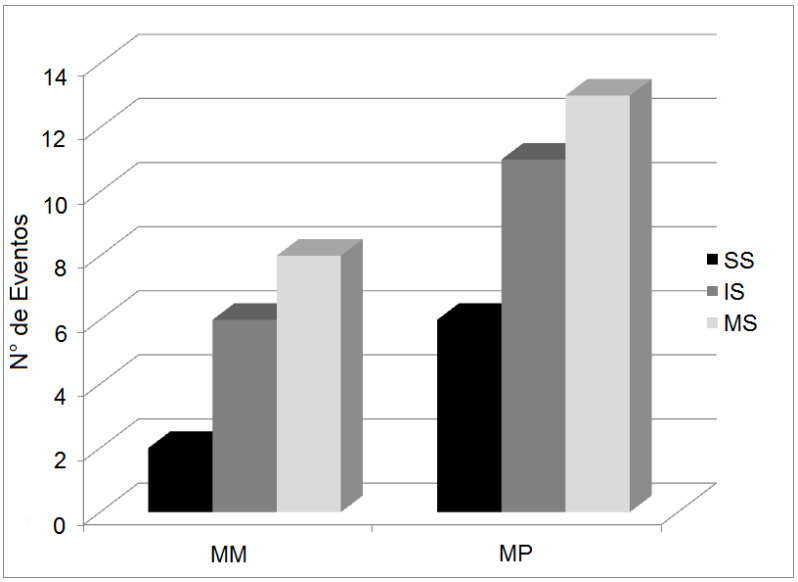


Figura 5.46 - Comparação da previsão entre as duas metodologias adotadas. MM, Metodologia Munakata et al. (2000) e MP, Metodologia Proposta, utilizando-se a média corrida de 12 horas.

esperado, uma vez que a modulação dos raios cósmicos devido a estruturas que causam tempestades moderadas é menor do que o devido às estruturas que causam tempestades intensas ou superintensas. Em contrapartida, as tempestades superintensas foram as de maior previsibilidade, utilizando-se a metodologia proposta neste trabalho. A Figura 5.47 (direita) mostra a distribuição do tempo de antecedência dos precursores observados. Observa-se que os aumentos precursores (AP) ocorreram com maior frequência de 3 a 6 horas antes do início das tempestades e os cones de perda precursores (LC) ocorreram de 9 a 12 horas de antecedência. É importante notar que, em um caso, um LC ocorreu entre 15 e 18 horas de antecedência, mostrando que esta técnica constitui uma boa ferramenta para a previsão das estruturas solares que podem causar tempestades geomagnéticas.

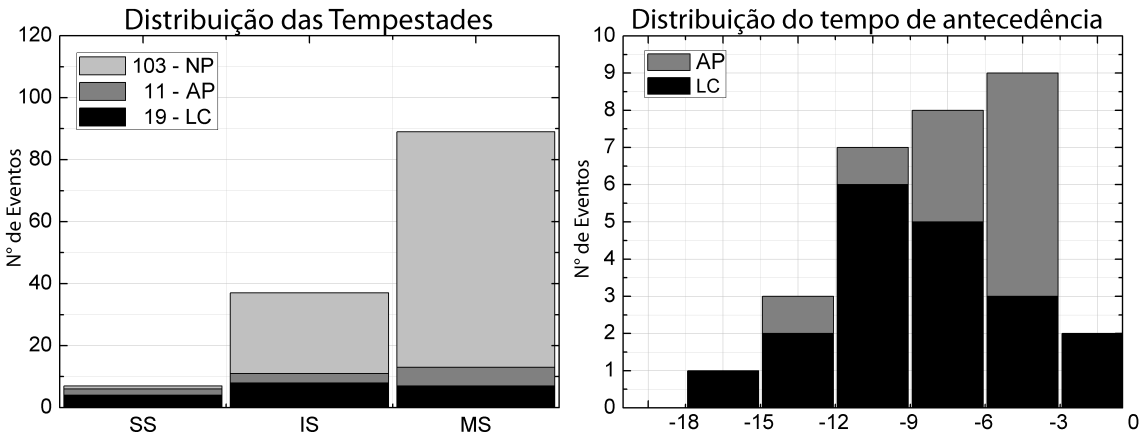


Figura 5.47 - Distribuição do número de tempestades em relação à intensidade (esquerda) e distribuição do tempo de antecedência dos precursores observados (direita). NP é ausência de precursor, AP é Aumento precursor e LC é precursor de cones de perda.

6 CONCLUSÕES

Os raios cósmicos observados por detectores na superfície terrestre estão relacionados às partículas primárias através dos coeficientes de acoplamento. Estes coeficientes são calculados através da integração adaptativa de Runge-Kutta. Para isto, utiliza-se a função resposta que trata de uma aproximação analítica de melhor ajuste, calculada para resolver a equação de cascata de hadrons na atmosfera por Murakami et al. (1979). Da mesma forma, a técnica de integração adaptativa de Runge-Kutta foi utilizada para calcular as direções assimptóticas de cada canal direcional da GMDN.

