

**ESTUDO DE ESTRUTURAS INTERPLANETÁRIAS UTILIZANDO
OBSERVAÇÕES DE SATÉLITES E OBSERVAÇÕES DE
RAIOS CÓSMICOS**

**RELATÓRIO FINAL DE PROJETO DE INICIAÇÃO CIENTÍFICA
(PIBIC/INPE - CNPq/MCTI)**

PROCESSO: 152057/2012-9

Cassiano Vasconcelos dos Santos – Bolsista PIBIC/INPE – CNPq/MCTI
Laboratório de Clima Espacial e Previsão de Tempestades Magnéticas
LCEPTM/CRS/CCR/INPE – MCTI
Centro Regional Sul de Pesquisas Espaciais
E-mail: vasc0ncel0s@hotmail.com

Dr. Alisson Dal Lago - Orientador
Divisão de Geofísica Espacial
DGE/CEA/INPE – MCTI
Instituto Nacional de Pesquisas Espaciais
E-mail: dallago@dge.inpe.br

Santa Maria, Julho de 2013



**RELATÓRIO FINAL DE PROJETO DE INICIAÇÃO CIENTÍFICA DO
PROGRAMA: PIBIC/INPE – CNPq/MCTI**

PROJETO

**ESTUDO DE ESTRUTURAS INTERPLANETÁRIAS UTILIZANDO
OBSERVAÇÕES DE SATÉLITES E OBSERVAÇÕES DE
RAIOS CÓSMICOS**

PROCESSO: 152057/2012-9

Relatório elaborado por:

Cassiano Vasconcelos dos Santos - Bolsista PIBIC/INPE – CNPq/MCTI
E-mail: vasc0ncel0s@hotmail.com

Dr. Alisson Dal Lago – Orientador
Divisão de Geofísica Espacial – DGE/CEA/INPE – MCTI
E-mail: dallago@dge.inpe.br

Dr. Nelson Jorge Schuch – Co-Orientador
Centro Regional Sul de Pesquisas Espaciais – CRS/CCR/INPE – MCTI
E-mail: njschuch@lacesm.ufsm.br



Dados de Identificação:

Título do Projeto:

**ESTUDO DE ESTRUTURAS INTERPLANETÁRIAS UTILIZANDO
OBSERVAÇÕES DE SATÉLITES E OBSERVAÇÕES DE RAIOS CÓSMICOS**

Processo CNPq Nº: 152057/2012-9

Bolsista:

Cassiano Vasconcelos dos Santos

Acadêmico do curso de Física Licenciatura Plena Diurno
Centro de Ciências Naturais e Exatas – CCNE/UFSM
Universidade Federal de Santa Maria – UFSM

Orientador:

Dr. Alisson Dal Lago

Divisão de Geofísica Espacial – DGE/CEA/INPE – MCTI

Co-Orientador:

Dr. Nelson Jorge Schuch

Centro Regional Sul de Pesquisas Espaciais – CRS/CCR/INPE – MCTI

Colaboradores:

Dr. Kazuoki Munakata

Faculty of Science, Shinshu University, Matsumoto – Japan

Dr. Takao Kuwabara

Bartol Research Institute, University of Delaware, Newark, Delaware – EUA

Tiago Bremm

Acadêmico do curso de Física Licenciatura Plena Noturno/UFSM

Vinicius Deggeroni

Acadêmico do curso de Física bacharelado/UFSM

Bruno Knevez Hammerschmitt

Acadêmico do Curso de Engenharia Elétrica/UFSM

Local de Trabalho/Execução do Projeto:

Laboratório de Clima Espacial e Previsão de Tempestades Magnéticas -
LCEPTM/CRS/INPE – MCTI

Observatório Espacial do Sul – OES/CRS/CCR/INPE – MCTI (29.4°S, 53.8° W, 480 m
acima do nível do mar).



Trabalho desenvolvido no âmbito da parceria INPE/MCTI – UFSM, através do Laboratório de Ciências Espaciais de Santa Maria – LACESM/CT/UFSM.



Diretório dos Grupos de Pesquisa no Brasil



Estudante
Cassiano Vasconcelos dos Santos



[Link para Currículo Lattes](#)

Dados gerais

Indicadores de produção C, T & A

Dados gerais

Identificação do estudante

Nome: Cassiano Vasconcelos dos Santos

Nível de treinamento: Graduação

Currículo Lattes: 05/04/2013 14:04

E-mail: vasc0ncel0s@hotmail.com

Homepage: <http://www.inpe.br/crs/>

Grupos de pesquisa que atua

Linhas de pesquisa que atua

Orientadores participantes de grupos de pesquisa na instituição

Indicadores de produção C, T & A dos anos de 2010 a 2013

Tipo de produção	2010	2011	2012	2013
Produção bibliográfica	0	0	0	0
Produção técnica	0	0	0	0
Orientação concluída	0	0	0	0
Produção artística/cultural e demais trabalhos	0	0	0	0



Agradecimentos

Primeiro agradeço aos meus pais, Vilnei Herbstrith dos Santos, exemplo de honra e dignidade, e minha Vera Leci Vasconcelos dos Santos, mãe guerreira e aconselhadora, por me mostrarem o caminho e me apoiarem incondicionalmente até hoje.

Agradeço ao meu Orientador, Dr. Alisson Dal Lago. Ao meu Co-orientador, local no CRS o Dr. Nelson Jorge Schuch, pela oportunidade dessa Iniciação Científica e Tecnológica e pelos inúmeros conselhos e ensinamentos.

