



MINISTÉRIO DA CIÊNCIA E TECNOLOGIA

INSTITUTO NACIONAL DE PESQUISAS ESPACIAIS

INPE-15242-TDI/1329

VARIAÇÃO DA INTENSIDADE DOS RAIOS CÓSMICOS EM RESPOSTA A DIFERENTES ESTRUTURAS MAGNÉTICAS DO MEIO INTERPLANETÁRIO

Marlos Rockenbach da Silva

Dissertação de Mestrado do Curso de Pós-Graduação em Geofísica Espacial, orientada pelos Drs. Walter Demetrio Gonzalez Alarcon e Ezequiel Echer, aprovada em 11 de agosto de 2005.

O original deste documento está disponível em:

<<http://urlib.net/sid.inpe.br/mtc-m17@80/2008/02.12.12.07>>

INPE
São José dos Campos
2008

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:

Dr^a Maria do Carmo de Andrade Nono - Conselho de Pós-Graduação

Dr. Haroldo Fraga de Campos Velho - Centro de Tecnologias Especiais (CTE)

Dr^a 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 e Souza - Serviço de Informação e Documentação (SID)

EDITORAÇÃO ELETRÔNICA:

Viveca Sant'Ana Lemos - Serviço de Informação e Documentação (SID)



MINISTÉRIO DA CIÊNCIA E TECNOLOGIA

INSTITUTO NACIONAL DE PESQUISAS ESPACIAIS

INPE-15242-TDI/1329

VARIAÇÃO DA INTENSIDADE DOS RAIOS CÓSMICOS EM RESPOSTA A DIFERENTES ESTRUTURAS MAGNÉTICAS DO MEIO INTERPLANETÁRIO

Marlos Rockenbach da Silva

Dissertação de Mestrado do Curso de Pós-Graduação em Geofísica Espacial, orientada pelos Drs. Walter Demetrio Gonzalez Alarcon e Ezequiel Echer, aprovada em 11 de agosto de 2005.

O original deste documento está disponível em:

<<http://urlib.net/sid.inpe.br/mtc-m17@80/2008/02.12.12.07>>

INPE
São José dos Campos
2008

Dados Internacionais de Catalogação na Publicação (CIP)

S38v Silva, Marlos Rockenbach.

Variação da intensidade dos raios cósmicos em resposta a diferentes estruturas magnéticas do meio interplanetário/ Marlos Rockenbach da Silva. – São José dos Campos: INPE, 2008.

146p. ; (INPE-15242-TDI/1329)

1. Raios cósmicos. 2. Vento solar. 3. Meio interplanetário. 4. Tempestades magnéticas. 5. Ciclo solar. I. Título.

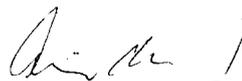
CDU 523.165:523.161

Copyright © 2008 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, microfilmico, reprográfico ou outros, sem a permissão escrita da Editora, com exceção de qualquer material fornecido especificamente no propósito de ser entrado e executado num sistema computacional, para o uso exclusivo do leitor da obra.

Copyright © 2008 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, microfilming, recording or otherwise, without written permission from the Publisher, 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 Mestre em
Geofísica Espacial

Dra. Alcía Luiza Clúa de Gonzalez Alarcon



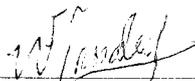
Presidente / INPE / SJC Campos - SP

Dr. Ezequiel Echer



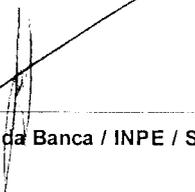
Orientador(a) / INPE / SJC Campos - SP

Dr. Walter Demetrio Gonzalez Alarcon



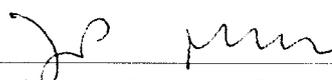
Orientador(a) / INPE / SJC Campos - SP

Dr. José Humberto Andrade Sobral



Membro da Banca / INPE / SJC Campos - SP

Dr. Jean-Pierre Raulin



Convidado(a) / CRAAM / São Paulo - SP

Aluno (a): Marlos Rockenbach da Silva

São José dos Campos, 11 de agosto de 2005

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. Walter Demétrio Ganzalez Alarcon e Dr. Ezequiel Echer 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. Em especial ao Dr. Ezequiel Echer que, pela sua iniciativa, colocou os Drs. Kazuoki Munakata e Nelson Jorge Schuch em contato, resultando na instalação do telescópio cintilador de muons no Observatório Espacial do Sul - OES/CRSPE/INPE-MCT no município de São Martinho da Serra.

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

Ao Dr. Kasuoki Munakata que permitiu que eu participasse da instalação do telescópio de muons, em março de 2001, ensinando-me tudo o que pode sobre o equipamento e também tirando algumas dúvidas a respeito dos raios cósmicos e do telescópio de muons, e em especial à Shinshu University que financiou a instalação do telescópio de muons no Observatório Espacial do Sul em São Martinho da Serra.

Ao Dr. Alisson Dal Lago, ao Dr. Luiz Eduardo Antunes Vieira e a Msc. Aline de Lucas, antes de tudo grandes amigos, que contribuíram com a revisão do texto e com importantes discussões e sugestões durante os cafezinhos matinais.

À Priscila Pereira Machado por ser parte da minha vida, em todos os momentos. Compreensiva e companheira em todas as horas, e pela paciência na difícil barreira da distância.

Aos verdadeiros amigos que estiveram comigo em todas as horas, tanto nas horas mais difíceis quanto nas mais fáceis, proporcionando excelentes momentos de alegria e descontração.

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 INPE pela oportunidade de estudos e utilização de suas instalações e ao DGE que me acolheu como um dos seus, dando todo apoio necessário para o desenvolvimento desse trabalho. E finalmente ao Conselho Nacional de Desenvolvimento Científico e Tecnológico - CNPq, pelo auxílio financeiro.

RESUMO

Neste trabalho nós mostramos que o comportamento dos raios cósmicos secundários (nêutron e *muons*) depende das estruturas solares observadas no meio interplanetário. Foram analisadas observações interplanetárias e de raios cósmicos na superfície terrestre no período de 2001 a 2004. Para isto, dados de campo magnético interplanetário e dos parâmetros do vento solar, registrados pelos instrumentos a bordo do satélite *Advanced Composition Explorer* - ACE, e dados de raios cósmicos de superfície dos monitores de nêutrons mantidos pelo Instituto de Pesquisa Bartol, instalado na Universidade de Delaware, Estados Unidos, e do telescópio cintilador de *muons*, instalado no Observatório Espacial do Sul - OES/RSU/INPE-MCT em São Martinho da Serra, Brasil, foram utilizados. As estruturas interplanetárias foram classificadas como: (a) Ejeções de Massa Coronal Interplanetárias, (b) Choques Interplanetários, (c) Nuvens Magnéticas, (d) Regiões de Interação Co-rotantes, e (e) Eventos Complexos. Nós observamos que durante a passagem das nuvens magnéticas o decréscimo dos raios cósmicos são mais intensos do que durante a passagem das outras estruturas. Por outro lado, a resposta dos raios cósmicos durante a passagem das regiões de interação co-rotantes é a menos intensa. Apesar de todos os esforços, não é possível explicar satisfatoriamente a resposta dos raios cósmicos durante a passagem das estruturas interplanetárias. Vários modelos atribuem o decréscimo dos raios cósmicos ao espalhamento das partículas na região de campo magnético turbulento entre a frente de choque e a ejeção.

COSMIC RAY INTENSITY VARIATION IN RESPONSE TO DIFFERENTS MAGNETIC STRUCTURES OF INTERPLANETARY MEDIUM

ABSTRACT

In this work we show that the secondary cosmic ray variations (neutron and muon) depends on the solar structures observed in the interplanetary medium. We analyzed interplanetary and cosmic ray ground based observations from 2001 to 2004. For this, interplanetary magnetic field and solar wind plasma parameters data, registered by the instruments on board the *Advanced Composition Explorer* - ACE satellite, and ground based cosmic rays data of the neutron monitors maintained by the Bartol Research Institute of the Delaware University, United States, and the muon cintillator telescope, installed in the Observatório Espacial do Sul - OES/RSU/INPE-MCT in São Martinho da Serra, Brazil, were used. We classified the interplanetary structures as: (a) Interplanetary Coronal Mass Ejection, (b) Interplanetary Shocks, (c) Magnetic Clouds, (d) Corotating Interaction Regions, and (e) Complex Events. We observed that during the passage of magnetic clouds the cosmic ray decreases are more intense than during the others structures. Thereafter, the cosmic ray response to the corotating interaction regions passage are the less intense. In spite of all efforts, it is not possible to satisfactorily explain the cosmic ray response during the passage of the interplanetary structures. Several models attribute the cosmic rays decreases to the particles scattering in the magnetic field turbulent area between the shock front and the ejection.

SUMÁRIO

Pág.

LISTA DE FIGURAS

LISTA DE TABELAS

LISTA DE SÍMBOLOS

LISTA DE SIGLAS E ABREVIATURAS

CAPÍTULO 1 - INTRODUÇÃO	29
1.1 - Esboço Geral	30
CAPÍTULO 2 - ESTRUTURAS MAGNÉTICAS DO MEIO INTERPLANETÁRIO	33
2.1 - Introdução	33
2.2 - O Sol	33
2.3 - Vento Solar	35
2.4 - Campo Magnético Interplanetário	36
2.5 - Ciclo Solar de 11 Anos	37
2.6 - Estruturas Magnéticas do Meio Interplanetário	41
2.6.1 - Choques Interplanetários	41
2.6.2 - Ejeções de Massa Coronais (“ <i>Coronal Mass Ejection</i> ” - CME)	41
2.6.3 - CMEs no Meio Interplanetário - ICMEs	43
2.6.4 - Região de Interação Co-Rotante (“ <i>Corotating Interaction Region</i> ” - CIR)	45
CAPÍTULO 3 - RAIOS CÓSMICOS	51
3.1 - Introdução	51
3.1.1 - Definição	51
3.1.2 - Resumo Histórico dos Raios Cósmicos	51
3.2 - Raios Cósmicos Primários e Secundários	56
3.2.1 - Raios Cósmicos Primários	57
3.2.2 - Raios Cósmicos Secundários	64
CAPÍTULO 4 - DETECTORES DE RAIOS CÓSMICOS	69

4.1 - Telescópio Cintilador de <i>Muons</i> (TCM)	69
4.1.1 - Montagem do Telescópio	70
4.1.2 - Plástico Cintilante	70
4.1.3 - Tubo Fotomultiplicador	71
4.1.4 - Circuitos Eletrônicos	72
4.1.5 - Sistema de Coincidência	73
4.1.6 - Sistema de Gravação dos Dados	75
4.2 - Monitor de Nêutrons	76
CAPÍTULO 5 - DADOS DOS RAIOS CÓSMICOS E DO MEIO INTERPLANETÁRIO	79
5.1 - Dados de Raios Cósmicos	79
5.1.1 - Dados do Telescópio Cintilador de <i>Muons</i> - TCM	79
5.1.2 - Dados dos Monitores de Nêutrons	83
5.2 - Dados do Meio Interplanetário	83
CAPÍTULO 6 - ANÁLISE E INTERPRETAÇÃO DOS RESULTADOS	85
6.1 - Introdução	85
6.2 - Choques Interplanetários	89
6.3 - Ejeções de Massa Coronal Interplanetárias sem Nuvem Magnética - ICMEs	94
6.4 - Ejeções de Massa Coronal com Nuvens Magnéticas - ICMEs-Nuvem . . .	99
6.5 - Região de Interação Co-rotante - CIR	104
6.6 - Estruturas Complexas	109
CAPÍTULO 7 - ANÁLISE ESPECTRAL E ONDELETAS DOS RAIOS CÓSMICOS	115
7.1 - Transformada de Ondeletas	115
7.2 - Análise Ondeleta de Morlet dos Dados de Raios Cósmicos	116
CAPÍTULO 8 - CONCLUSÕES	123
REFERÊNCIAS BIBLIOGRÁFICAS	127
APÊNDICE A - TABELA DOS EVENTOS ESTUDADOS NA DIS- SERTAÇÃO	131
A.1 - Choques Interplanetários	132
A.2 - Ejeções de Massa Coronais Interplanetárias - ICMEs	134

A.3 - Regiões de Interação Co-rotantes - CIRs	135
A.4 - Nuvens Magnéticas	141
A.5 - Estruturas Complexas	142

LISTA DE FIGURAS

	<u>Pág.</u>
2.1 Figura esquemática da estrutura interna solar e sua atmosfera.	34
2.2 Diagrama esquemático da topologia do campo magnético na coroa solar.	35
2.3 Visão esquemática do acoplamento Sol-Meio Interplanetário-Terra.	37
2.4 Campo magnético interplanetário na forma de uma espiral de Arquimedes.	38
2.5 Figura esquemática da heliosfera e suas principais características.	39
2.6 Disco solar onde encontram-se grupos de manchas solares.	39
2.7 Detalhes das manchas solares.	39
2.8 Gráficos do ciclo solar. O primeiro painel mostra o diagrama de borboleta do ciclo de manchas solares e no segundo painel, tem-se o número de manchas solares nos últimos três ciclos.	40
2.9 Sequência de imagens de uma CME observada pelo coronógrafo LASCO a bordo do satélite SOHO.	42
2.10 Dados do vento solar e do IMF observados pelo satélite ACE para a tempestade magnética de novembro de 2003.	44
2.11 Representação esquemática de uma Região de Interação Co-rotante - CIR.	45
2.12 Esquema da formação de duas regiões de interação co-rotantes. As variações típicas dos parâmetros do vento solar a $1AU$ são também mostradas.	46
2.13 Visão da estrutura de setor interplanetária e da lâmina de Corrente heliosférica.	48
2.14 Dados do satélite ACE, onde podemos identificar uma CIR e um cruzamento de setor associado.	49

3.1	Composição da componente nuclear dos raios cósmicos primários.	58
3.2	Espectro de energia dos componentes nucleares dos raios cósmicos primários.	59
3.3	Espectro de energia dos raios cósmicos. A linha sólida indica o espectro dos GCR enquanto que a linha pontilhada indica o espectro dos SCR.	62
3.4	Visão esquemática da origem dos ACR e de outras estruturas magnéticas do meio interplanetário.	63
3.5	Diagrama esquemático de um chuveiro de raios cósmicos gerado na atmosfera terrestre.	64
4.1	Foto do prédio principal do Observatório Espacial do Sul e configuração atual da sala onde o TCM está instalado.	69
4.2	Figura esquemática da disposição dos detectores.	70
4.3	Detalhes dos sistemas que formam os detectores.	70
4.4	Tubo Fotomultiplicador.	71
4.5	Esquema do funcionamento deste tubo.	71
4.6	Distribuição da altura diferencial dos pulsos de saída.	73
4.7	Circuito para o ajuste da alta tensão.	73
4.8	Diagrama de bloco dos circuitos eletrônicos do telescópio, mostrando o caminho do sinal desde o detector até o sistema de gravação dos dados.	73
4.9	Dependência da taxa de contagens dos vários componentes pela variação da voltagem.	74
4.10	Programa de aquisição de dados do Telescópio Cintilador de Muons de São Martinho da Serra.	76
4.11	Monitor de Nêutrons mantido pelo Instituto de Pesquisas Bartol da Universidade de Delaware.	77

5.1	Visualização da disponibilização dos dados do telescópio protótipo de São Martinho da Serra.	79
5.2	Correção do efeito barométrico nos dados do telescópio de São Martinho da Serra.	82
6.1	Gráficos do número de eventos estudados, separados por estrutura, para cada ano.	85
6.2	Histogramas das contagens de nêutron separados por cada ano analisado.	86
6.3	Histogramas das contagens de <i>muons</i> separados por cada ano analisado.	86
6.4	Histogramas do decréscimo de nêutrons separados por cada ano analisado.	88
6.5	Histogramas do decréscimo de <i>muons</i> separados por para cada ano analisado.	88
6.6	Estrutura de choque interplanetário, observado pelo satélite ACE no meio interplanetário, e pelos detectores de raios cósmicos em solo.	89
6.7	Gráficos de época superposta da intensidade do campo magnético, da velocidade do vento solar, e das contagens relativas de nêutrons e <i>muons</i> para choques interplanetários.	90
6.8	Histogramas do decréscimo de Nêutrons (painel da esquerda) e de <i>muons</i> (painel da direita), para eventos de choques interplanetários.	92
6.9	Correlações do decréscimo de nêutrons e <i>muons</i> com $ B '$, V' e $ B ' * V'$, respectivamente.	93
6.10	Estrutura ICME observada pelo satélite ACE a 1AU e pelos detectores de raios cósmicos.	94
6.11	Gráficos de época sobreposta da intensidade do campo magnético, da velocidade do vento solar e das contagens relativas de nêutrons e <i>muons</i> , para ICMEs.	95

6.12	Histogramas do decaimento de Nêutrons (painel da esquerda) e de <i>muons</i> (painel da direita), para eventos de ejeções de massa coronal interplanetária.	96
6.13	Correlações do decaimento de nêutrons e <i>muons</i> com $ B '$, V' e $ B ' * V'$, respectivamente.	98
6.14	Estrutura de ICME-nuvem observada no meio interplanetário, pelo satélite ACE em 1AU, e pelos detectores de raios cósmicos de superfície.	99
6.15	Gráficos de época superposta da intensidade do campo magnético, da velocidade do vento solar e das contagens relativas de nêutrons e <i>muons</i> , para ICMEs-nuvem.	100
6.16	Histogramas do decaimento de Nêutrons (painel da esquerda) e de <i>muons</i> (painel da direita), para eventos de ICMEs-nuvem.	101
6.17	Correlações do decaimento de nêutrons e <i>muons</i> com $ B '$, V' e $ B ' * V'$, respectivamente.	102
6.18	Estrutura de CIR observada no meio interplanetário pelo satélite ACE a 1AU e pelos detectores de raios cósmicos de superfície.	104
6.19	Gráficos de época superposta da intensidade do campo magnético, da velocidade do vento solar e das contagens relativas de nêutrons e <i>muons</i> , para CIRs.	105
6.20	Histogramas do decaimento de Nêutrons (painel da esquerda) e de <i>muons</i> (painel da direita), para eventos de regiões de interação co-rotante.	106
6.21	Correlações do decaimento de nêutrons e <i>muons</i> com $ B '$, V' e $ B ' * V'$, respectivamente, para as CIRs.	107
6.22	Estrutura complexa observada no meio interplanetário pelo satélite ACE a 1AU e pelos detectores de raios cósmicos de superfície.	109
6.23	Gráficos de época sobreposta da intensidade do campo magnético, da velocidade do vento solar e das contagens relativas de nêutrons e <i>muons</i> , para estruturas complexas.	110

6.24	Histogramas do decaimento de Nêutrons (painel da esquerda) e de <i>muons</i> (painel da direita), para eventos de estruturas complexas.	111
6.25	Correlações do decaimento de nêutrons e <i>muons</i> com $ B '$, V' e $ B ' * V'$, respectivamente, para eventos complexos.	112
6.26	Valores médios e desvios padrões do decaimento de nêutrons e <i>muons</i> para as diferentes estruturas solares.	114
7.1	Espectro de potência de ondeleta de Morlet dos dados de nêutrons não corrigidos para o efeito barométrico.	117
7.2	Espectro de potência de ondeleta de Morlet dos dados de nêutrons corrigidos para o efeito barométrico.	118
7.3	Análise espectral Multi-Taper dos dados não corrigidos e corrigidos de nêutrons, respectivamente.	118
7.4	Espectro de potência de ondeleta de Morlet dos dados de <i>muons</i> não corrigidos para o efeito barométrico.	120
7.5	Espectro de potência de ondeleta de Morlet dos dados de <i>muons</i> corrigidos para o efeito barométrico.	121
7.6	Análise espectral Multi-Taper dos dados não corrigidos e corrigidos de <i>muons</i> , respectivamente.	122

LISTA DE TABELAS

	<u>Pág.</u>
3.1 Fluxo integral médio dos SCR nas vizinhanças da Terra durante a máxima e mínima atividades solares (Unidade: $partículas.cm^{-2}.s^{-1}$).	61
4.1 Disposição dos detectores tomados dois a dois, formando os 9 canais direcionais.	75
4.2 Características dos detectores direcionais de São Martinho da Serra. . . .	75
5.1 Parâmetros de multiplicação dos dados do Tesescópio Cintilador de Muons de São Martinho da Serra.	80
5.2 Localização das estações de observação de Nêutrons da rede de monitores de nêutrons.	83
6.1 Médias e desvios padrões dos dados brutos de Nêutrons e <i>muons</i> para cada ano.	87
6.2 Coeficientes de correlação para os decréscimos de nêutrons e <i>muons</i> para as estruturas de choques interplanetários.	92
6.3 Coeficientes de correlação para os decréscimos de nêutrons e <i>muons</i> para as estruturas de ICMEs.	97
6.4 Coeficientes de correlação para os decréscimos de nêutrons e <i>muons</i> sem o ponto extremo.	97
6.5 Coeficientes de correlação para os decréscimos de nêutrons e <i>muons</i> para as estruturas de ICMEs-nuvem.	103
6.6 Coeficientes de correlação para os decréscimos de nêutrons e <i>muons</i> para as estruturas de CIRs.	108

6.7	Coeficientes de correlação para os decréscimos de nêutrons e <i>muons</i> para as estruturas complexas.	113
6.8	Valores médios e desvios padrões dos decréscimos de nêutrons e <i>muons</i>	113
A.1	Choques - Nêutrons.	132
A.2	Choques - <i>Muons</i>	133
A.3	CIMEs - Nêutrons.	134
A.4	ICMEs - <i>Muons</i>	134
A.5	CIRs - Nêutrons	135
A.6	CIRs - <i>Muons</i>	137
A.7	ICME-Nuvem - Nêutrons.	141
A.8	ICME-Nuvem - <i>Muons</i>	142
A.9	Estruturas Complexas - Nêutrons	142
A.10	Estruturas Complexas - <i>Muons</i>	144

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 .
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.
h	–	Altura.
I	–	Intensidade absoluta dos raios cósmicos.
$\alpha(h)$	–	Coefficiente de temperatura.
$\Delta T(h)$	–	Variação da temperatura.
ΔI	–	Intensidade dos raios cósmicos corrigidos.
Δp	–	Variação da pressão atmosférica.
β	–	Coefficiente barométrico.
ϕ	–	Ângulo longitudinal que define a passagem de setor.

LISTA DE SIGLAS E ABREVIATURAS

ACR	– Raios C3smicos An3malos.
CIR	– Regi3o de Intera3o Co-rotante.
CME	– Eje3o de Massa Coronal.
CR	– Raios C3smicos.
GCR	– Raios C3smicos Gal3cticos.
ICME	– Eje3o de Massa Coronal Interplanet3ria.
IMF	– Campo Magn3tico Interplanet3rio.
LASCO	– “Large Angle and Spectroscopic Coronagraph” - Coron3grafo a bordo do sat3lite SOHO.
LCH	– L3mina de Corrente Heliosf3rica.
MAG	– “Magnetometer” - instrumento para fazer medidas de campo magn3tico a bordo do sat3lite ACE.
MHD	– Magnetohidrodin3mica.
PMT	– Tubo Fotomultiplicador, do ingl3s - “Photo-Multiplier Tube”.
SCR	– Raios C3smicos Solares.
SEP	– Part3culas Energ3ticas Solares.
SOHO	– “Solar Heliospheric Observatory” - Sat3lite localizado no ponto Lagrangeano L1.
SWEPAM	– “Solar Wind Parameter” - instrumento para fazer medidas do vento solar a bordo do sat3lite ACE.
TCM	– Telesc3pio Cintilador de Muons.
UV	– Ultra Violeta.
UT	– Hora Universal, do ingl3s - “Universal Time”.

CAPÍTULO 1

INTRODUÇÃO

A variabilidade solar está fortemente relacionada com os distúrbios observados no espaço próximo à Terra, afetando uma variedade de sistemas tecnológicos tanto espaciais quanto de superfície, tais como os sistemas de telecomunicações. Por isto é muito importante para a nossa sociedade estudar e ser capaz de prever a variabilidade do Clima Espacial. Por outro lado, o cenário Sol-Terra é fascinante do ponto de vista das ciências básicas e têm chamado a atenção dos cientistas por muitos séculos.

Cada vez mais os esforços internacionais combinados têm fornecido um enorme conjunto de medidas *in situ* e observações de sensoriamento remoto do Sol e do meio interplanetário, permitindo uma melhor compreensão dos processos físicos envolvidos. A área de estudo do sistema Sol-Terra foi recentemente nomeada de “Clima Espacial”, e está para a física espacial no mesmo nível que a meteorologia foi para a ciência atmosférica algumas décadas atrás.

Atualmente a meteorologia encontra-se em um estágio bastante avançado, no que diz respeito à previsão dos fenômenos atmosféricos, fornecendo avisos prévios dos possíveis distúrbios atmosféricos, permitindo que os órgãos responsáveis se previnam, a fim de evitar que grandes catástrofes ocorram em áreas de risco. As pesquisas em “Clima Espacial” estão caminhando para este fim. Quanto mais pesquisas nesta área, tendo como objetivo principal a previsão das estruturas solares que podem causar grandes tempestades geomagnéticas e, conseqüentemente, danificar os sistemas tecnológicos dos quais estamos tão dependentes hoje em dia, mais próximo da meteorologia o clima espacial ficará, fornecendo avisos e prevenindo a humanidade de grandes catástrofes.

As tempestades geomagnéticas constituem um dos principais processos do “Clima Espacial”, pois estas interconectam de uma maneira única, o Sol, o espaço interplanetário, a Magnetosfera Terrestre, e ocasionalmente a superfície terrestre. As tempestades geomagnéticas têm sido tópico extensivo de estudos devido a seus efeitos observados na Terra, tais como: a aceleração de partículas carregadas, intensificação de correntes elétricas na magnetosfera e na superfície terrestre, ocorrência de auroras nos pólos e diversos prejuízos em satélites e sistemas de comunicação.

Um método que se mostra bastante satisfatório para a previsão das estruturas so-

lares que podem gerar grandes tempestades geomagnéticas, mas ainda não muito bem estabelecido, é a previsão utilizando-se raios cósmicos. Esta técnica pode prever a chegada de uma estrutura interplanetária com uma antecedência de aproximadamente 9h. Todavia para uma melhor compreensão da utilização do método de previsão utilizando raios cósmicos, torna-se indispensável conhecer o comportamento dos raios cósmicos frente às estruturas transientes solares que podem causar tempestades geomagnéticas intensas.

O objetivo deste trabalho é estudar o comportamento dos raios cósmicos em relação às diferentes estruturas propagantes no meio interplanetário, utilizando dados do telescópio cintilador de múons, que está operando no município de São Martinho da Serra, RS, nas dependências do Observatório Espacial do Sul - OES/CRSPE/INPE-MCT, desde março de 2001. Também serão utilizados dados de monitores de nêutrons, mantidos pelo Instituto de Pesquisa Bartol, da universidade de Dalaware, assim como dados do vento solar do satélite ACE, que se encontram disponíveis na internet. Sabendo-se como os raios cósmicos são modulados pelas estruturas solares que estão viajando no espaço interplanetário, fica mais fácil saber que estrutura está se aproximando da Terra e como ela vai interagir com a magnetosfera terrestre, fornecendo maiores detalhes para a futura previsão destas estruturas, podendo assim, minimizar os danos e prejuízos aos sistemas tecnológicos e principalmente à humanidade.

1.1 Esboço Geral

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

- *CAPÍTULO 2 - ESTRUTURAS MAGNÉTICAS DO MEIO INTERPLANETÁRIO: Neste capítulo serão apresentadas as principais características das estruturas magnéticas do meio interplanetário, onde se propagam e as principais propriedades de sua fonte, o Sol;*
- *CAPÍTULO 3 - RAIOS CÓSMICOS: O tema deste capítulo são os raios cósmicos, suas principais características, espectro de energia, sua fonte e como são formados na atmosfera terrestre;*
- *CAPÍTULO 4 - DETECTORES DE RAIOS CÓSMICOS: Neste capítulo serão apresentados os dois tipos de detectores de raios cósmicos utilizados neste trabalho: o telescópio de muons e o detector de nêutrons. Será dada*

uma maior ênfase ao telescópio de muons, devido ao fato de termos um recentemente instalado no Brasil;

- *CAPÍTULO 5 - DADOS DOS RAIOS CÓSMICOS E DO MEIO INTERPLANETÁRIO: Neste capítulo serão apresentados os dados do telescópio de muons, como eles devem ser processados antes de poderem ser analisados, além dos dados do monitor de nêutrons e do meio interplanetário.;*
- *CAPÍTULO 6 - ANÁLISE E INTERPRETAÇÃO DOS RESULTADOS: Aqui serão apresentados e discutidos os resultados obtidos nesta dissertação.;*
- *CAPÍTULO 7 - ANÁLISE ESPECTRAL DOS RAIOS CÓSMICOS: Neste capítulo será utilizada a técnica de ondeletas - “wavelet” - para identificar as principais frequências presentes nestas séries temporais.*
- *CAPÍTULO 8 - CONCLUSÕES: Aqui serão apresentadas as conclusões obtidas neste trabalho.*

CAPÍTULO 2

ESTRUTURAS MAGNÉTICAS DO MEIO INTERPLANETÁRIO

2.1 Introdução

O meio interplanetário é a região dominada pela atividade do Sol e pelos processos físicos que ocorrem em seu interior. Esta região está completamente ocupada por um plasma magnetizado resultante da expansão da atmosfera solar, o *vento solar*, pelo qual todas as características da atividade solar são transmitidas, alcançando os mais remotos pontos desta região.

O Sol é o “motor” que controla tudo o que ocorre no meio interplanetário. Ele é a fonte das *estruturas magnéticas do meio interplanetário*, que muitas vezes alcançam a vizinhança da Terra, podendo causar algum tipo de efeito desastroso para a vida das pessoas. Além de perturbar a magnetosfera terrestre, as estruturas interplanetárias afetam a população de raios cósmicos existentes nesta região. Como os raios cósmicos possuem uma energia muito alta, eles transportam informações sobre as estruturas que estão se propagando no meio interplanetário, alertando-nos sobre a chegada destas à Terra.

Para entender os detalhes destas estruturas, precisa-se compreender algumas características importante de sua origem: o Sol.

2.2 O Sol

O Sol é uma estrela ativa com uma massa média de $1,99 \times 10^{30} kg$, raio de 696.000 *km* e luminosidade de $3,9 \times 10^{26} W$. É formado predominantemente por hidrogênio e hélio, com pequenas quantidades de argônio, cálcio, carbono, ferro, magnésio, neon, níquel, oxigênio e enxofre. A energia solar é originada em seu núcleo no processo de fusão de núcleos de hidrogênio (prótons), formando núcleos de hélio (partículas alfa). O *núcleo solar* estende-se até 0,25 raios solares, apresentando uma temperatura da ordem de $1,4 \times 10^7 K$. A energia de 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 raios solares, 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 $6600 K$, a energia é dissipada na forma de convecção. A atmosfera solar é dividida em três regiões devido as diferentes características e processos físi-

cos: a **fotosfera**, que é a parte inferior da atmosfera solar, com 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 pelo espaço interplanetário com o vento solar. Apresenta uma temperatura da ordem de $10^6 K$, e é a região da atmosfera solar de maior importância para os fenômenos físicos do meio interplanetário. O **vento solar** é constituído pela “evaporação” do material da coroa solar, arrastando o campo magnético solar através do meio interplanetário. Ejeções transientes lançam a altas velocidades (da ordem de $2000 km/s$) grandes quantidades de material solar. Estas ejeções estão fortemente relacionadas a fenômenos geomagnéticos, tais como tempestades geomagnéticas, e à variabilidade do “Clima Espacial” (GONZALEZ *et al.*, 1999). A estrutura interna solar e sua atmosfera podem ser vistas na Figura 2.1.

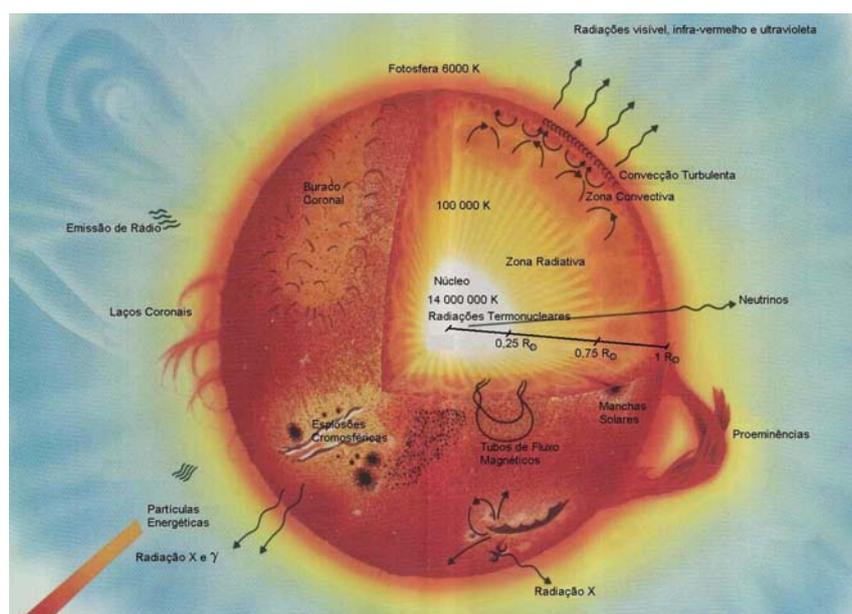


FIGURA 2.1 - Figura esquemática da estrutura interna solar e sua atmosfera.
 FONTE: Modificada de <http://canopy.lmsal.com/schryver/Public/homepage/coolstarimages2.html>.

2.3 Vento Solar

O vento solar é um plasma (gás de íons e elétrons) emitido radialmente pelo Sol, como resultado da enorme diferença da pressão dos gases da coroa solar e do espaço interestelar. Este plasma passa pela Terra com uma velocidade média de 450km/s e uma densidade medida de prótons e elétrons de 7cm^{-3} . Seu fluxo propaga-se muito além da órbita de Plutão, e provavelmente expande-se até um ponto em que as pressões do vento interestelar e do vento solar se equilibram. Apesar de não se ter certeza da localização desta fronteira, conhecida por *heliopausa*, os modelos predizem que deva estar em torno de $70 - 100\text{AU}$ a partir do Sol.

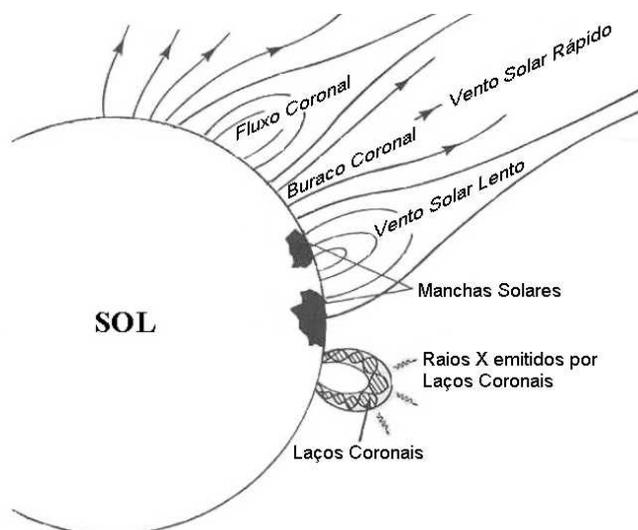


FIGURA 2.2 - Diagrama esquemático da topologia do campo magnético na coroa solar.
FONTE: Modificada de [Schunk e Nagy \(2000\)](#).

O vento solar não é emitido uniformemente, pois o campo magnético da coroa solar pode estar altamente estruturado, como mostrado esquematicamente na Figura 2.2. O plasma coronal quente pode ser aprisionado em um forte campo magnético na forma de laços, e uma intensa emissão de raios-X é associada com a formação destes laços na coroa solar. Dependendo da intensidade do campo magnético, o plasma quente pode escapar destes laços, formando um fluxo coronal que se expande para o espaço. Tais fluxos são a fonte do vento solar lento. Em outros lugares da coroa, o campo magnético solar não possui laços, mas estende-se em direção aproximadamente radial, onde o plasma quente pode escapar facilmente, formando o vento solar rápido. Como resultado desta rápida “fuga”, a densidade de plasma e a radiação

eletromagnética associadas são baixas e, conseqüentemente, essas regiões possuem uma coloração mais escura que sua vizinhança nas imagens do Sol obtidas por instrumentos a bordo de satélites. Estas regiões são chamadas de *buracos coronais* (SCHUNK; NAGY, 2000).

A existência do vento solar foi sugerida inicialmente por Ludwig Biermann, que publicou uma série de importantes trabalhos entre 1951 e 1957, baseados no estudo da direção de caudas ionizadas de cometas - aproximadamente radiais ao Sol, independente da direção do movimento - que o levaram a postular uma emissão de radiação corpuscular contínua (BRANT, 1970).

O conhecido Modelo de Parker, proposto por E. N. Parker em 1958, consistia de um modelo dinâmico com um fluxo de partículas saindo da base da coroa. Neste modelo, Parker propôs que o gradiente de pressão dos constituintes da Coroa Solar continuamente acelera o fluxo de partículas para fora do Sol. Este fluxo, chamado de “Vento Solar”, atinge velocidades supersônicas e chega à Terra com velocidade de algumas centenas de quilômetros por segundo (PARKER, 1959; PARKS, 1991).

A existência do vento solar também foi sugerida por outros cientistas que notaram mudanças no campo geomagnético, um dia ou mais após a ocorrência de grandes explosões solares (BURLAGA, 1995). Estas variações que ocorrem no campo magnético terrestre são conhecidas como *tempestades geomagnéticas*, e estão associadas com estruturas interplanetárias com campos magnéticos intensos e de longa duração na direção Sul (B_s) que interconectam-se com o campo geomagnético, permitindo que a energia do vento solar seja transportada para dentro da magnetosfera terrestre (TSURUTANI *et al.*, 1988; GONZALEZ *et al.*, 1994; GONZALEZ *et al.*, 1999). Um esquema do acoplamento Sol-Meio Interplanetário-Terra pode ser visualizado na Figura 2.3, onde está esquematizado o processo de reconexão e a injeção de energia pelo lado noturno da magnetosfera, que leva à formação de um aumento na população de partículas da corrente de anel e, conseqüentemente, a uma tempestade geomagnética.