Utilizando-se os coeficientes de acoplamento, juntamente com a intensidade de raios cósmicos observada pelos detectores de muons de superfície, $I_{i,j}^{obs}$, da rede de muons e GMDN, foi proposta uma nova metodologia para o cálculo da variação temporal da anisotropia separadamente da componente isotrópica dos raios cósmicos, através do cálculo do melhor ajuste da seguinte equação:

$$\begin{aligned} \bar{I}_{i,j}^{fit}(t) = \bar{I}^0(t) \quad & +\bar{\xi}_x^{GEO}(t)(c_{1i,j}^1 cos\omega t_i - s_{1i,j}^1 sen\omega t_i) \\ & +\bar{\xi}_y^{GEO}(t)(s_{1i,j}^1 cos\omega t_i + c_{1i,j}^1 sen\omega t_i) \\ & +\bar{\xi}_z^{GEO}(t)c_{1i,j}^0, \end{aligned} \tag{6.1}$$

onde $\bar{\xi}_x^{GEO}(t)$, $\bar{\xi}_y^{GEO}(t)$, $\bar{\xi}_z^{GEO}(t)$ são os parâmetros do ajuste tomando-se média corrida de 12 horas calculados como:

$$\begin{aligned} &\bar{I}^0(t) = \textstyle\sum_{t-11}^{t} I_0(t)/12; \\ &\bar{\xi}_x^{GEO}(t) = \textstyle\sum_{t-11}^{t} \xi_x^{GEO}(t)/12; \\ &\bar{\xi}_y^{GEO}(t) = \textstyle\sum_{t-11}^{t} \xi_y^{GEO}(t)/12; \\ &\bar{\xi}_z^{GEO}(t) = \textstyle\sum_{t-11}^{t} \xi_z^{GEO}(t)/12. \end{aligned} \tag{6.2}$$

Subtraindo-se $\bar{I}_{i,j}^{fit}(t)$ das observações $I_{i,j}^{obs}(t)$, obtém-se:

$$\Delta I_{i,j}^{cal}(t) = I_{i,j}^{obs}(t) - \bar{I}_{i,j}^{fit}(t), \tag{6.3}$$

que permite visualizar a assinatura precursora mais claramente através da supressão das flutuações de larga escala.

Através das componentes do vetor anisotropia, ξ_x, ξ_y e ξ_z, observamos que, para cada caso, é possível ter uma idéia de onde a estrutura solar está passando pela Terra, estimando o gradiente de densidade causado pela estrutura, através do vetor anisotropia, tal como:

$$\frac{\Delta_\perp n(t)}{n} = \frac{-\mathbf{b}(t) \times \xi^{(W)}(t)}{R_L}, \tag{6.4}$$

onde $\xi^{(W)}(t)$ é o vetor anisotropia corrigido pela convecção e pela anisotropia Compton-Getting, que se dá devido à órbita da Terra em torno do Sol, e $R_L(t)$ é o raio de Larmor das partículas (BIEBER; EVENSON, 1998).

De todos os 181 eventos que ocorreram no período analisado (2001 - 2007), nem todos puderam ser analisados. Nos anos de 2003 e 2005, ocorreram problemas em um dos sensores do detector de São Martinho da Serra comprometendo os dados. Desta forma, das 122 tempestades moderadas, 50 apresentaram problemas nos dados. Das 51 tempestades intensas, 16 não puderam ser analisadas. Das tempestades superintensas, apenas 1 apresentou problema, portanto 7 eventos puderam ser analisados. Outro problema encontrado foi a falta de cobertura global do ângulo de passo nos eventos ocorridos antes da ampliação do detector de São Martinho da Serra (dezembro de 2005) e da inclusão do detector do Kuwait (março de 2006). Um terceiro problema encontrado foi a falta de eventos após a GMDN estar completa. Isto deve-se ao fato de estarmos passando por uma fase de mínimo atípica do ciclo solar.

Nesta tese, foi mostrado que a nova metodologia de cálculo da anisotropia possibilitou uma melhor visualização dos precursores de tempestades geomagnéticas e uma consequente maior observação dos precursores. Com a metodologia MM foram observados precursores em $42,8\%$ dos eventos de tempestades superintensas, $16,2\%$ das tempestades intensas e somente 9% das tempestades moderadas. Utilizando-se a metodologia MP foram observados precursores em $85,7\%$ das tempestades superintensas, $29,7\%$ das tempestades intensas e $14,6\%$ das tempestades moderadas.

A maior previsibilidade das estruturas que causaram tempestades superintensas em

relação às intensas e moderadas era esperada, uma vez que a modulação dos raios cósmicos devido à estruturas que causam tempestades moderadas é menor do que devido às estruturas que causam tempestades intensas ou superintensas. A causa principal desta modulação é a deriva $\mathbf{B} \times \nabla n$. Isto mostra que a densidade de raios cósmicos no espaço interplanetário está ligada às propriedades magnéticas da ejeção, provendo as informações acerca de sua estrutura magnética e características relacionadas, como sua aproximação e passagem pela Terra.

Pode-se mostrar, nesta tese, que os aumentos precursores (AP) ocorreram com maior frequência de 3 a 6 horas antes do início das tempestades, e os cones de perda precursores (LC) ocorreram de 9 a 12 horas de antecedência. É importante notar que um LC ocorreu entre 15 e 18 horas de antecedência, mostrando que esta técnica constitui uma boa ferramenta para a previsão das estruturas solares que podem causar tempestades geomagnéticas.

REFERÊNCIAS BIBLIOGRÁFICAS

ALFVÉN, H. Electric currents in cosmic plasmas. **Rev. Geophys. Space Phys.**, v. 15, p. 271–284, 1977. xv, 8

BAKER, C.; DULDIG, M.; HUMBLE, J. Extensions to the coupling coefficient calcilations for muon telescope. **Proceedings of Astronomical Society of Australia**, v. 8, n. 1, p. 55–59, 1989. xvi, 25, 31, 33

BAKER, D. **Space Weather**. Berlin, Germany: Springer, 2004. 4

BELOV, A.; DORMAN, L.; EROSHENKO, E.; IUCCI, N.; VILLORESI, G.; YANKE, V. Search for predictors of forbush decreases. In: INTERNATIONAL COSMIC RAY CONFERENCE, 24., 1999, Rome, Italy. **Proceedings...** Rome: IUPAP, 1995. p. 888–891. 53

BELOV, A. V. Large scale modulation: view from the earth. **Space ScienceReviews**, v. 93, p. 79–105, 2000. 20

BIEBER, J.; EVENSON, P. Cme geometry in relation to cosmic ray anisotropy. **Geophysical Research Letters**, v. 25, p. 2955–2958, 1998. 53, 88