Agradeço ao Centro Regional Sul de Pesquisas Espaciais – CRS/CCR/INPE-MCTI e ao Observatório Espacial do Sul – OES/CRS/CCR/INPE-MCTI, pela infraestrutura. Ao Conselho Nacional de Desenvolvimento Científico e Tecnológico pelo auxílio financeiro. E finalmente a Universidade Federal de Santa Maria - UFSM, pelo suporte técnico.

Agradeço: (i) aos funcionários, servidores do CRS/CCR/INPE - MCTI e do LACESM/CT - UFSM, pelo carinho e pelos seus serviços prestados; (ii) ao Programa PIBIC/INPE – CNPq/MCTI pela aprovação do Projeto de Pesquisa; (iii) ao Coordenador Dr. Ezzat Selim Chalhoub e a Sra. Egidia Inácio da Rosa, Secretária do Programa PIBIC/INPE – CNPq/MCTI, pelos alertas e sua incansável preocupação com toda a burocracia e datas limites do Programa para com os bolsistas de I. C. & T do CRS/CCR/INPE - MCTI.

Por último, mas não menos importante, agradeço aos meus colegas de Laboratório no CRS, Bruno Knevitz Hammerschmitt, Tiago Bremm e Vinicius Deggeroni, por todo o apoio e incentivo durante o Projeto de Pesquisa.



Preâmbulo

O Projeto teve o bolsista Tiago Bremm, aluno do Curso de Física Licenciatura da UFSM, substituído no mês de setembro do ano de 2013 pelo acadêmico Cassiano Vasconcelos dos Santos, aluno do Curso de Física Licenciatura da UFSM, que passou a realizar os trabalhos referentes ao Projeto a partir do mês de setembro de 2013. O novo bolsista teve como principal objetivo nesta primeira etapa, estudar a literatura relacionada ao Projeto, como teses de doutorado, relatórios anteriores a fim de familiarizar-se com o Projeto que iria desenvolver ao longo do ano. A etapa seguinte será realizar a análise dos dados coletados pelo satélite ACE – NASA (*Advanced Composition Explorer*).

RESUMO

O Projeto tem como objetivo geral estudar as diferentes estruturas interplanetárias provenientes do Sol e analisar suas interações com os raios cósmicos detectados pelo Detector Multidirecional de Muons – DMM. As estruturas estudadas são CMEs (*Coronal Mass Ejections*), entre outros fenômenos espaciais. Quando as CMEs atingem a magnetosfera terrestre, podem causar tempestades geomagnéticas, podendo gerar danos em vários sistemas de infraestrutura da Sociedade moderna, tais como: nas telecomunicações e na distribuição de energia elétrica, entre outros. As CMEs são estruturas provenientes da Coroa Solar. O material ejetado é plasma, constituído de elétrons e prótons com pequenas quantidades de hélio, oxigênio e ferro, mas que possui campo magnético. Dentre aquelas que atingem a Terra, algumas podem interagir fortemente com a magnetosfera terrestre ocasionando repentinas flutuações no seu campo magnético, denominadas tempestades geomagnéticas. Sua principal característica é um decréscimo na componente H (horizontal) do campo geomagnético durante cerca de algumas dezenas de horas. Em decorrência de seu campo magnético, as estruturas bloqueiam a passagem de partículas carregadas, como os raios cósmicos primários, causando geralmente um decréscimo na contagem das partículas. Os Muons são decorrentes do decaimento dos raios cósmicos primários com os constituintes da atmosfera terrestre, atingindo a Terra de forma isotrópica. Quando há uma tempestade geomagnética ocorre um decréscimo na contagem dessas partículas, denominado decréscimo de Forbush. Portanto, o Projeto se concentra em: examinar dados de parâmetros de plasma obtidos através do satélite ACE – NASA (*Advanced Composition Explorer*), que orbita o ponto Lagrangeano interno (L1) do Sistema Sol-Terra, localizado a 240 raios terrestres da Terra, visando principalmente calcular as pressões cinética e magnética das estruturas a fim de se obter o parâmetro beta, que é a razão entre as mesmas. Utilizar imagens do Sol obtidas pelo satélite SOHO - NASA (*Solar and Heliospheric Observatory*), que orbita o ponto Lagrangeano L1, para calcular a velocidade das CMEs e com os dados da contagem direcional de muons fornecidos pelo DMM que opera no Observatório Espacial do Sul - OES/CRS/CCR/INPE-MCT, em São Martinho da Serra-RS, realizar a identificação dos possíveis decréscimos nas respectivas contagens de Muons para os períodos em que foram registrados eventos solares, comparando-os com dados do ACE (ano, dia, hora e velocidade).



SUMÁRIO

CAPÍTULO 1	22
Introdução e Objetivos	22
1.1 INTRODUÇÃO	22
1.2 OBJETIVOS	22
CAPÍTULO 2	23
O Meio Interplanetário e as Interações Sol-Terra	23
2.1 O SOL	23
2.1.1 <i>Interior Solar</i>	23
2.1.2 <i>Atmosfera Solar</i>	24
2.1.2.1 <i>Fotosfera Solar</i>	24
2.1.2.2 <i>Cromosfera Solar</i>	25
2.1.2.3 <i>Coroa Solar</i>	26
2.2 O VENTO SOLAR	27
2.3 O CAMPO MAGNÉTICO DO SOL E O CAMPO MAGNÉTICO INTERPLANETÁRIO	28
2.4 CICLO SOLAR DE 11 ANOS	30
2.5 ESTRUTURAS MAGNÉTICAS NO MEIO INTERPLANETÁRIO	32
2.5.1 <i>Regiões de Interação Co-Rotante</i>	32
2.5.2 <i>Explosões Solares</i>	34
2.5.3 <i>Ondas de Choque</i>	35
2.5.4 <i>Ejeção Coronal de Massa</i>	35
2.5.5 <i>Nuvens Magnéticas</i>	38
2.6 RAIOS CÓSMICOS	39
2.7 TEMPESTADES GEOMAGNÉTICAS	42
CAPÍTULO 3	45
Metodologia	45
3.1 O SATÉLITE ACE	45
3.2 O SATÉLITE SOHO	49
3.3 DETECTOR MULTIDIRECIONAL DE MUONS	52
CAPÍTULO 4	54
Análise de Dados e Discussão dos Resultados	54
4.1 O EVENTO DE AGOSTO DE 2005	55
4.2 O EVENTO DE OUTUBRO DE 2012	58