2.4 Campo Magnético Interplanetário

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

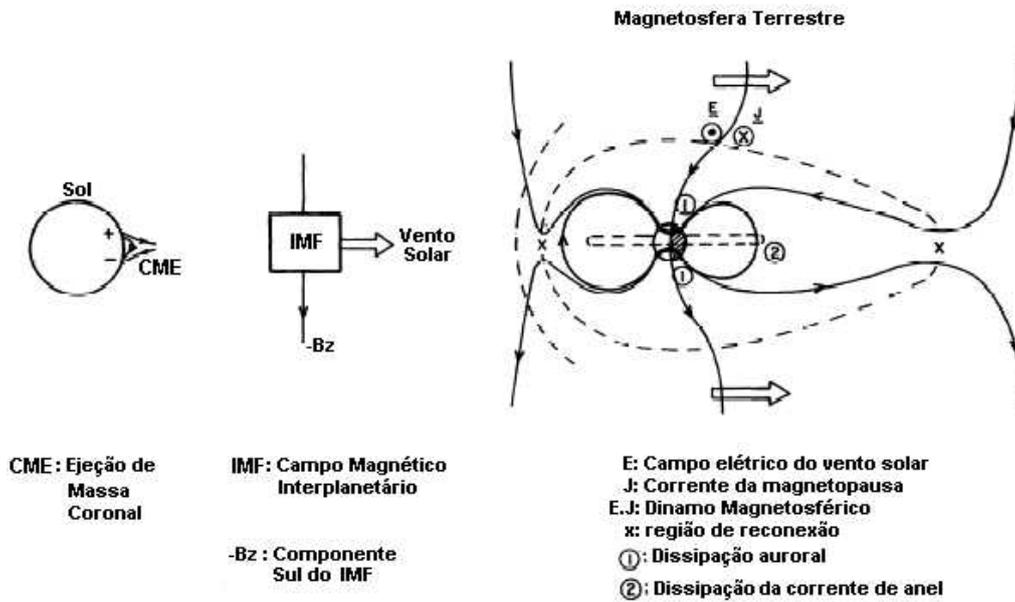


FIGURA 2.3 - Visão esquemática do acoplamento Sol-Meio Interplanetário-Terra.
 FONTE: Modificada de [Gonzalez et al. \(1994\)](#).

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 chamado *campo magnético interplanetário* (“*Interplanetary Magnetic Field*” - *IMF*), com intensidade de aproximadamente $5nT$ nas circunvizinhanças da Terra.

Devido à rotação do Sol, o IMF tem, em larga escala, o aspecto de uma espiral de Arquimedes, conforme se observa na Figura 2.4, sendo quase radial próximo ao Sol e praticamente perpendicular à direção radial além de $5 - 10AU$. Na circunvizinhança da Terra, em $1AU$, o IMF tem inclinação de aproximadamente 45° em relação à reta que liga a Terra ao Sol. A região dominada pelos processos do IMF é conhecida como *heliosfera*. A Figura 2.5 mostra um esquema da heliosfera e suas principais características.

2.5 Ciclo Solar de 11 Anos

A atividade solar varia em um período de 11 anos, e como consequência disso, as estruturas do meio interplanetário e o campo magnético interplanetário variam com

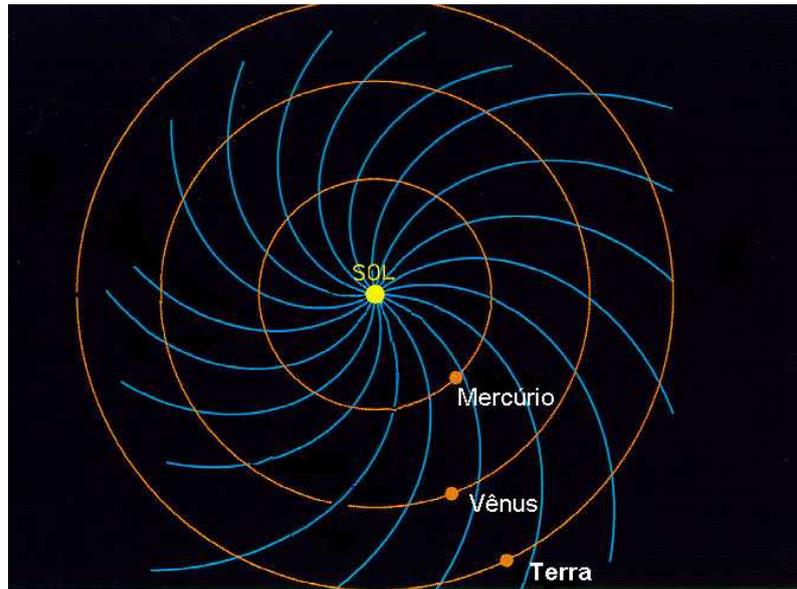


FIGURA 2.4 - Campo magnético interplanetário na forma de uma espiral de Arquimedes.
FONTE: Modificada de <http://www.gsfc.nasa.gov/>.

este mesmo período. O ciclo solar de 11 anos é medido tradicionalmente pelo número de manchas solares.

As manchas solares são sempre geradas aos pares, possuindo um campo magnético intenso e com polaridades opostas. Podemos ver na Figura 2.6 um grupo de manchas solares no disco solar e na Figura 2.7 os detalhes da estrutura destas manchas, onde são identificadas a “Umbra”, região central e escura, e a “Penumbra”, região mais clara que o centro da mancha, mas mais escura que sua vizinhança.

Para o mesmo hemisfério solar, há uma predominância na polaridade das manchas solares durante um ciclo de atividade solar. Assim, tanto a polaridade do campo magnético dipolar do Sol quanto a polaridade das manchas se invertem de um ciclo para outro, como se vê no diagrama de borboleta da Figura 2.8.

Nesta figura, pode-se visualizar a mudança de polaridade nas regiões polares (90°N e 90°S), onde a cor azul indica polaridade negativa, ou seja, as linhas do campo magnético solar estão entrando no pólo, e a cor amarela indica polaridade positiva, linhas do campo magnético solar saindo do pólo. O ciclo de atividade solar possui quatro fases características, que podemos identificar no segundo painel da Figura 2.8: (1) fase de mínima atividade solar, (2) fase ascendente, (3) fase de máxima

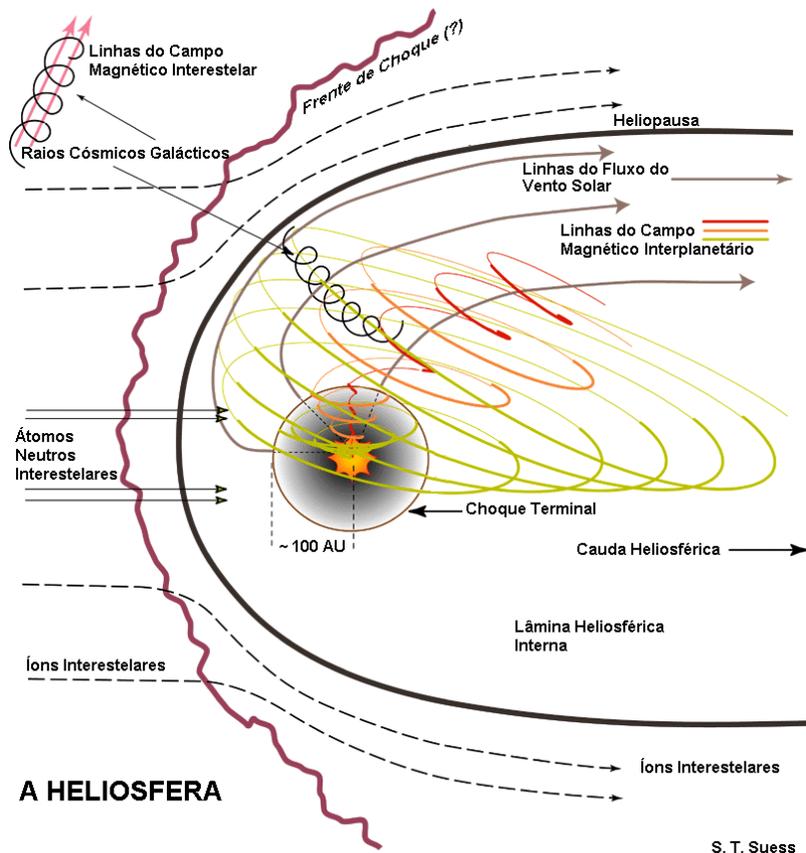


FIGURA 2.5 - Figura esquemática da heliosfera e suas principais características.
 FONTE: Modificada de <http://canopy.lmsal.com/>.



FIGURA 2.6 - Disco solar onde encontram-se grupos de manchas solares.

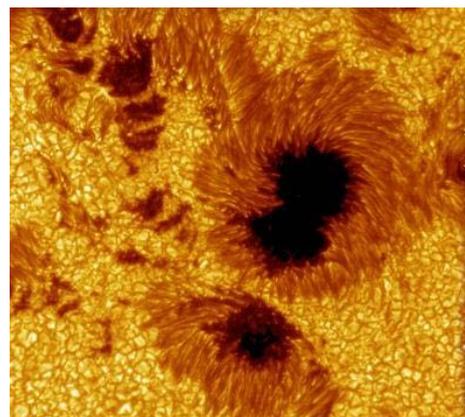


FIGURA 2.7 - Detalhes das manchas solares.

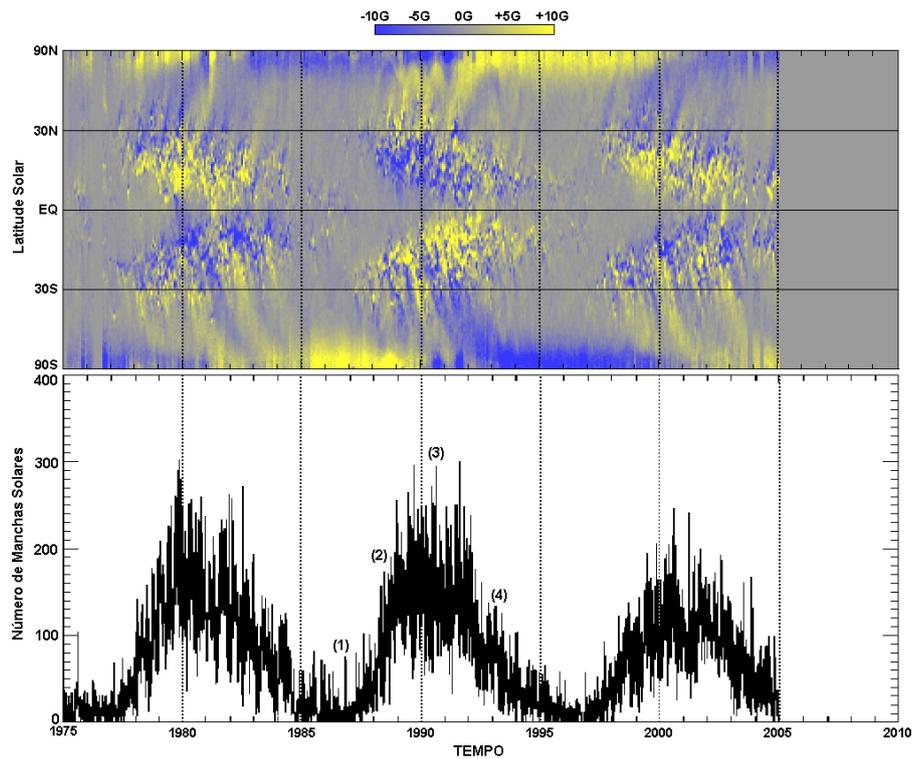


FIGURA 2.8 - Gráficos do ciclo solar. O primeiro painel mostra o diagrama de borboleta do ciclo de manchas solares e no segundo painel, tem-se o número de manchas solares nos últimos três ciclos.

FONTE: Modificada de <http://science.nasa.gov/ssl/pad/solar/dynamo.htm>.

atividade solar e (4) fase descendente.

A intensidade de raios cósmicos observados na Terra está relacionada com a atividade solar, sendo baixa quando a atividade solar é alta, e alta quando a atividade solar é baixa (FORBUSH, 1954; FORBUSH, 1958). Contudo a relação entre a intensidade de raios cósmicos e a atividade solar é bem mais complicada que uma simples correlação inversa. Explicar a variação dos raios cósmicos com o ciclo solar é uma das questões ainda não respondidas na pesquisa heliosférica. A intensidade de raios cósmicos é fortemente relacionada com várias estruturas Magnetohidrodinâmicas (MHD) no vento solar.

2.6 Estruturas Magnéticas do Meio Interplanetário

2.6.1 Choques Interplanetários

Tanto na teoria MHD quanto na dinâmica de fluidos, existem superfícies sobre as quais os campos físicos variam descontinuamente, permanecendo constantes em qualquer um dos lados destas superfícies (RICHTER *et al.*, 1985). Estas descontinuidades são chamadas de *ondas de choque*. Estas ondas são geradas quando um objeto físico desloca-se com uma velocidade acima das velocidades características do meio em que estão se propagando.

Na teoria MHD, que descreve um fluido magnetizado, existem três velocidades características: a velocidade do som, a velocidade de Alfvén e a velocidade magnetossônica. Conseqüentemente, para que uma onda de choque seja formada, uma estrutura que viaje pelo meio interplanetário deve ter uma velocidade tal que seja maior que pelo menos uma das três velocidades características deste meio (PARKS, 1991). Estas velocidades podem produzir cinco tipos de choques MHD: choques rápidos, choques lentos, e três tipos de choques intermediários. Apenas os choques rápidos e lentos estão presentes no vento solar, sendo identificados, respectivamente, pela elevação da intensidade do campo magnético através do choque, e pela sua redução.

Um choque movendo-se no sentido “para fora do Sol” em relação ao meio interplanetário é um choque *frontal* (do inglês “*forward*”), do contrário é um choque *reverso* (do inglês “*reverse*”). Como o vento solar move-se, no meio interplanetário, supersonicamente no sentido para fora do Sol, ambos os choques, dianteiro ou reverso, se movem para fora do Sol (BURLAGA, 1995).

Uma das razões pelo interesse no estudo das ondas de choque é que elas se tornam mecanismos de conversão de energia, transformando a energia cinética do fluxo, à frente do choque, em energia térmica, atrás do choque.

2.6.2 Ejeções de Massa Coronais (“*Coronal Mass Ejection*” - CME)

Uma ejeção de massa coronal é um desprendimento de matéria (plasma solar), que é emitida pelo Sol e que se propaga através do espaço interplanetário, produzindo distúrbios geomagnéticos devido a sua interação com o campo magnético terrestre. Estas estruturas viajam através do espaço interplanetário com uma velocidade de várias centenas de *km/s*, arrastando o plasma do vento solar e o campo magnético

interplanetário consigo. Devido a sua velocidade, estas estruturas são quase sempre acompanhadas por uma onda de choque.

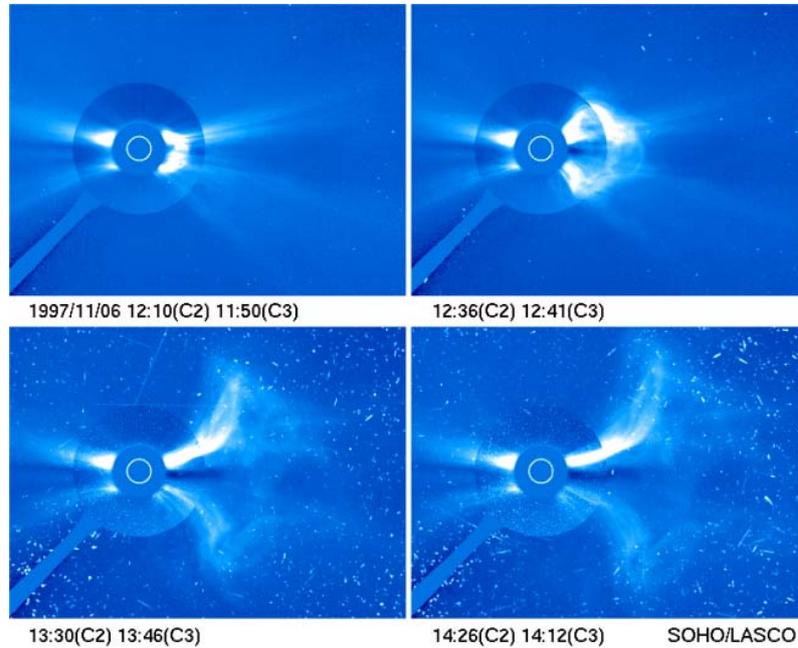


FIGURA 2.9 - Seqüência de imagens de uma CME observada pelo coronógrafo LASCO a bordo do satélite SOHO.

A taxa de CMEs é de aproximadamente $0,25 \text{ CMEs}/\text{dia}$ no mínimo solar, podendo alcançar $2,5 - 3 \text{ CMEs}/\text{dia}$ no máximo solar, com base em observações anteriores ao lançamento do satélite Observatório Solar e Heliosférico - “Solar and Heliospheric Observatory” - SOHO (WEBB; HOWARD, 1994). Durante os três primeiros meses do ano de 1997 Cyr (1997) obteve uma taxa de CMEs de aproximadamente $0,7 \text{ CMEs}/\text{dia}$ no mínimo solar, um fator de três vezes maior que a taxa de Webb e Howard. Isto é devido ao fato do aumento de sensibilidade do Coronógrafo Espectroscópico de Grande Ângulo - “Large Angle and Spectroscopic Coronagraph” - LASCO, a bordo do satélite SOHO, comparado com os coronógrafos anteriores.

Seqüências de imagens de coronógrafos (Figura 2.9, por exemplo) revelam a estrutura de densidade da coroa solar e suas variações temporais, bem como as expulsões transientes de plasma, que são a essência das ejeções de massa coronal (HUNDUHAUSEN,).

2.6.3 CMEs no Meio Interplanetário - ICMEs

Um particular tipo de ejeção observada no meio interplanetário são as chamadas “nuvens magnéticas”. Não existe uma característica única exibida por todas as nuvens magnéticas, mas a identificação das CMEs com nuvens de plasma no meio interplanetário deve apresentar várias características que podem aparecer sozinhas ou acompanhadas por outras características em um dado evento (NEUGEBAUER; GOLDSTEIN, 1997). Segundo sumarizado por Neugebauer e Goldstein (1997), algumas das principais assinaturas das nuvens magnéticas no meio interplanetário são:

- a) Baixa temperatura de íons para uma dada velocidade do vento solar. A razão para que esta estrutura possua uma temperatura mais baixa que o ambiente é que o vento estacionário é empurrado pela estrutura que está se expandindo. Com esta expansão, a temperatura diminui no interior da nuvem.
- b) Alta abundância de hélio (BORRINI *et al.*, 1982). A razão entre a densidade de hélio e a densidade de prótons raramente ultrapassa 0.08, exceto dentro ou nas vizinhanças de uma nuvem magnética.
- c) Campo magnético intenso e sem grandes variações que, quando combinado com baixa temperatura, leva a um baixo β de plasma ¹ (BURLAGA *et al.*, 1981). Em uma nuvem magnética, o β de prótons é frequentemente menor que 0, 1.
- d) Rotação no campo magnético, que pode ser modelada como tubos de fluxo (BURLAGA *et al.*, 1981; KLEIN; BURLAGA, 1982).
- e) Decréscimo no fluxo de raios cósmicos (SANDERSON *et al.*, 1990; CANE, 1993).

As conclusões de Gosling (1990) de que somente um terço das ejeções possuem estruturas de nuvem magnética são frequentemente citadas. Contudo, Cane *et al.* (1997) sugeriram que a taxa deve ser maior que 50% e, além disso, que a geometria da nuvem deve ser uma consequência de sua interceptação próximo ao seu centro. Cane *et al.* (1997) apresentaram um evento visto por dois satélites em que a estrutura de

¹ β de plasma é um parâmetro definido pela razão entre a pressão cinética e a pressão magnética: $\beta = 2\mu_0 p / B^2$. Este parâmetro mede a importância relativa entre as pressões térmica e magnética. Um plasma possui um β baixo quando $\beta \ll 1$ e um β alto quando $\beta \approx 1$

nuvem magnética era observada por somente 1 dos satélites. É importante notar que os estudos limitados às nuvens magnéticas devem excluir aproximadamente 50% de todas as ejeções.

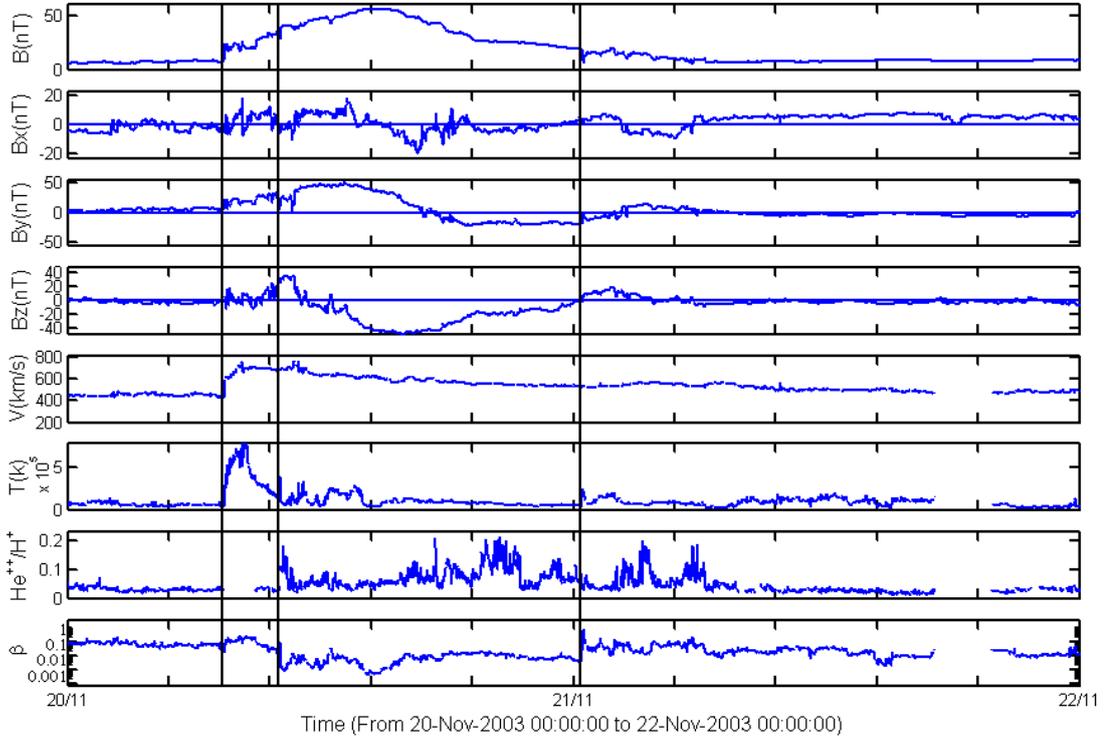


FIGURA 2.10 - Dados do vento solar e do IMF observados pelo satélite ACE para a tempestade magnética de novembro de 2003.

A Figura 2.10 mostra, de cima para baixo, a intensidade do campo magnético, $B(nT)$, e suas componentes, $B_x(nT)$, $B_y(nT)$ e $B_z(nT)$, a velocidade do vento solar, $V(km/s)$, a temperatura de prótons, $T(K)$, a razão entre a densidade de hélio e a densidade de prótons (He^{++}/H^+) e, finalmente, o β de plasma, para a tempestade magnética de 20 de novembro de 2003.

A primeira linha vertical está posicionada em torno das 08 horas do dia 20 de novembro de 2003, onde há um salto (descontinuidade) em todos os parâmetros físicos, indicando a chegada do choque, como descrito na seção anterior. A segunda e a terceira linhas verticais delimitam a nuvem magnética, que possui algumas das características descritas anteriormente para a identificação de uma estrutura de nuvem magnética, um campo magnético bastante intenso e não muito variável, uma suave

e longa rotação nas componentes y e z do campo magnético, temperatura e β de plasma relativamente baixos, e um aumento na abundância de hélio.

2.6.4 Região de Interação Co-Rotante (“*Corotating Interaction Region*” - CIR)

As Regiões de Interação Co-rotantes (CIRs) no vento solar originam-se da interação dos feixes de plasma rápido e lento, originados no Sol. Os feixes de plasma rápidos originam-se nos buracos coronais estendendo-se à baixas latitudes, pois nestas regiões o campo magnético solar possui uma configuração de linhas de campo abertas e não oferece resistência ao fluxo de partículas, enquanto que os feixes de plasma lentos originam-se nas regiões solares de mais baixa latitude, onde as linhas do campo magnético solar são fechadas, oferecendo resistência ao fluxo de partículas diminuindo sua velocidade.

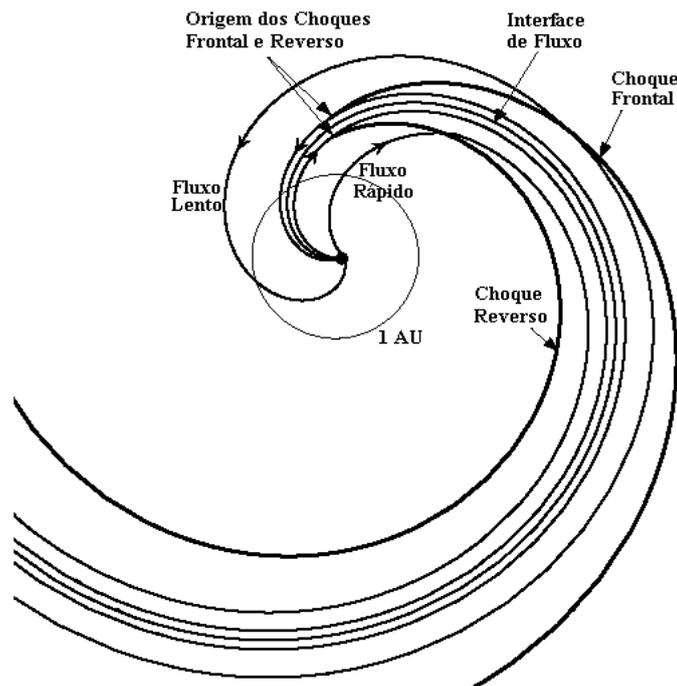


FIGURA 2.11 - Representação esquemática de uma Região de Interação Co-rotante - CIR.
FONTE: Modificada de Crooker e Gosling (1999).

Uma região de interação desenvolve-se quando uma superfície de interface de fluxo separa o vento lento à frente do vento rápido. Com o aumento da distância heliocêntrica radial, o vento rápido colide com o vento lento criando uma região de

compressão e, conseqüentemente, como o vento lento é arrastado pelo vento rápido, desenvolve-se uma região de rarefação na parte de trás da estrutura, como ilustrado na Figura 2.11. Esta figura ilustra a geometria do campo magnético global no plano equatorial solar, assumindo que o campo está na forma da espiral de Arquimedes.

A compressão eleva a velocidade da superfície de interface para um valor intermediário, entre as velocidades dos feixes lento e rápido. Quando o aumento da pressão do vento solar na região de compressão torna-se grande o suficiente, à distância de aproximadamente 2 AU, surge um choque frontal no vento lento e um choque reverso no vento rápido (ver Figura 2.11).

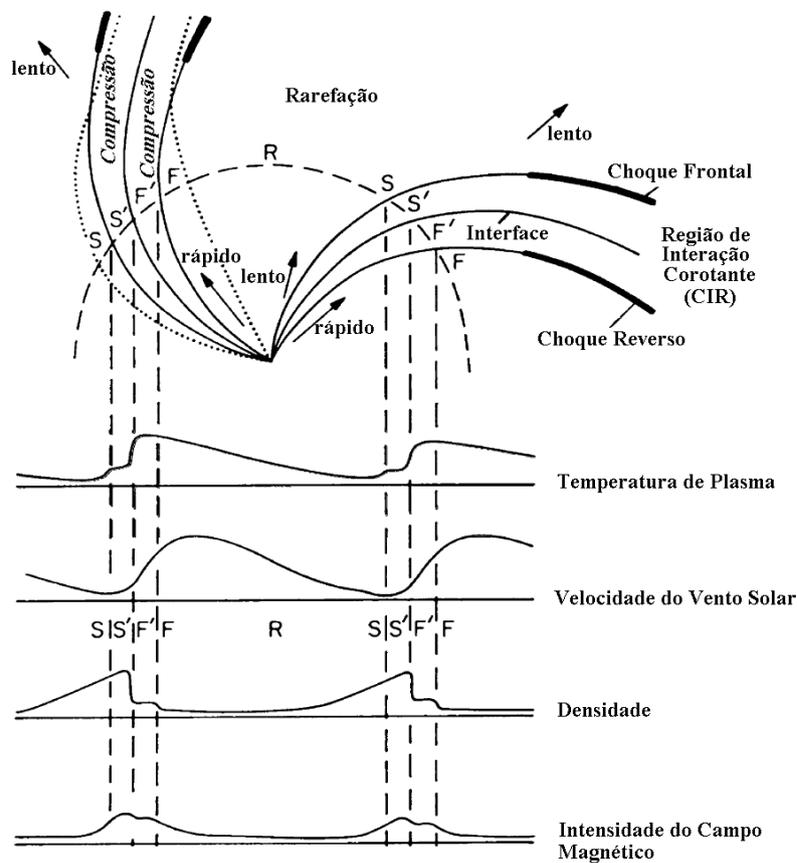


FIGURA 2.12 - Esquema da formação de duas regiões de interação co-rotantes. As variações típicas dos parâmetros do vento solar a 1AU são também mostradas.
 FONTE: Richardson *et al.* (1996).

Se a configuração de interação de feixes de vento rápido e lento for estável sobre várias rotações solares, então a região de interação é chamada de região de interação

co-rotante (CIR), desde que sua configuração seja aproximadamente estacionária no sistema que gira com o Sol. Estes fluxos e a intensidade dos choques podem ser interpretados como resultantes da conservação de momentum quando um fluxo rápido colide com um fluxo lento (BURLAGA, 1995).

A Figura 2.12 (RICHARDSON *et al.*, 1996) ilustra este processo, olhando o pólo norte solar, para a situação em que dois fluxos de alta velocidade estão presentes, cada um precedido pelo vento solar lento. As linhas pontilhadas indicam as linhas do campo magnético/linhas de fluxo nos ventos solares lento e rápido. As variações nos parâmetros de plasma em $\approx 1AU$ associadas com a interação dos fluxos são também mostradas. Quatro regiões podem ser identificadas: o vento solar lento não perturbado (S), o vento solar lento acelerado e comprimido (S'); o fluxo de plasma rápido desacelerado e comprimido (F') e o fluxo de plasma rápido não perturbado (F). As regiões S' e F' formam a região de interação e são caracterizadas pelo aumento da densidade de plasma e da intensidade do campo magnético.

Uma característica importante das CIRs é a fronteira entre as regiões S' e F' , a “interface de fluxo”, que separa os fluxos de plasma lento e rápido (BURLAGA, 1974; GOSLING *et al.*, 1978; SCHWENN, 1990). A interface é caracterizada por uma abrupta queda na densidade de plasma (N) - desde que o vento solar lento à frente da interface seja mais denso que o vento solar rápido - assim como pelo aumento da temperatura de prótons (T_p) e da velocidade do vento solar. Outra assinatura da interface é uma mudança na composição do plasma do vento solar, pois os fluxos lento e rápido possuem diferentes composições (WIMMER-SCHWEINGRUBER *et al.*, 1997).

Existe uma estreita relação entre as CIRs e as estruturas de setores do campo magnético interplanetário (WILCOX; NESS, 1965). As estruturas de setores são associadas com o cruzamento da lâmina de corrente heliosférica (LCH), que é embebida pelo vento solar denso e lento, que emerge do Sol a partir de regiões de mais baixa latitude. Em três dimensões a LCH parece oscilatória, criando o padrão de “saia de bailarina”, como pode ser visto na Figura 2.13.

Na Figura 2.13, vê-se que o IMF pode estar setorizado em um padrão quase estacionário de regiões alternadas de polaridade dominante de campo magnético, tanto T (Toward, para o Sol, $-$) como A (Away, para longe do Sol, $+$), ao longo da direção da espiral de Arquimedes. A interface entre os setores, onde os sinais dos compo-

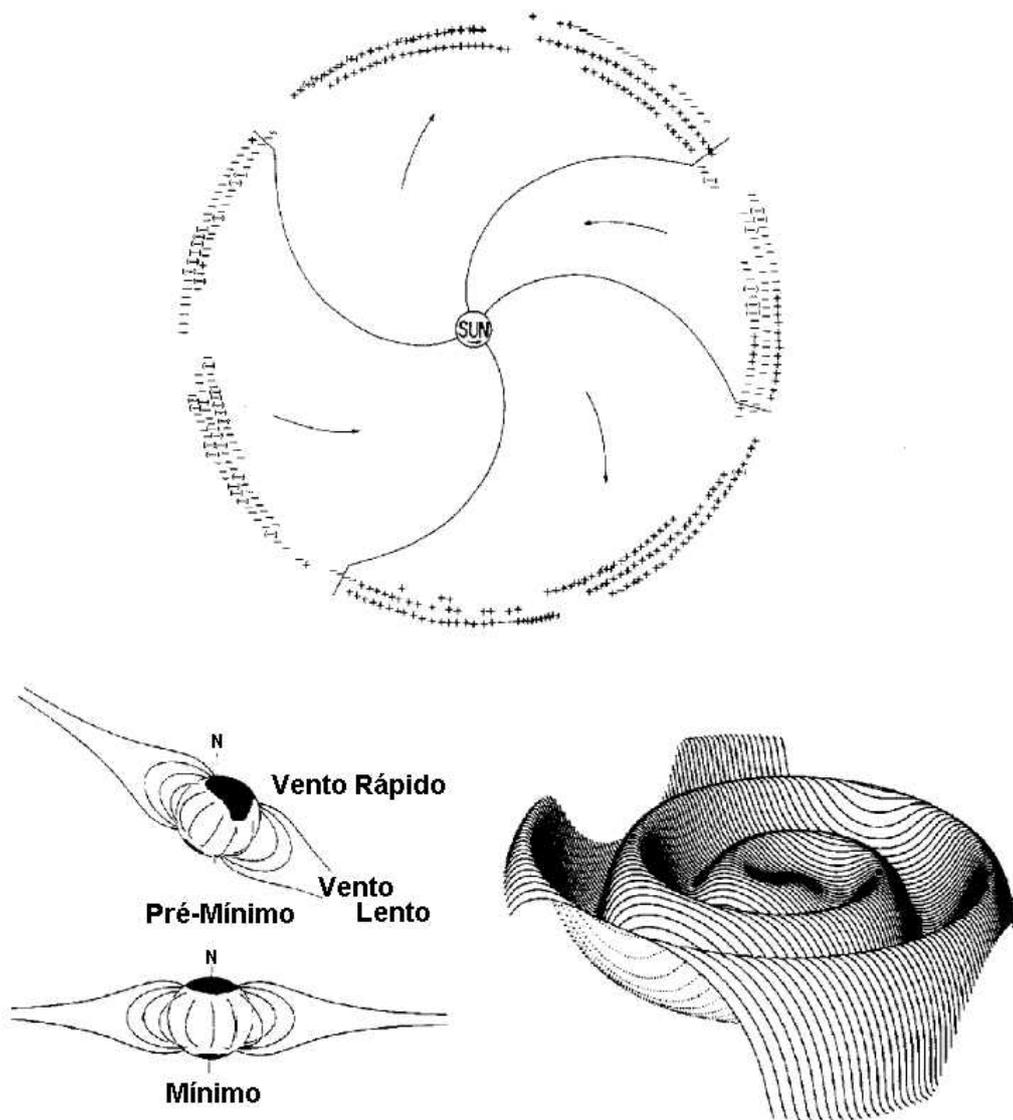


FIGURA 2.13 - Visão da estrutura de setor interplanetária e da lâmina de Corrente heliosférica.
 FONTE: Modificada de [Richardson \(2004\)](#).

nentes dos campos radial e azimutal mudam de $-/+$ ou de $+/-$, foi denominada de fronteira de setor. Observações de variações de polaridade magnética indicam que a transição de setores $+/-$ ou $-/+$ é muito abrupta e ocorre em uma distância de poucos raios de Larmor, aproximadamente $10^6 m$. Esta abrupta reversão de campo magnético indica a existência de uma lâmina de corrente bem intensa através da fronteira ([PARKS, 1991](#)).

A polaridade do setor pode ser definida a partir dos dados das componentes x e y

do campo magnético interplanetário. O ângulo que define a polaridade de setor é calculado por:

$$\phi = \arctg \frac{B_y}{B_x} \quad (2.1)$$

Quando este ângulo estiver entre $90-180^\circ$, tem-se o setor A , entre $270-360^\circ$, tem-se o setor T , nos ângulos intermediários, tem-se indefinição de setor.

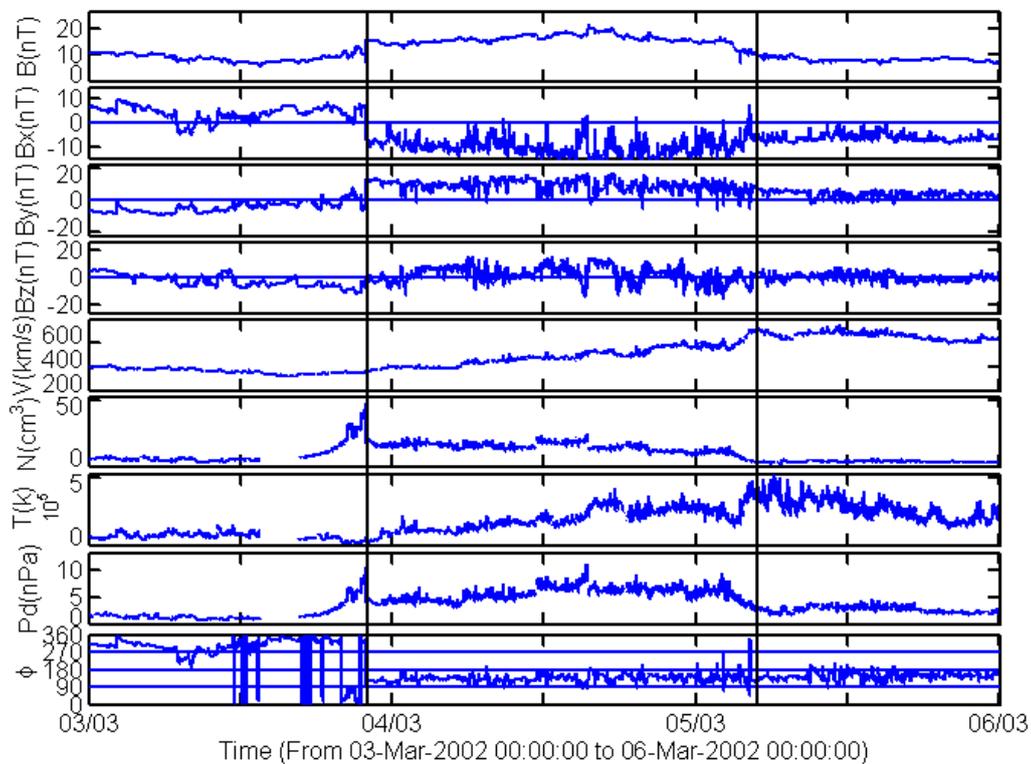


FIGURA 2.14 - Dados dos satélite ACE, onde podemos identificar uma CIR e um cruzamento de setor associado.

A Figura 2.14 mostra, de cima para baixo, a intensidade do campo magnético, $|B|(nT)$, suas três componentes, $Bx(nT)$, $By(nT)$ e $Bz(nT)$, a velocidade do vento solar, $V(km/s)$, a densidade de prótons, $N(cm^{-3})$, a temperatura de prótons, $T(K)$, a pressão dinâmica, $Pd(nPa)$ e, finalmente, o ângulo, dado pela Equação 2.1, que define o cruzamento da LCH, ϕ , para o evento de CIR do dia 03 de Março de 2002.