BRANDT, J. C. **Introduction to the solar wind**. [S.l.]: W. H. Freeman, 1970. 6

BURLAGA, L. F. **Interplanetary magnetohydrodynamics**. [S.l.]: International Series in Astronomy and Astrophysics, 1995. 9

BURTON, R.; MCPHERRON, R.; RUSSELL, C. An empirical relationship between interplanetary conditions and dst. **Journal of Geophysics Research**, v. 80, p. 4204–4214, 1975. 10

CHAPMAN, S.; BARTELS, J. **Geomagnetism**. Oxford: Clarendon, 1940. 611 p. 27

CROOKER, N. Solar and heliospheric geoeffective disturbances. **Journal of Atmospheric Solar-Terrestrial Physics**, v. 62, p. 1071–1085, 2000. 4

DUNGEY, J. Interplanetary magnetic field and the auroral zones. **Physics Rev. Letters**, v. 6, p. 47–48, 1961. 11

FUJIMOTO, K.; INOUE, A.; MURAKAMI K. NAGASHIMA, K. **Coupling coefficients of cosmic ray daily variations for meson telescope**. [S.l.], 1984. 25, 27, 30, 38

FUJIMOTO, K.; MURAKAMI, K.; KODO, I.; NAGASHIMA, K. Approximate formula for response function of cosmic ray hard component at various depths of the atmosphere and underground. In: INTERNATIONAL COSMIC RAY CONFERENCE (ICRC), 15., 1977, Plovdiv, Bulgary. **Proceedings...** Plovdiv: IUPAP, 1977. p. 312. 31

GONZALEZ, W. D.; JOSELYN, J. A.; KAMIDE, Y.; KROEHL, H. W.; ROSTOKER, G.; TSURUTANI, B. T.; VASYLIUNAS, V. M. What is a geomagnetic storm? **Journal of Geophysical Research**, v. 99, n. A4, p. 5771–5792, 1994. 3, 12

GONZALEZ, W. D.; TSURUTANI, B. T. Criteria of interplanetary parameters causing intense magnetic storms (dst < -100 nt). **Planet and Space Science**, v. 35, p. 1101–1109, 1987. 10

_____. **Frontiers in physics**. [S.l.]: Springer-Verlag, 1992. 277-283 p. xv, 11

HUNDHAUSEN, A. The solar wind. In: _____. **Introdiction to space physics**. Cambridge: Cambridge University Press, 1995. p. 91–128. 7

IAGA, W. I. International geomagnetic reference field revision. **Eos**, v. 76, p. 523, 1985. 33

JOKIPII, J. R. Cosmic rays. In: _____. **From the sun**. [S.l.]: American Geophysics Union - AGU, 1998. p. 123–132. 16, 17

KOTá, J.; JOKIPII, J. Effects of drift on the transport of cosmic rays. vi - a three-dimensional model including diffusion. **Astrophys. J.**, v. 265, p. 573–581, 1983. 50

LANZEROTTI, L. The solar source of geoeffective structures. In: _____. Washington: American Geophysical Union, 2001. v. 125 of Geophysical Monograph, cap. Space Weather, p. 11–22. 4

LIN, Z.; BIEBER, J.; EVENSON, P. Electron trajectories in a model magnetosphere:simulation and observation under active conditions. **Journal of Geophysics Research**, v. 100, p. 23,543–23,550, 1995. 25

MAYAUD, P. **Derivation, meaning, and use of geomagnetic indices**. Washington: Geophysical Monograph 22, American Geophysical Union, 1980. 12

MORISHITA, I.; FIJIMOTO, K.; FIJII, Z.; SAKAKIBARA, S.; NAGASHIMA K. ANDMUNAKATA, K.; YASUE, S.; HUMBLE, J.; FENTON, K.; FENTON, A.; DULDIG, M. Characteristics of precursory decrease of forbush decrease inferred from world wide observations of muon and neutron intensities. In: INTERNATIONAL COSMIC RAY CONFERENCE (ICRC), 25., 1997, Durban, South Africa. **Porceedings...** Durban: IUPAP, 1997. p. 405–408. 53

MUNAKATA, K.; BIEBER, J.; YASUE, S.; KATO, C.; KOYAMA, M.; AKAHANE, S.; FUJIMOTO, K.; FUJII, Z.; HUMBLE, J.; DULDIG, M. Precursors of geomagnetic storms observed by the muon detector network. **Journal of Geophysical Research**, v. 105, n. A12, p. 27,457–27,468, Dec. 2000. xi, xiii, xxii, xxiii, xxx, 1, 35, 54, 57, 84, 85, 97

MURAKAMI, K.; NAGASHIMA, K.; SAGISAKA, S.; MISHIMA, Y.; INOUE, A. Response function for cosmic-ray muons at various depths underground. **Nuovo Cimento C**, v. 2C, p. 635–651, 1979. 36, 87

MURAKAMI, K.; SAGASHITA, S.; INOUE, A.; MISHIMA, Y.; NAGASHIMA, K. Calculation of response functions for cosmic ray muons at various depths of underground. In: INTERNATIONAL COSMIC RAY CONFERENCE (ICRC), 15., 1977, Plovdiv, Bulgary. **Proceedings...** Plovdiv: IUPAP, 1977. p. 325. 31

MURSULA, K.; USOSKIN, I. **Heliospheric physics ans cosmic rays**. (Oulu University, Finland, 2003), 2003. Lectures Notes. xvi, 18, 19

NAGASHIMA, K. Three-dimensional cosmic ray anisotropy in interplanetary space. i. formulation of cosmic ray daily variation produced by axis-symmetric anisotropy. **Rep. Ionosph. Space Res. Jpn**, v. 25, p. 189–211, 1971. 29

NAGASHIMA, K.; FIUJIMOTO, K.; MORISHITA, I. Interplanetary magnetic field collimated cosmic ray flow across magnetic shock from inside of forbush decrease, observed as local-time-dependent precursory decrease on the ground. **Journal of Geophysics Research**, v. 99, p. 21419–21427, 1994. 53