CAPÍTULO 5	63
Conclusões.....	63
Referências Bibliográficas	65
ANEXOS: Títulos de trabalhos apresentados/submetidos.....	67



Índice de Figuras

FIGURA 1: Estrutura do interior solar e atmosfera.....	15
FIGURA 2: Imagem da fotosfera e dos grânulos solares. a) imagem da fotosfera solar, os pontos mais escuros são manchas solares. b) grânulos solares.....	17
FIGURA 3: Fotografia da cromosfera solar.	18
FIGURA 4: Fotografia mostrando as proeminências solares.	18
FIGURA 5 Exemplo de eclipse solar total..	19
FIGURA 6: Esquema do choque das partículas provenientes do vento solar com a atmosfera da terra.	20
FIGURA 7: Aspecto do Campo Magnético Interplanetário	21
FIGURA 8: Polaridade das manchas solares nos diferentes hemisférios em um dado ciclo Solar.....	21
FIGURA 9: Lâmina de Corrente Heliosférica – LCH, próxima ao Sol.	22
FIGURA 10: Previsão para o próximo máximo solar	23
FIGURA 11: Gráficos mostrando o número de manchas solares a partir de 1955.....	24
FIGURA 12: Representação esquemática de uma CIR.....	25
FIGURA 13: Visão da estrutura de setor interplanetária e da Lâmina de Corrente Heliosférica.....	25
FIGURA 14: Imagem de uma explosão solar.....	26
FIGURA 15: Sequência de imagens de coronógrafo mostrando uma CME, desde o momento da formação até o completo desprendimento da coroa solar.....	28
FIGURA 16: Geometria de uma nuvem magnética.....	31
FIGURA 17: Intensidade dos raios cósmicos em função da energia.	32
FIGURA 18: Diagrama esquemático de um chuveiro de raios cósmicos	34
FIGURA 19: Ilustração do bloqueio de raios cósmicos por uma CME.	34
FIGURA 20: Curva DST entre os dias 5–8 de setembro de 1982.....	35
FIGURA 21: Aurora formada após uma tempestade geomagnética.	36
FIGURA 22: Ilustração da interação entre uma nuvem magnética, oriunda de uma ICME, com a magnetosfera terrestre.....	36

FIGURA 23: Fenômenos que afetam o Clima Espacial, energias envolvidas, tempo de duração de seus efeitos e principais tipos de danos em sistemas tecnológicos.	37
FIGURA 24: Ilustração representativa da órbita do satélite ACE; o ponto Lagrangeano L1; a distância do L1 em relação à Terra e ao Sol.....	38
FIGURA 25: Ilustração da disposição dos instrumentos abordo do ACE.....	39
FIGURA 26: Tabela de dados obtidos do satélite ACE, dados baixados da internet pelo bolsista para confecção de gráficos..	40
FIGURA 27: Esquema da órbita do satélite SOHO.	41
FIGURA 28: O Sol dividido em quatro quadrantes, onde cada quadrante corresponde a um comprimento de onda distinto..	43
FIGURA 29: Imagem do telescópio EIT.....	43
FIGURA 30: Diagrama mostrando a área de cobertura da rede de DMMs, mostrando as visões assintóticas de cada detector.....	44
FIGURA 31: Foto do DMM instalado no OES em dezembro de 2005.....	45
FIGURA 32: Esquema do método de contagem do DMM.....	46
FIGURA 33: Painel com os gráficos do meio interplanetário de Agosto de 2005.....	48
FIGURA 34: Painel mostrando gráficos dos demais parâmetros interplanetários analisados para Agosto de 2005.....	49
FIGURA 35: Painel com os gráficos do meio interplanetário de Outubro de 2012.....	50
FIGURA 36: Painel mostrando os gráficos dos demais parâmetros interplanetários para Outubro de 2012.	51

CAPÍTULO 1

Introdução e Objetivos

1.1 Introdução

O Sol é a estrela central do nosso sistema solar. Extremamente ativa, a sua atividade, chamada atividade solar, que possui um ciclo de aproximadamente 11 anos, é a principal responsável por distúrbios geomagnéticos observados na superfície Terrestre, podendo causar flutuações na rede elétrica e de telecomunicações, deixando sem uso os satélites e afetando o trabalho dos astronautas no espaço. Daí a importância de estudar o Clima Espacial.

As principais estruturas provindas do Sol e estudadas no Projeto são ejeções coronais de massa (CMEs), nuvens magnéticas, explosões solares, ondas de choque e regiões de interação co-rotante (CIRs).

No Relatório são estudadas estruturas interplanetárias do tipo CMEs, nuvens magnéticas e ondas de choque através de dados do meio interplanetário, fornecidos pelo satélite ACE (*Advanced Composition Explorer*), e a relação destas estruturas com a modulação de raios cósmicos de altas energias (muons) detectados pelo Detector Multidirecional de Muons instalado no OES, em São Martinho da Serra.

1.2 Objetivos

Os objetivos do Projeto envolvem principalmente a familiarização do aluno com o estudo do Clima Espacial, principalmente com a observação e análise de estruturas observadas no meio interplanetário.