As linhas verticais indicam os limites da CIR. Podemos identificar claramente as

características de cada parâmetro que indicam uma CIR. A primeira linha vertical mostra uma descontinuidade nas direções x e y do campo magnético, coincidindo com um súbito decréscimo na densidade e na pressão. A região à frente desta linha é a região do feixe lento do vento solar, possuindo uma densidade e pressão altas devido a compressão do plasma lento pelo feixe rápido, que é identificado após a segunda linha vertical. Entre ambas as linhas tem-se a região de interação dos feixes. O último painel mostra um cruzamento de setor exatamente no início da região de interação.

CAPÍTULO 3

RAIOS CÓSMICOS

3.1 Introdução

3.1.1 Definição

Apesar do nome sugerir que este tipo de radiação seja composta por “raios” originados no espaço exterior, os raios cósmicos são, na realidade, compostos por partículas energéticas, cujo poder de penetração é muito superior ao de qualquer outra partícula conhecida. Essas partículas constantemente “bombardeiam” a Terra em todas as direções, atingindo o topo da atmosfera terrestre com um fluxo de mais de 10^{18} partículas por segundo, possuindo uma energia maior que 1 *MeV* (JOKIPII, 1998). Seu estudo é de grande interesse por duas razões:

- a) Como os raios cósmicos são fundamentalmente constituídos por partículas e fótons dotados de energia muito elevadas, provocam processos que eram desconhecidos e que levaram à descoberta de outras partículas.
- b) Os raios cósmicos fornecem informações tanto sobre processos astrofísicos distantes quanto sobre o meio interplanetário, magnetosfera e atmosfera terrestre, que eram antes somente acessíveis à especulação.

3.1.2 Resumo Histórico dos Raios Cósmicos

Nesta seção serão apontados os fatos mais importantes e os principais cientistas que contribuíram para o desenvolvimento do conhecimento sobre os raios cósmicos.

1895: Wilhelm Konrad Roentgen, após descobrir os raios X, mostrou que estes raios, cujo poder de penetração é elevado, podiam provocar fluorescência em certos materiais. Por causa da descoberta de Roentgen, Henri Becquerel ficou curioso para saber se o contrário também era possível: se uma substância fluorescente emitia raios X.

1896: Ao tentar responder suas questões, Becquerel descobriu que o urânio emitia um certo tipo de radiação.

1898: Pierre e Marie Curie conseguiram demonstrar que o tório também emitia radiação e neste mesmo ano, eles isolaram, em meio a amostras de urânio, diminutas

quantidades de um novo elemento, ao qual deram o nome de polônio. Em dezembro daquele ano, identificaram outro elemento e deram o nome de rádio. Fizeram detalhados estudos sobre estes elementos e seus respectivos poderes de penetração. A esta nova forma de radiação, deram o nome de raios de Becquerel e depois, radioatividade.

1899: Becquerel descobriu que a trajetória da radiação emitida pelo urânio podia ser alterada por intensos campos magnéticos, indicando que esta radiação era constituída por partículas eletricamente carregadas. No ano seguinte, Becquerel concluía que estas partículas tinham carga negativa e eram elétrons.

1900: Rutherford e Soddy classificaram as radiações emitidas pelos elementos em três tipos: Raios α , raios β e raios γ . Os raios α são núcleos de hélio (carga elétrica positiva), os raios β são elétrons (carga elétrica negativa) e os raios γ , Rutherford demonstrou se tratarem de radiações eletromagnéticas, fótons (carga elétrica nula). Neste mesmo ano, através de medidas de carga estática acumulada, C. T. R. Wilson descobriu que a atmosfera terrestre era continuamente ionizada. Ele acreditava que esta ionização era somente devido à radioatividade natural da Terra.

1902: Rutherford realizou trabalhos que levaram à demonstração de que o urânio e o tório se modificavam no processo radioativo, originando outros elementos. Cada elemento novo, assim originado, permanecia estável por um tempo característico, o que o levou a formular o conceito de meia-vida¹ de um isótopo radioativo. Foi verificado também que os raios γ eram cerca de cem vezes mais penetrantes que os raios β , chegando a atravessar uma placa de chumbo de 5 cm de espessura, e os raios β eram cem vezes mais penetrantes que as partículas α .

Nesta época, um fenômeno bastante intrigante para os cientistas era que um eletroscópio carregado, mesmo que bem isolado com espessas placas de chumbo, se descarregava gradualmente. A primeira interpretação para explicar este fenômeno foi atribuída a raios que eram emanados da crosta terrestre.

1903: Foi verificado que esses materiais radioativos eram encontrados em pequenas quantidades em todas as classes de rochas e solos, fortalecendo assim, a hipótese de que tanto a ionização da atmosfera quanto a descarga do eletroscópio isolado eram

¹Meia-Vida de um elemento é o período de tempo necessário para que a metade dos átomos presentes neste elemento se desintegre. O tempo de meia-vida é uma característica de cada isótopo radioativo e não depende da quantidade inicial do isótopo nem de fatores como pressão e temperatura.

em decorrência desta radiação emanada da Terra.

1906: Richardson sugeriu que os efeitos da descarga eletroscópica deveriam estar relacionados ao Sol. Após uma verificação mais cautelosa, demonstrou-se que os efeitos eram igualmente intensos tanto de dia quanto de noite, descartando assim esta idéia.

1909: Kürz resumiu todas as hipóteses que haviam aparecido neste campo até então, citando três possíveis origens do efeito de descarga eletroscópica: os raios eram provenientes (1) da crosta terrestre, (2) da atmosfera ou (3) de regiões além da atmosfera.

As duas últimas hipóteses foram logo descartadas, pois eles achavam que bastava apenas $1km$ de atmosfera para absorver todas as radiações. Assim a primeira hipótese era a mais provável na época.

1910: O suíço Gockel lançou um eletroscópio em um balão que alcançou $4500m$ de altitude, e notou que o eletroscópio se descarregava mais rapidamente nesta altitude do que na superfície terrestre. Este fato levou-o a concluir que os raios não se originavam na crosta terrestre, mas eram originados ou na atmosfera ou em regiões além da atmosfera.

O ponto mais importante das experiências de Gockel é que o eletroscópio não se descarregava totalmente mesmo em alturas superiores a $1000km$. Observava-se também, um ligeiro aumento da carga residual com a altura, derrubando a hipótese sustentada até o momento, e elegendo como possíveis fontes da radiação as hipóteses (2) e (3), anteriormente descartadas por Kürz.

1911: Hess repetiu as experiências de Gockel estendendo a altura para $5200m$. Dando um caráter mais quantitativo, manifestou-se a favor da hipótese de número (3), não descartando ainda a hipótese (2).

1913 e 1914: Kohlhörster realizou experiências iguais a de Gockel e Hess até $9000m$ de altitude, observando um aumento de 12 a 13 vezes na velocidade de descarga do eletroscópio em relação à velocidade de descarga ao nível do mar.

Com o objetivo de saber qual era exatamente a origem destes raios, Millikan e Bowen estenderam a altitude e em Kelly Field, San Antonio no Texas, realizaram

a primeira ascensão à estratosfera (15500 *m*) com um eletroscópio, um barômetro e um termômetro levados por um balão de sondagem. Com os resultados obtidos, fortaleceram ainda mais a hipótese de número (3).

1922: Ottis, Cameron e Millikan resolveram medir o poder de penetração destes raios, submergindo metro a metro um eletroscópio no lago Muir, situado a 4000 *m* de altitude na Califórnia, provando que os raios possuíam poder de penetração de aproximadamente dezoito vezes maior do que os raios γ .

Ao fazer a mesma experiência em outro lago (Arrowhead, situado a 1700 *m* de altitude), na Califórnia, perceberam que em todas as leituras efetuadas até a menor profundidade, eram idênticas às leituras realizadas no lago anterior.

A primeira experiência mostrava que esses raios possuíam um poder de penetração suficientemente elevado e, tendo em vista que tais fontes de energia não eram de origem solar, como foi demonstrado, concluiu-se, juntamente com a análise da segunda experiência (em que a fonte de tais raios não poderia estar distribuída de forma uniforme na atmosfera), que os raios se originavam além da atmosfera terrestre. E assim, no fim do ano 1925 foi utilizada a palavra **raios cósmicos** para definir a procedência desta radiação.

1928: J. Clay descobriu que a taxa de ionização atmosférica aumenta com a latitude, sugerindo que as fontes de ionização eram partículas eletricamente carregadas defletidas pelo campo magnético terrestre.

1934: W. Baade e F. Zwicky sugeriram que as explosões de supernovas eram a fonte dos raios cósmicos.

1935: S. Forbush foi o primeiro a atribuir às estruturas solares a causa do súbito decréscimo na intensidade de raios cósmicos observados por detectores na superfície da Terra. Alguns anos depois estes decréscimos foram chamados de “Decréscimos de Forbush”, devido a sua importância.

1937: Seth Neddermeyer e Carl Anderson descobriram nos raios cósmicos uma partícula subatômica que chamaram de *muon*. Os *muons*, juntamente com os pósitrons, foram os primeiros da série de partículas subatômicas descobertas através dos raios cósmicos.

1938: T. H. Johnson et al. descobriram que a taxa de ionização atmosférica aumentava de leste para oeste, indicando que esta ionização era devido à partículas positivamente carregadas - corretamente assumidas como sendo prótons.

Neste mesmo ano, Pierre Auger posicionando dois detectores com vários metros de distância um do outro nos Alpes, conseguiu detectar a chegada de duas partículas exatamente no mesmo momento. Auger descobriu os “chuveiros extensivos”, chuveiros de partículas subatômicas secundárias geradas na colisão das partículas primárias de alta energia com as moléculas dos constituintes atmosféricos. Com base nestas medidas, Auger concluiu que havia observado chuveiros com energias da ordem de $10^{15} eV$ - dez milhões de vezes maior que qualquer outra fonte conhecida anteriormente.

1942: Neste ano ocorreu a primeira detecção dos raios cósmicos solares com um intenso aumento nas câmaras de ionização, estando associadas a “*flares*”.

1948: Phyllis Frier et al. descobriram núcleos de hélio e de elementos pesados nos raios cósmicos.

1949: Enrico Fermi formulou uma explicação para a aceleração dos raios cósmicos. As partículas dos raios cósmicos são aceleradas nos choques, prótons aumentam sua velocidade no movimento de “repique” no campo magnético do espaço. Até então, acreditava-se que somente as explosões de estrelas (supernovas) agiam como aceleradores de raios cósmicos, mas descobriu-se que elas sozinhas não conseguiriam acelerar as partículas de forma a alcançar tais energias.

1958: James Van Allen, através dos dados dos equipamentos a bordo do satélite Explorer I, descobriu que os níveis de radiação pareciam aumentar e então subitamente cair a zero, aumentar novamente e subitamente cair a zero. Estas regiões de radiação foram mapeadas e são atualmente conhecidas como os *Cinturões de Radiação de Van Allen*.

1959: Neste ano foi lançado o satélite Explorer VII da NASA em uma órbita baixa, tendo a bordo um detector de partículas.

1966: Arno Penzias e Robert Wilson descobriram que radiação de microondas de baixa energia permeiam o universo. Kenneth Greisen, Vadim Kuzmin e Georgi Zatsepin mostraram que os raios cósmicos deveriam interagir com as microondas de fundo. Esta interação deveria reduzir sua energia, assim as partículas que viajam por

longas distâncias intergalácticas não poderiam ter energias maiores que $5 \times 10^{19} eV$.

1973: Foram descobertos os raios cósmicos anômalos, devido a um súbito aumento no espectro de certos elementos (He, N, O, Ne), com energias de aproximadamente $10 MeV$.

1977: Neste ano, os satélites Voyager 1 e 2 foram lançados em uma órbita interestelar carregando detectores de partículas.

1991: O grupo de pesquisas Fly's Eye cosmic ray, nos Estados Unidos, observou um evento de raios cósmicos com uma energia de $3 \times 10^{20} eV$.

1994: O grupo AGASA, no Japão, registrou um evento com energia de $2 \times 10^{20} eV$. Os eventos de Fly's Eye e AGASA são os mais energéticos já registrados.

Hoje em dia, os raios cósmicos são utilizados nas mais diversas áreas, entre as quais está o clima espacial. Nesta área, os raios cósmicos são estudados a fim de se entender os mecanismos de transporte de partículas no meio interplanetário e por constituírem uma excelente ferramenta na previsão de estruturas magnéticas no meio interplanetário capazes de gerar tempestades geomagnéticas.

3.2 Raios Cósmicos Primários e Secundários

Desde 1912 os raios cósmicos têm sido estudados extensivamente; sua composição, espectro de energia, as variações espaciais e temporais são exploradas com grande sofisticação e muitas teorias a respeito de sua origem têm sido propostas. Os raios cósmicos são um dos principais componentes da galáxia. Esta avaliação é baseada no fato de que a densidade de energia dos raios cósmicos em nossa galáxia, aproximadamente $1 eV/cm^3$, é da mesma ordem de magnitude da densidade de energia do campo magnético galáctico e do movimento térmico do gás interestelar (MURSULA; USOSKIN, 2003).

Os raios cósmicos são observados e estudados em várias altitudes, em profundas cavernas subterrâneas, em laboratórios no topo de montanhas, com balões em altitudes acima de $40 km$, com foguetes e com satélites.

Com objetivos didáticos é comum separar os raios cósmicos em dois tipos: **raios cósmicos primários** e **raios cósmicos secundários**.

3.2.1 Raios C3smicos Prim3rios

S3o chamadas de raios c3smicos prim3rios as part3culas que ainda n3o interagiram com os constituintes da atmosfera terrestre. Os raios c3smicos prim3rios podem ser divididos em tr3s tipos, de acordo com sua origem: **raios c3smicos gal3cticos**, **raios c3smicos solares** e **raios c3smicos an3malos**.

3.2.1.1 Raios C3smicos Gal3cticos (“*Galactic Cosmic Rays*” - GCR)

Os raios c3smicos gal3cticos s3o compostos por aproximadamente 86% de pr3tons, 13% de n3cleos de h3lio e todos os outros elementos mais pesados comp3em apenas 1% deste tipo de raios c3smicos. Todas as part3culas dos GCR s3o completamente ionizadas, sendo constitu3das somente de n3cleos. Isto deve-se ao violento processo de acelera33o destas part3culas (SCHUCH, 1991).

A abund3ncia dos componentes nucleares dos GCR 3 mostrada na Figura 3.1, onde aparece tamb3m, para compara33o, a distribu33o universal dos elementos observados na atmosfera solar e em meteoritos.

Alguns fatos not3veis surgem da compara33o dos raios c3smicos com os dados universais como, por exemplo, os elementos Li, Be e B, que s3o aproximadamente 10^5 vezes mais abundantes nos raios c3smicos, tamb3m v3rios n3cleos mais pesados s3o muito mais prevalentes neste tipo de part3culas do que universalmente (PRICE; FLEISHER, 1972).

Estes fatos podem ser explicados assumindo-se que os raios c3smicos atravessaram aproximadamente $10^{-25}g/cm^3$ de mat3ria desde sua origem at3 o topo da atmosfera terrestre, podendo vagar em torno de $10^6 - 10^7$ anos sem colidir. Devido a esta quantidade de mat3ria, algumas rea33es nucleares produzem a distribu33o observada na figura.

O espectro de energia, ou o n3mero de part3culas prim3rias em fun33o da energia, foi medida para uma faixa bastante grande, sendo mostrado na Figura 3.2. Esta figura mostra que o espectro de raios c3smicos decai suavemente. Um bom ajuste dos dados, exceto para energias mais baixas, 3:

$$I(E) \propto E^{-2,7}, \quad (3.1)$$

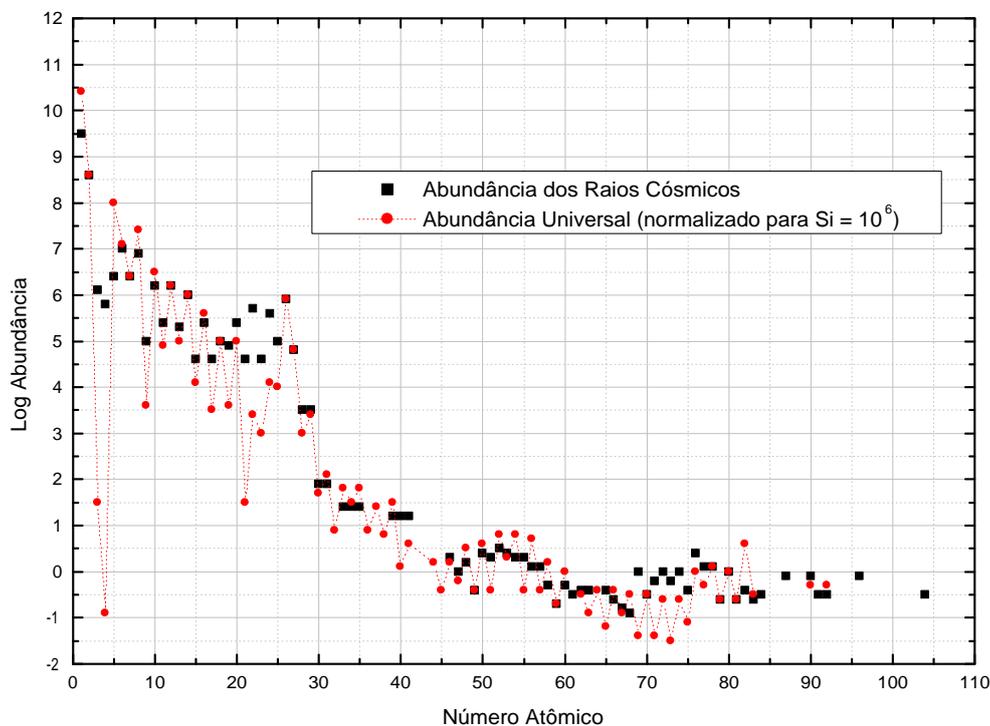


FIGURA 3.1 - Composição da componente nuclear dos raios cósmicos primários.
 FONTE: Modificada de [Price e Fleisher \(1972\)](#).

onde $I(E)$ é a intensidade dos componentes nucleares com energia E .

Em torno de $10^{15}eV$ existe um “joelho” no espectro. Acredita-se que a causa deste “joelho” deva-se ao fato das partículas serem aceleradas de forma diferente para as faixas de energia abaixo e acima desta energia. Acima de $10^{18}eV$, onde o espectro diminui um pouco sua inclinação, o chamado “tornozelo” do espectro, assume-se que os raios cósmicos são de origem extragaláctica, pois o campo magnético galáctico não é intenso o suficiente para confiná-los.

Existem outros dois fatos relativos ao espectro de energia, que são importantes para a discussão sobre a origem dos GCR. Um é a isotropia dos raios cósmicos; o outro é sua constância sobre um longo período de tempo. Medidas feitas no espaço exterior indicam que o fluxo de raios cósmicos é essencialmente isotrópico para energias $\leq 10^{15}eV$, permanecendo constante por aproximadamente 10^9 anos .

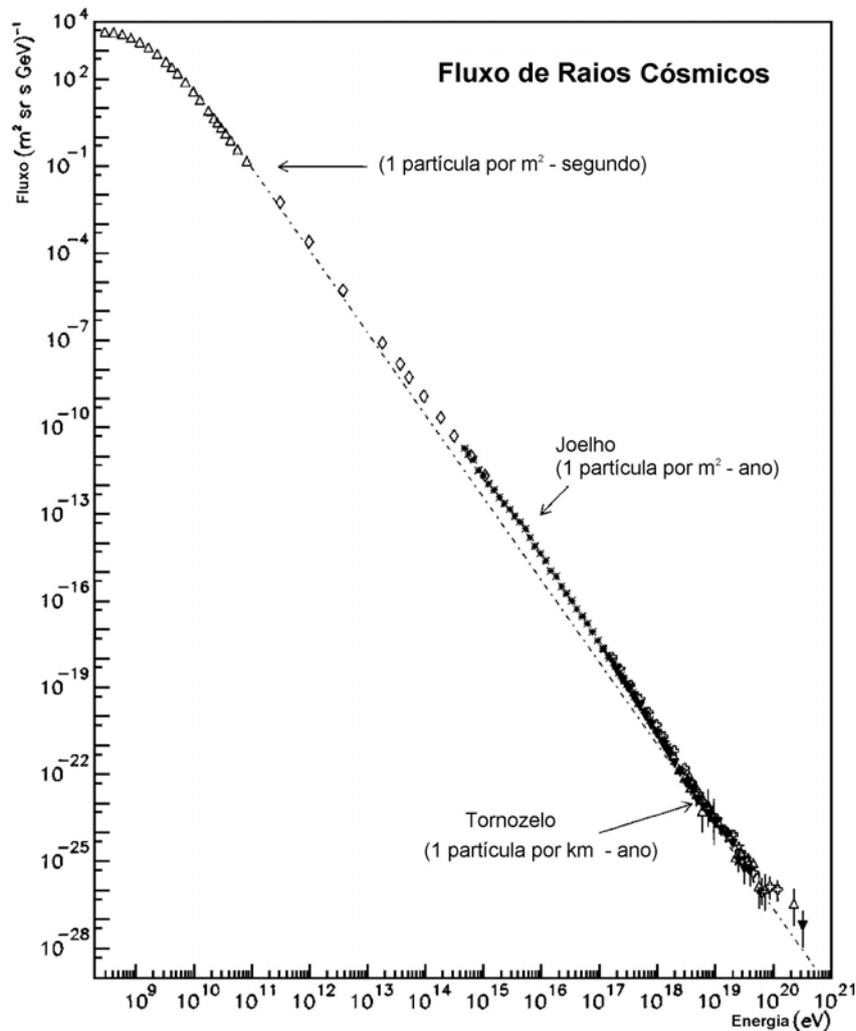


FIGURA 3.2 - Espectro de energia dos componentes nucleares dos raios c3smicos prim3rios.
 FONTE: Modificada de [Mursula e Usoskin \(2003\)](#).

As evid3ncias experimentais discutidas acima implicam que a fonte dos raios c3smicos deve produzir raios c3smicos com energia pr3xima \tilde{a} $10^{20} eV$ e com um espectro de pot3ncias dado pela Equa3o 3.1. Al3m disso, a energia total produzida deve ser da ordem de $10^{49} ergs/ano$ em nossa gal3xia; os raios c3smicos devem ser isotr3picos e constantes durante $10^9 anos$. Tamb3m, o espectro prim3rio deve incluir elementos pesados em torno de aproximadamente $Z = 100$.

Nenhum modelo proposto at3 hoje explica todas estas propriedades unicamente e de uma maneira satisfat3ria. Tr3s das mais importantes quest3es permanecem sem respostas: (1) De onde os raios c3smicos v3m? (2) Como eles s3o produzidos? e (3)

Como eles são acelerados? Algumas observações podem ser feitas em relação à estas questões:

- a) Atualmente, acredita-se que supernovas e estrelas de nêutrons podem produzir os raios cósmicos com as características acima citadas. Em nossa galáxia, uma supernova surge aproximadamente a cada 40 anos e acredita-se que ela possa produzir entre 10^{51} e $10^{52,5}$ *ergs* de energia. A investigação das supernovas mostra que elas podem fornecer a energia necessária para os raios cósmicos (aproximadamente 10^{49} *ergs/ano*). Contudo, o modelo de aceleração das partículas pela onda de choque de uma supernova não se aplica às partículas com energia acima de 10^{15} *eV*. Detecções recentes de raios cósmicos vindos dos sistemas binários de Cygnus X-3 e Hercules X-1 sugerem que para energias acima do “joelho” do espectro dos raios cósmicos, originam-se em pulsares ou sistemas binários constituídos de uma estrela de nêutrons e uma estrela gigante.
- b) É possível que os raios cósmicos sejam emitidos com um espectro de energia dado pela Equação 3.1. Portanto, é também possível que a natureza utilize as mesmas técnicas dos aceleradores de altas energias, ou seja, aceleração em estágios. Um dos mecanismos propostos para aceleração das partículas no espaço interestelar é a interação destas partículas com o campo magnético do meio em que elas estão se deslocando, que foi sugerido por Fermi. Contudo, hoje em dia é mais aceitável que a fonte dos raios cósmicos primários sejam as explosões de supernovas e suas remanescentes.

3.2.1.2 Raios Cósmicos Solares (“*Solar Cosmic Rays*” - SCR)

Desde sua descoberta, os SCR passaram a ser estudados mais sistematicamente. Eles são vistos como um súbito aumento da intensidade dos raios cósmicos, algumas vezes bastante intensos, associados a explosões solares. A intensidade dos raios cósmicos retorna a seu nível normal dentro de dezenas de minutos até alguns dias. Os SCR possuem aproximadamente a mesma composição que os GCR: aproximadamente 89% de prótons, 10% de partículas alfa e 1% de elementos mais pesados, mas com uma energia variando de algumas centenas de *MeV* até alguns *GeV*.

Comparados aos GCR, os SCR possuem uma energia relativamente baixa, geralmente abaixo de 1GeV , chegando raramente a 10GeV . Este é o motivo pelo qual estes eventos geralmente não são vistos por detectores próximos ao equador, onde

as partículas de baixa energia são defletidas pelo campo magnético terrestre. Os melhores detectores para se observar estas partículas solares são aqueles instalados em regiões de alta latitude.

O fluxo integral médio das partículas dos SCR nas vizinhanças da Terra é mostrado na Tabela 3.1. Nota-se que o fluxo varia bastante com a atividade solar. Os SCR raramente são detectados durante a mínima atividade solar e possuem sua máxima ocorrência principalmente entre um e três anos após o máximo de atividade solar.

TABELA 3.1 - Fluxo integral médio dos SCR nas vizinhanças da Terra durante a máxima e mínima atividades solares (Unidade: $partículas.cm^{-2}.s^{-1}$).

Faixa de Energia	Máximo Solar	Mínimo Solar
Acima de $30MeV$	3×10^2	2×10^{-2}
Acima de $100MeV$	20	2×10^{-3}

O fluxo durante um evento de SCR é grande o suficiente para pôr em risco a vida dos astronautas e também da tripulação de aviões que sobrevoam as regiões polares.

O espectro de energia dos SCR decresce com o aumento da energia das partículas, sendo a única similaridade com o espectro de energia dos GCR. A primeira diferença notável é que a energia máxima na qual um próton solar pode ser acelerado é de somente $20GeV$, enquanto que os GCR podem alcançar energias de $10^{21}eV$. Outra diferença marcante é que, enquanto o fluxo de GCR é aproximadamente constante e existe permanentemente, o fluxo de SCR é bastante irregular no tempo. Isto acontece devido ao fato dos SCR serem gerados em explosões solares.

A Figura 3.3 mostra a importância relativa dos fluxos de SCR e GCR para diferentes energias dos raios cósmicos. Para altas energias (acima de alguns GeV), os GCR correspondem à parte dominante do fluxo dos raios cósmicos. Para baixas energias (abaixo de algumas centenas de MeV), os SCR dominam o fluxo global de raios cósmicos, que varia com a atividade solar. Na faixa de energia 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.

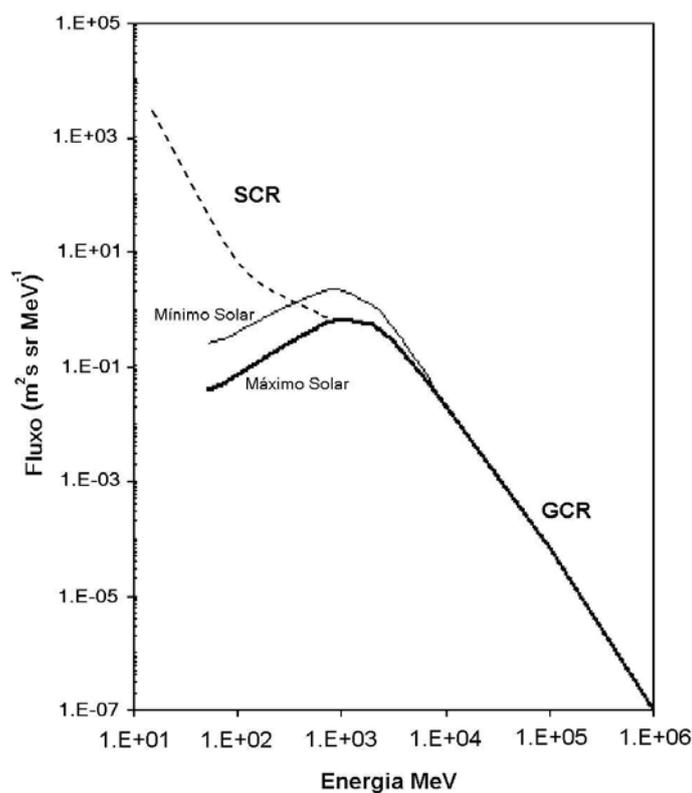


FIGURA 3.3 - Espectro de energia dos raios cósmicos. A linha sólida indica o espectro dos GCR enquanto que a linha pontilhada indica o espectro dos SCR.
 FONTE: Modificada de [Mursula e Usoskin \(2003\)](#).

3.2.1.3 Raios Cósmicos Anômalos (“*Anomalous Cosmic Rays*” - ACR)

Os ACR são o terceiro tipo de raios cósmicos primários. Uma visão esquemática da origem dos ACR é mostrada na Figura 3.4. Os ACR chegam, primeiramente, através do gás interestelar neutro (esquematizado pelas setas azuis na figura), para dentro do domínio do campo magnético solar (Heliosfera). Em aproximadamente $1-3AU$, estes átomos neutros tornam-se ionizados tanto por foto-ionização pelos fótons solares na faixa do ultra-violeta, quanto pela perda de carga através de colisões com os prótons do vento solar.

Uma vez carregadas, estas partículas são aprisionadas pelo campo magnético interplanetário, sendo carregadas na direção do fluxo do vento solar, em direção ao choque terminal (seguindo a seta branca na figura), que se espera que esteja localizado a uma distância radial de aproximadamente $70-100AU$. Estes íons colidem repetidamente com o choque terminal ganhando energia neste processo, sendo acelerados a

partir de uma energia de $1keV$ até acima de dezenas de MeV . Isto continua até esta partícula adquirir energia suficiente para escapar do choque. Algumas delas então, difundem-se no interior da heliopausa. Nesta figura, também estão esquematizadas algumas estruturas magnéticas do meio interplanetário, além do fluxo rápido, do vento solar e das partículas energéticas solares.

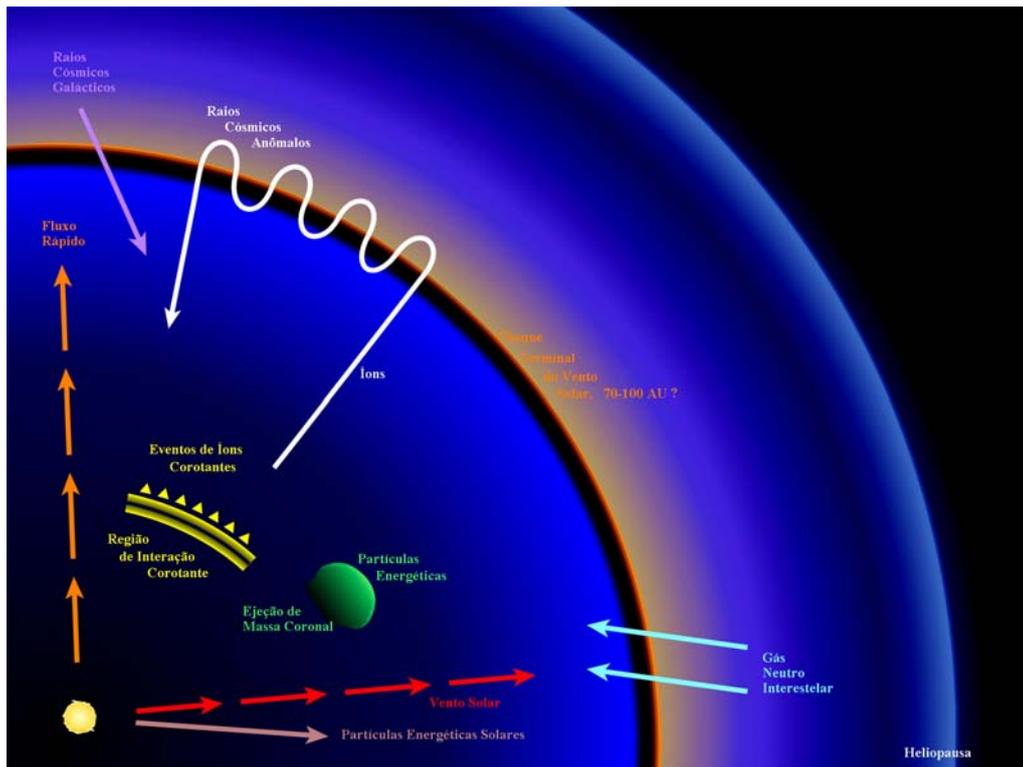


FIGURA 3.4 - Visão esquemática da origem dos ACR e de outras estruturas magnéticas do meio interplanetário.

FONTE: Modificada de <http://helios.gsfc.nasa.gov/ace/gallery.html>.

Os átomos com um potencial de ionização alto (átomos leves como H e He, por exemplo) são ionizados, em média, mais próximos do Sol do que aqueles que possuem um potencial de ionização baixo. Conseqüentemente, a heliosfera age como um tipo de filtro natural para os átomos interestelares, permitindo que uma grande quantidade de átomos com potencial de ionização alto passe através dela, enquanto que os átomos de potencial de ionização baixo são ionizados e tornam-se ACR.

Portanto, os ACR são uma ferramenta para o estudo do movimento das partículas energéticas dentro do sistema solar, para a compreensão das propriedades gerais da

Na região de baixa energia, os estudos das emulsões fotográficas² revelaram que os processos são caracterizados por traços radiais a partir do ponto de interação, conhecidos como estrelas. Alguns destes rastros são reconhecidos como sendo píons, outros representando nucleons e um deles sendo o remanescente do núcleo original.

A Figura 3.5 mostra, esquematicamente, algumas das partículas secundárias de um “chuveiro” de raios cósmicos gerado a partir da interação das partículas primárias de raios cósmicos com os constituintes atmosféricos. A figura ilustra três tipos de componentes: **componente méson-muônica**; **componente eletromagnética**; **componente nucleônica**.

3.2.2.1 Componente Méson-Muônica

A componente Méson-Muônica é composta por dois componentes distintos dos raios cósmicos, a *componente mesônica* e a *componente muônica*.

A maior parte da componente mesônica é constituída de píons, π . Da teoria nuclear, sabe-se que eles podem ter sido criados em processos de desintegração na interação de um próton primário com os constituintes atmosféricos. Os píons são partículas que podem ser encontradas com cargas elétricas nula, positiva e negativa. Os píons neutros decaem em aproximadamente $10^{-15}s$ em um par de fótons, iniciando a formação da componente eletromagnética dos raios cósmicos secundários. Os píons eletricamente carregados, que possuem um tempo de vida de aproximadamente $2,5 \times 10^{-8}s$, decaem em *muons* e neutrinos, formando um subconjunto de partículas conhecido como *componente muônica*. O sinal das cargas deve ser conservado neste processo que nós podemos escrever como sendo representado por:

$$\begin{cases} \pi^+ \rightarrow \mu^+ + \nu, \\ \pi^- \rightarrow \mu^- + \nu. \end{cases} \quad (3.2)$$

Os *muons* são partículas bastante penetrantes, com massa de aproximadamente 210 vezes a massa do elétron e o tempo de vida (em repouso), é de aproximadamente

²Emulsão fotográfica consiste de uma chapa fotográfica colocada em uma câmara de ionização. Nesta câmara são inseridos grãos microscópicos de prata nos quais as partículas de alta energia dos raios cósmicos interagem, ocorrendo reações nucleares, formando traços de partículas secundárias na direção radial a partir do ponto de interação. Estes traços ficam registrados em detalhes na chapa fotográfica podendo serem visualizados através de um microscópio após a revelação da mesma.

$2 \times 10^{-6} \text{s}$ tendo, como produto do decaimento, pares elétron-pósitrons e neutrinos, como podemos ver na Equação 3.3 (FORBUSH, 1993). Este tipo de partícula só consegue atingir a superfície terrestre devido a sua velocidade relativística, que pode chegar a aproximadamente $0,96c$.

$$\begin{cases} \mu^+ \rightarrow e^+ + \nu + \bar{\nu} \\ \mu^- \rightarrow e^- + \nu + \bar{\nu} \end{cases} \quad (3.3)$$

3.2.2.2 Componente Eletromagnética

A componente eletromagnética dos raios cósmicos é a de mais baixa energia, resultante do decaimento de um π^0 (píon neutro) da componente mesônica, em fótons, que por sua vez, formam pares de elétron-pósitron, que ao se aniquilarem, tornam-se fótons novamente.

Os píons neutros são produzidos nas reações nucleares primárias (ver Figura 3.5). No segundo estágio de seu decaimento formam-se pares elétron-pósitron produzidos a partir de fótons. Vários modelos de decaimento foram propostos para os píons neutros. A partir de razões teóricas, os dois processos de decaimento mais prováveis são:

$$\begin{cases} \pi^0 \rightarrow \gamma + \gamma, \\ \pi^0 \rightarrow e^+ + e^- + \gamma. \end{cases} \quad (3.4)$$

O primeiro tipo de decaimento é aproximadamente 100 vezes mais provável que o segundo, que pode ser considerado como um tipo do primeiro decaimento, em que um dos fótons se transformou em um par elétron-pósitron simultaneamente com o decaimento do π^0 .

Desta forma, os píons neutros são responsáveis por uma das partes da componente eletromagnética. Outra parte é atribuída ao decaimento dos *muons* (ver Equação 3.3).

Portanto, os elétrons da radiação cósmica secundária originam-se do decaimento de

muons negativos, nos processos de ionização, na produção de pares e na cascata fóton-elétron. Pósitrons são originados no decaimento de *muons* positivos e da produção de pares e desaparecem através da aniquilação com elétrons dos átomos do ar.

Outra importante contribuição vem da emissão de fótons pela desaceleração de elétrons (“Bremsstrahlung”). Outras partículas carregadas irão também contribuir para o conteúdo de fótons. Contudo, sabe-se através da física atômica que a intensidade da radiação emitida pelas partículas carregadas, movendo-se em um campo Coulombiano de um núcleo, é inversamente proporcional ao quadrado da massa da partícula. Conseqüentemente, a intensidade da radiação emitida pelos núcleos e *muons* através do efeito de “Bremsstrahlung”, é desprezível quando comparado com a emissão de fótons pela desaceleração de elétrons.

3.2.2.3 Componente Nucleônica

A componente nucleônica desenvolve-se de maneira bastante complexa devido às várias interações que ocorrem durante o crescimento de um chuveiro de partículas na atmosfera. Alguns dos nucleons gerados nas cascatas mésons-nucleons, que são iniciadas quando um π^- é capturado por um núcleo, irão iniciar uma cascata nucleon-nucleon e uma cascata meson-nucleon “secundária”. Deste modo, existem misturas dos dois tipos. Isto é necessário, também, para distinguir as interações próton-núcleo das nêutron-núcleo.

A partir das características da produção das partículas e dos processos de decaimento, podemos concluir que a composição dos raios cósmicos secundários irá variar com a altitude e com a profundidade da atmosfera. Os nêutrons da componente nucleônica são especialmente variáveis, parte devido ao decaimento dos nêutrons e parte devido às reações nucleares.

Estas partículas secundárias só são detectáveis no solo por causa das cascatas de partículas que se formam devido a grande energia das mesmas.