NAGASHIMA, K.; FUJIMOTO, K.; FUJII, Z.; UENO, H.; KONDO, I. Three-dimensional cosmic ray anisotropy in interplanetary space. iv. origin of solar

semi-diurnal variation. **Report Ionosphere Space Research Japan**, v. 26, p. 31–68, 1972. 25

NAGASHIMA, K.; FUJIMOTO, K.; SAKAKIBARA, S.; MORISHITA, I.; TATSUOKA, R. Local-time-dependent pre-imf-shock decrease and post-shock increase of cosmic ray, produced respectively by thair imf-collimated outward and inward flows across the shock reponsible for forbush decrease. **Planetary and Space Science**, v. 40, p. 1109–1137, 1992. 53

OKAZAKI, Y. **Three dimensional anisotropy and density gradient of galactic cosmic rays measured by global muon detector network**. Tese (Doutorado) — Tohoku University, 2008. 23

OKAZAKI, Y.; FUSHISHITA, A.; NARUMI, T.; KATO, C.; YASUE, S.; KUWABARA, T.; BIEBER, J.; EVENSON, P.; SILVA, M. D.; LAGO, A. D.; SCHUCH, N.; FUJII, Z.; DULDIG, M.; HUMBLE, J.; SABBAH, I.; KóTA, J.; MUNAKATA, K. Drift effects and the cosmic ray density gradient in a solar rotation period: First observation with the global muon detector network (gmdn). **The Astrophysical Journal**, v. 681, p. 693–707, 2008. 35, 51

PARKER, E. The passage ofenergetic charged particles through interplanetary space. **Planetary and Space Science**, v. 13, p. 9, 1965. 20

PRESS, W.; FLANNERY, B.; TEUKOLSKY, S.; VETTERLING, W. **Numerical recipes**. Cambridge: Cambridge University Press, 1986. 559 p. 31

PRIEST, E. The sun and its magnetohidrodynamics. In: _____. Cambridge: Cambridge University Press, 1995. cap. 3, p. 58–90. 4, 5

RANGARAJAN, G. Indices of geomagnetic activity, in geomagnetism. In: _____. London: Academic Press, 1989. cap. 8, p. 323. 12

ROSTOKER, G.; FäLTHMMAR, C.-G. Relationship between changes in the interplanetary magnetic field and variations in the magnetic field at the earth's surface. **JOurnal of Geophysics Research**, v. 72, p. 5853–5863, 1967. 10

RUFFOLO, D.; BIEBER, J.; EVENSON, P.; PYLE, R. Precursors to forbush decrease and space weather prediction. In: INTERNATIONAL COSMIC RAY CONFERENCE (ICRC), 26., 1999, Salt Lake City, USA. **Proceedings...** Salt Lake City: IUPAP, 1999. xviii, 53

RUSSELL, C. A brief history of solar-terrestrial physics. In: _____. [S.l.]: Cambridge University Press, 1995. cap. 1, p. 1–26. 7

RUSSELL, C.; MCPHERON, R. L.; BURTON, R. On the cause of geomagnetic storms. **Journal of Geophysics Research**, v. 79, p. 1105–1109, 1974. 10

SCHUNK, R.; NAGY, A. **Ionospheres - physics, plasma physics, and chemistry**. Hardbound: Cambridge University Press, 2000. xv, 7

SCHWENN, R. Space weather: The solar perspective. **Living Reviews in Solar Physics**, v. 3, n. 2, p. 5 –76, 2006. Disponível em: <http://www.livingreviews.org/lrsp-2006-2>. xv, 1, 3, 5, 6, 7, 8

SHEA, M.; SMART, D.; MCCRACKEN, K. A study of vertical cutoff rigidities using sixth degree simulations of the geomagnetic field. **Journal of Geophysics Research**, v. 70, p. 4117, 1965. 30, 33

SILVA, M. R. D.; CONTREIRA, D. B.; MONTEIRO, S.; TRIVEDI, N. B.; MUNAKATA, K.; KUWABARA, T.; SCHUCH, N. J. Cosmic ray muon observation at southern space observatory - sso ($29^o s$, $53^o w$). **Astrophysics and Space Science**, v. 290, p. 389–397, 2004. 22

SISCOE, G. The space-weather enterprice: past, present, and future. **Journal of Atmospheric Solar-Terrestrial Physics**, v. 62, p. 1223–1232, 2000. 4

SMITH, E. J.; WOLFE, J. H. Observations of interaction regions and corotating shocks between one and five AU - Pioneers 10 and 11. **Geophysical Research Letters**, v. 3, p. 137–140, mar. 1976. 45

TSURUTANI, B.; GONZALES, W. From the sum: Auroras, magnetic storms, solar flares and cosmic rays. In: _____. Washington: American Geophysical Union, 1998. cap. Magnetic Storms, p. 57–66. 13

TSURUTANI, B.; GONZALEZ, W. Magnetic storms. In: _____. Washington: American Geophysics Union, 1997. v. 98, cap. The interplanetary causes of magnetic storms: a review, p. 77–89. 11

TSURUTANI, B.; GONZALEZ, W.; TANG, F.; AKASOFU, S.; SMITH, E. Origin of interplanetary southward magnetic fields responsible for major magnetic storms near solar maximum (1978-1979). **Journal of Geophysical Research**, v. 93, n. A8, p. 8519–8531, 1988. 6

WINCKLER, J.; STROUD, W.; SHANLEY, T. J. B. A preliminary directional study of cosmic rays at high altitude. ii. experimental results and interpretation. **Physics Reviews**, v. 76, p. 1012–1019, 1949. 32

APENDICE A - TEMPESTADES GEOMAGNÉTICAS ANALISADAS

Neste anexo são apresentados cada evento analisado nesta tese. Eles foram classificados de acordo com a intensidade da tempestade geomagnética como mostra a Tabela 2.1.