A análise de eventos de diferentes estruturas interplanetárias, realizada através de dados obtidos pelo satélite ACE, situado no ponto Lagrangeano L1 – ponto de equilíbrio gravitacional entre o Sol e a Terra –, permite realizar o cálculo da pressão cinética e da pressão magnética na estrutura, na qual a razão das mesmas determina o parâmetro beta.

E, posteriormente, serão realizadas observações dos efeitos das estruturas nos raios cósmicos, observadas pelo Detector Multidirecional de Muons, que está em operação no OES/CRS/CCR/INPE – MCTI, em São Martinho da Serra–RS.

CAPÍTULO 2

O Meio Interplanetário e as Interações Sol-Terra

2.1 O Sol

O Sol é uma estrela ativa com uma massa média de $1,99 \times 10^{30}$ Kg, raio de 696.000 km com potência luminosa de $3,9 \times 10^{26}$ W, sendo formado predominantemente por hidrogênio e hélio. A energia solar é originada através do processo de fusão de núcleos de hidrogênio (prótons), formando núcleos de hélio (partículas alfa). Reação esta que ocorre em seu núcleo.

A estrutura solar pode ser dividida em duas grandes regiões: o Interior e a Atmosfera. A parte interna é composta pelo Núcleo, Zona Radiativa e Zona Convectiva e a Atmosfera, pela Fotosfera, Cromosfera e Coroa, conforme representada na Figura 1.

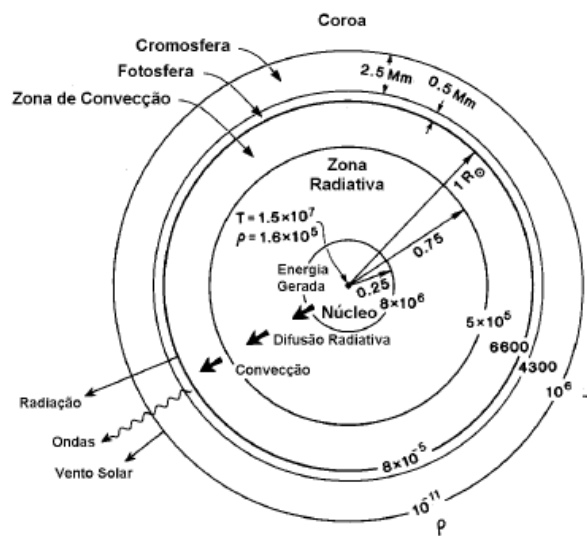


Figura 1 - Estrutura do interior solar e atmosfera. Fonte: Kivelson e Russell (1995, p.61)

2.1.1 O Interior Solar

O Interior Solar é formado pelas seguintes regiões: 1) Núcleo, que se estende até 0,25 raios solares, apresentando uma temperatura da ordem de $1,5 \times 10^7$ K e densidade $1,6 \times 10^5 \text{ m}^{-3}$; 2) Zona Radiativa, estendendo-se no intervalo de 0,25 a 0,75 raios solares, onde a energia gerada no núcleo é dissipada através do processo de difusão radiativa,

tendo uma temperatura da ordem de 8×10^6 K e; 3) Zona de Convecção, estendendo-se no intervalo de 0,75 a 1 raio solar, com temperatura no intervalo de 5×10^5 a 6600 K, onde a energia é dissipada pelo processo de convecção.

Modelos teóricos sugerem que a energia solar se origina no núcleo por meio de um reator de fusão nuclear, operando a temperatura de $1,5 \times 10^7$ K e gerando energia através da fusão de 5 milhões de toneladas de hidrogênio por segundo para formar hélio. Essa energia demora cerca de 10 milhões de anos para ser transportada pela Zona Radiativa e em seguida pela Zona Convectiva até atingir a superfície, onde a temperatura é de aproximadamente 5800 K.

2.1.2 Atmosfera Solar

A Atmosfera Solar, em função de suas características e processos físicos, pode ser dividida em: Fotosfera, Cromosfera e Coroa Solar.

2.1.2.1 Fotosfera Solar

Possui uma espessura de cerca de 500 km e densidade em torno de 10^{13} a 10^{15} partículas por centímetro cúbico. Dessa camada vem a maior parte da luz visível ao olho humano. Entretanto, o gás desta camada não é totalmente transparente e, devido a sua opacidade, o interior solar não pode ser visto.

A observação da Fotosfera revela duas estruturas marcantes: as Manchas Solares e as Granulações, que podem ser vistas na Figura 2. Quando muito intensas, as Manchas Solares podem ser vistas a olho nu, como notáveis formações escuras. O número destas Manchas aumenta e diminui de acordo com um período de aproximadamente 11 anos.

A presença de Manchas Solares nos informa a respeito da existência de campos magnéticos intensos na atmosfera solar. Uma vez que o campo magnético inibe o processo convectivo, o transporte de energia nas manchas é bem menor, e conseqüentemente as manchas são mais frias emitindo menos radiação que o restante da superfície solar. Os campos magnéticos associados às Manchas Solares estão relacionados à energias eletromagnéticas, constituindo regiões de estabilidades. Quando

instabilidades são originadas, esta energia é liberada na forma de Ejeções Coronais de Massa, Flares e Proeminências.