Os detectores de raios cósmicos mais utilizados atualmente para o estudo do clima espacial são os monitores de nêutrons e os telescópios de *muons*. As observações de *muons* são complementares aos estudos de nêutrons. Os monitores de nêutrons detectam partículas desde a mais baixa energia acessível a estações de solo (3 GeV) até aproximadamente 50 GeV. Telescópios de *muons* de superfície possuem

respostas significantes desde aproximadamente 10 GeV até várias centenas de GeV, e telescópios de *muons* subterrâneos podem observar partículas com energias acima de 1000 GeV ([DULDIG, 2000](#)). Alguns detalhes do funcionamento destes dois tipos de detectores encontram-se sintetizados no capítulo que segue.

CAPÍTULO 4

DETECTORES DE RAIOS CÓSMICOS

Neste capítulo serão descritos os dois equipamentos de detecção de raios cósmicos, o *telescópio cintilador de muons* e o *monitor de nêutrons*, cujos dados serão utilizados nesta dissertação. Será dada uma maior ênfase ao telescópio cintilador de *muons*, devido ao fato deste equipamento ter sido instalado recentemente no Brasil e seus dados não serem públicos.

4.1 Telescópio Cintilador de *Muons* (TCM)

Um protótipo do telescópio cintilador de *muons* está instalado no prédio principal do Observatório Espacial do Sul - OES/CRSPE/INPE-MCT (Latitude $29^{\circ}, 26', 24''S$, Longitude $53^{\circ}, 48', 38''O$, Altitude $500m$ acima do nível do mar). A Figura 4.1 mostra uma fotografia do prédio principal do OES e a planta baixa da sala onde o TCM está instalado.

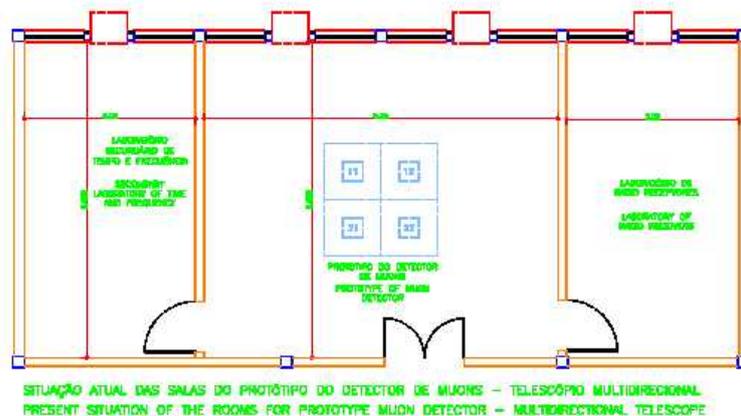


FIGURA 4.1 - Foto do prédio principal do Observatório Espacial do Sul e configuração atual da sala onde o TCM está instalado.

4.1.1 Montagem do Telescópio

O TCM consiste de 2 camadas de 4 detectores, como mostrado pelo esquema na Figura 4.2. Estas camadas estão separadas por $1,73m$ de altura, intermediadas por uma camada de chumbo com $5cm$ de espessura. Os detectores estão arranjados na forma de um quadrado ($2 \times 2m$) em cada camada, onde um lado é alinhado à direção Norte-Sul geográfica. Cada detector é identificado por um número com inicial U ou L para as camadas de cima e de baixo ($U1, U2, U3, U4, L1, L2, L3, L4$), respectivamente. A Figura 4.3 mostra os detalhes internos dos detectores, o plástico cintilante (em amarelo), o tubo fotomultiplicador (em marrom), a placa de pré-amplificação (o quadrado branco) e a caixa metálica (em azul).

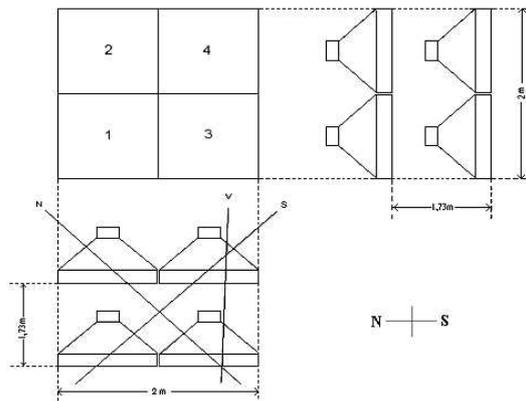


FIGURA 4.2 - Figura esquemática da disposição dos detectores.

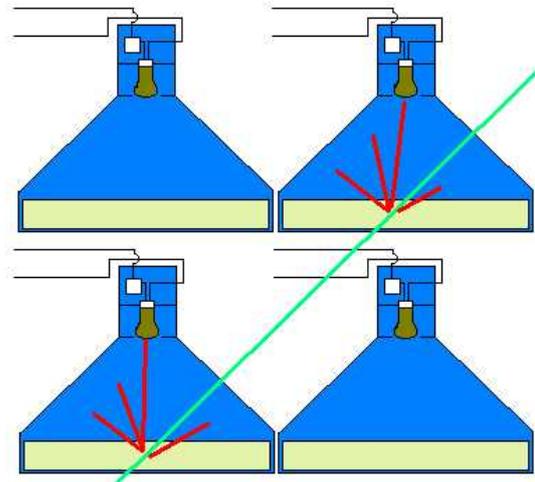


FIGURA 4.3 - Detalhes dos sistemas que formam os detectores.

4.1.2 Plástico Cintilante

No TCM, o plástico cintilante encontra-se no fundo de uma caixa metálica de $1,6mm$ de espessura (mostrado na Figura 4.3), com dimensões $1m \times 1m \times 0,1m$. Ele é composto por um material orgânico, cujos átomos tornam-se excitados quando as partículas de raios cósmicos (*muons*) transpassam-no. No momento em que estes átomos voltam para seu nível fundamental de energia, são liberados fótons na faixa do UV. Estes fótons liberados são detectados por um tubo fotomultiplicador que se encontra no topo da caixa metálica.

4.1.3 Tubo Fotomultiplicador

O tubo fotomultiplicador, como o próprio nome sugere, multiplica pequenos “flashes” de luz (fótons na faixa de UV liberados pelo plástico cintilante), e os converte em um sinal elétrico, que pode ser medido. A partir do tamanho do sinal elétrico medido é possível saber quantas partículas passaram através do plástico cintilante. O tubo fotomultiplicador do TCM possui um diâmetro de 12,7cm. A Figura 4.4 mostra uma fotografia de um tubo fotomultiplicador.

Quando um fóton de UV incide no catodo foto-sensível, um elétron livre é gerado através do efeito fotoelétrico. Este elétron é atraído para o primeiro dinodo devido a uma diferença de potencial entre estes. Cada elétron que incide no primeiro dinodo gera dois outros elétrons, que são atraídos para o segundo dinodo, devido a uma diferença de potencial entre este e o primeiro dinodo, que é maior que aquela entre o primeiro dinodo e o catodo foto-sensível. Os elétrons gerados no segundo dinodo serão atraídos para o terceiro e assim por diante, até que atinjam o anodo. Cada fóton que incide no fotocatodo, no final gerará aproximadamente 10^9 elétrons, formando um sinal elétrico mensurável por um circuito eletrônico. A Figura 4.5 exemplifica o funcionamento de um tubo fotomultiplicador.



FIGURA 4.4 - Tubo Fotomultiplicador.

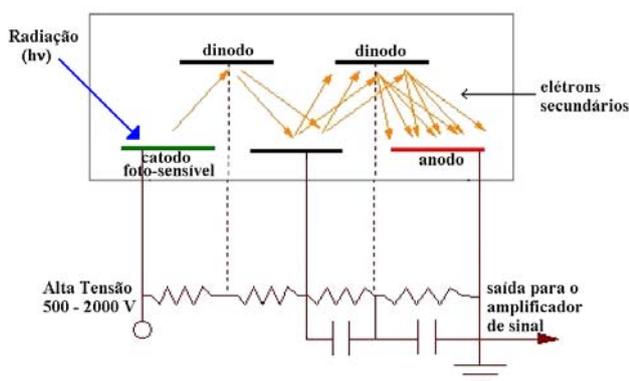


FIGURA 4.5 - Esquema do funcionamento deste tubo.

4.1.4 Circuitos Eletrônicos

O diagrama de bloco dos circuitos eletrônicos do telescópio é mostrado na Figura 4.8. Os pulsos de cada tubo fotomultiplicador são amplificados 300 vezes por um circuito pré-amplificador, acoplado à saída do tubo fotomultiplicador. A distribuição da altura diferencial de pulso proveniente de um detector após sua amplificação é mostrada na Figura 4.6. O pico do lado direito é devido às partículas dos raios cósmicos, enquanto que a parte pontilhada deve-se ao “background” de raios gamma (γ). A distribuição do sinal de pulso dos raios cósmicos tem um máximo para uma certa altura de pulso, que se refere à altura de pico do pulso. A escolha de uma tensão adequada diferencia os sinais provenientes dos *muons* dos sinais de ruídos, como raios γ , etc.. Esta tensão de discriminação pré-estabelecida é fixada como sendo $0,5V$, assim, a alta tensão de cada tubo fotomultiplicador é ajustada separadamente. Para compensar as diferenças na sensibilidade dos tubos fotomultiplicadores bem como na eficiência da cintilação dos detectores, os seguintes procedimentos são adotados para o ajuste:

- a) A alta tensão de cada foto-tubo é ajustada pela inserção de um resistor entre a saída da fonte de alta tensão comum e a rede de resistores do foto-tubo, como mostrado na Figura 4.7, assim, as alturas de pico dos pulsos de todos os tubos fotomultiplicadores coincidirão entre si.
- b) A taxa de contagens para os vários componentes é obtida como função da alta tensão comum, como mostrado na Figura 4.9.
- c) Para adquirir uma melhor estabilidade em observações contínuas, a fonte de alta tensão comum deve ser ajustada no ponto onde o declive nas curvas da Figura 4.9 tenha um valor mínimo. Porém, como visto nesta figura, tal valor é diferente para as diferentes componentes. Desta forma, toma-se o valor médio como sendo a tensão de operação do detector.

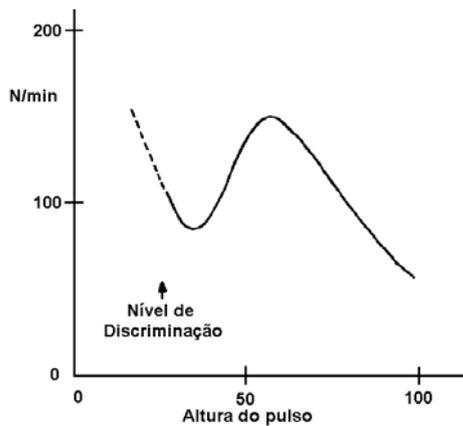


FIGURA 4.6 - Distribuição da altura diferencial dos pulsos de saída.

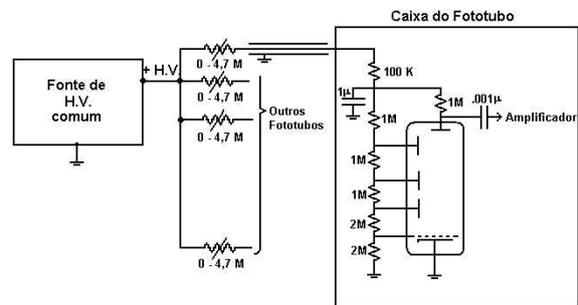


FIGURA 4.7 - Circuito para o ajuste da alta tensão.

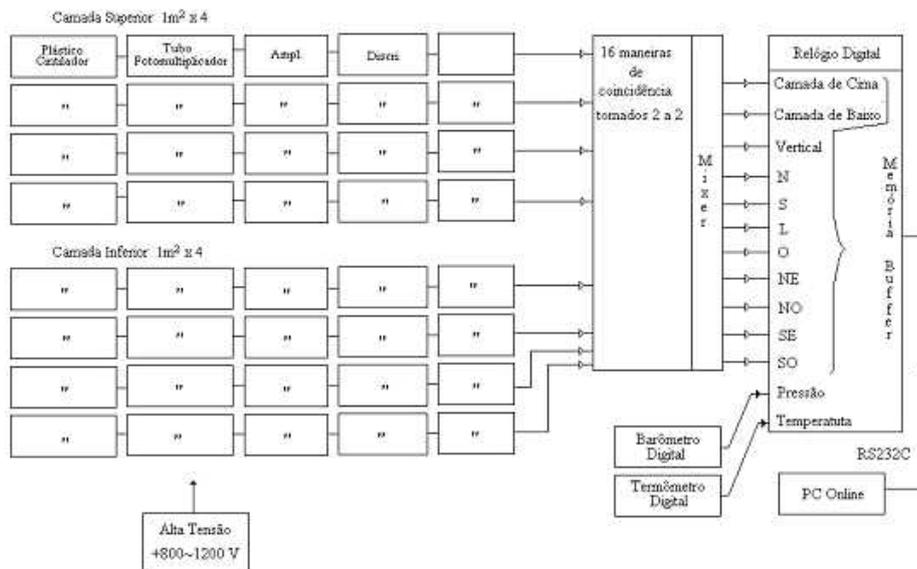


FIGURA 4.8 - Diagrama de bloco dos circuitos eletrônicos do telescópio, mostrando o caminho do sinal desde o detector até o sistema de gravação dos dados.

FONTE: Fujii (2001).

4.1.5 Sistema de Coincidência

No detector protótipo de *muons* do OES/CRSPE/INPE-MCT, os pulsos dos 8 detectores das camadas superior e inferior dispõem de 16 maneiras para fornecer dados aos circuitos de coincidência, gerando, assim, 9 canais direcionais do telescópio.

A Tabela 4.1 mostra as 16 maneiras para se obter os 9 canais direcionais do telescópio

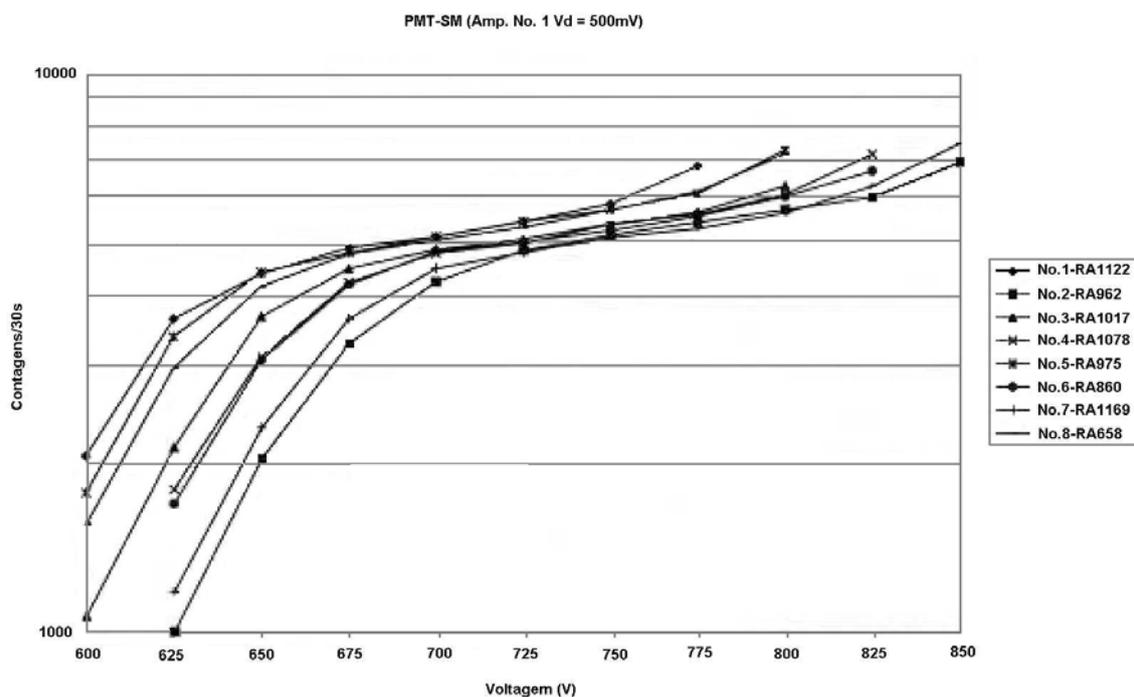


FIGURA 4.9 - Dependência da taxa de contagens dos vários componentes pela variação da voltagem.

protótipo do Observatório Espacial do Sul. A Tabela 4.2 resume as características dos telescópios direcionais do detector de São Martinho da Serra, incluindo a rigidez média (P_m) dos raios cósmicos galácticos, calculado através da função de resposta de *muons* na atmosfera para partículas primárias.

Este telescópio protótipo é idêntico aos telescópios de *muons* de Hobart (Austrália) e de Nagoya (Japão), exceto pelo fato de ter um menor número de detectores. Os telescópios de Hobart e de Nagoya possuem 72 detectores nas camadas superior e inferior, dispondo portanto, de 992 maneiras de coincidência, gerando 17 canais direcionais.

TABELA 4.1 - Disposição dos detectores tomados dois a dois, formando os 9 canais direcionais.

Canais Direcionais	Disposição dos Detectores Tomados 2 a 2			
Vertical	$U1 - L1$	$U2 - L2$	$U3 - L3$	$U4 - L4$
N		$U1 - L3$		$U2 - L4$
S		$U3 - L1$		$U4 - L2$
E		$U2 - L1$		$U4 - L3$
O		$U1 - L2$		$U3 - L4$
NE			$U2 - L3$	
NO			$U1 - L4$	
SE			$U4 - L1$	
SO			$U3 - L2$	

TABELA 4.2 - Características dos detectores direcionais de São Martinho da Serra.

Telescópio	Contagem Horária, $10^4 cph$	Erro %	P_m , GV
São Martinho da Serra (29,4°S; 306,2°E)			
V	39	0,16	53
N	11	0,30	58
S	11	0,30	57
E	11	0,30	59
O	11	0,30	56
NE	4,7	0,46	64
NO	5,4	0,43	61
SE	5,3	0,43	63
SO	5,5	0,43	60

4.1.6 Sistema de Gravação dos Dados

A saída dos pulsos do sistema de coincidência alimenta um sistema de aquisição e gravação dos dados. Cada canal de gravação consiste de 10 bits na escala binária e 4 dígitos de contador decimal com uma memória “buffer” de 4 dígitos. As contagens acumuladas no contador decimal são transferidas para a memória “buffer” a cada 10 minutos e o contador é ajustado para o próximo período de acumulação. O conteúdo da memória “buffer” e o código da hora universal (UT), obtido de um relógio eletrônico, são transferidos por um circuito para um computador “online”, via uma saída serial RS232C. 20 canais de gravação são utilizados para registrar as taxas de contagens da intensidade dos raios cósmicos de 9 direções, juntamente com as contagens dos 8 detectores individuais, mais a contagem total das camadas superior

e inferior. Outro canal de gravação é usado para acumular pulsos de contagens de um barômetro digital por meio de um cristal de quartzo ressonante. A temperatura da sala é medida por um termômetro eletrônico digital sendo registrada pelo mesmo sistema de gravação. A Figura 4.10 mostra o programa de aquisição dos dados do TCM.

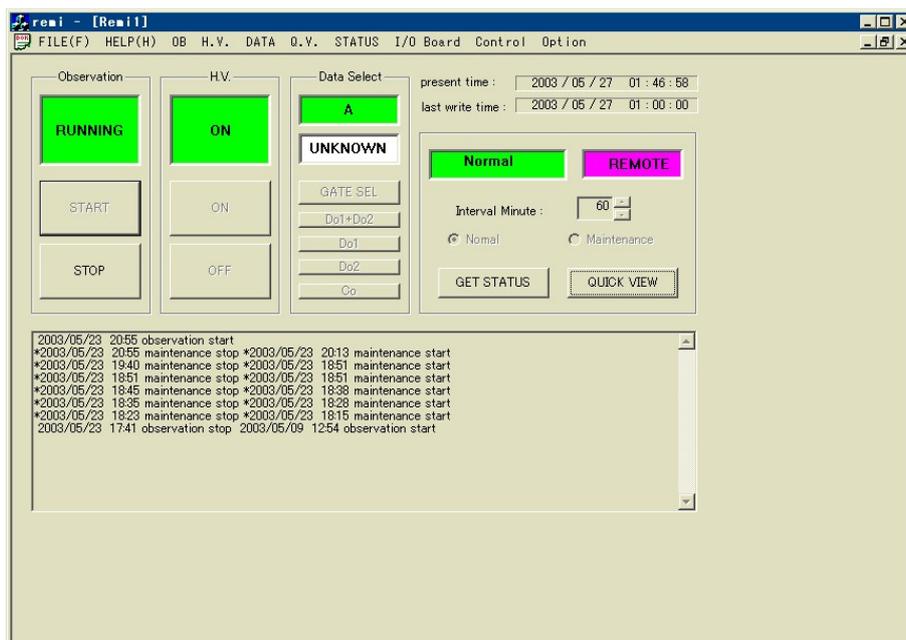


FIGURA 4.10 - Programa de aquisição de dados do Telescópio Cintilador de Muons de São Martinho da Serra.

Este equipamento mostrou-se uma importante ferramenta para a previsão do Clima Espacial, juntamente com os detectores de *muons* instalados nas cidades de Nagoya, no Japão e em Hobart, na Austrália. Estes três equipamentos fazem parte da rede internacional de detectores de *muons*, cujos dados são utilizados para estudos de previsão das estruturas solares que podem causar tempestades geomagnéticas (MUNAKATA *et al.*, 2000; MUNAKATA *et al.*, 2001; Da Silva *et al.*, 2004).

4.2 Monitor de Nêutrons

Um monitor de nêutrons típico, como por exemplo, os monitores de nêutrons mantidos pelo Instituto de Pesquisa Bartol da Universidade de Delaware, nos Estados Unidos, e cujos dados serão utilizados nesta dissertação, possui 18 contadores de raios cósmicos. Eles são arranjados em três unidades, sendo que cada uma possui

seis tubos contadores (Figura 4.2). As unidades são cobertas por blocos de polietileno e possuem seis tubos de aço inoxidável, rodeados por mangas de polietileno, que por sua vez, são envoltos por anéis de chumbo. Os tubos de aço inoxidável possuem um comprimento de 2 metros e um diâmetro de 25 centímetros. Eles são ocupados por um gás chamado de trifluorídeo de boro. Um fino fio condutor encontra-se no centro do tubo, através do gás, estando conectado em um amplificador. Um computador registra os dados.

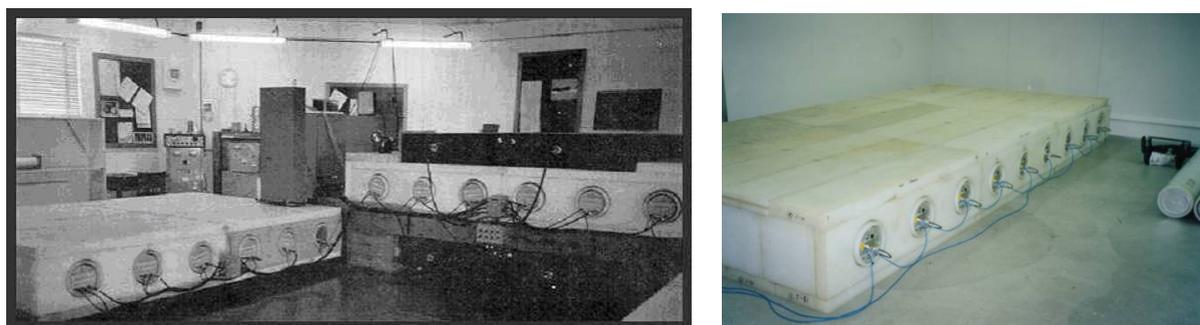


FIGURA 4.11 - Monitor de Nêutrons mantido pelo Instituto de Pesquisas Bartol da Universidade de Delaware.

Os nêutrons, gerados em um “chuveiro” de raios cósmicos, passam através da atmosfera, através do prédio onde o monitor de nêutrons está instalado e penetram no revestimento de chumbo e de polietileno que reveste os detectores. A alta energia destas partículas é reduzida pelo chumbo e pelo polietileno para aproximadamente $1/40$ de eV - aproximadamente a mesma energia de uma molécula de ar. Com este nível de energia, um átomo de boro do contador absorve o nêutron e fissiona-se em um íon de hélio e um íon de lítio rápidos. Estes íons energéticos retiram elétrons dos átomos neutros dentro do tubo produzindo uma carga elétrica. A carga é detectada pelo amplificador como uma contagem. Os monitores de nêutrons construídos com revestimento de chumbo contam cerca de um nêutron para cada raio cósmico primário que entra na atmosfera através de uma área igual à área do monitor [Baseado no relatório número 5 das séries de relatórios científicos do Instituto de Pesquisa Auroral, de Abril 1996: <http://www.bartol.udel.edu/~neutronm/listen/main.html>].

CAPÍTULO 5

DADOS DOS RAIOS CÓSMICOS E DO MEIO INTERPLANETÁRIO

Neste capítulo, serão explorados os dados que foram utilizados para as análises nesta dissertação, como e onde eles são encontrados e o que precisa ser feito para que estes dados possam ser analisados com um alto nível de confiabilidade.

5.1 Dados de Raios Cósmicos

5.1.1 Dados do Telescópio Cintilador de *Muons* - TCM

Os dados do telescópio cintilador de *muons* não são dados públicos e por este motivo, antes da análise, precisa-se fazer uma redução dos mesmos para que possam ser analisados de forma confiável. Os dados são gravados em arquivo com formato .dat diários, com uma resolução temporal de 1 hora, podendo ser visualizados na Figura 5.1.

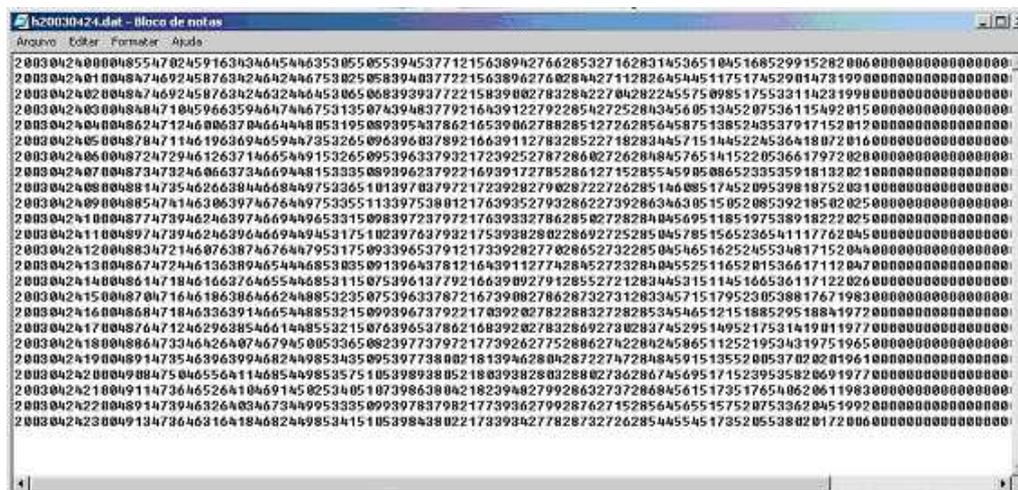


FIGURA 5.1 - Visualização da disponibilização dos dados do telescópio protótipo de São Martinho da Serra.

Cada linha corresponde a uma hora, sendo que a seqüência está na seguinte ordem: ano (4 dígitos), mês (2 dígitos), dia (2 dígitos), hora (2 dígitos), minuto (2 dígitos), U_1 (4 dígitos), U_2 (4 dígitos), U_3 (4 dígitos), U_4 (4 dígitos), L_1 (4 dígitos), L_2 (4 dígitos), L_3 (4 dígitos), L_4 (4 dígitos), U_s (4 dígitos), L_s (4 dígitos), WT (4 dígitos), V (4 dígitos), N (4 dígitos), S (4 dígitos), E (4 dígitos), W (4 dígitos), NE

(4 dígitos), *NW* (4 dígitos), *SE* (4 dígitos), *SW* (4 dígitos), *PR* (4 dígitos), e *RT* (4 dígitos).

U1, *U2*, *U3*, *U4*, *L1*, *L2*, *L3*, e *L4* são os dados de cada detector. *Us*, *Ls*, e *WT* são as contagens das partículas que passam pelos detectores que estão em cima, em baixo e em ambas camadas, respectivamente. *V* (Vertical), *N* (Norte), *S* (Sul), *E* (Leste), *W* (Oeste), *NE* (Nordeste), *NW* (Noroeste), *SE* (Sudeste), e *SW* (Sudoeste) são os dados para cada direção. A lógica aparece resumida na Tabela 4.1 no capítulo anterior.

Os quatro dígitos dos dados são valores divididos por certos parâmetros, que são dados na Tabela 5.1.

TABELA 5.1 - Parâmetros de multiplicação dos dados do Telescópio Cintilador de Muons de São Martinho da Serra.

Parâmetro	Detectores e Canais Direcionais							
200	<i>U1</i>	<i>U2</i>	<i>U3</i>	<i>U4</i>	<i>L1</i>	<i>L2</i>	<i>L3</i>	<i>L4</i>
1000	<i>Us</i>				<i>Ls</i>			
4000	<i>WT</i>							
40	<i>N</i>		<i>S</i>		<i>E</i>		<i>W</i>	
10	<i>NE</i>		<i>NW</i>		<i>SE</i>		<i>SW</i>	

Por exemplo: Dados de *U1*(4855) multiplicados pelo parâmetro (200) tornam-se iguais aos valores reais de *U1*(971000*contagens/hora*). Além disso, *RT* são os dados de temperatura da sala e *PR* são os dados da pressão atmosférica. Para determinar o valor real de temperatura e de pressão, deve-se fazer os seguintes cálculos:

Para temperatura, *Temp* em °C:

$$X(ms) = \frac{1}{\frac{(3,09 \times 10^6 + RT) * 200}{3,6 \times 10^9}}$$

$$U = X - 5,83 \tag{5.1}$$

$$Temp = -3954.21U - 10724.26U^2.$$

Para a pressão, $Press$ em psi :

$$T(ms) = \frac{1}{\frac{(1,51 \times 10^6 + PR) * 80}{3,6 \times 10^9}}$$

$$C = 99,47 + 4,35U - 122,71U^2 \quad (5.2)$$

$$T_0 = 27,59 + 0,81U + 19,3U^2 + 15,25U^3$$

$$Press = C \left(1 - \frac{T_0^2}{T^2}\right) \left((1 - 0,037) \left(1 - \frac{T_0^2}{T^2}\right)\right).$$

Estas equações foram fornecidas pelo fabricante do equipamento (Paroscientific, Inc.).

O cálculo do valor real da temperatura e da pressão atmosférica é necessário, pois os raios cósmicos variam com estes parâmetros atmosféricos. Desta forma, há necessidade de se fazer uma correção nos dados para que estes efeitos sejam eliminados, e assim, os dados possam ser analisados sem as distorções atmosféricas.

A correção dos dados de raios cósmicos para eliminar os efeitos barométricos e da temperatura é feita utilizando a equação abaixo:

$$\frac{\Delta I}{I} = \beta \Delta p + \int \alpha(h) \Delta T(h) dh. \quad (5.3)$$

onde p é a pressão atmosférica e $T(h)$ é a temperatura do ar no nível atmosférico h que são calculados pelas Equações 5.1 e 5.2. O primeiro termo do lado direito da equação acima representa o efeito barométrico, sendo β o coeficiente barométrico, enquanto o segundo termo é o efeito da temperatura e $\alpha(h)$ é o coeficiente da temperatura, que depende da altura h .

Como a correção do efeito da temperatura nos dados de *muons* é bastante complexa, havendo a necessidade de possuir os dados de temperatura em função da altura, somente a correção do efeito barométrico é feita. A Figura 5.2 mostra, de cima para baixo, os dados de pressão, os dados de raios cósmicos observados e no último painel,

os dados de raios cósmicos corrigidos.

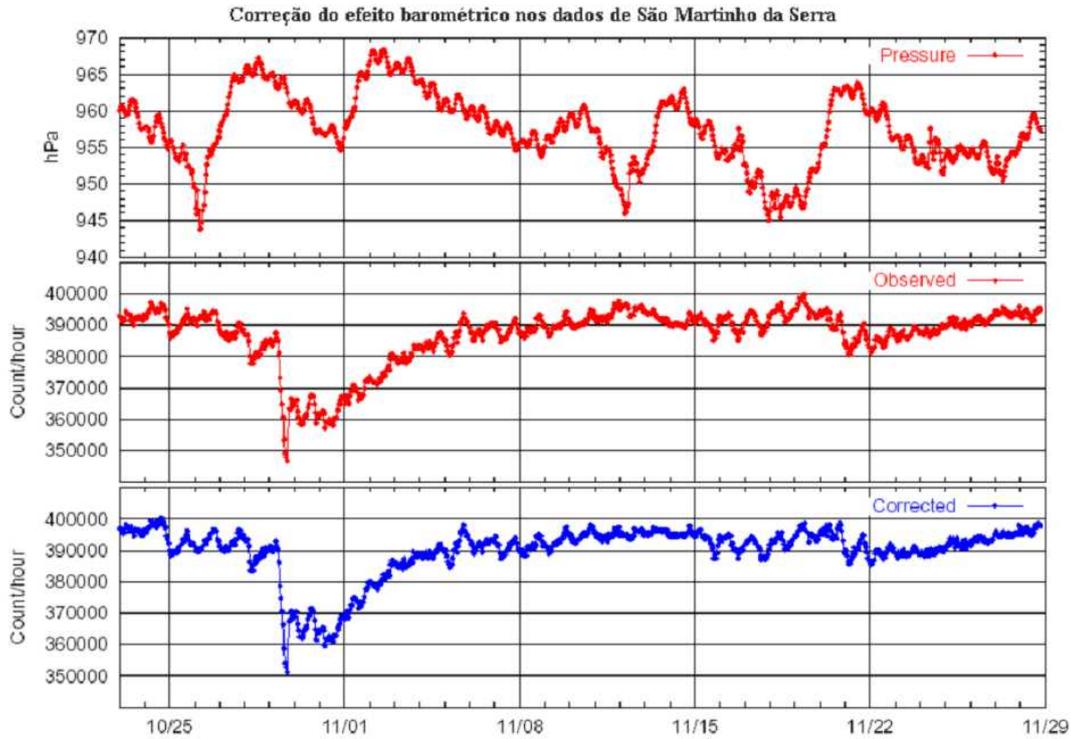


FIGURA 5.2 - Correção do efeito barométrico nos dados do telescópio de São Martinho da Serra.

A intensidade é, portanto, representada pelo número de partículas registradas por um detector por intervalo de tempo. O intervalo de tempo deve ser selecionado de acordo com as propriedades do instrumento, assim como pela magnitude das variações a serem estudadas.

Assim a intensidade relativa dos raios cósmicos pode ser dada tanto em termos da taxa de contagens, quanto em porcentagem da taxa de contagens média para um período específico. No caso desta análise, a intensidade relativa é calculada em relação à média dos dados do ano, utilizando-se a seguinte equação.

$$Contagens(\%) = \left[\frac{Contagens(Part./h) - MediaAnual}{MediaAnual} \right] * 100. \quad (5.4)$$

5.1.2 Dados dos Monitores de Nêutrons

Os dados dos monitores de nêutrons mantidos pelo Instituto de Pesquisa Bartol da Universidade de Dalaware - Estados Unidos, estão disponíveis na página do Instituto [<http://www.bartol.udel.edu/~neutronm/>]. Estes dados são públicos, estando disponíveis no formato ASCII, já corrigidos para os efeitos atmosféricos. A resolução temporal dos dados de nêutrons é de 1 hora, tal como a resolução dos dados de *muons*. O programa de monitoramento de nêutrons do Instituto de Pesquisa Bartol é financiado pela Fundação Nacional de Ciências - ATM-0000315. As estações de observação disponibilizadas estão listadas na Tabela 5.2

TABELA 5.2 - Localização das estações de observação de Nêutrons da rede de monitores de nêutrons.

Estação	Localização	Início de Operação
Polo Sul, Antártica	90°S	1964
McMurdo, Antártica	77.9°S 166.6°L	1960
Thule, Groenlândia	76.5°N 68.7°O	1957
Newark, Delaware	39.7°N 75.7°O	1978

A estação escolhida para análise e comparação com os resultados de *muons* do telescópio de *muons* de São Martinho da Serra, foi a estação de Newark, Delaware, devido ao fato de as duas estações possuírem coordenadas geográficas parecidas e também por apresentarem uma rigidez magnética semelhante. O TCM fica em uma região de rigidez magnética entre 10 e 12 *GeV*, e o Monitor de Nêutrons de Delaware fica na região com rigidez magnética entre 4 e 6 *GeV*.

5.2 Dados do Meio Interplanetário

Para a identificação das estruturas magnéticas do meio interplanetário foram utilizados dados dos instrumentos MAG - “*Magnetometer*” e SWEPAM - “*Solar Wind Electron Proton Alpha Monitor*” a bordo do satélite ACE - “*Advanced Composition Explorer*” que encontra-se orbitando o ponto Lagrangeano $L1$ ¹. Os dados destes instrumentos, a exemplo dos dados de nêutrons, são dados públicos que podem ser encontrados no site do satélite ACE: <http://www.srl.caltech.edu/ACE/ASC/level2/>. Eles são disponibilizados no formato ASCII, possuindo uma resolução temporal de

¹Ponto Lagrangeano $L1$ - Ponto de equilíbrio gravitacional entre o Sol e a Terra, localizado em aproximadamente $1,5 \times 10^6 km$ a partir da Terra e aproximadamente $148,5 \times 10^6 km$ a partir do Sol, sobre a linha que liga a Terra ao Sol.

64s e não precisam de nenhum tipo de correção, estando prontos para serem utilizados.

CAPÍTULO 6

ANÁLISE E INTERPRETAÇÃO DOS RESULTADOS

6.1 Introdução

Neste capítulo serão apresentados os principais resultados deste trabalho e suas análises. Para tanto, foram analisados os eventos causados por estruturas magnéticas do meio interplanetário durante o período de março de 2001 a setembro de 2004.

Durante este período, foi possível analisar um total de 138 eventos, dos quais 39 são eventos de estruturas complexas, 64 são de regiões de interação co-rotante - CIRs, 15 são de ICME-nuvem, 7 são de ICMEs-não nuvem e 12 são de choques interplanetários, que estão divididos por ano, como mostram os gráficos da Figura 6.1.