As colunas das tabelas indicam, respectivamente, o número do evento (primeira coluna), o ano de ocorrência da tempestade (segunda coluna), o dia, mês e hora do início da tempestade (terceira coluna), data e hora de início (quarta coluna) e final (quinta coluna) da nuvem magnética, quando esta estrutura existir, a velocidade média da estrutura no meio interplanetário (sexta coluna), a velocidade máxima alcançada pela estrutura (sétima coluna), a intensidade máxima do campo magnético atingida pela estrutura (oitava coluna), valor mínimo do índice Dst (nona coluna), o tipo de estrutura (décima coluna), onde CIR significa região de interação corotante, ICME indica que se tratava de uma ejeção de massa coronal interplanetária e CR indica uma ICME que foi também identificada por Ian Richardson e Hilary Cane (`http://www.ssg.sr.unh.edu/mag/ace/ACElists/ICMEtable.html`). As duas últimas colunas MM e MP indicam as metodologias de cálculo da anisotropia, sendo MM - Metodologia Munakata et al. (2000) e MP a metodologia proposta neste trabalho. LC e AP indicam o tipo de precursor, sendo LC - cone de perdas e AP - aumento precursor. Nestas duas últimas colunas os símbolos n indica falha nos dados, BC indica baixa cobertura direcional da rede, x indica a não observação de nenhum precursor.

Tabela A.1 - Tempestades Geomagnéticas Moderadas = $-50nT > Dst > -100nT$

	Ano	Data	ICME		V(ICME)	Vmáx	|B|	Dst	Estrut	MM	MP
			início	fim	km/s	km/s	nT	nT			
1	2001	22/03 1000	-	-	370	420	19	-75	CIR	x	x
2	2001	27/03 1600	27/03 2000	28/03 1700	610	650	12	-87	CR	AP - 3h	x
3	2001	04/04 1455	04/04 1800	05/04 1200	650	780	9	-50	CR	AP - 4h	LC - 13h
4	2001	08/04 1101	08/04 1400	09/04 0400	740	780	13	-63	CR	BC	BC
5	2001	13/04 0734	13/04 0900	14/04 1200	730	830	9	-77	CR	x	x
6	2001	08/05 1101	09/05 1200	10/05 2200	430	560	8	-76	CR	BC	BC
7	2001	18/06 0100	-	-	360	440	19	-61	CIR	x	x
8	2001	12/08 0900	12/08 2000	14/08 0000	450	480	14	-73	ICME	BC	BC
9	2001	13/09 0231	13/09 1800	14/09 2200	410	440	10	-57	CR	x	x
10	2001	08/10 0600	-	-	380	470	12	-64	CIR	n	n
11	2001	11/10 1701	12/10 0400	12/01 0900	560	570	22	-65	CR	x	x
12	2001	21/12 0950	-	-	380	450	12	-67	-	n	AP - 7h
13	2001	23/12 2210	-	-	440	610	17	-55	CIR	n	n
14	2001	29/12 0538	30/12 0000	30/12 1800	400	460	16	-58	CR	n	n
15	2002	10/01 1400	-	-	430	640	20	-72	CIR	n	n
16	2002	01/02 1900	-	-	360	420	14	-86	CIR	n	n
17	2002	04/02 2005	-	-	500	680	20	-82	CIR	n	n

(continua)

Tabela A.1 - (continuação)

	Ano	Data	ICME		V(ICME)	Vmáx	|B|	Dst	Estrut	MM	MP
			início	fim	km/s	km/s	nT	nT			
18	2002	28/02 0451	28/02 1700	02/03 0000	390	410	11	-71	CR	x	x
19	2002	23/03 1137	24/03 1200	25/03 200	450	500	15	-100	CR	BC	BC
20	2002	26/04 0300	-	-	510	600	15	-57	-	x	x
21	2002	13/05 1800	-	-	450	450	10	-65	CIR	x	LC - 12h
22	2002	18/05 1800	18/05 2100	19/05 0900	440	490	20	-58	ICME	x	x
23	2002	27/05 0300	-	-	630	770	13	-64	CIR	x	x
24	2002	03/08 2100	-	-	440	470	12	-58	CIR	x	x
25	2002	18/08 1700	19/08 1500	21/08 0800	500	580	16	-71	ICME	LC - 8h	x
26	2002	08/09 2000	08/09 2200	10/09 2100	440	520	9	-90	CR	x	x
27	2002	13/10 2120	-	-	380	490	18	-100	CIR	x	x
28	2002	23/10 1500	-	-	580	760	15	-98	CIR	x	x
29	2002	29/10 1200	-	-	470	500	12	-52	CIR	x	AP - 9h
30	2002	01/11 0900	-	-	465	510	13	-75	CIR	x	x
31	2002	16/11 2305	17/11 1000	19/11 1200	380	500	10	-51	CR	x	x
32	2002	26/11 2000	-	-	330	590	27	-64	-	n	n
33	2002	18/12 2300	-	-	460	540	21	-72	CIR	x	LC - 9h
34	2002	20/12 1700	21/12 0300	22/12 1900	440	540	11	-75	CR	x	x
35	2002	22/12 0900	-	-	500	590	20	-67	CIR	x	AP - 4h

(continua)

Tabela A.1 - (continuação)