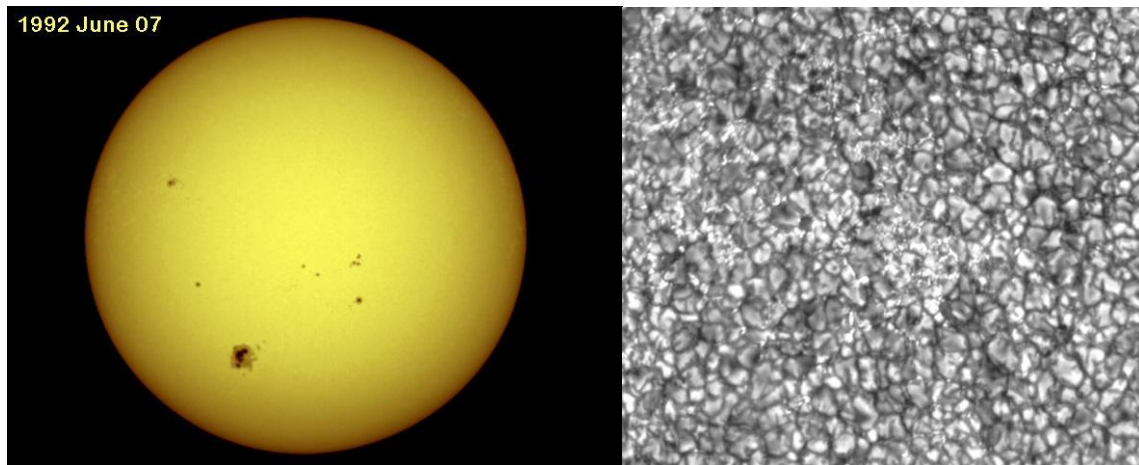


Figura 2: Imagem da fotosfera e dos grânulos solares.

a) Imagem da fotosfera solar, os pontos mais escuros são manchas solares.

Fonte: <http://solarscience.msfc.nasa.gov/images/w920607.jpg>

b) Grânulos solares. Fonte: Modificado de <http://solarscience.msfc.nasa.gov/feature1.shtml#Granules>

2.1.2.2 Cromosfera Solar

A Cromosfera (Figura 3) estende-se cerca de 10.000 km acima da Fotosfera, apresentando uma temperatura que varia no intervalo de 4.300 a 10^6 K que aumenta do interior para o exterior, ao contrário da Fotosfera. Esta camada apresenta densidade na ordem de 10^{-11} m^{-3} , caindo de 1-2 ordens de grandeza relativamente a Fotosfera. Ela é na realidade uma faixa de transição entre a Cromosfera fria e a Coroa quente.

A Cromosfera pode ser vista observando-se o Sol com um filtro solar conhecido como H-alfa. Com isso, distinguimos as várias estruturas cromosféricas, como as proeminências que apresentam uma coloração alaranjada (Figura 4) que só podem ser observadas quando ocorre um obscurecimento do disco solar, por exemplo durante eclipses totais do Sol. Nessas ocasiões, a Cromosfera torna-se um arco brilhante e colorido, dos quais partem raios de grande luminosidade, indicando a presença de Cálcio, Hélio e Hidrogênio em sua composição.

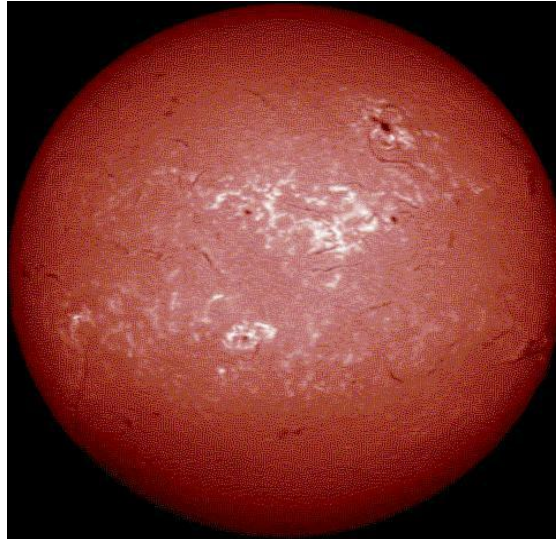


Figura 3: Fotografia da cromosfera solar.

Fonte: http://solarscience.msfc.nasa.gov/images/HI6563_fulldisk.jpg

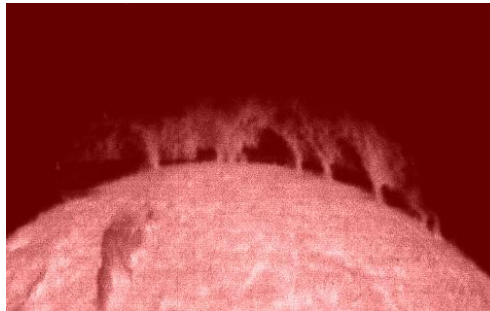


Figura 4: Fotografia mostrando as proeminências solares.

Fonte: <http://solarscience.msfc.nasa.gov/images/prominence.jpg>

2.1.2.3 A Coroa Solar

A Coroa Solar é a parte mais externa da Atmosfera Solar, não possuindo limite superior. A Coroa Solar, melhor observada durante os eclipses totais do Sol (Figura 5), caracteriza-se por variações de forma e largura que costumam acompanhar o Ciclo das Manchas Solares. Altamente rarefeita e muito difusa, a Coroa Solar possui densidade de aproximadamente 10 átomos por centímetro cúbico. Curiosamente, o gás da coroa solar possui uma temperatura bastante alta, atingindo cerca de dois milhões de graus Kelvins. Como a temperatura é extremamente alta, a Coroa emite grande quantidade de raios-X. Além disso, a esta temperatura o gás encontra-se na forma de plasma – gás ionizado – produzindo assim os elétrons e íons que podem formar o chamado Vento Solar. Este vento se propaga por todo o Sistema Solar e eventualmente atinge a Terra.

Nesta camada são observadas as chamadas regiões ativas, local onde temperatura e densidade são elevadas além de possuírem campos magnéticos intensos, distribuídos em formato de arcos com pontas – pólos magnéticos – situadas na Fotosfera.



Figura 5: Exemplo de eclipse solar total.