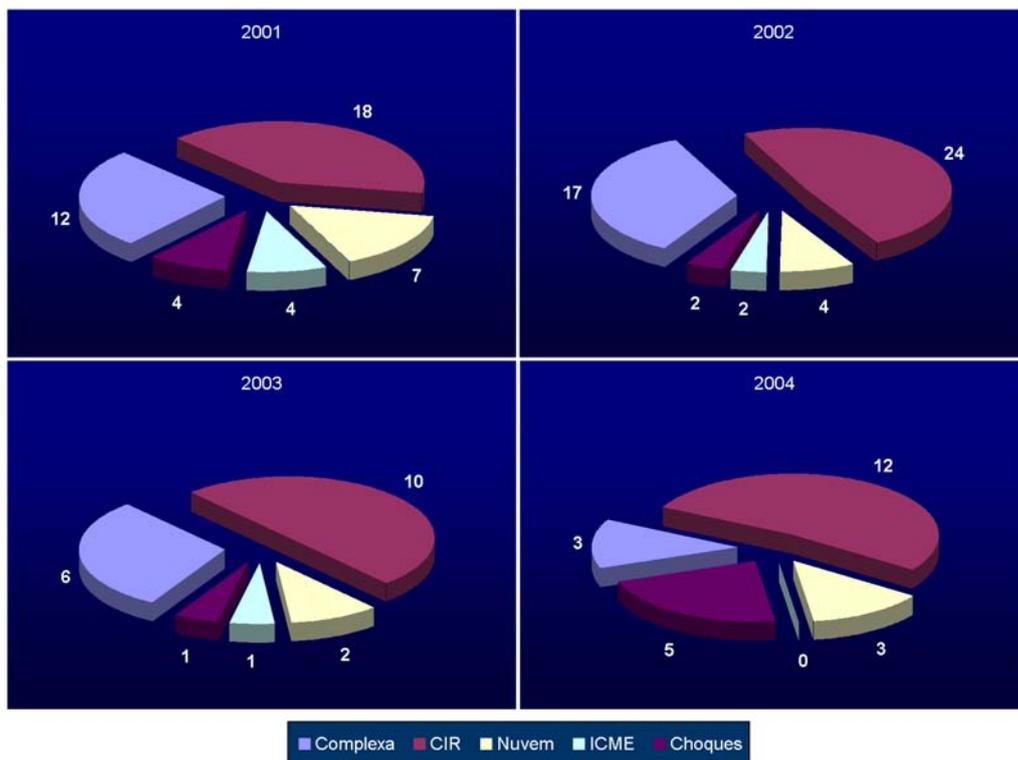


FIGURA 6.1 - Gráficos do número de eventos estudados, separados por estrutura, para cada ano.

As Figuras 6.2 e 6.3 mostram os histogramas com um ajuste normal dos dados

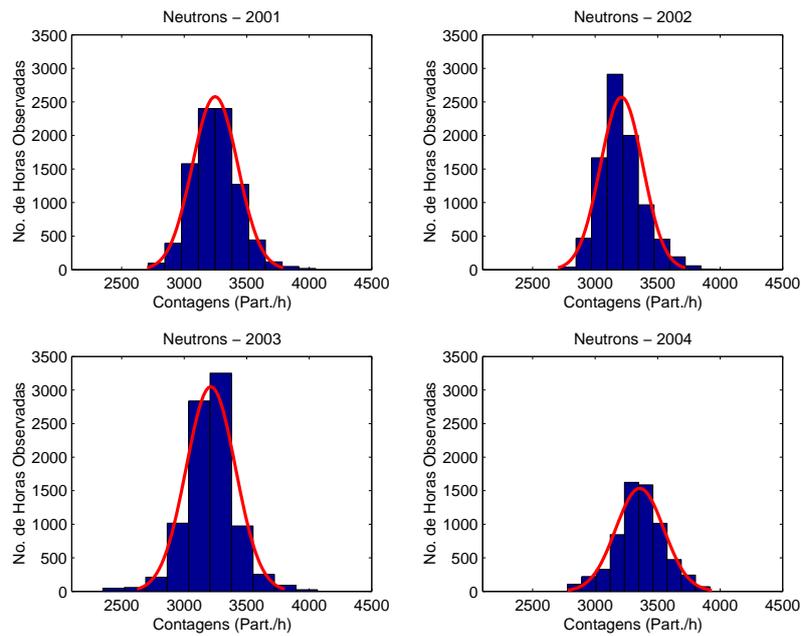


FIGURA 6.2 - Histogramas das contagens de nêutron separados por cada ano analisado.

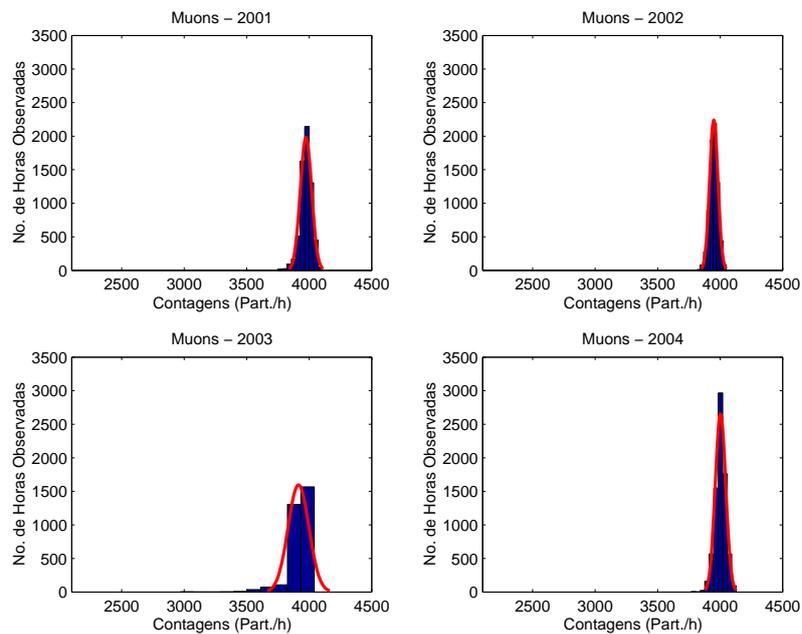


FIGURA 6.3 - Histogramas das contagens de *muons* separados por cada ano analisado.

brutos (Contagens/Hora) de Nêutrons e *Muons* para cada ano. Percebe-se que a distribuição das contagens por hora não varia muito de um ano para outro, ficando em torno de $3257,42\text{Conts}/h$ para os Nêutrons e $3960,3\text{Conts}/h$ para os *muons*.

A Figura 6.3 mostra que existem menos contagens de *muons* no ano de 2003 do que em qualquer outro. Isto se deve ao fato de que neste ano, um dos detectores do telescópio de *muons* de São Martinho da Serra passou por problemas operacionais, comprometendo uma boa parte dos dados. Por este motivo, os eventos desse período não foram incluídos na análise. Por outro lado, pode-se perceber que as contagens indicam um ligeiro aumento de 2001-2003 para 2004. Isto deve-se ao fato de que no ano de 2004 o ciclo solar está na fase descendente, e as contagens dos raios cósmicos aumenta com a diminuição da atividade solar. A Tabela 6.1 mostra os valores das médias e dos desvios padrões dos dados brutos de nêutrons e *muons* para cada ano analisado. Percebe-se que a média, tanto dos nêutrons quanto dos *muons*, não varia significativamente de um ano para o outro, e o desvio padrão dos nêutron é significativamente maior que dos *muons*. Para os *muons*, vê-se um aumento do desvio padrão nos dados de 2003, que se deve ao problema técnico no detector, anteriormente comentado.

TABELA 6.1 - Médias e desvios padrões dos dados brutos de Nêutrons e *muons* para cada ano.

	2001	2002	2003	2004
Nêutrons	3247,3±181,68	3211,8±169,75	3213,4±196,66	3357,2±192,21
<i>muons</i>	3974,4±45,54	3949,2±33,22	3914,8±83,19	4002,8±41,64

As Figuras 6.4 e 6.5 mostram os histogramas do decréscimo de nêutrons e *muons* para cada ano analisado. Para o ano de 2001 existem mais eventos do que para o ano de 2004. Isto é esperado, pois 2001 é um ano de máxima atividade solar, e portanto com um número maior de estruturas interplanetárias mais intensas em comparação com as estruturas que ocorrem na fase descendente do ciclo solar (como os anos de 2003 e 2004). Na maioria dos casos, os decréscimos relativos de raios cósmicos são menores que 5%, havendo alguns casos em que o decréscimo chegou a mais de 15%, para os nêutrons, e mais de 10%, para os *muons*. Estes dois casos são devido a super estrutura interplanetária que atingiu a Terra em 29 de outubro de 2003. Outro fator que contribuiu para a diminuição do número de eventos em 2003 e 2004 é que, em 2003, o telescópio passou por problemas operacionais e no ano de 2004 somente os eventos ocorridos até setembro foram analisados.

Os resultados serão apresentados nas próximas seções separadamente, para cada estrutura interplanetária, de acordo com as diferentes características apresentadas

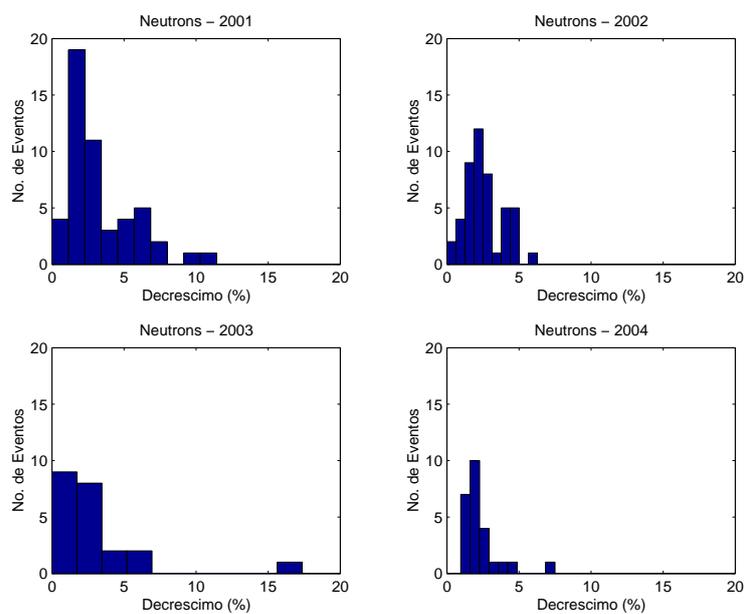


FIGURA 6.4 - Histogramas do deacrécimo de nêutrons separados por cada ano analisado.

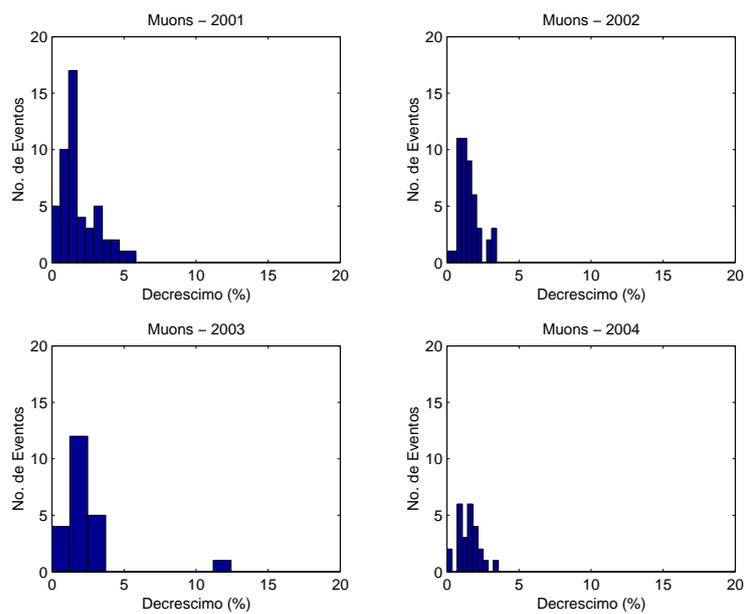


FIGURA 6.5 - Histogramas do deacrécimo de *muons* separados por para cada ano analisado.

por cada uma, a fim de se obter uma melhor compreensão dos fenômenos envolvidos. As características individuais dos eventos estudados neste trabalho podem ser visualizadas nas tabelas do Anexo A.

6.2 Choques Interplanetários

São classificadas como choques interplanetários as estruturas que apresentam a forma ao exemplo da Figura 6.6. Neste tipo de estrutura, somente os efeitos atribuídos ao choque são evidentes, o que se deve ao fato de uma onda de choque possuir uma extensão longitudinal bem maior que a ejeção. Desta forma, é possível que a Terra e sua magnetosfera sejam atingidas somente pelo choque.

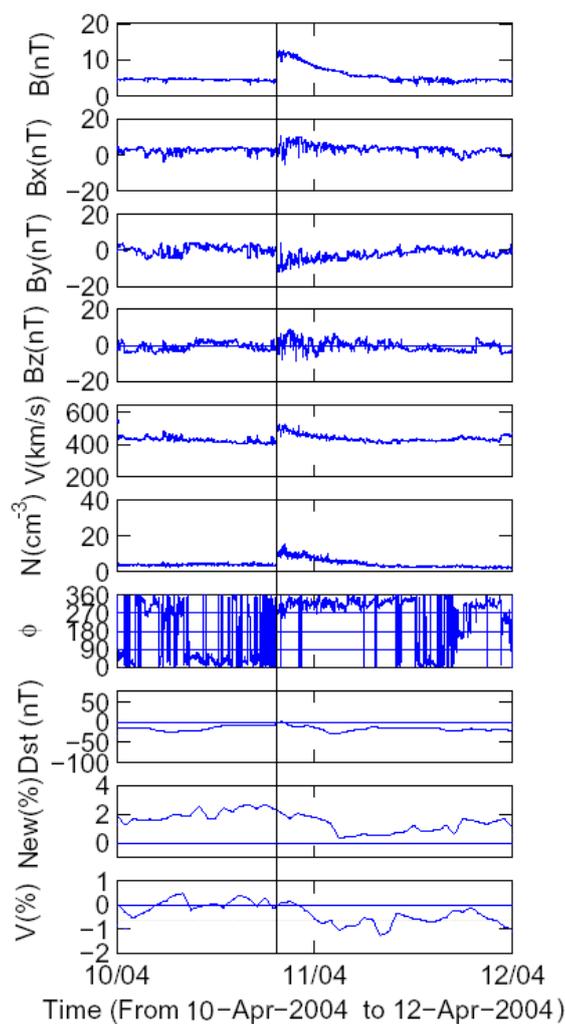


FIGURA 6.6 - Estrutura de choque interplanetário, observado pelo satélite ACE no meio interplanetário, e pelos detectores de raios cósmicos em solo.

Nos gráficos da Figura 6.6, tem-se a estrutura de choque interplanetário para o dia 10 de abril de 2004, e pode-se ver, de cima para baixo, a intensidade do campo

magnético e seus componentes, $B(nT)$, $Bx(nT)$, $By(nT)$ e $Bz(nT)$, a velocidade do vento solar, $V(km/s)$, a densidade de prótons, $N(cm^{-3})$, o ângulo longitudinal, ϕ , o índice Dst (nT) e as contagens relativas do monitor de nêutrons de Newark, $New(\%)$ e do canal vertical do telescópio de *muons*, $V(\%)$, em função do tempo. A linha vertical indica o instante de chegada do choque. Nos dois últimos painéis, vê-se claramente um decréscimo na intensidade relativa dos raios cósmicos, causado pelo choque interplanetário.

Para se estudar o comportamento geral dos raios cósmicos frente aos choques interplanetários, foi feita uma análise de época superposta dos 12 eventos de choques interplanetários identificados, relacionados por serem isolados. Nesta análise, foi escolhido como o tempo 0 o instante de chegada do choque e, a partir deste ponto, tomou-se 48h antes e 72h depois. Esta análise foi feita para todas as estruturas estudadas nesta dissertação.

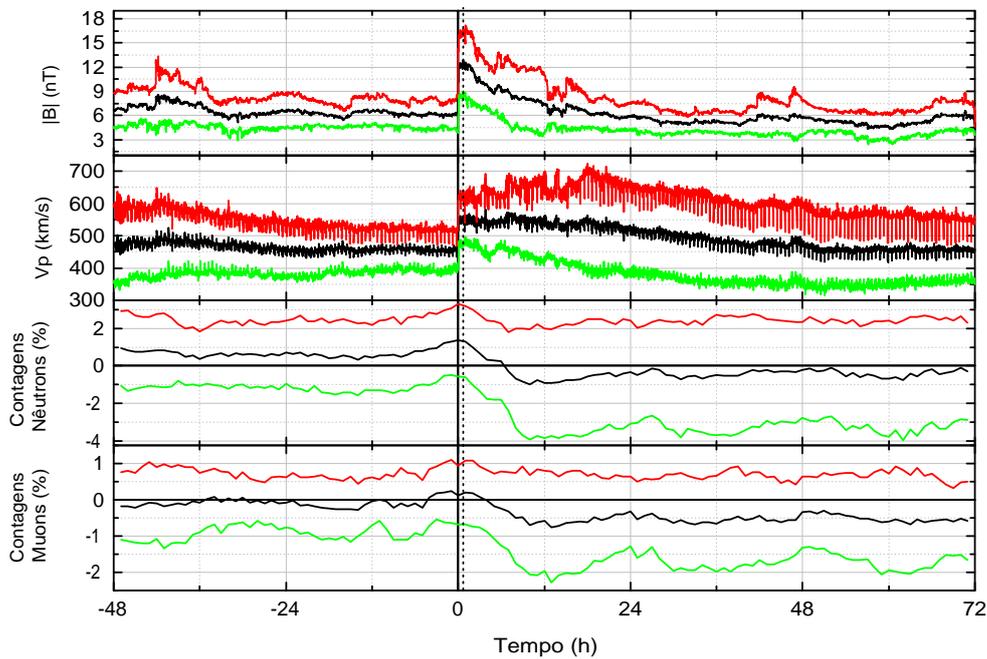


FIGURA 6.7 - Gráficos de época superposta da intensidade do campo magnético, da velocidade do vento solar, e das contagens relativas de nêutrons e *muons* para choques interplanetários.

Os gráficos da análise de época superposta podem ser visualizados na Figura 6.7. Nesta figura temos, de cima para baixo, a magnitude do campo magnético interplanetário, $|B|$ (nT), a velocidade de prótons do vento solar, Vp (km/s), as contagens relativas do monitor de nêutrons de Newark, *Contagens Nêutrons* (%) e as contagens relativas do telescópio de *muons* de São Martinho da Serra, *Contagens Muons* (%), em função do tempo em horas. As curvas pretas referem-se à média das grandezas anteriormente citadas e as linhas vermelha e verde são a média mais e menos um desvio padrão, respectivamente. A linha vertical sólida indica o instante de chegada do choque (tempo 0) e a linha vertical pontilhada indica o início médio do decréscimo dos raios cósmicos. Pode-se perceber claramente que o decréscimo na intensidade relativa dos raios cósmicos é provocado pela passagem do choque, alcançando uma amplitude média de 2,98% para os nêutrons e 1,89% para os *muons*, em um intervalo de tempo de aproximadamente 11 horas.

A Figura 6.8 mostra os histogramas do decréscimo de nêutrons e de *muons*, para os eventos de choque interplanetário. Pode-se notar que o decréscimo de nêutrons está distribuído entre 1 e 7 %, sendo que o maior número de ocorrências é de, aproximadamente, 2,5 %. Já o decréscimo de *muons* está distribuído entre 1 e 5 %, sendo que o maior número de ocorrências é de, aproximadamente, 1,5 %, concordando com os valores médios dos decréscimos, anteriormente obtidos.

Os gráficos da Figura 6.9 mostram um ajuste linear entre os decréscimos de nêutrons e *muons* em relação a $|B|'$, V' e $|B|' * V'$, onde $|B|' = |B|/5nT$, $V' = V/400km/s$ e $|B|' * V' = |B| * V/(5nT) * (400km/s)$. Esta normalização é feita a fim de se comparar os resultados obtidos com trabalhos de outros autores que adotaram esta metodologia. As correlações servem para determinar o parâmetro do vento solar mais eficiente para o decréscimo dos raios cósmicos. O parâmetro $|B|' * V'$, proposto por Belov e Ivanon (1997), é utilizado, já que é um parâmetro necessário para calcular o limite máximo da rigidez magnética dos raios cósmicos, no qual um dado distúrbio interplanetário é capaz de modular estas partículas carregadas (DORMAN, 1963; BELOV; IVANON, 1997). Belov *et al.* (2001) encontraram uma melhor correlação entre $|B|' * V'$, calculada para as ejeções de massa coronal e para as estruturas associadas aos buracos coronais, em relação ao decréscimo de nêutrons dos raios cósmicos. Pretende-se determinar se este parâmetro também é o mais eficiente para os outros tipos de estruturas estudadas nesta dissertação.

Os valores do coeficiente de correlação são mostrados na Tabela 6.2, vê-se que, no

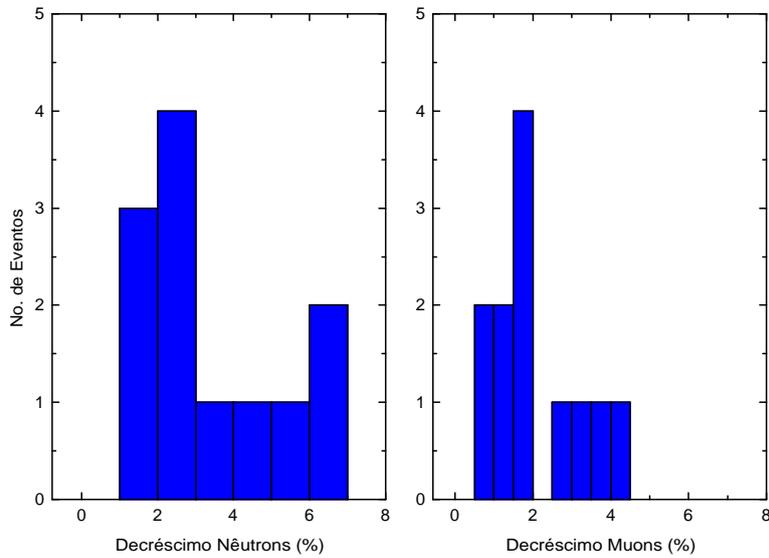


FIGURA 6.8 - Histogramas do decréscimo de Nêutrons (painel da esquerda) e de *muons* (painel da direita), para eventos de choques interplanetários.

caso dos choques interplanetários, o parâmetro do vento solar mais eficiente no decréscimo dos raios cósmicos, tanto para nêutrons quanto para *muons*, é o campo magnético, seguido pelo produto deste campo pela velocidade do vento solar. Portanto, estas observações indicam que o decréscimo dos raios cósmicos é efetivamente causado pela deriva das partículas de raios cósmicos na região de campo magnético turbulento atrás do choque, com uma contribuição da rigidez magnética da estrutura.

TABELA 6.2 - Coeficientes de correlação para os decréscimos de nêutrons e *muons* para as estruturas de choques interplanetários.

	Nêutrons	<i>Muons</i>
$ B '$	0,71	0,79
V'	0,24	0,49
$ B ' * V'$	0,60	0,78

As observações mostram claramente que os eventos de choque interplanetário estão associados a um rápido decréscimo na intensidade dos raios cósmicos e a um aumento

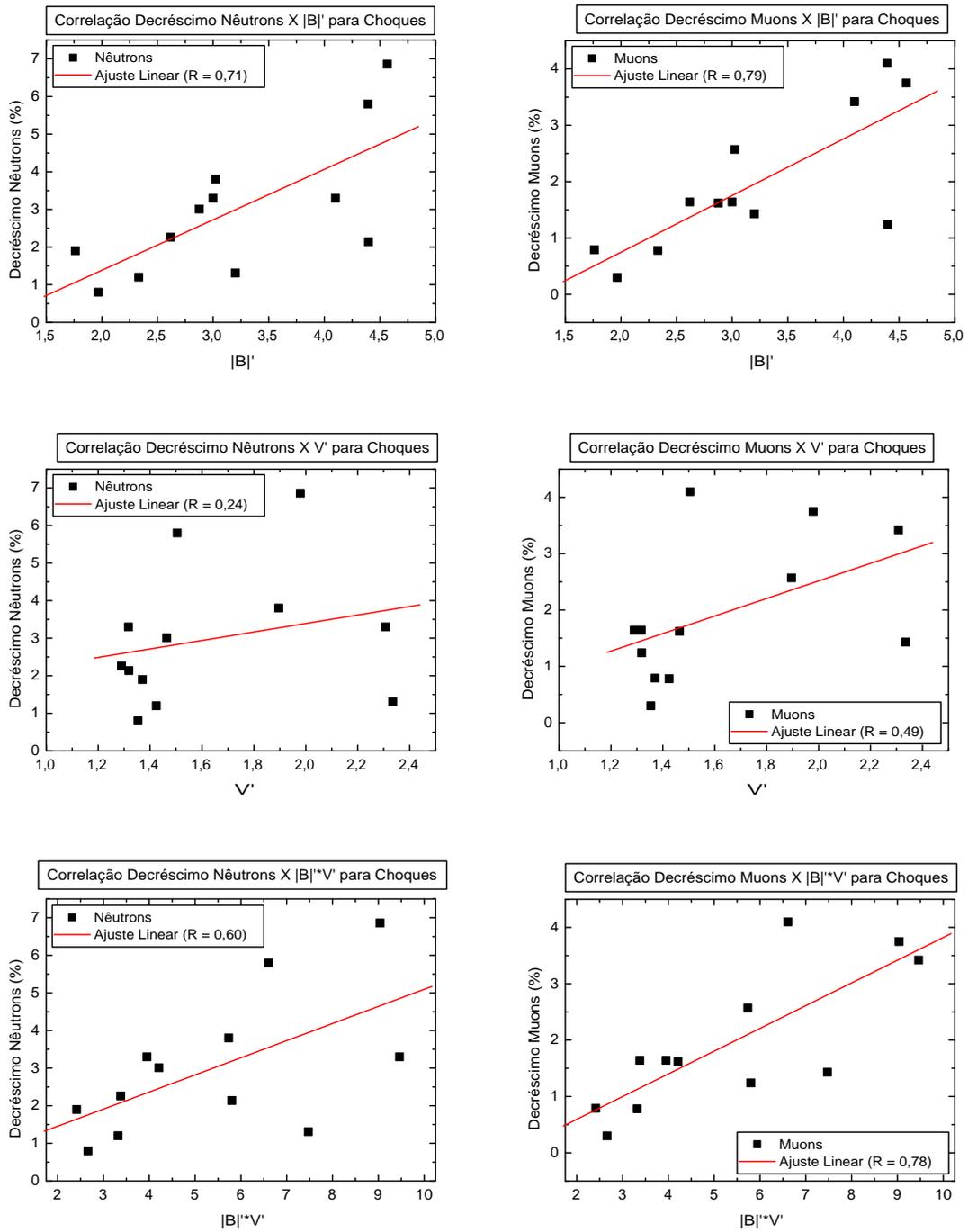


FIGURA 6.9 - Correlações do decréscimo de nêutrons e *muons* com $|B|'$, V' e $|B|' * V'$, respectivamente.

na velocidade de prótons do vento solar.

6.3 Ejeções de Massa Coronal Interplanetárias sem Nuvem Magnética - ICMEs

As estruturas de ICMEs são as ejeções de massa coronal observadas em $1AU$ que, neste trabalho, foram consideradas como sendo as ejeções de massa solar que não possuem a estrutura de nuvem magnética definida por (BURLAGA *et al.*, 1981).

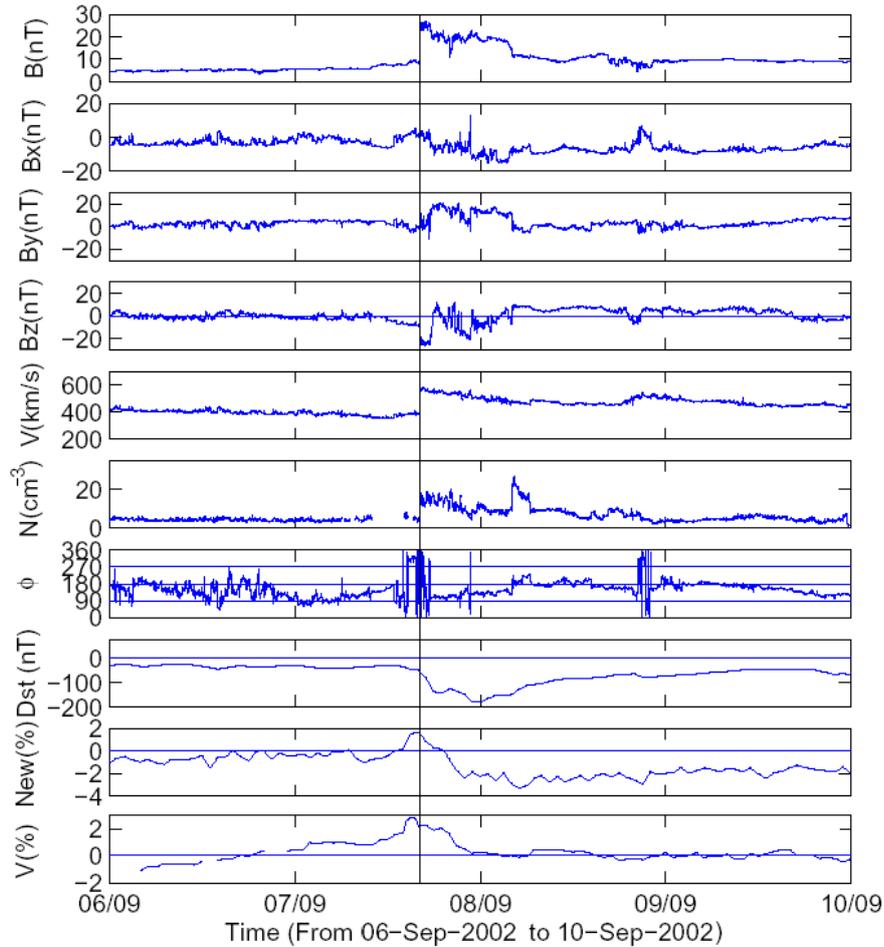


FIGURA 6.10 - Estrutura ICME observada pelo satélite ACE a $1AU$ e pelos detectores de raios cósmicos.

Na Figura 6.10, tem-se um exemplo de uma estrutura de ejeção de massa coronal interplanetária para o dia 07 de setembro de 2002, mostrando, de cima para baixo, a intensidade do campo magnético e seus componentes, $B(nT)$, $Bx(nT)$, $By(nT)$ e $Bz(nT)$, a velocidade do vento solar, $V(km/s)$, a densidade de prótons, $N(cm^{-3})$, o ângulo longitudinal, ϕ , o índice Dst (nT) e as contagens relativas do monitor de

nêutrons de Newark, $New(\%)$ e do canal vertical do telescópio de *muons*, $V(\%)$, em função do tempo.

A linha vertical indica o instante da chegada do choque gerado por esta estrutura. Nos dois últimos painéis, vê-se claramente um acentuado decréscimo na intensidade relativa dos raios cósmicos. Este tipo de estrutura difere-se do primeiro pela estrutura de campo magnético mais complexa, apresentando quase todas as características de uma ICME-nuvem magnética, à exceção da suave e lenta rotação em um dos componentes do campo magnético, como sugerido por [Neugebauer e Goldstein \(1997\)](#).

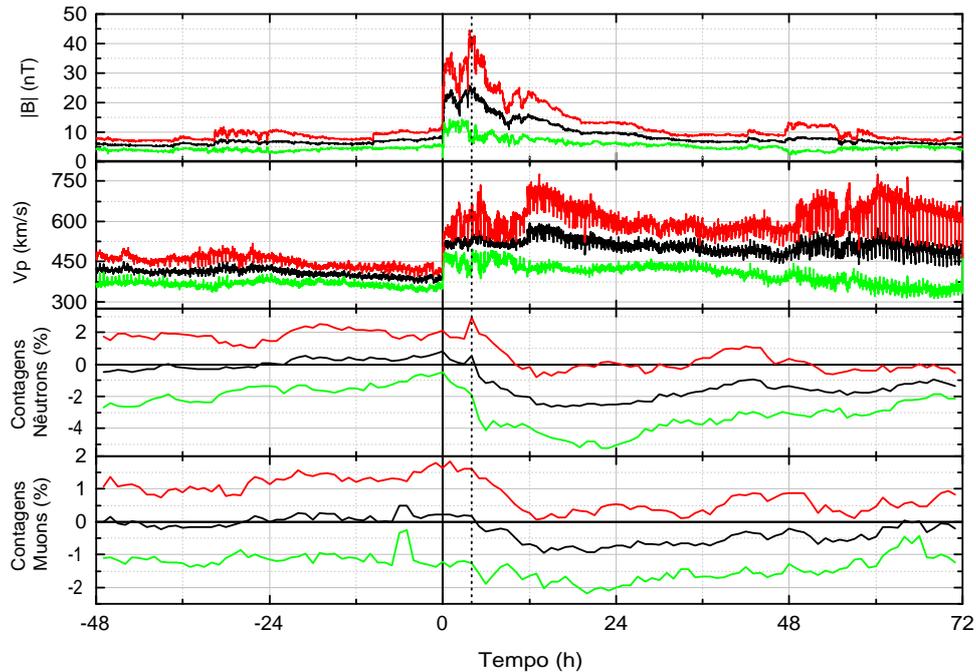


FIGURA 6.11 - Gráficos de época sobreposta da intensidade do campo magnético, da velocidade do vento solar e das contagens relativas de nêutrons e *muons*, para ICMEs.

Na Figura 6.11 tem-se a análise de época superposta para a estrutura de ICME, mostrando, de cima para baixo, a magnitude do campo magnético interplanetário, $|B|$ (nT), a velocidade de prótons do vento solar, V_p (km/s), as contagens relativas do monitor de nêutrons de Newark, $Contagens\ Nêutrons$ (%) e as contagens relativas

do telescópio de *muons* de São Martinho da Serra, *Contagens Muons (%)*, em função do tempo em horas. A linha vertical sólida indica o instante de chegada do choque (tempo 0), e a linha vertical pontilhada indica o início médio do decréscimo dos raios cósmicos. Observa-se que, no caso das ICMEs, o decréscimo dos raios cósmicos, em geral, ocorre em torno de $3h$ após a chegada do choque, coincidindo com o pico máximo do campo magnético na região turbulenta. As ICMEs causam um decréscimo dos raios cósmicos com amplitude média de $4,94\%$ para nêutrons e de $2,87\%$ para *muons*, em um intervalo de tempo de aproximadamente $12horas$.

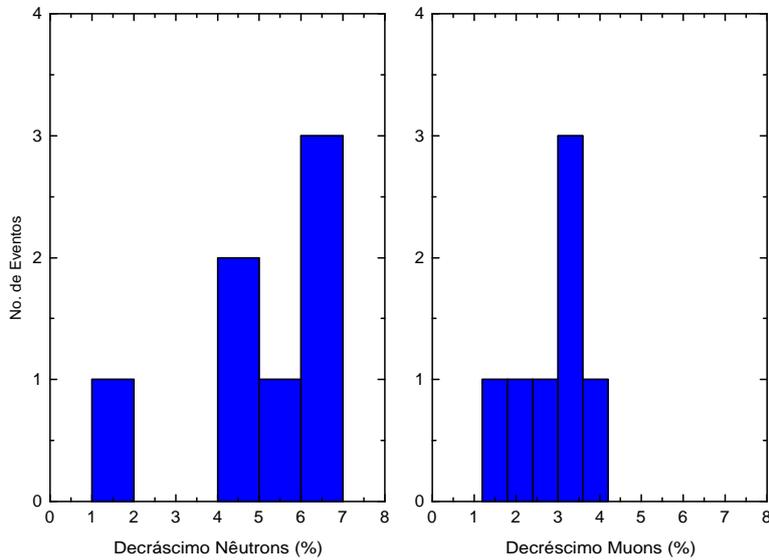


FIGURA 6.12 - Histogramas do decréscimo de Nêutrons (painel da esquerda) e de *muons* (painel da direita), para eventos de ejeções de massa coronal interplanetária.

A Figura 6.12 mostra os histogramas do decréscimo de nêutrons e de *muons*, para eventos de ejeções de massa coronal interplanetárias. Nota-se que o decréscimo de nêutrons está distribuído principalmente entre 4 e 7 %, sendo que o maior número de ocorrências é em torno de $6,5\%$. Já o decréscimo de *muons* está distribuído entre 1 e $4,5\%$, com o maior número de ocorrências em torno de $3,25\%$.

O ajuste linear entre os decréscimos de nêutrons e *muons* em relação a $|B|'$, V' e $|B|' * V'$, são mostrados na Figura 6.13, e os valores dos respectivos coeficientes de correlação podem ser visualizados na Tabela 6.3. Neste caso, o campo magnético

TABELA 6.3 - Coeficientes de correlação para os decréscimos de nêutrons e *muons* para as estruturas de ICMEs.

	Nêutrons	<i>Muons</i>
$ B '$	0,58	0,40
V'	0,36	-0,17
$ B ' * V'$	0,56	0,30

também foi o parâmetro mais eficiente no decréscimo tanto de nêutrons quanto de *muons*. A velocidade do vento solar é o que possui o menor coeficiente de correlação, sendo, portanto, o campo magnético, juntamente com a rigidez magnética da estrutura os principais parâmetros no decréscimo dos raios cósmicos.

Nota-se, na Figura 6.13, que a correlação dos parâmetros com o decréscimo dos raios cósmicos parece ser não linear, principalmente para o produto do campo magnético com a velocidade do vento solar, devido ao ponto extremo da direita, que equivale ao evento do dia 24/11/2001. Removendo-se este ponto nos ajustes de nêutrons e de *muons* e refazendo-se o ajuste linear dos pontos restantes teremos os coeficiente de correlação mostrados na Tabela 6.4.

TABELA 6.4 - Coeficientes de correlação para os decréscimos de nêutrons e *muons* sem o ponto extremo.

	Nêutrons	<i>Muons</i>
$ B '$	0,32	0,76
V'	-0,16	-0,55
$ B ' * V'$	0,31	0,71

Removendo-se o ponto extremo nos gráficos, obtêm-se coeficientes de correlação mais baixos que os anteriores, exceto para as correlações entre o decréscimo de *muons* com $|B|'$ e com $|B|' * V'$, mas, mesmo assim, o campo magnético permanece sendo o principal parâmetro modulador dos raios cósmicos.