	Ano	Data	ICME		V(ICME)	Vmáx	|B|	Dst	Estrut	MM	MP
			início	fim	km/s	km/s	nT	nT			
36	2002	26/12 1400	-	-	360	760	16	-62	CIR	x	x
37	2003	01/02 1305	01/02 1900	03/02 0700	510	760	11	-75	CR	n	n
38	2003	26/02 1600	-	-	510	590	16	-51	CIR	x	x
39	2003	03/03 0700	-	-	470	590	15	-58	CIR	BC	BC
40	2003	20/03 0420	20/03 1200	20/03 2200	650	810	11	-57	CR	x	x
41	2003	26/03 1600	-	-	450	510	11	-53	CIR	AP - 7h	x
42	2003	29/03 0400	-	-	550	610	13	-79	CIR	x	x
43	2003	28/04 1700	-	-	520	660	12	-57	CIR	LC - 8h	LC - 7h
44	2003	09/05 0455	09/05 0700	11/05 0000	680	900	8	-80	CR	x	x
45	2003	20/05 2100	-	-	470	590	13	-67	CIR	x	x
46	2003	06/06 0800	-	-	720	830	11	-90	CIR	x	LC - 7h
47	2003	15/06 1400	16/06 0000	16/06 2300	500	600	14	-85	ICME	n	n
48	2003	20/06 0700	20/06 1100	21/06 2300	550	580	10	-50	ICME	n	n
49	2003	26/07 0000	-	-	570	770	35	-80	CIR	n	n
50	2003	28/07 0600	-	-	700	800	10	-56	CIR	n	n
51	2003	04/08 1700	04/08 2200	06/08 0200	440	500	9	-66	CR	n	n
52	2003	07/08 0400	-	-	660	770	13	-67	CIR	n	n

(continua)

Tabela A.1 - (continuação)

	Ano	Data	ICME		V(ICME)	Vmáx	|B|	Dst	Estrut	MM	MP
			início	fim	km/s	km/s	nT	nT			
53	2003	20/08 1000	-	-	590	760	15	-82	CIR	n	n
54	2003	08/09 1000	-	-	540	670	16	-51	CIR	n	n
55	2003	16/09 0800	-	-	590	800	21	-84	CIR	n	n
56	2003	23/09 1500	-	-	610	710	10	-78	CIR	n	n
57	2003	01/10 1600	-	-	340	420	18	-56	CIR	n	n
58	2003	21/10 2200	22/10 0200	24/10 1500	520	740	9	-84	CR	n	n
59	2003	24/10 1400	25/10 1400	28/10 0230	480	590	11	-72	CR	x	LC - 5h
60	2003	04/11 0500	05/11 1400	06/11 0500	650	760	21	-89	ICME	x	x
61	2003	10/11 1014	-	-	660	770	16	-78	CIR	BC	BC
62	2003	30/11 0230	-	-	440	490	16	-50	CIR	x	LC - 9h
63	2003	04/12 1200	-	-	440	540	17	-66	CIR	n	n
64	2004	06/01 1800	07/01 0000	07/01 2300	630	740	17	-69	ICME	n	n
65	2004	09/01 1500	10/01 0600	11/01 0500	560	620	10	-60	CR	n	n
66	2004	23/01 1425	23/01 2300	25/01 0400	490	550	10	-86	CR	AP - 6h	x
67	2004	26/01 1600	26/01 1800	27/01 0900	540	590	12	-65	ICME	x	n
68	2004	09/03 0950	-	-	560	770	15	-77	CIR	x	x
69	2004	06/04 0100	-	-	540	600	18	-81	CIR	x	x

(continua)

Tabela A.1 - (continuação)

	Ano	Data	ICME		V(ICME)	Vmáx	|B|	Dst	Estrut	MM	MP
			início	fim	km/s	km/s	nT	nT			
70	2004	16/07 2000	16/07 2200	17/07 1000	480	550	16	-79	ICME	n	n
71	2004	13/09 2000	14/09 1500	16/09 1200	550	600	6	-57	CR	n	n
72	2004	12/10 2100	-	-	470	530	12	-58	CIR	x	x
73	2004	19/10 2200	-	-	400	450	11	-50	CIR	x	x
74	2004	19/11 1200	-	-	480	610	17	-64	CIR	LC - 4h	x
75	2004	24/11 1400	-	-	470	540	10	-66	CIR	x	x
76	2004	05/12 0300	05/12 1500	06/12 2300	340	460	35	-67	ICME	x	x
77	2004	11/12 1200	12/12 2100	14/12 0600	520	580	15	-70	ICME	x	x
78	2005	07/01 0900	07/01 1500	08/01 1200	520	570	17	-96	CR	x	x
79	2005	11/01 1800	-	-	600	730	19	-57	CIR	n	n
80	2005	21/01 1414	21/01 1900	22/01 1700	810	960	19	-105	CR	LC - 10h	AP - 6h
81	2005	06/02 1300	-	-	550	730	16	-62	CIR	x	x
82	2005	16/02 0300	-	-	400	430	13	-55	CIR	x	x
83	2005	17/02 2200	18/02 1400	19/02 0600	530	580	6	-86	CR	x	x
84	2005	06/03 1800	-	-	530	670	17	-65	CIR	n	n
85	2005	03/04 1900	-	-	490	650	15	-85	CIR	x	x
86	2005	11/04 0700	-	-	500	590	16	-70	CIR	x	x

(continua)

Tabela A.1 - (continuação)

	Ano	Data	ICME		V(ICME)	Vmáx	|B|	Dst	Estrut	MM	MP
			início	fim	km/s	km/s	nT	nT			
87	2005	20/05 0300	20/05 0300	22/05 0200	430	480	10	-89	CR	n	n
88	2005	12/06 0700	12/06 1500	13/06 1300	480	510	14	-82	CR	n	n
89	2005	23/06 0000	-	-	420	490	21	-72	CIR	n	n
90	2005	10/07 0250	10/07 1000	12/07 0400	430	480	12	-90	CR	n	n
91	2005	11/07 1500	-	-	450	550	15	-79	CIR	n	n
92	2005	17/07 0055	17/07 1400	18/07 2300	420	500	8	-59	CR	n	n
93	2005	16/07 0000	17/07 1200	19/07 0300	450	500	16	-70	ICME	n	n
94	2005	10/08 0600	10/08 0600	10/08 1100	440	460	8	-51	CR	n	n
95	2005	02/09 1200	02/09 1800	03/09 2300	600	700	17	-63	ICME	n	n
96	2005	04/09 0200	-	-	600	750	7	-66	CIR	n	n
97	2005	13/09 0900	13/09 1600	14/09 0800	630	740	5	-84	CR	n	n
98	2005	15/09 0600	15/09 0600	16/09 1800	680	860	7	-74	CR	n	n
99	2005	31/10 0200	31/10 0200	31/10 1900	360	400	11	-75	CR	n	n
100	2005	10/11 1300	-	-	400	450	9	-51	CIR	n	n
101	2005	09/12 1100	-	-	450	580	15	-54	CIR	n	n
102	2006	03/04 1700	-	-	350	450	14	-87	CIR	x	x
103	2006	08/04 1900	-	-	510	680	16	-80	CIR	x	x