Fonte: <http://erassociados.com/blog/tag/eclipse/>

2.2 O Vento Solar

O vento solar é um plasma (gás de íons e elétrons) emitido radialmente pelo Sol como resultado da diferença de pressão dos gases da coroa solar e do espaço interestrelar nas proximidades do Sol. Este plasma espalha-se por todo meio interplanetário, passando pela Terra com uma velocidade média de 400-500 km/s com densidade média de prótons e elétrons de 5 cm^{-3} (Brandt, 1970). Este vento atinge e interage com a Terra causando tanto o fenômeno conhecido como Aurora, quanto perturbações no Campo Magnético. Quando interage com a Magnetosfera Terrestre causa sua deformação na direção da linha Sol-Terra, como mostrado na Figura 6.

Sua existência foi primeiramente sugerida por Ludwig Biermann, entre 1951 e 1957, baseado no fato observacional de que a cauda ionizada dos cometas tem uma direção radial ao Sol, independente da direção de seu movimento. 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 “Flares” solares (Burlaga, 1995).

E. N. Parker, em 1958, formulou um modelo dinâmico com um fluxo de partículas saindo da base da Coroa. Este modelo propôs que o gradiente de pressão dos constituintes da Coroa Solar continuamente acelera o fluxo de partículas para fora do sol. Para investigar isso primeiramente foram enviadas as sondas soviéticas Lunik 2 e Lunik 3 em 1960, e a sonda Norte Americana Mariner 2 em 1962, que confirmaram as previsões de Parker. Desde então, várias sondas e espaçonaves fizeram experimentos e identificaram como o segundo mais abundante componente, o íon $^4\text{He}^{++}$ - 5% -. Íons como $^3\text{He}^{++}$, $^4\text{He}^+$, O^{6+} , e C^{3+} também existem no Vento Solar, porém em menores quantidades (Parks, 1991).

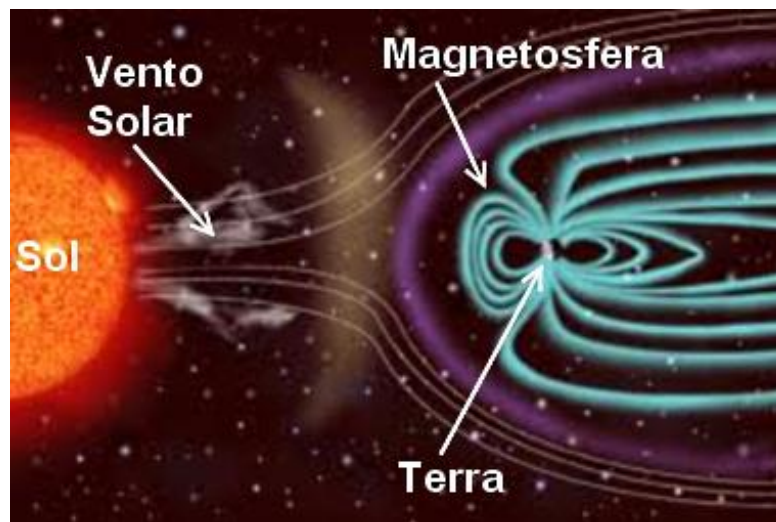


Figura 6: Esquema do choque das partículas provenientes do vento solar com a atmosfera da Terra.

2.3 O Campo Magnético do Sol e o Campo Magnético Interplanetário

O Sol possui um campo magnético de intensidade 10^{-4} T na superfície da Fotosfera. Este campo é aproximadamente dipolar (Pneuman e Kopp, 1970), porém devido ao fato do Vento Solar ser altamente condutor, ele é transportado para grandes distâncias, constituindo o chamado Campo Magnético Interplanetário - CMI - (Figura 7), com intensidade de aproximadamente 5 nT nas proximidades da Terra.



Figura 7: Aspecto do Campo Magnético Interplanetário
Fonte: <http://www.spaceweathercenter.org>

O CMI tem origem em regiões do Sol onde o campo magnético é "aberto", ou seja, onde as linhas de campo emergente de uma região não retornam a uma região conjugada, estendendo-se por tempo indeterminado para o espaço. A direção (sentido polaridade) do campo no hemisfério norte do Sol é oposta à do campo no hemisfério sul (Figura 8). As polaridades se invertem a cada ciclo solar.

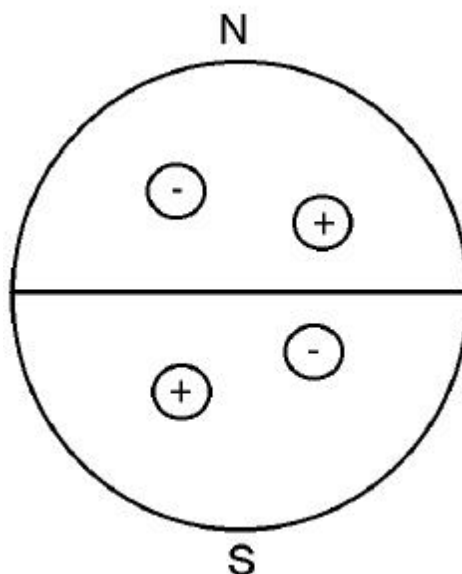


Figura 8: Polaridade das manchas solares nos diferentes hemisférios em um dado ciclo Solar. FONTE: Dal Lago, 2004, p. 29.

O eixo do dipolo magnético é próximo ao eixo de rotação do Sol podendo-se imaginar um plano de simetria cortando o seu equador. As linhas de Campo Magnético Interplanetário são aproximadamente radiais, próximas ao Sol – de 1,5 a 2,5 raios solares –, entrando no Sol acima do plano de simetria e saindo abaixo deste plano,

dependendo da fase do ciclo solar. No Meio Interplanetário, a transição entre as linhas de campo entrando e saindo do Sol constitui uma estreita região, não necessariamente planar, onde se forma uma lâmina de corrente, chamada Lâmina de Corrente Heliosférica, LCH (Schultz, 1973). Essa lâmina separa um hemisfério com polaridade negativa de outro com polaridade positiva e é representada na Figura 9.