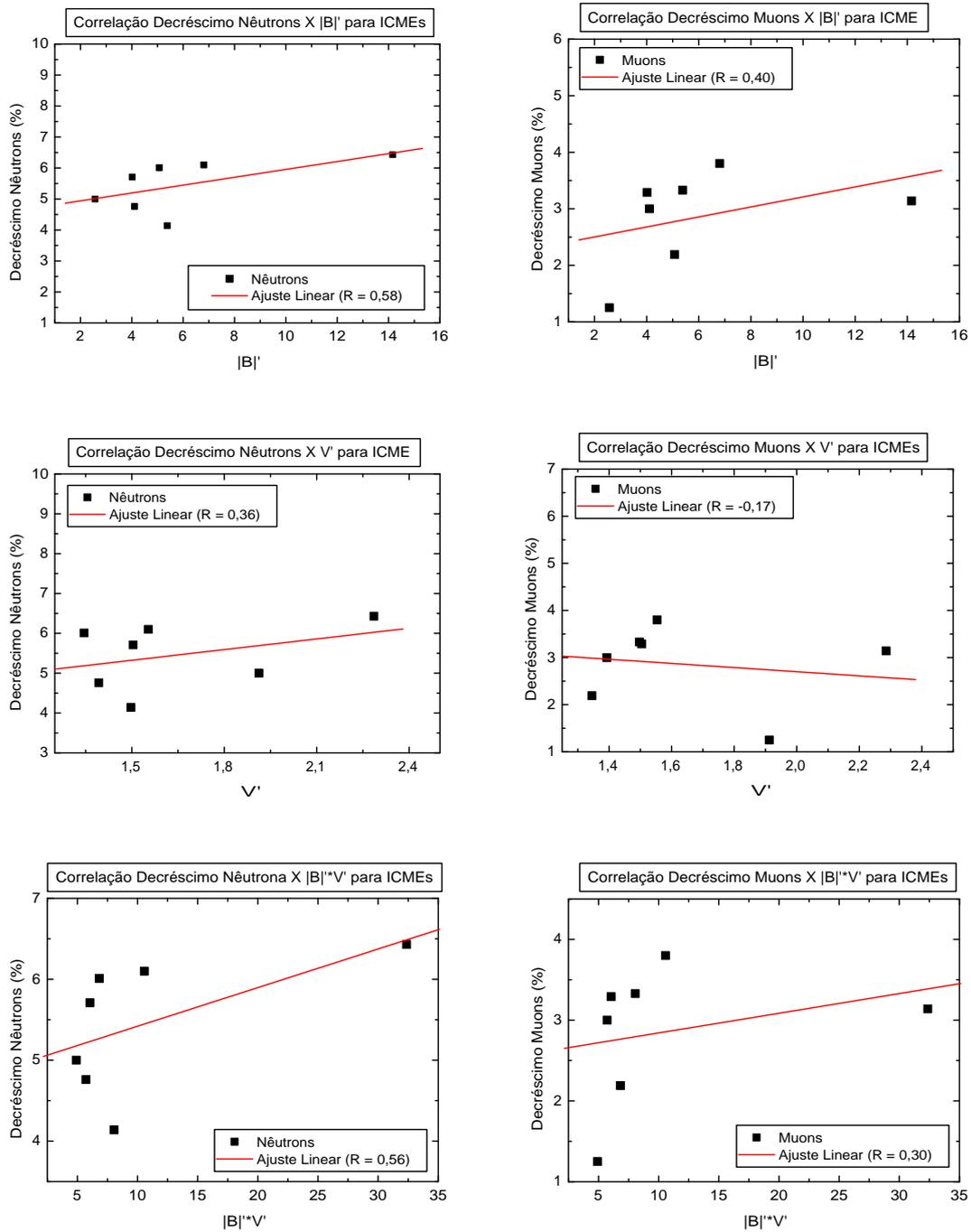


FIGURA 6.13 - Correlações do decréscimo de nêutrons e *muons* com $|B|'$, V' e $|B|' * V'$, respectivamente.

6.4 Ejeções de Massa Coronal com Nuvens Magnéticas - ICMEs-Nuvem

Um tipo específico de CMEs são as nuvens magnéticas, como foi explicado no Capítulo 2. Na Figura 6.14, tem-se um exemplo de estrutura de nuvem magnética a 1AU para o dia 27 de maio de 2001, observando-se de cima para baixo, a intensidade do campo magnético e seus componentes, $B(nT)$, $B_x(nT)$, $B_y(nT)$ e $B_z(nT)$, a velocidade do vento solar, $V(km/s)$, a densidade de prótons, $N(cm^{-3})$, o ângulo longitudinal, ϕ , o índice Dst (nT) e as contagens relativas do monitor de nêutrons de Newark, $New(\%)$ e do canal vertical do telescópio de *muons*, $V(\%)$, em função do tempo. A primeira linha vertical indica o instante da chegada do choque, e as outras duas delimitam a nuvem magnética, de acordo com as características das nuvens magnéticas descritas por Neugebauer e Goldstein (1997). Nos dois últimos painéis, vê-se claramente um decréscimo na intensidade relativa dos raios cósmicos, causado pela estrutura em questão.

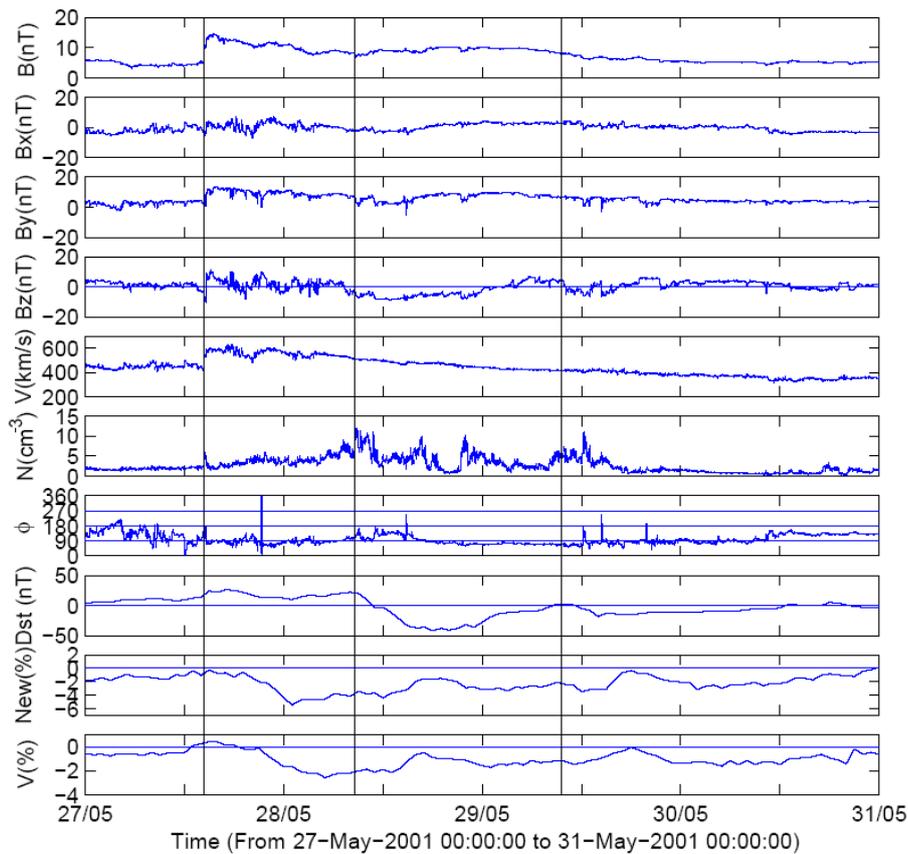


FIGURA 6.14 - Estrutura de ICME-nuvem observada no meio interplanetário, pelo satélite ACE em 1AU, e pelos detectores de raios cósmicos de superfície.

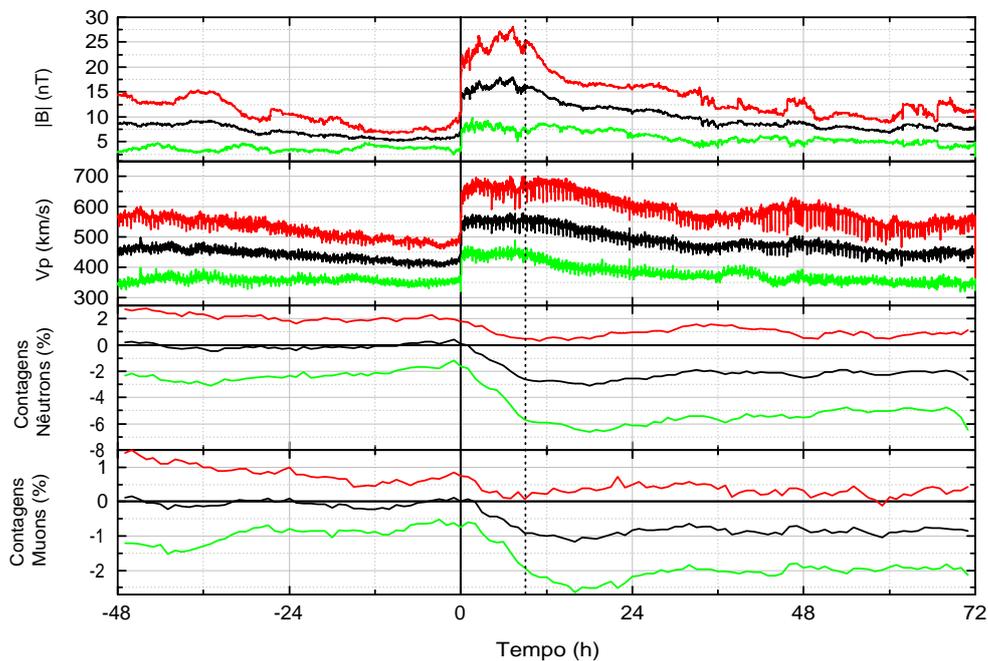


FIGURA 6.15 - Gráficos de época superposta da intensidade do campo magnético, da velocidade do vento solar e das contagens relativas de nêutrons e *muons*, para ICMEs-nuvem.

A Figura 6.15 mostra a análise de época superposta para as estruturas de nuvem magnética, onde tem-se, de cima para baixo, a magnitude do campo magnético interplanetário, $|B|$ (nT), a velocidade de prótons do vento solar, Vp (km/s), as contagens relativas do monitor de nêutrons de Newark, *Contagens Nêutrons* (%), e as contagens relativas do telescópio de *muons* de São Martinho da Serra, *Contagens Muons* (%), em função do tempo em horas. A linha vertical sólida indica o instante de chegada do choque (tempo 0), e a linha vertical pontilhada indica, neste caso, o início médio da nuvem magnética, que ocorre aproximadamente 8,4 horas após o choque. Percebe-se que, no caso das ICME-nuvens, o decréscimo dos raios cósmicos, em geral, inicia aproximadamente junto com o choque. As ICMEs-nuvem causam um decréscimo dos raios cósmicos com amplitude média de 5,3%, para nêutrons, e de 3,1%, para *muons*.

A Figura 6.16 mostra os histogramas do decréscimo de nêutrons e de *muons* para eventos de ejeções de massa coronal interplanetárias com nuvem magnética. Nota-se que o decréscimo de nêutrons está distribuído principalmente entre 1 e 8 %, e de *muons* entre 1 e 3 %.

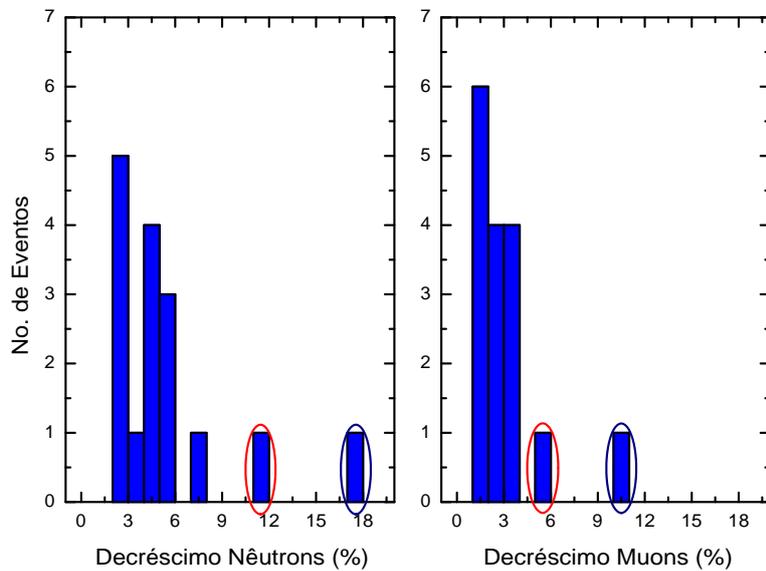


FIGURA 6.16 - Histogramas do decréscimo de Nêutrons (painel da esquerda) e de *muons* (painel da direita), para eventos de ICMEs-nuvem.

havendo uma ocorrência de aproximadamente 11 %, referente à estrutura ocorrida em 11/04/2001 (círculo vermelho) e outra em aproximadamente 17 %, referente à estrutura que ocorreu em 29/10/2003 (evento de “Halloween” no círculo azul escuro). O maior número de ocorrências para o decréscimo de nêutrons é em torno de 5 %. Já o decréscimo de *muons* está distribuído entre 1 e 4 %, havendo uma ocorrência próxima de 5,5 %, referente à estrutura ocorrida em 11/04/2001 (círculo vermelho) e outra referente ao evento de “Halloween” do dia 29/10/2003 (círculo azul escuro). O maior número de ocorrências para o decréscimo de *muons* é de aproximadamente 1,5 %.

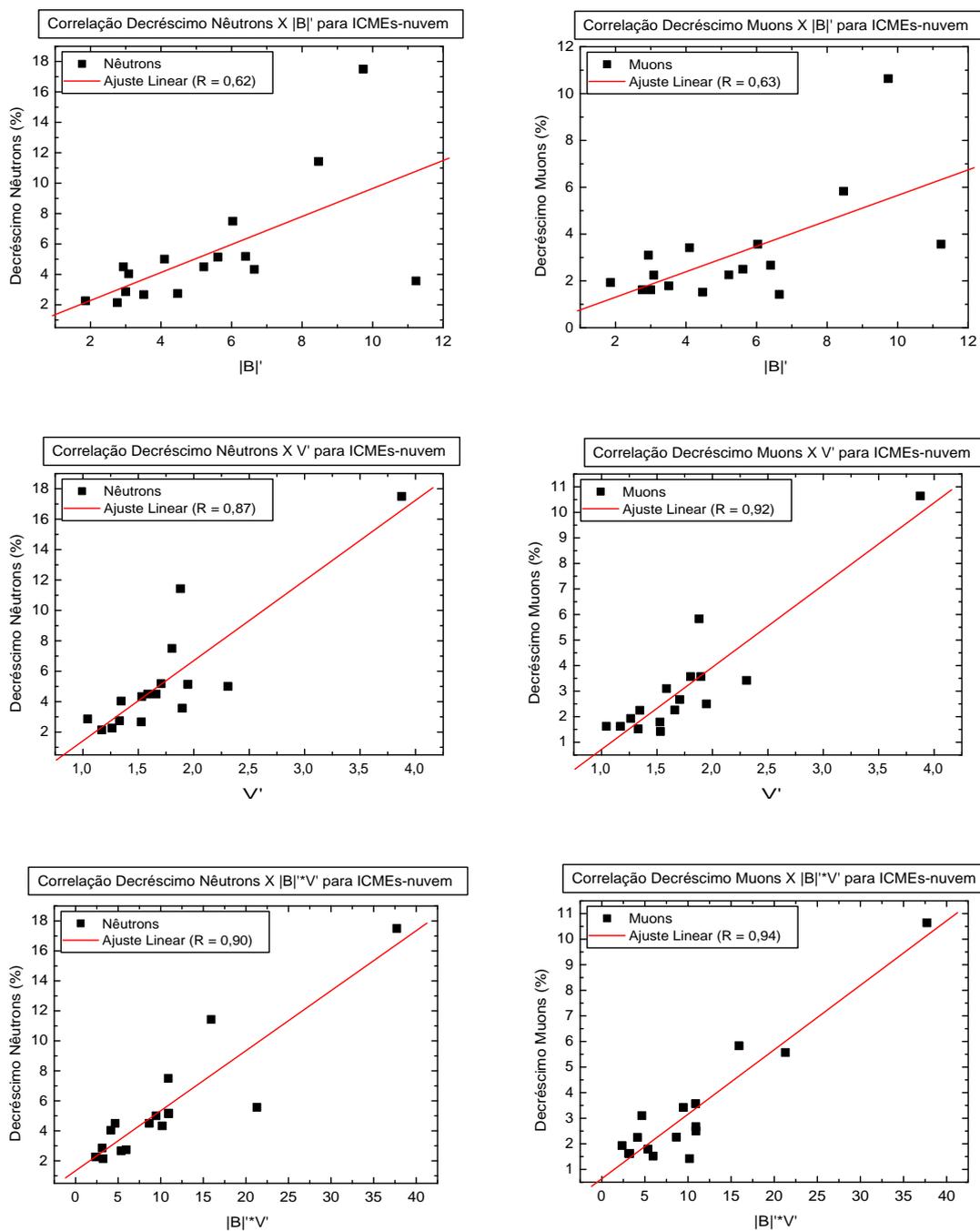


FIGURA 6.17 - Correlações do decréscimo de nêutrons e *muons* com $|B|'$, V' e $|B|' * V'$, respectivamente.

Os ajustes lineares entre os decréscimos de nêutrons e *muons* em relação a $|B|'$, V' e $|B|' * V'$, são mostrados na Figura 6.17, e os respectivos coeficientes de correlação

são mostrados na Tabela 6.5. Para as ICMEs-nuvem, o produto do campo magnético pela velocidade do vento solar foi o parâmetro mais eficiente no decréscimo tanto de nêutrons quanto de *muons*, sendo o campo magnético o parâmetro que possui o menor coeficiente de correlação.

TABELA 6.5 - Coeficientes de correlação para os decréscimos de nêutrons e *muons* para as estruturas de ICMEs-nuvem.

	Nêutrons	<i>Muons</i>
$ B '$	0,62	0,63
V'	0,87	0,92
$ B ' * V'$	0,90	0,94

A Figura 6.15 mostra que o decréscimo dos raios cósmicos ocorre principalmente na região de turbulência do campo magnético, entre o choque e a nuvem magnética, indicando que o fator que causou o decréscimo é exatamente a rigidez magnética da região de turbulência do campo magnético, concordando com os resultados obtidos por *Belov et al.* (2001).

6.5 Região de Interação Co-rotante - CIR

Na fase descendente do ciclo solar, as CIRs são as estruturas mais numerosas, devido a migração dos buracos coronais para regiões de mais baixa latitude solar.

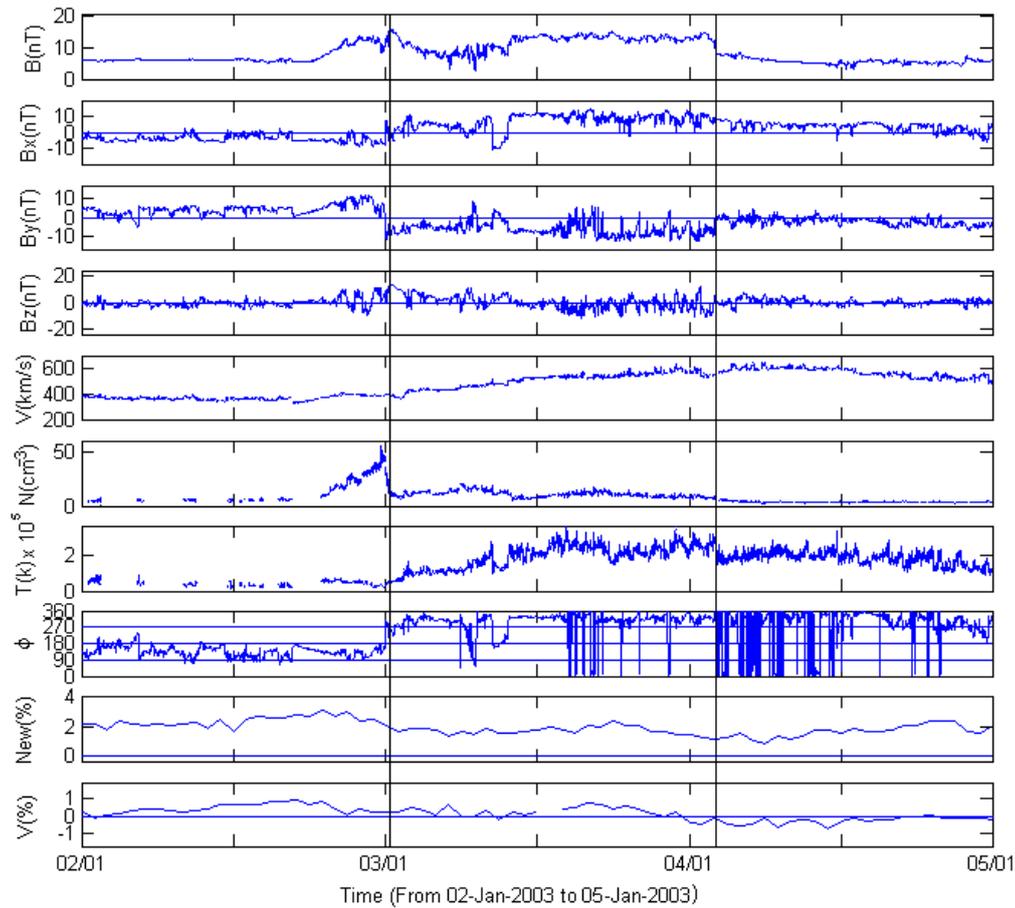


FIGURA 6.18 - Estrutura de CIR observada no meio interplanetário pelo satélite ACE a $1AU$ e pelos detectores de raios cósmicos de superfície.

A Figura 6.18 mostra um exemplo de uma estrutura de região de interação co-rotante para o dia 03 de janeiro de 2003, observando-se de cima para baixo, a intensidade do campo magnético e seus componentes, $B(nT)$, $B_x(nT)$, $B_y(nT)$ e $B_z(nT)$, a velocidade do vento solar, $V(km/s)$, a densidade de prótons, $N(cm^{-3})$, a temperatura de prótons, $T(K)$, o ângulo longitudinal, ϕ e as contagens relativas do monitor de nêutrons de Newark, $New(\%)$ e do canal vertical do telescópio de *muons*, $V(\%)$, em função do tempo. A primeira linha vertical indica o instante de início da região de interação e a outra indica seu final. Nos dois últimos painéis, vê-se um decréscimo

sutil na intensidade relativa dos raios cósmicos causado pela CIR.

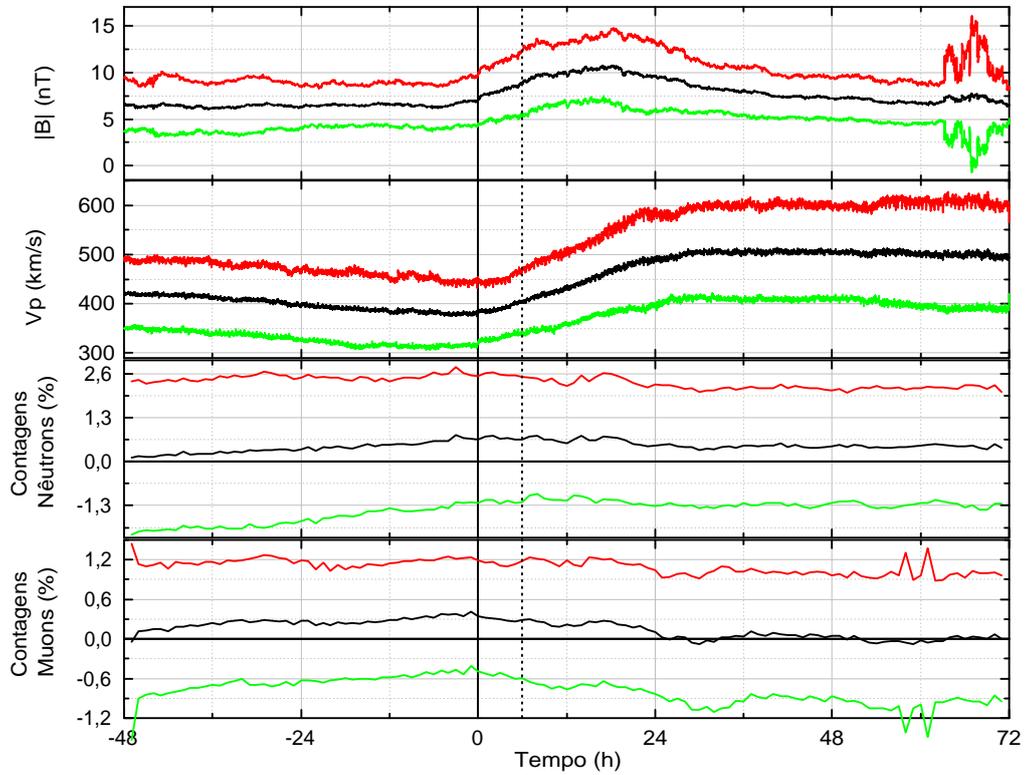


FIGURA 6.19 - Gráficos de época superposta da intensidade do campo magnético, da velocidade do vento solar e das contagens relativas de nêutrons e *muons*, para CIRs.

A Figura 6.19 mostra a análise de época superposta, tendo, de cima para baixo, a magnitude do campo magnético interplanetário, $|B|(nT)$, a velocidade de prótons do vento solar, $Vp(km/s)$, as contagens relativas do monitor de nêutrons de Newark, $Cont.(%)$ e as contagens relativas do telescópio de *muons* de São Martinho da Serra, $Cont.(%)$, em função do tempo em horas. A linha vertical sólida indica o início da região de interação (tempo 0), e a linha vertical pontilhada indica o início médio do decréscimo dos raios cósmicos. Percebe-se que, no caso das CIRs, o decréscimo dos raios cósmicos inicia, geralmente, em torno de 6 horas após o início da região de interação, com amplitude média de 1,93% para nêutrons e de 1,29% para *muons*.

Embora as médias dos decréscimos dos raios cósmicos causados pelas CIRs pos-

suam os valores indicados acima, não é possível visualizar decréscimos com estas amplitudes nos gráficos de época superposta, mostrados na Figura 6.19.

Uma estrutura solar que desloca-se no meio interplanetário, causa um aumento da anisotropia das partículas de raios cósmicos, desta forma, é possível visualizar decréscimos recorrentes de raios cósmicos com períodos iguais ao período de rotação da Terra (24 horas). Este efeito torna-se bastante visível nos eventos de CIRs, como pode ser notado na Figura 6.18, pois este tipo de estruturas solar possui uma velocidade baixa e possui um poder de modulação menor que as outras estruturas solares estudadas nesta dissertação, possibilitando que a Terra complete várias rotações durante o deslocamento desta estrutura pelo meio interplanetário.

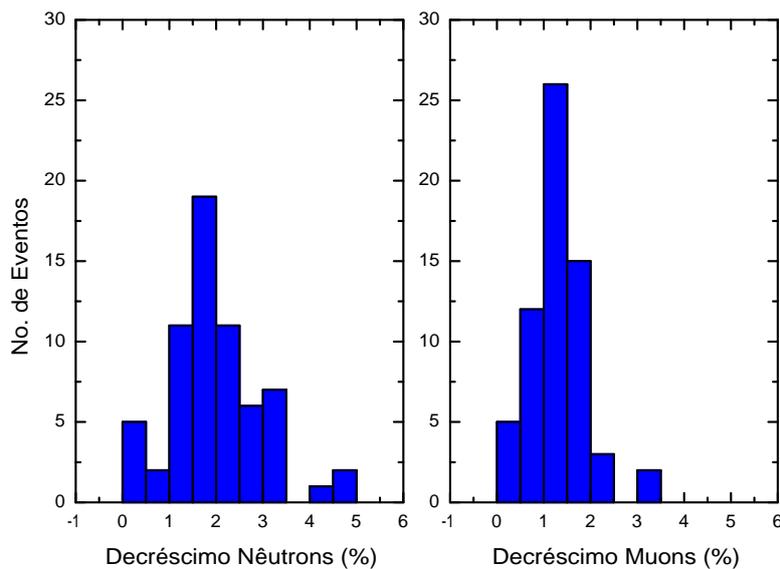


FIGURA 6.20 - Histogramas do decréscimo de Nêutrons (painel da esquerda) e de *muons* (painel da direita), para eventos de regiões de interação co-rotante.

A Figura 6.20 mostra os histogramas do decréscimo de nêutrons e de *muons*, para eventos de regiões de interação co-rotante. Nota-se que o decréscimo de nêutrons está distribuído principalmente entre 0 e 5 %, sendo o maior número aproximadamente 1,75 %. Já o decréscimo de *muons* está distribuído entre 0 e 3,5 %, onde o maior número de ocorrências é de 1,25 %.

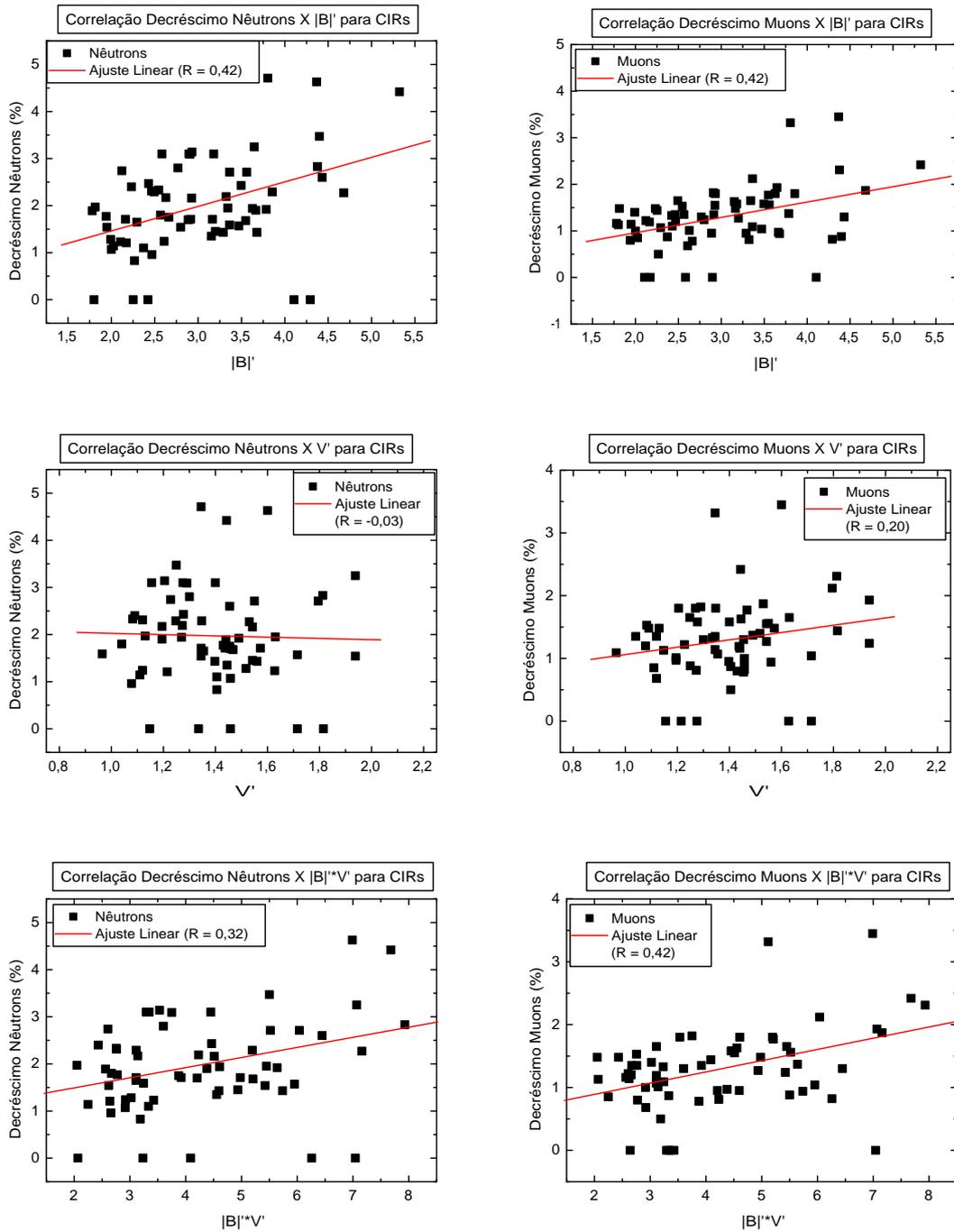


FIGURA 6.21 - Correlações do decaimento de nêutrons e *muons* com $|B|'$, V' e $|B|' * V'$, respectivamente, para as CIRs.

A Figura 6.21 mostra o ajuste linear entre os decaimentos de nêutrons e *muons* em relação a $|B|'$, V' e $|B|' * V'$ cujos respectivos coeficientes de correlação podem ser

visualizados na Tabela 6.6.

TABELA 6.6 - Coeficientes de correlação para os decréscimos de nêutrons e *muons* para as estruturas de CIRs.

	Nêutrons	<i>Muons</i>
$ B '$	0,42	0,42
V'	-0,03	0,20
$ B ' * V'$	0,32	0,42

Para as CIRs, o campo magnético é o parâmetro mais eficiente no decréscimo tanto de nêutrons quanto de *muons*, juntamente com a rigidez magnética das estruturas. A velocidade do vento solar possui um coeficiente de correlação bastante baixo.

6.6 Estruturas Complexas

Nesta seção serão analisadas as estruturas complexas, ou seja, as estruturas que apresentam dois ou mais tipos de estruturas diferentes, ou iguais, interagindo uma com a outra, alterando as características do campo magnético e de plasma no meio interplanetário (como, por exemplo, ICME-nuvem + CIR ou ICME + ICME-nuvem).

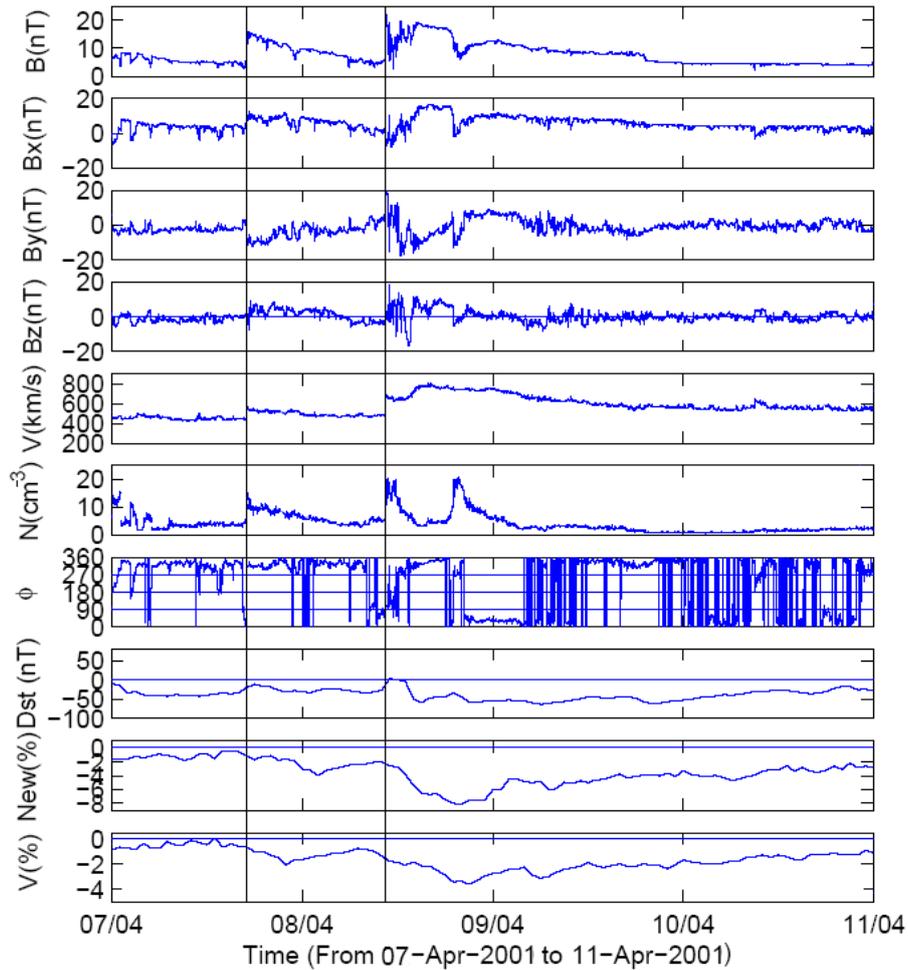


FIGURA 6.22 - Estrutura complexa observada no meio interplanetário pelo satélite ACE a $1AU$ e pelos detectores de raios cósmicos de superfície.

A Figura 6.22 mostra um exemplo de uma estrutura complexa constituída de dois choques e uma CIR a $1AU$, que ocorreu nos dias 07 e 08 de abril de 2001. Vê-se, de cima para baixo, a intensidade do campo magnético e seus componentes, $B(nT)$, $B_x(nT)$, $B_y(nT)$ e $B_z(nT)$, a velocidade de prótons do vento solar, $V(km/s)$, a densidade de prótons, $N(cm^{-3})$, o ângulo longitudinal, ϕ , o índice Dst (nT) e as

contagens relativas do monitor de nêutrons de Newark, $New(\%)$ e do canal vertical do telescópio de $muons$, $V(\%)$, em função do tempo. A primeira linha vertical indica a primeira estrutura (um choque interplanetário), a outra linha indica o início da segunda estrutura, que se trata da interação de um choque com uma CIR. Nos dois últimos painéis, vê-se claramente dois decréscimos na intensidade relativa dos raios cósmicos, onde um foi causado pelo primeiro choque, que em sua fase de recuperação foi novamente intensificado pela segunda estrutura. Percebe-se que o segundo decréscimo sofreu a influência da primeira estrutura.

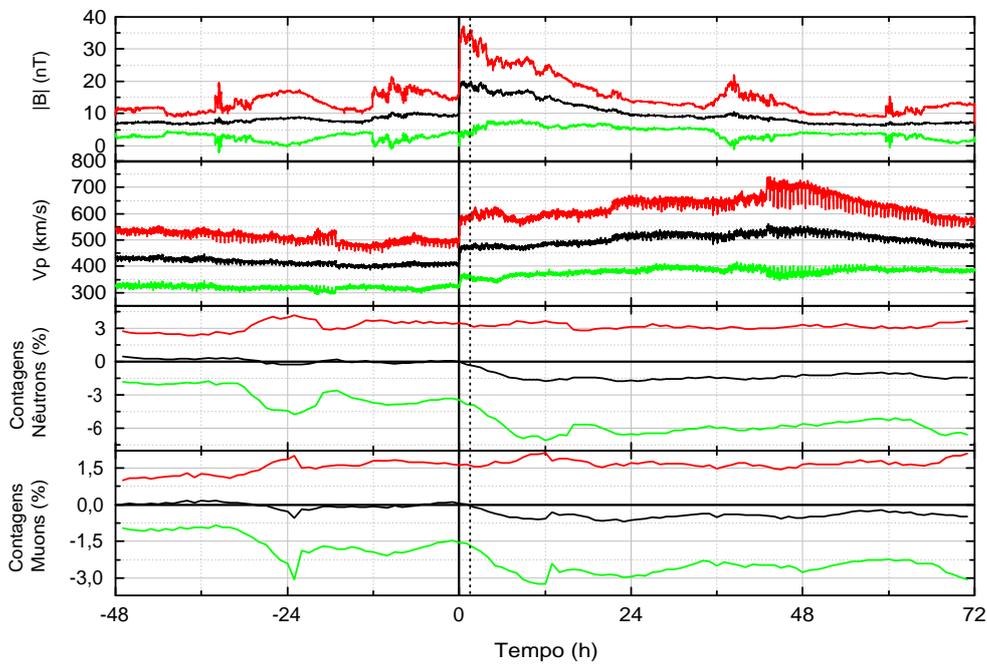


FIGURA 6.23 - Gráficos de época sobreposta da intensidade do campo magnético, da velocidade do vento solar e das contagens relativas de nêutrons e $muons$, para estruturas complexas.

Na Figura 6.23, temos a análise de época superposta das estruturas complexas, e observa-se, de cima para baixo, a magnitude do campo magnético interplanetário, $|B|$ (nT), a velocidade de prótons do vento solar, V_p (km/s), as contagens relativas do monitor de nêutrons de Newark, $Cont.(\%)$ e as contagens relativas do telescópio de $muons$ de São Martinho da Serra, $Cont.(\%)$, em função do tempo em horas. A linha vertical sólida indica o instante de chegada do choque principal (tempo 0), que

é o choque gerado pela estrutura que causou o maior decréscimo dos raios cósmicos, e a linha vertical pontilhada indica o início médio deste decréscimo. Percebe-se que, no caso dos eventos complexos, o decréscimo dos raios cósmicos, em geral, ocorre em torno de 4 horas após a chegada do choque principal, coincidindo com o pico máximo na região turbulenta do campo magnético. Os eventos complexos causam um decréscimo dos raios cósmicos com amplitude média de 3,01% para nêutrons e de 1,78% para *muons*.