(continua)

Tabela A.1 - (continuação)

	Ano	Data	ICME		V(ICME)	Vmáx	|B|	Dst	Estrut	MM	MP
			início	fim	km/s	km/s	nT	nT			
104	2006	03/05 1700	-	-	320	360	14	-62	CIR	x	x
105	2006	06/05 0600	-	-	500	640	16	-79	CIR	x	x
106	2006	17/05 2000	-	-	460	570	15	-63	CIR	x	x
107	2006	06/06 0300	-	-	470	640	13	-63	CIR	x	x
108	2006	13/06 2300	-	-	500	600	11	-53	CIR	x	x
109	2006	04/07 0700	-	-	450	630	18	-59	CIR	x	x
110	2006	09/07 1900	10/07 1000	11/07 1200	370	430	10	-92	ICME	x	AP - 5h
111	2006	30/09 0100	30/09 0800	30/09 2300	370	460	18	-82	-	x	AP - 4h
112	2006	12/10 1400	-	-	420	560	12	-68	CIR	n	n
113	2006	28/10 0200	-	-	450	580	12	-80	CIR	x	x
114	2006	09/11 0900	-	-	470	610	19	-85	CIR	n	n
115	2006	23/11 0300	-	-	330	620	15	-59	CIR	x	x
116	2006	28/11 1300	29/11 0500	30/11 1000	420	500	12	-96	CR	x	x
117	2007	22/03 1900	-	-	315	370	10	-71	CIR	x	x
118	2007	31/03 1600	-	-	500	580	11	-63	CIR	n	n
119	2007	27/04 1100	-	-	570	640	9	-56	CIR	x	x
120	2007	22/05 0000	-	-	500	600	12	-63	CIR	x	x

(continua)

Tabela A.1 - (continuação)

	Ano	Data	ICME		V(ICME)	Vmáx	|B|	Dst	Estrut	MM	MP
			início	fim	km/s	km/s	nT	nT			
121	2007	25/10 0900	-	-	530	690	15	-50	CIR	x	x
122	2007	19/11 1700	19/11 2300	20/11 1200	460	480	18	-63	CR	x	x

Tabela A.2 - Tempestades Geomagnéticas Intensas = $-100 > dst > -250$

	Ano	Data	ICME		V(ICME)	Vmáx	|B|	Dst	Estrut	MM	MP
			início	fim	km/s	km/s	nT	nT			
1	2001	19/03 1114	19/03 1700	22/03 0000	360	490	15	-149	CR	x	x
2	2001	31/03 2200	01/04 0400	03/04 1500	600	820	5	-228	CR	AP - 3h	x
3	2001	18/04 0046	18/04 1200	20/04 1100	430	520	8	-114	CR	x	LC - 9h
4	2001	21/04 1601	21/04 2300	23/04 0300	350	390	11	-102	CR	x	AP - 5h
5	2001	17/08 0900	17/08 1300	17/08 2200	525	600	32	-105		LC - 10h	x
6	2001	25/09 1900	25/09 1900	26/09 0400	-	-	26	-102		n	n
7	2001	30/09 1924	01/10 0800	02/10 0000	490	550	9	-148	CR	n	n
8	2001	02/10 1200	02/10 1400	03/10 1600	500	530	12	-166	CR	n	n
9	2001	21/10 1648	21/10 2000	25/10 1000	460	680	9	-187	CR	x	x
10	2001	28/10 0319	29/10 2200	31/10 1300	360	510	5	-157	CR	x	LC - 4h
11	2001	31/10 1100	31/10 1700	02/11 0500	370	390	14	-106		BC	BC
12	2001	24/11 0656	24/11 1400	25/11 2000	720	1040	14	-221	CR	n	n
13	2002	17/04 1107	17/04 1600	19/04 1500	480	610	14	-127	CR	x	LC - 2h
14	2002	19/04 0835	20/04 0000	21/04 1800	500	640	8	-149	CR	BC	BC
15	2002	11/05 1014	11/05 1500	12/05 0000	430	440	15	-110	CR	x	x
16	2002	23/05 1050	23/05 2000	25/05 1800	590	920	11	-109	CR	BC	BC
17	2002	01/08 2309	02/08 0600	04/08 0200	460	520	10	-102	CR	x	x

(continua)

Tabela A.2 - (continuação)

	Ano	Data	ICME		V(ICME)	Vmáx	|B|	Dst	Estrut	MM	MP
			início	fim	km/s	km/s	nT	nT			
18	2002	18/08 1846	19/08 1200	21/08 1400	460	580	8	-106	CR	x	x
19	2002	03/09 0050	-	-	410	464	19	-109	CIR	x	x
20	2002	07/09 1636	08/09 0400	08/09 2000	470	550	11	-181	CR	BC	LC - 15h
21	2002	30/09 0815	30/09 2000	01/10 1500	390	410	23	-176	CR	BC	BC
22	2002	02/10 2210	03/10 0100	04/10 1800	430	520	11	-144	CR	x	x
23	2002	07/10 0000	-	-	440	490	14	-115	CIR	AP - 6h	BC
24	2002	20/11 2000	-	-	330	720	32	-128	CIR	x	x
25	2003	29/05 1825	30/05 0200	30/05 1600	600	760	20	-130	CR	n	LC - 10h
26	2003	16/06 1800	17/06 1000	18/06 0000	480	540	10	-145	CR	n	n
27	2003	11/07 1100	-	-	550	670	17	-118	CIR	n	n
28	2003	17/08 1421	18/08 0100	19/08 1500	450	530	18	-168	CR	n	n
29	2004	22/01 0137	22/01 0800	23/01 1700	560	680	12	-149	CR	LC - 6h	LC - 7h
30	2004	11/02 0900	-	-	600	700	21	-109	CIR	BC	BC
31	2004	03/04 0900	03/04 1400	05/04 1800	440	520	15	-112	CR	x	x
32	2004	22/07 1036	22/07 1800	24/07 0800	560	670	11	-102	CR	n	n
33	2004	24/07 0613	24/07 1400	25/07 1500	560	610	20	-150	CR	x	AP - 3h