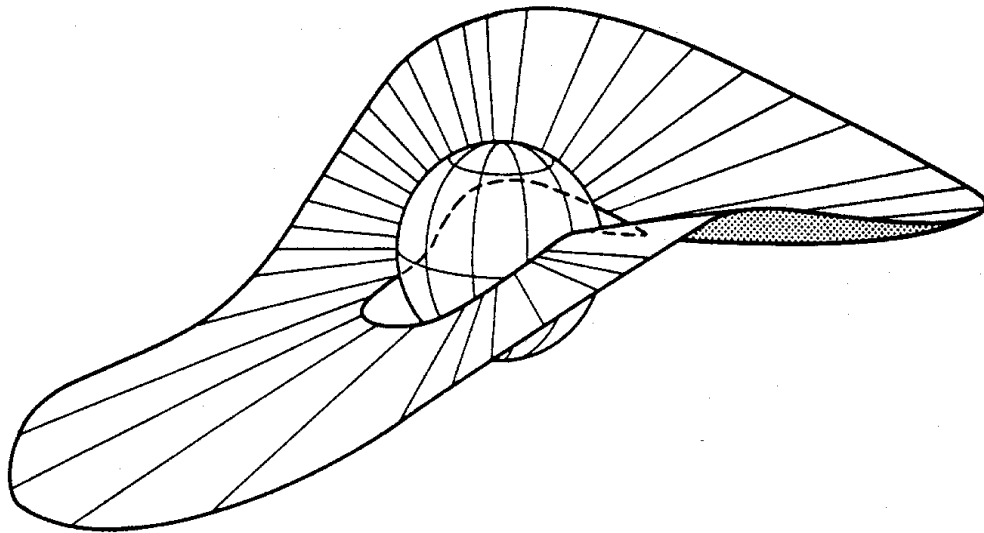


Figura 9: Lâmina de Corrente Heliosférica – LCH, próxima ao Sol.
Fonte: Burlaga et al. (1981a, p.8895).

Devido à rotação solar, o Campo Magnético Interplanetário tem o aspecto de uma espiral de Arquimedes, sendo quase radial próximo ao Sol e praticamente perpendicular à direção radial, além de 5-10 UA. Na vizinhança da Terra, 1 UA, o CMI tem inclinação de aproximadamente 45°.

2.4 Ciclo Solar de 11 Anos

As manchas solares foram registradas primeiramente na China, no ano 28 a.C., mas seu estudo científico só começou com o uso do telescópio, por Galileo Galilei, no século XV. Desde então elas são observadas por muitos cientistas.

De tempos em tempos o número de manchas solares observados varia desde valores muito grandes até seu completo desaparecimento da superfície do Sol. Este período, denominado ciclo solar, tem duração aproximada de 11 anos e foi descoberto em 1843, por um astrônomo amador, o alemão Samuel Heinrich Schwabe.

Basicamente, o ciclo é composto por quatro etapas: o mínimo, a fase ascendente,

o máximo e a fase descendente.

Durante a fase ascendente e o máximo solar, ocorre o aumento de fenômenos energéticos nas regiões ativas associadas às manchas solares. Estes fenômenos são as explosões solares (*flares*) e as ejeções coronais de massa (CMEs), que podem causar tempestades geomagnéticas.

Durante a fase descendente e o mínimo solar, as principais causas das tempestades geomagnéticas são as regiões de interação co-rotante. A fase descendente é a última fase do ciclo solar e a cada novo ciclo a polaridade do campo magnético do Sol se inverte.

Um novo ciclo começa quando a primeira mancha solar é observada. Atualmente estamos no início do ciclo solar 24.

Segundo o site da NASA <<http://solarscience.msfc.nasa.gov/predict.shtml>>, a previsão atual para o próximo máximo de manchas solares do ciclo 24 dá ao número máximo de manchas solares uma suavização de aproximadamente 59 em junho / julho de 2013. Estamos atualmente a dois anos no ciclo 24 e a intensidade desse máximo previsto continua a cair, como observado na Figura 10.

Previsões anteriores da NASA para o pico do ciclo 24:

- Outubro 2010: Previsão de pico 60-70
- 29 de Maio de 2009: pico previsto: 80-90 gama
- 05 de Janeiro de 2009: previu pico: 100-110 gama
- 28 de Março de 2008: previu pico: 130-140 gama