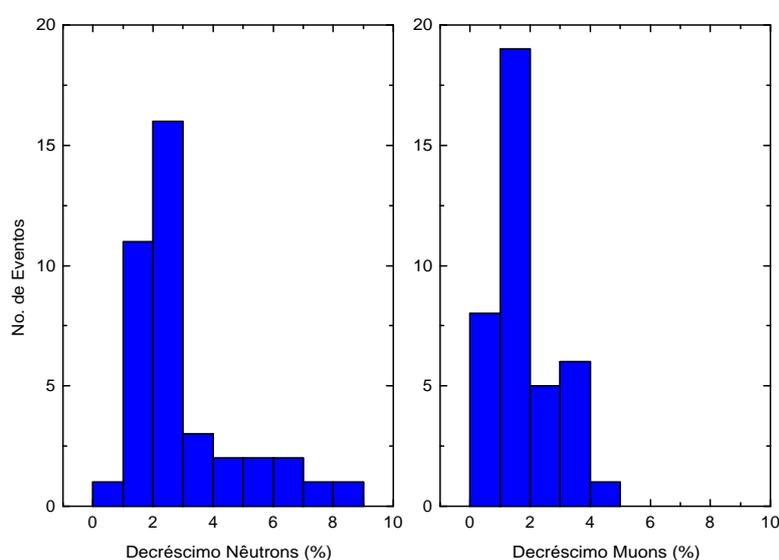


FIGURA 6.24 - Histogramas do decréscimo de Nêutrons (painel da esquerda) e de *muons* (painel da direita), para eventos de estruturas complexas.

A Figura 6.24 mostra os histogramas do decréscimo de nêutrons e de *muons*, para eventos complexos. Observa-se que o decréscimo de nêutrons está distribuído principalmente entre 0 e 9 % cujo maior número de ocorrências é em torno de 2,5 %. Já o decréscimo de *muons* está distribuído entre 0 e 5 % cujo maior número de ocorrências para o decréscimo de *muons* é em torno de 1,5 %.

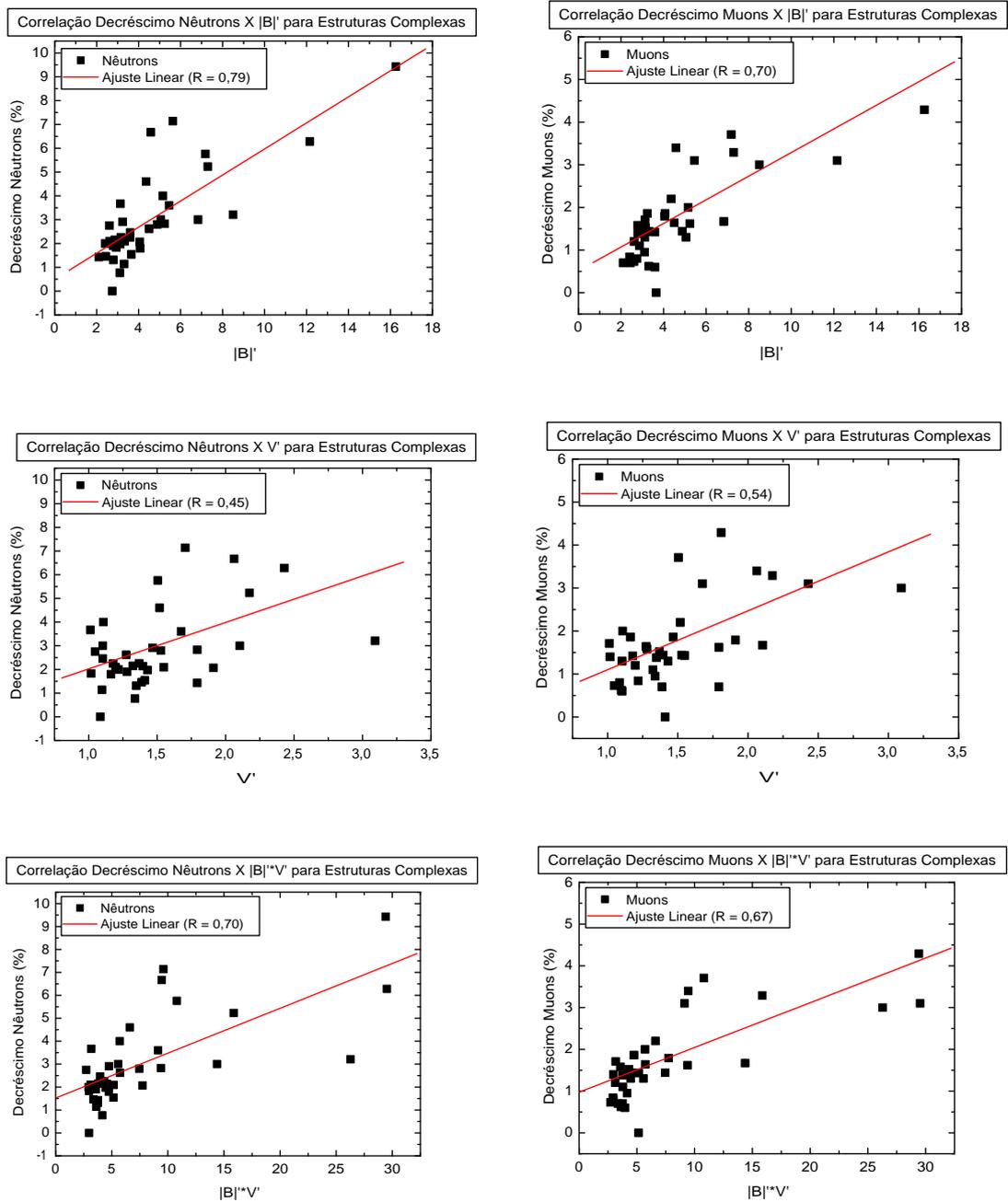


FIGURA 6.25 - Correlações do decréscimo de nêutrons e *muons* com $|B|'$, V' e $|B|' * V'$, respectivamente, para eventos complexos.

Os ajustes lineares entre os decréscimos de nêutrons e de *muons* em relação a $|B|'$, V' e $|B|' * V'$ para as estruturas complexas são mostrados na Figura 6.25 cujos respectivos coeficientes de correlação são mostrados na Tabela 6.7.

TABELA 6.7 - Coeficientes de correlação para os decréscimos de nêutrons e *muons* para as estruturas complexas.

	Nêutrons	<i>Muons</i>
$ B '$	0,79	0,70
V'	0,45	0,54
$ B ' * V'$	0,70	0,67

Para os eventos complexos, o campo magnético é o parâmetro mais eficiente no decréscimo tanto de nêutrons quanto de *muons*, indicando que a deriva das partículas dos raios cósmicos no campo magnético da estrutura, ajudada pela rigidez magnética da mesma é que causa o decréscimo das contagens destas partículas.

A Tabela 6.8 sumariza os valores dos decréscimos de nêutrons e *muons* para as diferentes estruturas estudadas, e a Figura 6.26 mostra um gráfico com o valor das médias e seus respectivos desvios padrões.

TABELA 6.8 - Valores médios e desvios padrões dos decréscimos de nêutrons e *muons*.

Estruturas Interplanetárias	Decaimento Nêutrons	Decaimento <i>muons</i>
Choques	$2,98 \pm 1,76$	$1,89 \pm 1,17$
ICME-não nuvem	$4,94 \pm 1,59$	$2,87 \pm 0,75$
ICME-nuvem	$5,28 \pm 3,88$	$3,10 \pm 2,22$
CIRs	$1,93 \pm 1,01$	$1,29 \pm 0,64$
Entruturas Complexas	$3,01 \pm 1,91$	$1,78 \pm 1,09$

Percebe-se que os maiores decréscimos individuais foram causados por ICME-nuvens e, conseqüentemente, na média, as ICMEs-nuvem são as estruturas que causam o maior decréscimo nos raios cósmicos, tanto de nêutrons quanto de *muons*, seguidas pelas estruturas de ICME-não nuvem. As estruturas que possuem o menor poder de modulação dos raios cósmicos são as regiões de interação co-rotantes, devido ao fato de a intensificação do campo magnético não ser muito intensa para este tipo de estrutura. Já as ICMEs-nuvem e não nuvem causam uma grande intensificação do campo magnético, fazendo com que os raios cósmicos sejam desviados pelo efeito de deriva das partículas, tendo também uma contribuição da rigidez magnética das estruturas.

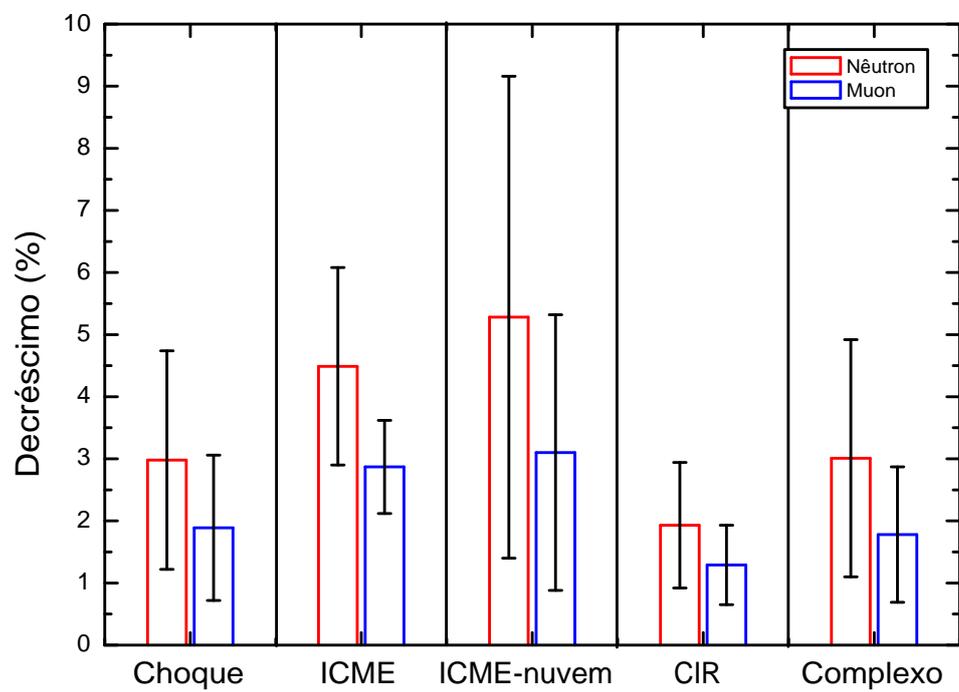


FIGURA 6.26 - Valores médios e desvios padrões do decréscimo de nêutrons e *muons* para as diferentes estruturas solares.

CAPÍTULO 7

ANÁLISE ESPECTRAL E ONDELETAS DOS RAIOS CÓSMICOS

7.1 Transformada de Ondeletas

A transformada ondeleta é uma ferramenta muito poderosa para analisar sinais não estacionários, sendo usada para obter expansões de um sinal usando funções ondeletas (“wavelets”), as quais têm boas propriedades de localização no domínio no tempo e de frequência (PERCIVAL; WALDEN, 2000). A principal característica da transformada ondeleta é o fato dela ser local, pois tem suporte compacto e é bem definida em uma região do espaço, em oposição à transformada de Fourier, que é global (definida em todo o espaço). Ela permite, portanto, a localização de singularidades cujas contribuições, na aplicação da transformada de Fourier, encontram-se distribuídas entre vários coeficientes. Assim como a análise de Fourier quebra um sinal em ondas seno de várias frequências, a ondeleta quebra um sinal em versões deslocadas/transladadas e escaladas (dilatadas ou comprimidas) da ondeleta mãe, cada qual multiplicada por um coeficiente apropriado. A transformada ondeleta pode ser contínua ou discreta. A transformada contínua calcula coeficientes em qualquer escala possível, enquanto a transformada ondeleta discreta escolhe escalas e posições baseadas na potência de dois - as escalas e posições diádicas. Portanto a ondeleta discreta é uma sub-amostragem da contínua nas escalas diádicas 2^{j-1} , $j = 1, 2$.

A transformada ondeleta contínua aplicada a uma série pode resultar em um mapa ondeleta, o qual é um gráfico em código de cores ou escala de cinza dos coeficientes ondeleta computados sobre o intervalo de tempo e a escala. O mapa ondeleta descreve a relação temporal existente em vários eventos de diferentes tamanhos e quantifica sua magnitude. O eixo temporal é comum aos dados brutos, e constitui a abscissa do gráfico. A ordenada corresponde à escala, no caso de uma série temporal aos períodos, e é geralmente logarítmica. Curtas durações ou altas frequências são plotadas no topo do mapa e longas durações ou baixas frequências na base do mapa. Os coeficientes ondeleta são linhas de contorno em código de cores. A transformada ondeleta complexa de Morlet é utilizada neste capítulo por ser adequada para detectar variações nas periodicidades de sinais geofísicos de uma maneira contínua ao longo de escalas de tempo. A ondeleta de Morlet é uma onda plana modulada por uma função Gaussiana (TORRENCE; COMPO, 1998; PERCIVAL; WALDEN, 2000), dada pela equação:

$$\psi(0)_\eta = \pi^{-\frac{1}{4}} e^{iw_0\eta} e^{-\frac{\eta^2}{2}}. \quad (7.1)$$

A transformada ondeleta discreta pode ser utilizada em análise de multi-resolução, a qual estuda sinais ou processos representados em diferentes resoluções e desenvolve um mecanismo eficiente para ir de uma resolução à outra (PERCIVAL; WALDEN, 2000). A transformada ondeleta é baseada na análise de sinais em seus componentes utilizando um conjunto de funções bases. As funções bases ondeleta estão relacionadas uma a outra por escalamento e translação. A função ondeleta original, a ondeleta mãe, é utilizada para gerar todas as funções básicas.

7.2 Análise Ondeleta de Morlet dos Dados de Raios Cósmicos

A análise espectral por ondeletas permite verificar a evolução de características não estacionárias das séries temporais, tais como identificar em que intervalo de tempo determinadas periodicidades estão presentes e são mais fortes. Neste trabalho realiza-se a aplicação da ondeleta de Morlet aos dados de raios cósmicos dos detectores de Newark (nêutrons) e de São Martinho da Serra (*muons*).

As séries temporais utilizadas nesta análise compreendem o período entre os dias 26/10/2001 até 11/10/2002, tanto para nêutrons quanto para *muons*, período este que não apresenta falhas nos dados e mostra-se suficiente para mostrar algumas periodicidades importantes.

A Figura 7.1 mostra o mapa de potência espectral (escala de cores) como função da frequência/período (em horas) e do tempo, para os dados de nêutrons não corrigidos para o efeito barométrico da atmosfera terrestre. A região externa à curva parabólica nesta figura indica a região do Cone de Influência (TORRENCE; COMPO, 1998), onde os efeitos de borda, devido ao processo de preencher (“padding”) a série com zeros tornam-se importantes e podem afetar a magnitude da potência espectral. Esta região não pode, portanto, ser analisada com relação a periodicidades. As regiões demarcadas por curvas espessas indicam as periodicidades significativas ao nível de confiança de 95%.

Nota-se na Figura 7.1 a presença de periodicidades próximas a 807 horas (aproximadamente 33 dias) cuja potência não é muito alta. Fora das curvas que indicam as periodicidades significativas ao nível de confiança de 95% existe um indício de uma

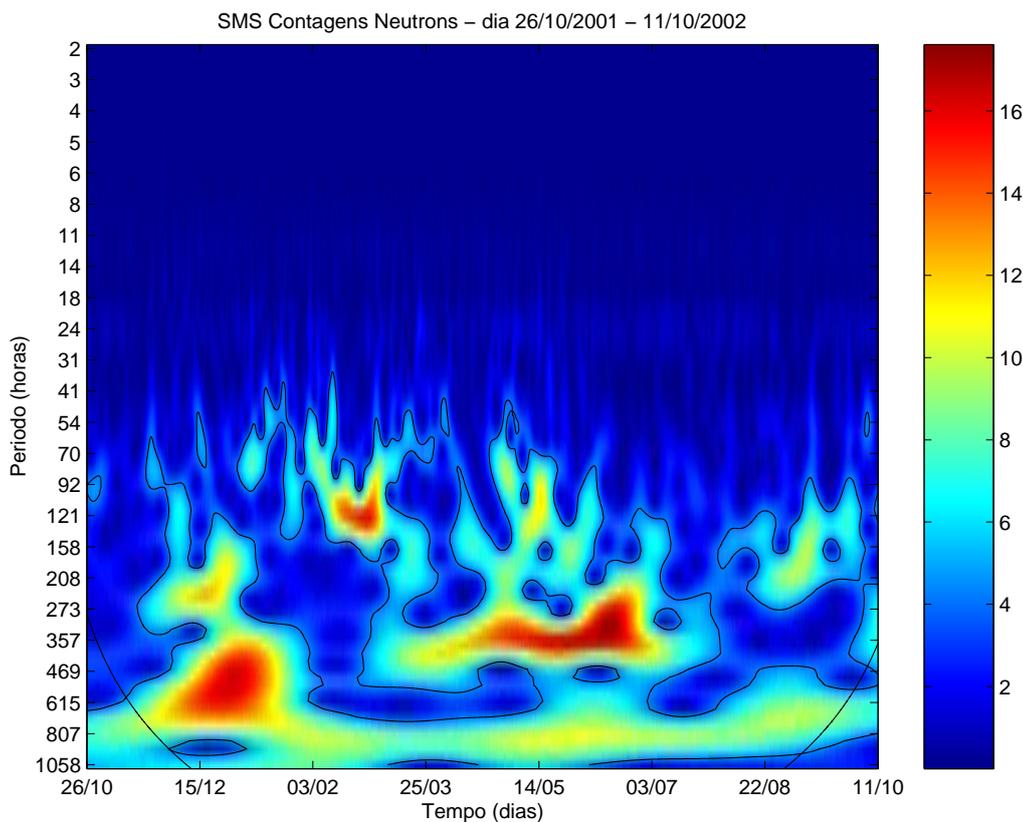


FIGURA 7.1 - Espectro de potência de ondeleta de Morlet dos dados de nêutrons não corrigidos para o efeito barométrico.

periodicidade de aproximadamente 24 horas. Pode-se perceber que as periodicidades mais significativas encontram-se bastante distribuídas entre 41 horas até 1058 horas.

Após uma correção destes dados para o efeito da pressão atmosférica, pode-se perceber na Figura 7.2 que as periodicidades de 807 horas se concentraram em períodos de tempo específicos (entre 03/02 a 14/05 e 03/07 a 11/10) e em períodos maiores de 615 horas (aproximadamente 27 dias), apresentando uma potência maior que anteriormente, sem a correção.

Nota-se, também que o período em torno de 24 horas continua presente, mas com uma maior intermitência e ainda fora do nível de confiança.

As Figuras 7.3 mostram a análise espectral Multi-Taper dos dados, integrados durante todo o intervalo adotado para análise, de nêutrons não corrigido e corrigido pelo efeito da pressão atmosférica, respectivamente. Nestas figuras pode-se ver claramente o resultado da correção do efeito atmosférico realizado sobre os dados de nêutrons,

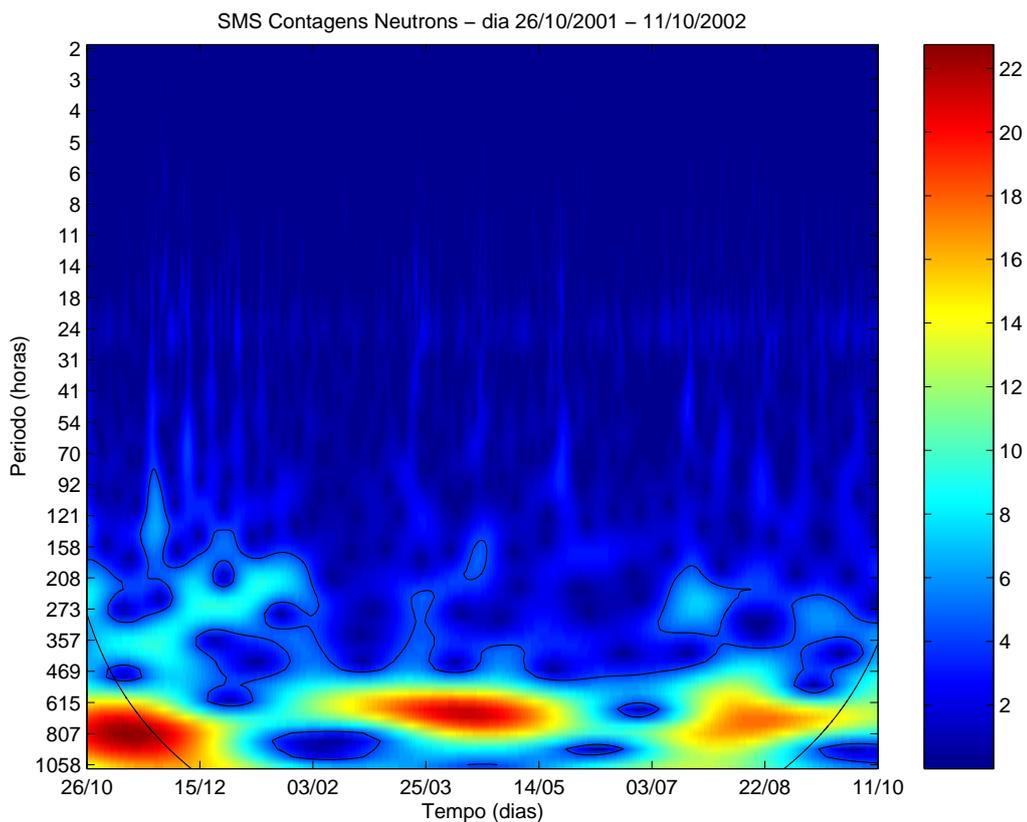


FIGURA 7.2 - Espectro de potência de ondeleta de Morlet dos dados de nêutrons corrigidos para o efeito barométrico.

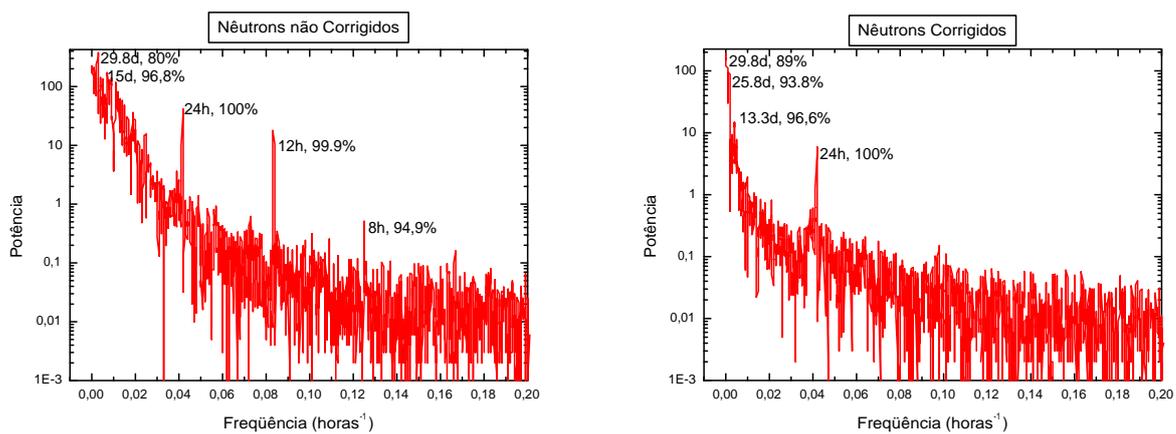


FIGURA 7.3 - Análise espectral Multi-Taper dos dados não corrigidos e corrigidos de nêutrons, respectivamente.

onde o pico de 12 e 8 horas não aparecem na análise espectral dos dados corrigidos. Com isto conclui-se que a correção feita nos dados de nêutrons retira totalmente os efeitos atmosféricos sobre os nêutrons formados na atmosfera terrestre.

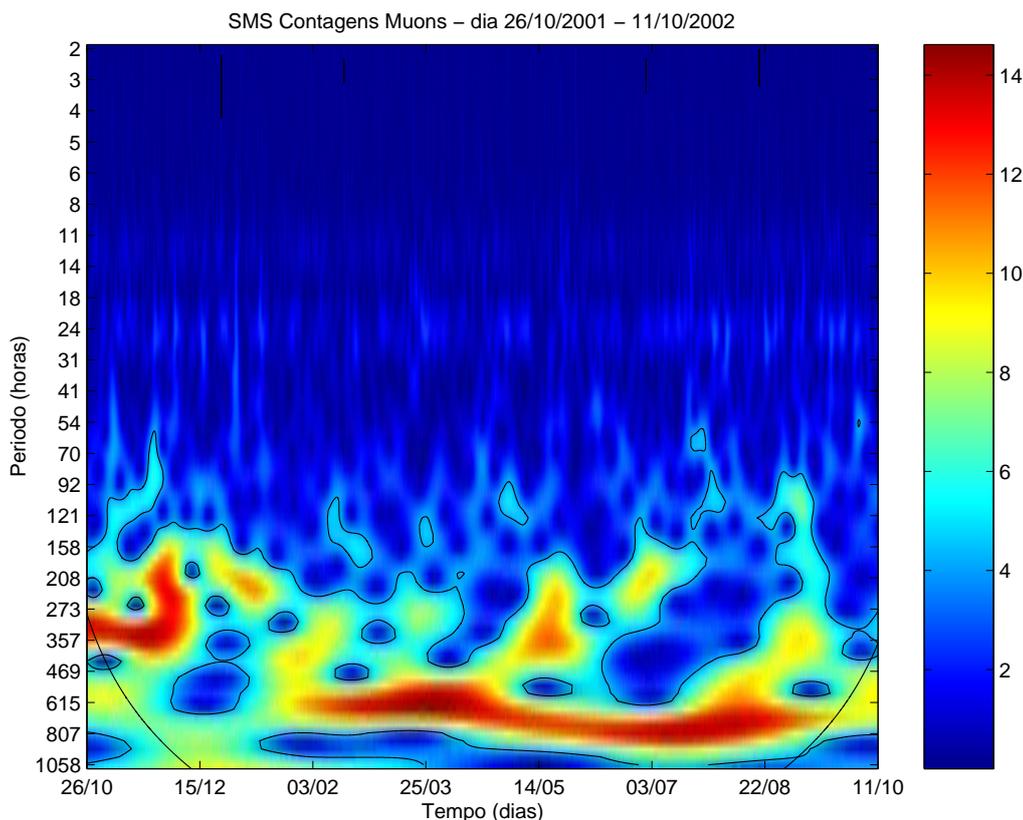


FIGURA 7.4 - Espectro de potência de ondeleta de Morlet dos dados de *muons* não corrigidos para o efeito barométrico.

Para os dados de *muons* não corrigidos para o efeito da pressão atmosférica temos o mapa de potências mostrado na Figura 7.4. As periodicidades encontradas foram praticamente as mesmas que as encontradas para os dados de nêutrons não corrigidos: entre 615 e 807 horas, com uma potência maior para os *muons* do que para os nêutrons, e o período de 24 horas mostra-se mais visível para os *muons*, apresentando também um período de 12 horas. Estes últimos ocorrem, a exemplo dos nêutrons, fora do nível de confiança. Aqui também pode-se notar que as periodicidades mais significativas encontram-se bastante distribuídas entre 92 horas até 1058 horas.

Após a correção destes dados para o efeito da pressão atmosférica, pode-se perceber na Figura 7.5 que as periodicidades entre 615 e 807 horas também se concentraram em períodos de tempo específicos (entre 15/12 a 14/05 e 03/07 a mais de 22/08), mantendo a potência igual ao caso sem a correção.

Nota-se, também que o período em torno de 24 horas continua presente, e o período

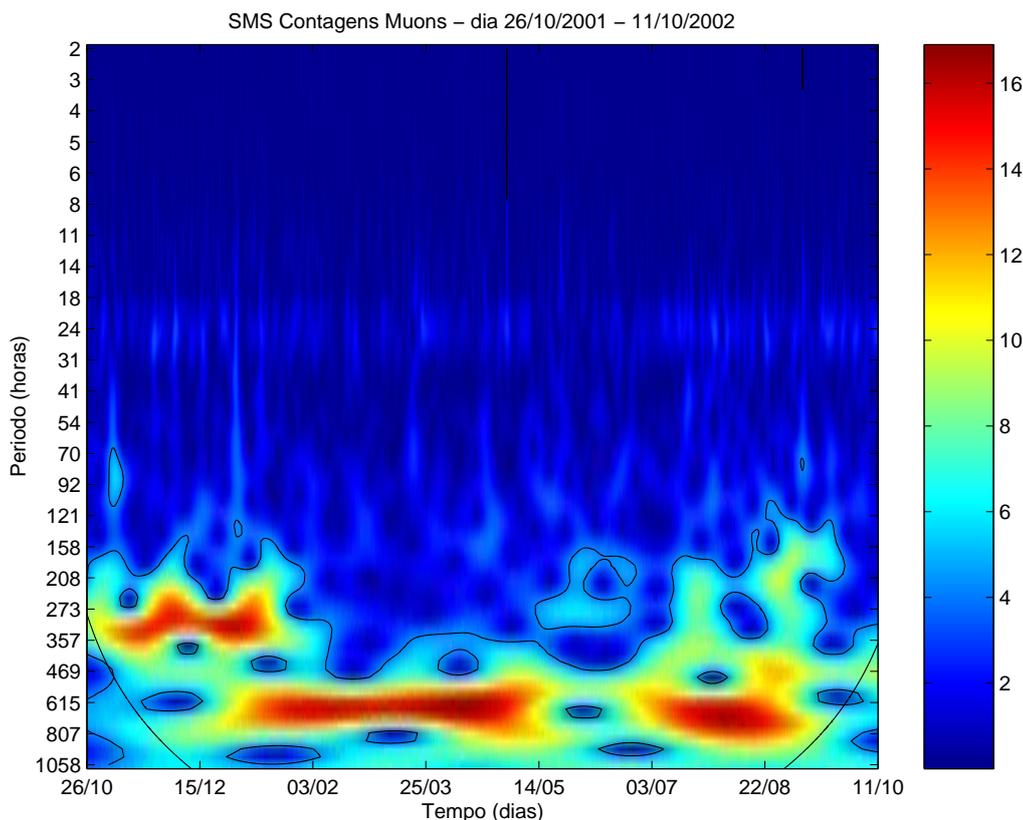


FIGURA 7.5 - Espectro de potência de ondeleta de Morlet dos dados de *muons* corrigidos para o efeito barométrico.

de 12 horas praticamente sumiu, mas permanecem fora do nível de confiança. Isto deve-se à correção do efeito barométrico nos dados de *muons*, fazendo com que as variações de 12 horas fossem eliminadas, mostrando que a correção adotada é bastante satisfatória.

As Figuras 7.6 mostram a análise espectral Multi-Taper dos dados de *muons* não corrigido e corrigido pelo efeito da pressão atmosférica, respectivamente. Aqui também pode-se ver claramente o resultado da correção do efeito atmosférico realizado sobre os dados de *muons*, onde o pico de 12 horas diminui bastante de intensidade, mas não desaparece completamente e o pico de 8 horas desaparece completamente na análise espectral dos dados corrigidos. Isto mostra que o efeito atmosférico não é totalmente removido dos dados de *muons*. Os *muons* são partículas muito susceptíveis aos efeitos atmosféricos de pressão e de temperatura, mas como é feito somente a correção do efeito barométrico, os dados continuam contaminados pelo efeito da temperatura atmosférica. Como foi explicado no Capítulo 5, a correção do efeito de

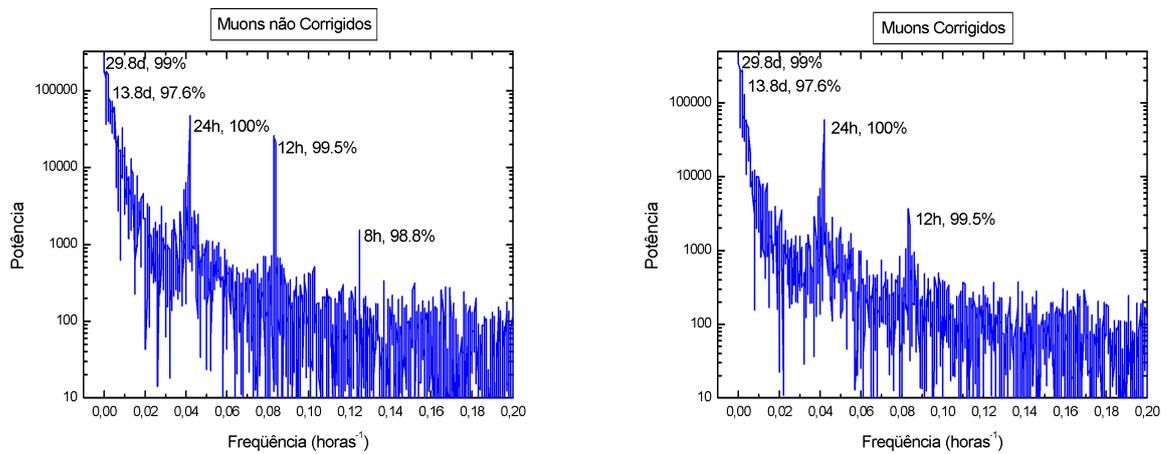


FIGURA 7.6 - Análise espectral Multi-Taper dos dados não corrigidos e corrigidos de *muons*, respectivamente.

temperatura nos dados de *muons* é bastante complexa, necessitando do perfil de temperatura da superfície até o topo da atmosfera terrestre do local onde o detector se encontra, uma vez que tanto o coeficiente de temperatura como a própria temperatura dependem da altura, como indicado na Equação 5.3 da correção dos efeitos atmosféricos. O efeito de temperatura nos raios cósmicos, principalmente para os *muons*, só torna-se relevante nos casos de grandes tempos de amostragem dos dados, no caso do detector de *muons*, cujos dados foram utilizados nesta dissertação, o tempo de amostragem de 1 hora faz com que o efeito de temperatura possa ser desprezado.

CAPÍTULO 8

CONCLUSÕES

No estudo do comportamento dos raios cósmicos em relação a diferentes estruturas magnéticas do meio interplanetário, pode-se comprovar que o fluxo deste tipo de partículas no espaço interplanetário sofre a influência das diferentes estruturas solares.

As ICMEs-nuvem são as estruturas que mais modulam os raios cósmicos, causando um decréscimo médio de $5,28 \pm 3,88\%$ para os nêutrons e de $3,10 \pm 2,22\%$ para os *muons*. O decréscimo inicia 2 horas após o choque gerado por esta estrutura e dura aproximadamente 13 horas.

As ICMEs causando um decréscimo médio de $4,94 \pm 1,59\%$ para os nêutrons e de $2,87 \pm 0,75\%$ para os *muons*. O decréscimo inicia 3 horas após o choque gerado por esta estrutura, durando aproximadamente 12 horas.

As Estruturas Complexas causando um decréscimo médio de $3,01 \pm 1,91\%$ para os nêutrons e de $1,78 \pm 1,09\%$ para os *muons*. O decréscimo inicia 4 horas após o choque principal gerado por esta estrutura, durando aproximadamente 10 horas.

Os Choques Interplanetários causando um decréscimo médio de $2,98 \pm 1,76\%$ para os nêutrons e de $1,89 \pm 1,17\%$ para os *muons*. O decréscimo inicia praticamente junto com o choque, durando aproximadamente 11 horas.

As CIRs são as estruturas que menos influência possuem sobre o decréscimo dos raios cósmicos, possuindo um decréscimo médio de $1,93 \pm 1,01\%$ para nêutrons e de $1,29 \pm 0,64\%$ para *muons*. O decréscimo inicia aproximadamente 6 horas após o início da CIR.

Nos Choques Interplanetários, ICMEs, CIRs e Estruturas Complexas, o parâmetro que possui a melhor correlação com o decréscimo dos raios cósmicos é o campo magnético $|B|'$, cujos coeficientes de correlação valem $R = 0,71$, $R = 0,58$, $R = 0,42$ e $R = 0,79$, para os Nêutrons e $R = 0,79$, $R = 0,40$, $R = 0,42$ e $R = 0,70$, para os *muons*, respectivamente. Para as ICMEs as correlações do decréscimo dos raios cósmicos com os parâmetros do vento solar parecem ser não-linear, desta forma, tirando-se o ponto extremo, encontrou-se que o campo magnético $|B|'$ é o parâmetro

com maior correlação, cujos coeficientes valem, $R = 0,32$ para nêutrons e $R = 0,76$ para *muons*. Com isto conclui-se que a deriva das partículas devido ao campo magnético destas estruturas foi o principal parâmetro modulador dos raios cósmicos.

Já para as ICMEs-nuvem, o parâmetro melhor correlacionado com o decréscimo dos raios cósmicos é o produto do campo magnético pela velocidade do vento solar $|B|' * V'$, com coeficientes de correlação $R = 0,90$ para os nêutrons e $R = 0,94$ para os *muons*, respectivamente. Neste caso a causa do decréscimo dos raios cósmicos é atribuída à rigidez magnética da estrutura na região entre o choque e a nuvem magnética.

Na grande maioria dos casos, o decréscimo de Nêutrons foi maior que o de *muons*. Os *muons* são partículas que possuem uma faixa de energia (10 - 1000*GeV*), maior que a dos nêutrons (3 - 50*GeV*) (DULDIG, 2000), portanto, os prótons primários com energia suficiente para produzir *muons*, também produzirão nêutrons, já os prótons primários com energia mais baixa, produzirão mais nêutrons do que *muons*. Desta forma, é razoável pensar que sejam produzidos mais nêutrons do que *muons* nos raios cósmicos secundários, sendo os nêutrons, conseqüentemente, os mais afetados pela presença de uma estrutura magnética solar no meio interplanetário.

O efeito modulador dos raios cósmicos ainda não possui explicações satisfatórias apresentando duas teorias, que dizem que o decréscimo de raios cósmicos deve-se:

- a topologia de grande escala de campos magnéticos ordenados e da geometria da frente de choque;
- a turbulência do campo magnético no meio ambiente do choque.

Muitos modelos atribuem o decréscimo dos raios cósmicos ao espalhamento destas partículas na região turbulenta entre a frente de choque e a ejeção. E também não existe um modelo único, que uma simples escolha dos parâmetros tenha sido capaz de descrever todas as características observadas do comportamento dos raios cósmicos.

A análise espectral ondeleta dos raios cósmicos comprova que a modulação deve-se também, às características solares de longa duração, mostrando claramente periodicidades relacionadas à rotação solar (27 dias). As periodicidades de 11 e 22 anos, relacionadas ao ciclo solar, não foram possíveis de serem verificadas neste estudo devido ao fato de ter-se utilizado somente os dados no período de março 2001 à

setembro de 2004, mas provavelmente quando existirem dados de *muons* suficientes, será possível visualizar estas periodicidades. Estudos com longas séries temporais de dados de nêutrons mostram claramente essas periodicidades solares de 11 e 22 anos.