(continua)

Tabela A.2 - (continuação)

	Ano	Data	ICME		V(ICME)	Vmáx	|B|	Dst	Estrut	MM	MP
			início	fim	km/s	km/s	nT	nT			
34	2004	26/07 2249	27/07 0200	27/07 2200	870	1000	16	-182	CR	AP - 7h	AP - 7h
35	2004	29/08 0909	29/08 1900	30/08 2200	390	440	12	-129	CR	x	x
36	2004	11/11 1700	12/11 0800	13/11 2300	520	670	7	-109	CR	x	LC - 7h
37	2005	18/01 2100	18/01 2300	20/01 0300	800	960	12	-121	CR	x	x
38	2005	07/05 1300	08/05 0900	08/05 1700	680	830	17	-126	CIR	x	x
39	2005	29/05 0905	30/05 0100	03/05 2300	460	540	15	-119	CR	n	n
40	2005	24/08 0400	24/08 0800	24/08 1500	620	710	53	-219		n	n
41	2005	31/08 0400	-	-	450	500	18	-129	CIR	n	n
42	2005	11/09 0114	11/09 0500	12/09 0700	900	1100	10	-123	CR	n	n
43	2006	13/04 1100	13/04 1500	14/04 0700	520	550	18	-111	CR	x	x
44	2006	14/07 0600	-	-	430	470	10	-103	CIR	x	x
45	2006	27/07 1200	-	-	520	660	13	-182	CIR	n	n
46	2006	06/08 2300	-	-	508	620	17	-118	CIR	n	n
47	2006	19/08 1055	20/08 1300	21/08 1600	400	470	8	-152	CR	x	x
48	2006	27/08 0600	-	-	510	660	19	-103	CIR	x	x
49	2006	03/09 2200	-	-	500	620	14	-115	CIR	n	n

(continua)

Tabela A.2 - (continuação)

	Ano	Data	ICME		V(ICME)	Vmáx	|B|	Dst	Estrut	MM	MP
			início	fim	km/s	km/s	nT	nT			
50	2006	23/09 0200	-	-	490	650	18	-115	CIR	x	x
51	2006	14/12 1414	14/12 2200	15/12 1300	740	900	13	-147	CR	LC - 8h	LC - 8h

Tabela A.3 - Tempestades Geomagnéticas Superintensas = $dst < -250$

	Ano	Data	ICME		V(ICME)	Vmáx	|B|	Dst	Estrut	MM	MP
			início	fim	km/s	km/s	nT	nT			
1	2001	11/04 1343	11/04 2200	13/04 0700	640	740	14	-271	CR	AP - 2h	AP - 4h
2	2001	06/11 0152	06/11 1200	09/11 0300	600	750	7	-292	CR	x	LC - 2h
3	2003	29/10 0611	29/10 1100	30/10 0300	1300	1900	32	-363	CR	x	LC - 8h
4	2003	30/10 1619	31/10 0200	02/11 0000	800	1700	9	-401	CR	n	n
5	2003	20/11 0803	20/11 1000	21/11 0800	580	700	28	-472	CR	AP - 8h	LC - 6h
6	2004	07/11 1827	07/11 2200	09/11 1000	630	720	18	-383	CR	BC	LC - 9h
7	2004	09/11 1825	09/11 2000	11/11 2300	340	810	14	-296	CR	BC	LC - 10h
8	2005	15/05 0238	15/05 0600	19/05 0000	630	950	15	-256	CR	x	x

PUBLICAÇÕES TÉCNICO-CIENTÍFICAS EDITADAS PELO INPE

Teses e Dissertações (TDI)

Teses e Dissertações apresentadas nos Cursos de Pós-Graduação do INPE.

Manuais Técnicos (MAN)

São publicações de caráter técnico que incluem normas, procedimentos, instruções e orientações.

Notas Técnico-Científicas (NTC)

Incluem resultados preliminares de pesquisa, descrição de equipamentos, descrição e ou documentação de programas de computador, descrição de sistemas e experimentos, apresentação de testes, dados, atlas, e documentação de projetos de engenharia.

Relatórios de Pesquisa (RPQ)

Reportam resultados ou progressos de pesquisas tanto de natureza técnica quanto científica, cujo nível seja compatível com o de uma publicação em periódico nacional ou internacional.

Propostas e Relatórios de Projetos (PRP)

São propostas de projetos técnico-científicos e relatórios de acompanhamento de projetos, atividades e convênios.

Publicações Didáticas (PUD)

Incluem apostilas, notas de aula e manuais didáticos.

Publicações Seriadas

São os seriados técnico-científicos: boletins, periódicos, anuários e anais de eventos (simpósios e congressos). Constam destas publicações o Internacional Standard Serial Number (ISSN), que é um código único e definitivo para identificação de títulos de seriados.

Programas de Computador (PDC)

São a seqüência de instruções ou códigos, expressos em uma linguagem de programação compilada ou interpretada, a ser executada por um computador para alcançar um determinado objetivo. Aceitam-se tanto programas fonte quanto os executáveis.

Pré-publicações (PRE)

Todos os artigos publicados em periódicos, anais e como capítulos de livros.