Os espectros de potência dos raios cósmicos comprovou a eficácia das correções dos efeitos atmosféricos sobre estas partículas, que mesmo sem a correção do efeito da temperatura nos dados de *muons*, mostrou-se bastante satisfatória para a análise realizada.

Este trabalho de dissertação de mestrado foi muito importante para o estudo do Clima Espacial utilizando raios cósmicos, área da qual o Brasil passou a fazer parte com o Telescópio Cintilador de *muons* instalado no Observatório Espacial do Sul - OES/CRSPE/INPE-MCT, em São Martinho da Serra, RS, em parceria com o Japão. Através de uma parceria tri-lateral entre Brasil, Japão e Estados Unidos, este telescópio está sendo ampliado para fornecer dados com qualidade superior aos utilizados nesta dissertação.

No futuro pretende-se aprofundar os estudos das relações entre os raios cósmicos e as estruturas interplanetárias geofetivas no trabalho de doutoramento, além de implementar o modelo de previsão das estruturas interplanetárias utilizando-se os dados da rede internacional de telescópios de muons, que faz o sensoriamento remoto destas estruturas no meio interplanetário e integrá-lo nos modelos de previsão do tempo de chegada das CMEs, que utiliza dados do coronógrafo LASCO a bordo do satélite SOHO e as observações feitas pelo satélite ACE em L1. Desta forma serão utilizadas observações combinadas do espaço e de solo para a previsão de tempestades geomagnéticas, tendo um acompanhamento da estrutura desde seu surgimento, no Sol, até a sua chegada à Terra

REFERÊNCIAS BIBLIOGRÁFICAS

- BELOV, A.; EROSHENKO, E.; OLENEVA, V.; STRUMINSKY, A.; YANKE, V. What determines the magnitude of forrush decreases? **Advanced Space Research**, v. 27, p. 625–630, 2001. [91](#), [103](#)
- BELOV, A.; IVANON, K. Forrush effect in 1978. **Geomagnetism and Aernomy**, v. 37, p. 32–39, 1997. [91](#)
- BORRINI, G.; GOSLING, J.; BAME, S.; FELDMAN, W. Helium abundance enhancements in the solar wind. **Jornal of Geophysical Research**, v. 87, p. 7370–7378, 1982. [43](#)
- BRANT, J. **Introduction to the solar wind**. [S.l.]: San Francisco, 1970. [36](#)
- BURLAGA, L. Interplanetary stream interfaces. **Journal of Geophysical Reserach**, v. 79, p. 3717, 1974. [47](#)
- _____. **Interplanetary Magnetohydrodynamics**. [S.l.]: Oxford University Press, 1995. [36](#), [41](#), [47](#)
- BURLAGA, L.; SITTLER, E.; MARIANI, F.; SCHWENN, R. Magnetic loop behind an interlanetary shock: Voyager, helios, and imp-8 observations. **Journal of Geophysical Research**, v. 86, p. 6673–6684, 1981. [43](#), [94](#)
- CANE, H. Cosmic ray decrease and magnetic clouds. **Journal of Geophysical Research**, v. 98, n. A3, p. 3509–3512, 1993. [43](#)
- CANE, H.; RICHARDSON, I.; WIBBERENZ, G. Helios 1 and 2 observations of particles decreases, ejecta and magnetic clouds. **Jornal of Geophysical Research**, v. 102, p. 7075–7086, 1997. [43](#)
- CROOKER, N.; GOSLING, J. Cir morphology, turbulence, discontinuities, and energetic particles. **Space Science Reviews**, v. 89, p. 179–220, 1999. [45](#)
- CYR, O. S. White-ligth coronal mass ejections: A new perspective from lasco. In: _____. **Correlated Phenomena at the Sun, in the Heliosphere, and in Geospace**. [S.l.]:[S.n.]. [42](#)
- Da Silva, M. R.; Contreira, D. B.; Monteiro, S.; Trivedi, N. B.; Munakata, K.; Kuwabara, T.; Schuch, N. Cosmic ray muon observation at southern space

- observatory - sso (29°s, 53°w). **Astrophysics and Space Science**, v. 290, p. 389–397, 2004. [76](#)
- DORMAN, L. **Cosmic ray variation and space research**. [S.l.]:[S.n.], 1963. [91](#)
- DULDIG, M. Muon observations. **Space Science Reviews**, v. 93, p. 207–226, 2000. [68](#), [124](#)
- FORBUSH, S. Worldwide cosmic ray variations. **Journal of Geophysical Research**, v. 59, n. 525, p. 1936–1952, 1954. [40](#)
- _____. Cosmic ray intensity variations during two solar cycles. **Journal of Geophysical Research**, v. 63, p. 651, 1958. [40](#)
- _____. Cosmic rays, the sun and geomagnetism. In: _____. **The works of Scott E. Forbush**. [S.l.]: James A. Van Allen, Editor, 1993. [64](#), [66](#)
- FUJII, Z. **Nagoya Multi-Directional Muon Telescope, Nagoya, 1995-2000**. Nagoya, Jpan:[S.n], 2001. [73](#)
- GONZALEZ, W.; JOSELYN, J.; KAMIDE, Y.; KROEHL, H.; ROSTOKER, G.; TSURUTANI, B.; VASYLIUNAS, V. What is a geomagnetic storm? **Journal of Geophysical Research**, v. 99, n. A4, p. 5771–5792, 1994. [36](#), [37](#)
- GONZALEZ, W.; TSURUTANI, B.; GONZALEZ, A. d. Interplanetary origin of geomagnetic storms. **Space Science Reviews**, v. 88, p. 529–562, 1999. [34](#), [36](#)
- GOSLING, J. Coronal mass ejections and magnetic flux rope in interplanetary space. In: _____. **Physics of Flux Rope**. [S.l.]: American Geophysical Union, 1990. (Geophys. Monogr. Ser., v. 58), p. 343–364. Washington D.C. [43](#)
- GOSLING, J.; ASBRIDGE, J.; BAME, S.; FELDMAN, W. Solar wind stream interfaces. **Journal of Geophysical Reserach**, v. 83, p. 1401–1412, 1978. [47](#)
- HUNDUHAUSEN, A. Coronal mass ejections. In: _____. [S.l.]:[s.n.]. [42](#)
- JOKIPII, J. Cosmic rays. In: _____. **From the sun**. [S.l.]: American Geophysics Union - AGU, 1998. p. 123–132. [51](#)
- KLEIN, L.; BURLAGA, L. Interlanetary magnetic clouds at 1 au. **Journal of Geophysical Research**, v. 87, n. A2, p. 613–624, 1982. [43](#)

MUNAKATA, K.; BIEBER, J.; HATTORI, T.; INOUE, K.; YASUE, S.; KATO, C.; KOYAMA, M.; FUJII, Z.; FUJIMOTO, K.; DULDIG, M.; HUMBLE, J.; TRIVEDI, N.; GONZALEZ, W.; SILVA, M. D.; TSURUTANI, B.; SCHUCH, N. A prototype muon detector network covering a full range of cosmic ray pitch angles. In: **International Cosmic Ray Conference**. [S.l.]:[s.n.], 2001. p. 3494. [76](#)

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. [76](#)

MURSULA, K.; USOSKIN, I. **Heliospheric physics and cosmic rays, lectures notes**. [S.l.]: American Geophysics Union, Washington, DC, 2003. [56](#), [59](#), [62](#)

NEUGEBAUER, M.; GOLDSTEIN, R. Particle and field signatures of coronal mass ejection in the solar wind. In: _____. **Coronal Mass Ejection**. [S.l.]: American Geophysical Union, 1997. p. 245–251. Geophysical Monograph 99. [43](#), [95](#), [99](#)

PARKER, E. Extension of the solar corona into interplanetary space. **Journal of Geophysical Research**, v. 64, n. 13, 1959. [36](#)

PARKS, G. An introduction. In: _____. **Physics of space plasma**. [S.l.]: Washington: Addison-Wesley Publishing Company, 1991. [36](#), [41](#), [48](#)

PERCIVAL, D.; WALDEN, A. **Wavelet methods for time series analysis**. [S.l.]: Cambridge University Press, 2000. [115](#), [116](#)

PRICE, P.; FLEISHER, R. Identification of energetic heavy nuclei with solid dielectric track detectors: applications to astrophysical and planetary studies. **Ann. Rev. Nucl. Sci.**, v. 21, p. 295–334, 1972. [57](#), [58](#)

RICHARDSON, I. Energetic particles and corotating interaction regions in the solar wind. **Space Science Reviews**, v. 111, p. 267–376, 2004. [48](#)

RICHARDSON, I.; WIBBERENZ, G.; CANE, H. The relationship between recurring cosmic ray depressions and corotating solar wind streams at ≤ 1 au: Imp 8 and helios 1 and 2 anticoincidence guard rate observations. **Journal of Geophysical Research**, v. 101, p. 13483–13496, 1996. [46](#), [47](#)

RICHTER, A.; HSIEH, A.; LUTRELL, E.; SCHWENN, R. **Review of interplanetary shock phenomena near and within 1 AU, in collisionless shocks in the heliosphere: reviews of current research.** [S.l.]: Washington: American Geophysics Union, 1985. 33 p. [41](#)

SANDERSON, T.; BEECK, J.; MARSDEN, R.; TRANQUILLE, C.; WENZEL, K.-P.; MCKIBBEN, R.; SMITH, E. Cosmic ray, energetic ion and magnetic field characteristics of a magnetic cloud. In: **International Cosmic Ray Conference.** [S.l.]:[s.n.], 1990. v. 6, p. 255. [43](#)

SCHUCH, L. **Introdução ao estudo dos raios cósmicos e sua interação com a atmosfera terrestre.** São José dos Campos: Instituto Nacional de Pesquisas Espaciais, 1991. [57](#)

SCHUNK, R.; NAGY, A. **Ionospheres- physics, plasma physics, and chemistry.** [S.l.]:[s.n.], 2000. [35](#), [36](#)

SCHWENN, R. Large-scale structure of the interplanetary medium. In: _____. **Physics of the Inner Heliosphere.** [S.l.]: Springer-Verlag, Berlin, Heidelberg, New York, 1990. v. 1, p. 99–181. [47](#)

TORRENCE, C.; COMPO, G. A practical guide to wavelet analysis. **Bulletin of the American Meteorological Society**, v. 79, p. 61–78, 1998. [115](#), [116](#)

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. [36](#)

WEBB, D.; HOWARD, R. The solar cycle variations of the occurrence rate of coronal mass ejection and the solar wind mass flux. **Journal of Geophysical Research**, v. 99, p. 4201–4220, 1994. [42](#)

WILCOX, J.; NESS, N. Quasi-stationary corotating structure in the interplanetary medium. **Journal of Geophysical Research**, v. 70, p. 5793, 1965. [47](#)

WIMMER-SCHWEINGRUBER, R.; STEIGER, R. von; PAERLI, R. Solar wind stream interfaces in corotating interaction regions: Swics/ulysses results. **Journal of Geophysical Research**, v. 102, p. 17407–17418, 1997. [47](#)

APÊNDICE A

TABELA DOS EVENTOS ESTUDADOS NA DISSERTAÇÃO

Os eventos selecionados para análise neste trabalho estão listados nas tabelas abaixo. Foi utilizada a listagem disponível na página do Instituto de Pesquisa Bartol (“ACE List of Disturbance and Transients”, http://www.bartol.udel.edu/~chuck/ace/ACElist/obs_list.html), considerando-se o período de março de 2001 a setembro de 2004. Esta listagem é mantida pelo grupo responsável pelo instrumento MAG (“*Magnetic Field Experiment*”), tendo a colaboração do grupo responsável pelo instrumento SWEFAM (“*Solar Wind Electron Proton Alpha Monitor*”). Estes dois instrumentos estão a bordo do satélite ACE operando desde 1998. Também foram utilizadas outras listagens disponíveis em literatura especializada.

A.1 Choques Interplanetários

TABELA A.1 - Choques - Nêutrons.

No.	Evento	Choque (T_s)		Decrécimo Nêutrons (T_{Neu})		Δ $T_s - T_{Neu}$ (hor.)	Dec. Nêutrons (%)
		Data	Hora UT	Data	Hora UT		
1	4/4/2001	4/4	14:23	4/4	14:52	0,5	6,9
2	27/8/2001	27/8	19:20	27/8	17:17	2	5,8
3	28/10/2001	28/10	02:39	28/10	03:37	0,9	2,1
4	19/11/2001	19/11	17:31	19/11	21:02	3,5	3,0
5	30/5/2002	30/5	01:30	30/5	01:08	0,3	0,8
6	19/7/2002	19/7	09:33	19/7	09:33	0	3,3
7	15/11/2003	15/11	05:19	15/11	05:19	0	3,8
8	9/4/2004	9/4	01:48	9/4	02:03	0,2	1,2
9	10/4/2004	10/4	19:27	10/4	18:29	0,9	2,3
10	12/4/2004	12/4	17:31	12/4	15:14	2,3	3,3
11	24/4/2004	24/4	23:05	24/4	21:09	1,9	1,9
12	5/5/2004	5/5	16:19	5/5	16:04	0,2	1,3

TABELA A.2 - Choques - *Muons*.

No.	Evento	Choque (T_s)		Decrécimo <i>Muons</i> (T_{Mu})		Δ $T_s - T_{Mu}$ (hor.)	Dec. <i>Muon</i> (%)
		Data	Hora UT	Data	Hora UT		
1	4/4/2001	4/4	14:23	4/4	14:45	0,4	3,7
2	27/8/2001	27/8	19:20	27/8	16:12	3,1	4,1
3	28/10/2001	28/10	02:39	28/10	05:33	2,9	1,2
4	19/11/2001	19/11	17:31	19/11	22:58	5,4	1,6
5	30/5/2002	30/5	01:30	30/5	00:25	1	0,3
6	19/7/2002	19/7	09:33	19/7	10:02	0,5	3,4
7	15/11/2003	15/11	05:19	15/11	18:58	13,6	2,2
8	9/4/2004	9/4	01:48	9/4	04:13	2,4	0,8
9	10/4/2004	10/4	19:27	10/4	21:09	1,7	1,6
10	12/4/2004	12/4	17:31	12/4	17:17	0,2	1,6
11	24/4/2004	24/4	23:05	24/4	18:58	4,1	0,8
12	5/5/2004	5/5	16:19	5/5	18:22	3	1,4

A.2 Ejeções de Massa Coronais Interplanetárias - ICMEs

TABELA A.3 - ICMEs - Nêutrons.

No.	Evento	Choque (T_s)		Decrécimo Nêutrons (T_{Neu})		Δ $T_s - T_{Neu}$ (hor.)	Dec. Nêutrons (%)
		Data	Hora UT	Data	Hora UT		
1	18/4/2001	18/4	00:00	18/4	03:01	3	6,0
2	17/8/2001	17/8	10:16	17/8	18:08	7,8	6,1
3	11/10/2001	11/10	16:19	11/10	19:13	2,9	5,7
4	24/11/2001	24/11	05:40	24/11	15:43	10	6,4
5	17/7/2002	17/7	15:14	19/7	01:34	10,3	4,8
6	7/9/2002	7/9	16:04	7/9	15:50	0,2	4,1
7	29/4/2003	29/4	04:13	29/4	01:56	2,3	1,5

TABELA A.4 - ICMEs - Muons.

No.	Evento	Choque (T_s)		Decrécimo Muons (T_{Mu})		Δ $T_s - T_{Mu}$ (hor.)	Dec. Muons (%)
		Data	Hora UT	Data	Hora UT		
1	18/4/2001	18/4	00:00	18/4	02:25	2,4	2,2
2	17/8/2001	17/8	10:16	17/8	16:04	5,8	3,8
3	11/10/2001	11/10	16:19	11/10	18:58	2,6	3,3
4	24/11/2001	24/11	05:40	24/11	14:52	8,7	3,1
5	17/7/2002	17/7	15:14	18/7	04:03	12,8	3,0
6	7/9/2002	7/9	16:04	7/9	14:59	1,8	3,3
7	29/4/2003	29/4	04:13	28/4	23:23	4,8	1,4

A.3 Regiões de Interação Co-rotantes - CIRs

TABELA A.5 - CIRs - Nêutrons

No.	Evento	Início		Decrécimo		Δ	Dec.
		(T_s)		Nêutrons (T_{Neu})			
		Data	Hora <i>UT</i>	Data	Hora <i>UT</i>		
1	24/4/2001	23/4	22:40	23/4	19:10	3,5	2,3
2	17/5/2001	17/5	15:22	-	-	-	0
3	23/5/2001	23/5	00:58	22/5	18:59	5,9	1,9
4	1/6/2001	1/6	07:22	1/6	18:08	10,7	2,6
5	8/6/2001	8/6	16:13	9/6	01:52	9,6	1,7
6	15/7/2001	15/7	06:25	16/7	15:57	9,5	2,2
7	24/7/2001	23/7	22:28	24/7	03:36	5,1	2,5
8	30/7/2001	30/7	19:53	1/8	03:55	8	1,9
9	10/8/2001	9/8	18:05	9/8	55:59	4,9	1,2
10	20/8/2001	20/8	19:27	20/8	23:21	3,9	1,1
11	2/9/2001	2/9	17:54	3/9	02:53	9	0,8
12	8/10/2001	8/10	00:00	08/10	16:00	16	3,1
13	15/11/2001	15/11	14:02	15/11	18:07	4	1,6
14	22/11/2001	21/11	14:27	22/11	02:58	12,5	2
15	2/12/2001	2/12	07:51	03/12	20:00	12,1	4,7
16	14/12/2001	14/12	21:15	15/12	14:02	16,8	4,4
17	21/12/2001	21/12	09:52	21/12	12:02	2,2	1,2
18	23/12/2001	23/12	22:13	23/12	19:00	3,2	2,3
19	9/1/2002	9/1	23:15	10/1	18:34	19,3	4,6
20	19/1/2002	19/1	00:29	19/1	07:00	6,5	3,5
21	25/1/2002	25/1	01:26	25/1	19:01	17,6	1,8
22	4/2/2002	4/2	20:05	-	-	-	0
23	10/2/2002	10/2	16:41	10/2	18:44	2	1,1
24	3/3/2002	3/3	16:32	-	-	-	0
25	11/3/2002	11/3	07:41	11/3	21:01	13,3	2,2
26	6/4/2002	6/4	12:44	6/4	17:16	4,5	1,2

(continua)

TABELA A.5 - (continuação)

No.	Evento	Início		Decréscimo		Δ	Dec.
		(T_s)		Nêutrons (T_{Neu})			
		Data	Hora <i>UT</i>	Data	Hora <i>UT</i>		
27	11/4/2002	11/4	00:36	11/4	13:03	12,4	2,8
28	27/4/2002	27/4	06:36	-	-	-	0
29	27/5/2002	27/5	00:37	27/5	18:01	17,4	1,5
30	1/6/2002	1/6	06:56	1/6	13:55	7	1,0
31	16/6/2002	16/6	20:43	15/6	23:04	2,3	2,3
32	18/6/2002	18/6	11:11	18/6	18:59	7,8	2,2
33	8/7/2002	8/7	08:50	8/7	18:16	9,4	2,7
34	11/7/2002	11/7	16:38	12/7	00:04	7,4	1,4
35	8/8/2002	8/8	10:12	8/8	20:59	10,8	2,3
36	11/8/2002	11/8	20:59	10/8	18:59	2	1,5
37	14/8/2002	14/8	02:15	14/8	00:58	1,3	1,8
38	11/9/2002	11/9	04:09	11/9	23:44	19,6	1,4
39	14/9/2002	14/9	12:22	15/9	21:48	9,4	0,1
40	14/10/2002	14/10	21:20	14/10	13:32	16,2	2,3
41	23/10/2002	23/10	03:31	23/10	16:07	12,6	1,9
42	1/11/2002	1/11	05:55	2/11	05:51	23,9	3,1
43	2/1/2003	2/1	16:38	2/1	20:59	4,3	1,7
44	9/1/2003	9/1	17:05	9/1	18:59	1,9	3,1
45	17/1/2003	17/1	06:46	17/1	15:35	8,8	1,4
46	8/4/2003	8/4	00:21	8/4	18:00	17,6	2,7
47	15/4/2003	15/4	06:37	-	-	-	0
48	20/4/2003	20/4	12:25	20/4	19:04	6,6	1,3
49	24/4/2003	24/4	04:48	24/4	23:00	18,2	1,7
50	8/11/2003	8/11	12:14	8/11	19:58	7,7	3,1
51	10/11/2003	10/11	10:14	10/11	19:00	8,8	2,7
52	30/11/2003	30/11	02:31	30/11	02:09	0,4	2,4

(continua)

TABELA A.5 - (continuação)

No.	Evento	Início		Decrécimo		Δ	Dec.
		(T_s)		Nêutrons (T_{Neu})			
		Data	Hora	Data	Hora		
<i>UT</i>		<i>UT</i>					
53	29/1/2004	29/1	11:45	29/1	19:08	7,4	1,6
54	31/1/2004	31/1	03:43	31/1	19:58	16,2	1,2
55	11/2/2004	11/2	01:26	11/2	18:07	16,7	2,8
56	27/2/2004	27/2	00:42	27/2	20:55	20,2	1,9
57	9/3/2004	9/3	09:49	9/3	17:02	7,2	3,2
58	25/3/2004	25/3	11:13	25/3	00:15	11	1,7
59	20/4/2004	20/4	18:42	20/4	20:31	1,8	2,4
60	5/5/2004	5/5	00:26	5/5	15:56	15,5	1,4
61	19/5/2004	19/5	10:55	19/5	23:59	13	1,7
62	30/5/2004	30/5	11:09	30/5	19:00	7,8	1,6
63	28/6/2004	28/6	03:04	28/6	19:56	16,9	1,7
64	19/7/2004	19/7	01:42	19/7	18:56	17,2	1,9

TABELA A.6 - CIRs - *Muons*

No.	Evento	Início		Decrécimo		Δ	Dec.
		T_s		<i>Muons</i> (T_{Mu})			
		Data	Hora	Data	Hora		
<i>UT</i>		<i>UT</i>					
1	24/4/2001	23/4	22:40	23/4	21:01	1,6	1,5
2	17/5/2001	17/5	15:22	17/5	16:49	1,4	1,1
3	23/5/2001	23/5	00:58	22/5	16:49	8,1	1
4	1/6/2001	1/6	07:22	1/6	18:08	10,8	1,3
5	8/6/2001	8/6	16:13	9/6	00:03	7,8	0,8
6	15/7/2001	15/7	06:25	16/7	15:06	8,7	1,5
7	24/7/2001	23/7	22:28	24/7	03:36	5,1	1,1
8	30/7/2001	30/7	19:53	31/7	19:02	23,1	1,4
9	10/8/2001	9/8	18:05	-	-	-	0

(continua)

TABELA A.6 - (continuação)

No.	Evento	Início		Decrécimo		Δ	Dec.
		T_s		$Muons (T_{Mu})$			
		Data	Hora <i>UT</i>	Data	Hora <i>UT</i>		
10	21/8/2001	20/8	19:27	20/8	18:54	0,5	0,9
11	2/9/2001	2/9	17:54	3/9	00:58	8	0,5
12	8/10/2001	8/10	00:00	-	-	-	0
13	15/11/2001	15/11	14:02	15/11	05:00	7,9	1,1
14	22/11/2001	21/11	14:27	22/11	22:01	15,4	1,5
15	2/12/2001	2/12	07:51	3/12	05:26	10,6	3,3
16	14/12/2001	14/12	21:15	15/12	06:48	20,7	2,4
17	21/12/2001	21/12	09:52	21/12	15:56	2,2	0,7
18	23/12/2001	23/12	22:13	23/12	04:59	4,2	1,9
19	9/1/2002	9/1	23:15	10/1	16:12	16,9	3,5
20	19/1/2002	19/1	00:29	19/1	06:02	5,5	0,8
21	25/1/2002	25/1	01:26	25/1	17:12	15,8	1,3
22	4/2/2002	4/2	20:05	-	-	-	0
23	10/2/2002	10/2	16:41	10/2	17:46	1	1,0
24	3/3/2002	3/3	16:32	4/3	05:03	12,5	0,8
25	11/3/2002	11/3	07:41	11/3	20:55	13,2	1,0
26	6/4/2002	6/4	12:44	6/4	15:54	3,2	0,8
27	11/4/2002	11/4	00:36	11/4	23:49	23,2	1,3
28	27/4/2002	27/4	06:36	27/4	20:55	14,3	1,3
29	27/5/2002	27/5	00:37	27/5	17:02	16,4	1,2
30	1/6/2002	1/6	06:56	1/6	13:55	7	1,2
31	16/6/2002	16/6	20:43	15/6	18:48	1,9	1,6
32	18/6/2002	18/6	11:11	18/6	13:00	1,8	0,9
33	8/7/2002	8/7	08:50	8/7	19:54	11	1,2
34	11/7/2002	11/7	16:38	11/7	23:37	7	1,0
35	8/8/2002	8/8	10:12	8/8	23:31	13,3	1,3
36	11/8/2002	11/8	20:59	10/8	17:54	3	1,1

(continua)

TABELA A.6 - (continuação)

No.	Evento	Início		Decrécimo		Δ	Dec.
		T_s		$Muons (T_{Mu})$			
		Data	Hora <i>UT</i>	Data	Hora <i>UT</i>		
37	14/8/2002	14/8	02:15	13/8	22:32	20,3	1,0
38	11/9/2002	11/9	04:09	11/9	12:02	7,9	1,6
39	14/9/2002	14/9	12:22	15/9	21:59	9,6	1,8
40	14/10/2002	14/10	21:20	14/10	19:56	22,6	1,8
41	23/10/2002	23/10	03:31	23/10	15:02	11,5	1,6
42	1/11/2002	1/11	05:55	-	-	-	0
43	2/1/2003	2/1	16:38	2/1	18:59	2,3	1,5
44	9/1/2003	9/1	17:05	9/1	19:54	2,8	1,8
45	17/1/2003	17/1	06:46	17/1	19:49	13,1	1,0
46	8/4/2003	8/4	00:21	8/4	19:06	18,7	1,6
47	15/4/2003	15/4	06:37	15/4	15:04	8,4	1,4
48	20/4/2003	20/4	12:25	20/4	15:04	2,6	1,4
49	24/4/2003	24/4	04:48	24/4	21:04	16,2	1,2
50	8/11/2003	8/11	12:14	8/11	17:59	5,7	1,6
51	10/11/2003	10/11	10:14	10/11	19:58	9,7	2,1
52	30/11/2003	30/11	02:31	30/11	03:14	0,7	1,6
53	29/1/2004	29/1	11:45	29/1	21:25	9,7	1,0
54	31/1/2004	31/1	03:43	-	-	-	0
55	11/2/2004	11/2	01:26	11/2	17:56	16,5	2,3
56	27/2/2004	27/2	00:42	27/2	21:01	20,3	1,8
57	9/3/2004	9/3	09:49	9/3	17:59	8,2	1,9
58	25/3/2004	25/3	11:13	25/3	00:58	10,2	1,3
59	20/4/2004	20/4	18:42	20/4	18:53	0,2	1,5
60	5/5/2004	5/5	00:26	5/5	18:01	18,4	1,3
61	19/5/2004	19/5	10:55	19/5	20:59	10	1,0
62	30/5/2004	30/5	11:09	30/5	19:58	8,8	1,1

(continua)

TABELA A.6 - (continuação)

No.	Evento	Início		Decrécimo		Δ	Dec.
		T_s		<i>Muons</i> (T_{Mu})			
		Data	Hora	Data	Hora		
							(%)
63	28/6/2004	28/6	03:04	28/6	16:07	13	1,8
64	19/7/2004	19/7	01:42	19/7	16:56	15,2	1,2

A.4 Nuvens Magnéticas

TABELA A.7 - ICME-Nuvem - Nêutrons.

No.	Evento	Choque (T_s)		Nuvem Mag. (T_n)		Decrécimo Nêutrons		Δ $T_s - T_n$ (hor.)	Dec. Nêutrons (%)
		Data	Hora UT	Data	Hora UT	Data	Hora UT		
1	19/3/2001	19/3	10:23	19/3	17:17	19/3	16:12	6,9	2,7
2	11/4/2001	11/4	13:17	11/4	22:14	11/4	15:14	8,9	11,4
3	28/4/2001	28/4	04:35	28/4	15:35	28/4	02:10	11	5,1
4	27/5/2001	27/5	14:19	28/5	10:23	27/5	19:09	20,1	4,5
5	21/10/2001	21/10	16:12	22/10	00:47	21/10	17:02	8,6	5,2
6	25/10/2001	25/10	07:58	25/10	21:09	25/10	05:55	13,2	2,1
7	31/10/2001	31/10	12:48	31/10	20:55	1/11	17:21	8,2	2,9
8	17/4/2002	17/4	10:20	17/4	23:09	17/4	10:20	12,8	4,3
9	19/7/2002	19/7	14:37	19/7	16:12	19/7	14:59	1,6	5,0
10	18/8/2002	18/8	18:08	19/8	18:19	18/8	21:09	0,2	2,7
11	2/10/2002	2/10	22:11	3/10	07:00	2/10	20:15	8,8	4,1
12	29/10/2003	29/10	05:55	29/10	08:58	29/10	07:57	2	17,5
13	20/11/2003	20/11	07:22	20/11	10:23	20/11	17:24	3	3,6
14	22/1/2004	22/01	00:58	22/1	11:50	22/1	00:36	10,9	7,5
15	26/4/2004	26/4	15:05	26/4	15:33	26/4	17:21	0,5	2,3
16	24/7/2004	24/7	05:40	24/7	17:31	24/7	04:42	11,8	4,5

TABELA A.8 - ICME-Nuvem - *Muons*.

No.	Evento	Choque (T_s)		Nuvem Mag. (T_n)		Decréscimo <i>Muons</i>		Δ $T_s - T_n$ (hor.)	Dec. <i>Muons</i> (%)
		Data	Hora UT	Data	Hora UT	Data	Hora UT		
1	19/3/2001	19/3	10:23	19/3	17:17	19/3	13:39	6,9	1,5
2	11/4/2001	11/4	13:17	11/4	22:14	11/4	13:25	8,9	5,8
3	28/4/2001	28/4	04:35	28/4	15:35	28/4	05:19	11	3,5
4	27/5/2001	27/5	14:19	28/5	10:23	27/5	16:15	20,1	3,1
5	21/10/2001	21/10	16:12	22/10	00:47	21/10	14:01	8,6	2,7
6	25/10/2001	25/10	07:58	25/10	21:09	25/10	05:55	13,2	1,6
7	31/10/2001	31/10	12:48	31/10	20:55	1/11	15:24	8,2	1,6
8	17/4/2002	17/4	10:20	17/4	23:09	17/4	12:16	12,8	1,4
9	19/7/2002	19/7	14:37	19/7	16:12	19/7	18:22	1,6	3,4
10	18/8/2002	18/8	18:08	19/8	18:19	18/8	18:22	0,2	1,8
11	2/10/2002	2/10	22:11	3/10	07:00	2/10	20:15	8,8	2,2
12	29/10/2003	29/10	05:55	29/10	08:58	29/10	06:31	0,6	10,6
13	20/11/2003	20/11	07:22	20/11	10:23	20/11	18:58	3	3,6
14	22/1/2004	22/01	00:58	22/1	11:50	22/1	00:58	10,9	3,6
15	26/4/2004	26/4	15:14	26/4	17:17	26/4	17:10	2	1,9
16	24/7/2004	24/7	05:40	24/7	17:31	24/7	03:59	11,8	2,3

A.5 Estruturas Complexas

TABELA A.9 - Estruturas Complexas - Nêutrons

No.	Evento	Choque T_s		Decréscimo Nêutrons (T_{Neu})		Δ $T_s - T_{Neu}$ (hor.)	Dec. Nêutrons (%)
		Data	Hora UT	Data	Hora UT		
1	27/3/2001	27/3	01:05	27/3	02:03	0,9	3,6
2	31/3/2001	31/3	00:21	31/3	00:21	0	3,0
3	7/4/2001	7/4	16:59	7/4	15:53	1,1	2,1
4	8/4/2001	8/4	10:31	8/4	10:23	0,1	6,7

(continua)

TABELA A.9 - (continuação)

No.	Evento	Choque		Decréscimo		Δ	Dec.
		T_s		Nêutrons (T_{Neu})			
		Data	Hora UT	Data	Hora UT	$T_s - T_{Neu}$ (hor.)	Nêutrons (%)
5	21/4/2001	21/4	14:55	21/4	17:06	2,2	3,7
6	18/6/2001	18/6	01:56	18/6	16:04	14,1	2,1
7	3/8/2001	3/8	06:24	3/8	03:23	3	2,2
8	11/9/2001	11/9	11:29	-	-	-	0,0
9	14/9/2001	14/9	01:12	13/9	22:11	3,1	2,5
10	6/11/2001	6/11	01:27	6/11	19:06	17,5	9,43
11	29/12/2001	29/12	04:46	29/12	12:05	7,3	3,0
12	30/12/2001	30/12	19:20	30/12	18:58	0,4	7,1
13	18/2/2002	18/2	02:04	18/2	15:51	13,8	1,8
14	20/3/2002	20/3	12:56	20/3	11:43	1,2	4,6
15	25/3/2002	25/3	00:47	25/3	01:30	0,7	2,7
16	29/3/2002	29/3	21:32	29/3	20:05	1,4	2,8
17	19/4/2002	19/4	07:58	19/4	07:44	0,2	2,8
18	18/5/2002	18/5	19:09	18/5	21:56	2,8	2,6
19	20/5/2002	20/5	02:54	20/5	21:56	19	0,8
20	21/5/2002	21/5	21:02	22/5	06:13	9,2	2,1
21	23/5/2002	23/5	10:16	23/5	10:09	0,1	6,3
22	8/6/2002	8/6	04:25	8/6	20:01	15,6	1,2
23	30/6/2002	30/6	20:05	30/6	22:32	2,4	2,0
24	5/7/2002	5/7	14:19	6/7	02:06	11,8	2,0
25	1/8/2002	1/8	22:14	2/8	04:53	17,3	2,3
26	3/9/2002	3/9	21:56	3/9	18:15	3,6	1,8
27	30/9/2002	30/9	07:15	30/9	17:17	10	4,2
28	7/10/2002	7/10	10:12	6/10	23:23	10,8	2,1
29	29/10/2002	29/10	12:11	30/10	08:58	18,8	1,5
30	11/5/2003	11/5	05:53	11/5	02:55	3	1,4

(continua)

TABELA A.9 - (continuação)

No.	Evento	Choque		Decréscimo		Δ	Dec.
		T_s		Nêutrons (T_{Neu})			
		Data	Hora UT	Data	Hora UT		
31	29/5/2003	29/5	18:26	29/5	17:42	0,7	5,3
32	24/10/2003	24/10	14:45	24/10	15:50	1	5,8
33	26/10/2003	26/10	18:22	26/10	19:42	1,3	2,1
34	30/10/2003	30/10	16:04	31/10	11:25	4,6	3,2
35	27/12/2003	27/12	08:56	27/12	18:58	10	1,3
36	14/6/2004	14/6	04:57	14/6	21:09	16,2	1,9
37	11/7/2004	11/7	00:43	11/7	19:56	19,2	2,9
38	16/7/2004	16/7	15:07	17/7	00:55	9,8	1,5

TABELA A.10 - Estruturas Complexas - *Muons*

No.	Evento	Choque		Decréscimo		Δ	Dec.
		T_s		<i>Muons</i> (T_{Mu})			
		Data	Hora UT	Data	Hora UT		
1	27/3/2001	27/3	01:05	27/3	00:21	0,7	3,1
2	31/3/2001	31/3	00:21	31/3	00:50	0,5	1,7
3	7/4/2001	7/4	16:59	7/4	15:32	1,4	1,4
4	8/4/2001	8/4	10:31	8/4	10:23	0,1	3,4
5	21/4/2001	21/4	14:55	21/4	21:56	7	1,7
6	18/6/2001	18/6	01:56	18/6	15:06	13,2	1,8
7	3/8/2001	3/8	06:24	3/8	02:32	3,8	1,4
8	11/9/2001	11/9	11:29	11/9	17:2	5,5	0,8
9	14/9/2001	14/9	01:12	13/9	23:30	1,7	0,6
10	6/11/2001	6/11	01:27	6/11	14:16	12,8	4,3

(continua)

TABELA A.10 - (continuação)

No.	Evento	Choque		Decréscimo		Δ	Dec.
		T_s		$Muons (T_{Mu})$			
		Data	Hora UT	Data	Hora UT	$T_s - T_{Mu}$ (hor.)	$Muons$ (%)
11	29/12/2001	29/12	04:46	29/12	06:06	1,3	1,3
12	30/12/2001	30/12	19:20	30/12	18:15	1	5,1
13	18/2/2002	18/2	02:04	18/2	10:03	8	1,4
14	20/3/2002	20/3	12:56	20/3	11:36	1,3	2,2
15	25/3/2002	25/3	00:47	25/3	02:57	2,2	0,7
16	29/3/2002	29/3	21:32	29/3	18:10	3,3	1,4
17	19/4/2002	19/4	07:58	19/4	08:49	0,8	1,6
18	18/5/2002	18/5	19:09	18/5	18:55	0,2	1,6
19	20/5/2002	20/5	02:54	20/5	01:34	1,3	0,95
20	21/5/2002	21/5	21:02	22/5	05:59	8,9	1,2
21	23/5/2002	23/5	10:16	23/5	11:58	1,7	3,1
22	8/6/2002	8/6	04:25	8/6	19:56	15,5	0,6
23	30/6/2002	30/6	20:05	30/6	16:49	3,3	0,9
24	5/7/2002	5/7	14:19	5/7	18:44	4,4	1,3
25	1/8/2002	1/8	22:14	2/8	05:08	6,9	1,5
26	3/9/2002	3/9	21:56	3/9	15:21	6,5	1,9
27	30/9/2002	30/9	07:15	30/9	14:59	7,7	2,1
28	7/10/2002	7/10	10:12	6/10	23:30	11,1	1,1
29	29/10/2002	29/10	12:11	30/10	05:58	17,8	0,7
30	11/5/2003	11/5	05:53	11/5	04:04	1,8	0,7
31	29/5/2003	29/5	18:26	29/5	18:19	0,1	3,3
32	24/10/2003	24/10	14:45	24/10	16:04	1,3	3,7
33	26/10/2003	26/10	18:22	26/10	20:25	2	1,4
34	30/10/2003	30/10	16:04	31/10	19:56	3,9	3,0
35	27/12/2003	27/12	08:56	27/12	17:24	8,5	1,4

(continua)

TABELA A.10 - (continuação)

No.	Evento	Choque		Decréscimo		Δ	Dec.
		T_s		$Muons (T_{Mu})$			
		Data	Hora	Data	Hora	$T_s - T_{Mu}$	$Muons$
			UT		UT	(hor.)	(%)
36	14/6/2004	14/6	04:57	14/6	14:59	10	1,6
37	11/7/2004	11/7	00:43	11/7	14:52	14,1	1,9
38	16/7/2004	16/7	15:07	-	-	-	0,0

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 programa 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. São aceitos tanto programas fonte quanto executáveis.

Pré-publicações (PRE)

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