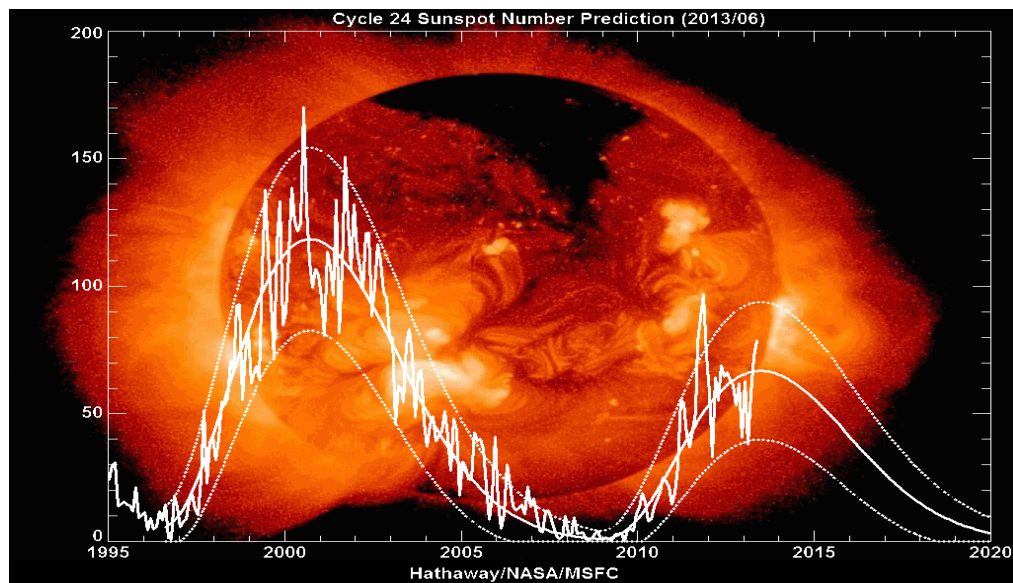


Figura 10: Previsão para o próximo máximo solar

Fonte: http://solarscience.msfc.nasa.gov/images/ssn_predict_1.gif

A Figura 11 mostra o número de manchas solares a partir do ano de 1955.

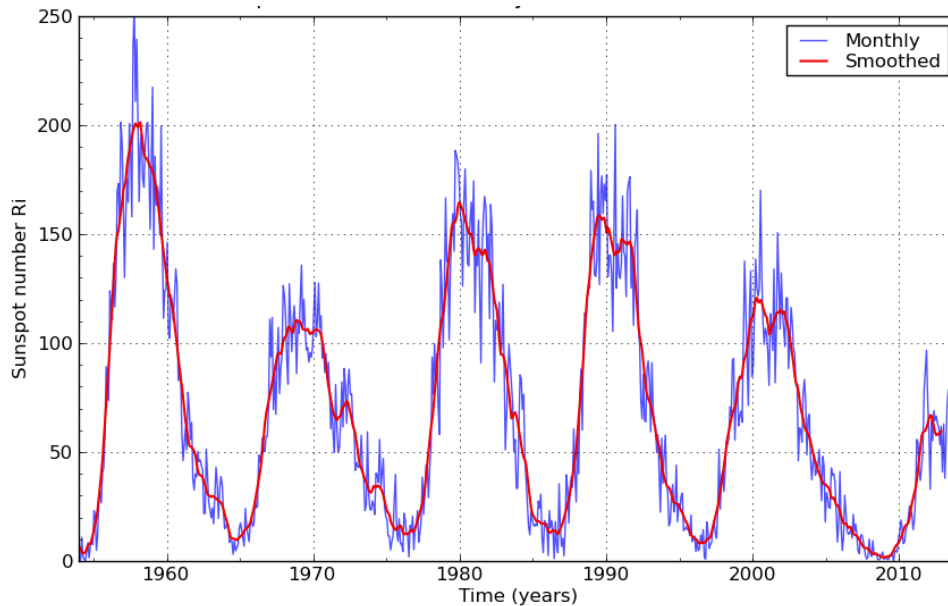


Figura 11: Gráficos mostrando o número de manchas solares a partir de 1955.

Fonte: (<http://www.sidc.be/html/wolfmms.html>, Jun,20,2013)

2.5 Estruturas Magnéticas no Meio Interplanetário

2.5.1 Regiões de Interação Co-Rotante

As regiões de interação co-rotante (do inglês *Corotating Interaction Region*, CIR) se originam da interação de feixes de plasma rápidos e lentos. Os feixes de plasma rápidos se originam dos buracos coronais nas regiões polares do Sol, pois nestas regiões as linhas do campo magnético solar são abertas, permitindo o fluxo de partículas. Os feixes de plasma lentos se originam perto do equador solar, onde as linhas do campo magnético solar são fechadas, oferecendo resistência ao movimento das partículas, assim diminuindo a velocidade das mesmas.

Uma CIR é formada quando um feixe lento se desloca à frente de um feixe rápido. Com o aumento da distância heliocêntrica radial, o vento solar rápido se choca com o feixe lento formando uma região de compressão. O feixe rápido arrasta o feixe lento e com isso, cria uma região de rarefação na parte traseira da estrutura. A Figura 12 mostra o campo magnético interplanetário em forma de uma espiral.

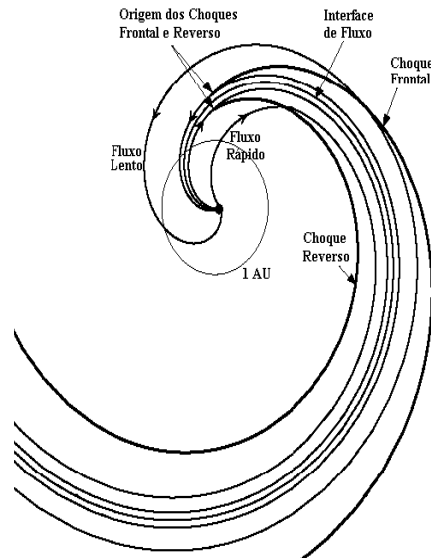


Figura 12: Representação esquemática de uma CIR.
 Fonte: Modificado de (Crooker e Gosling, 1999).

Quando a pressão do vento solar na região de compressão atinge um valor determinado, à aproximadamente 2 AU, surge um choque frontal no vento lento e um choque reverso no vento rápido.

Há uma relação entre estruturas de setores e o campo magnético interplanetário (Wilcox e Ness, 1965). As estruturas são associadas com a lâmina de corrente heliosférica (LCH), que é envolta pelo vento solar lento. Em três dimensões a LCH parece oscilar criando uma Figura parecida com uma “saia de bailarina” (Alfvén, 1977), como mostra a Figura 13.

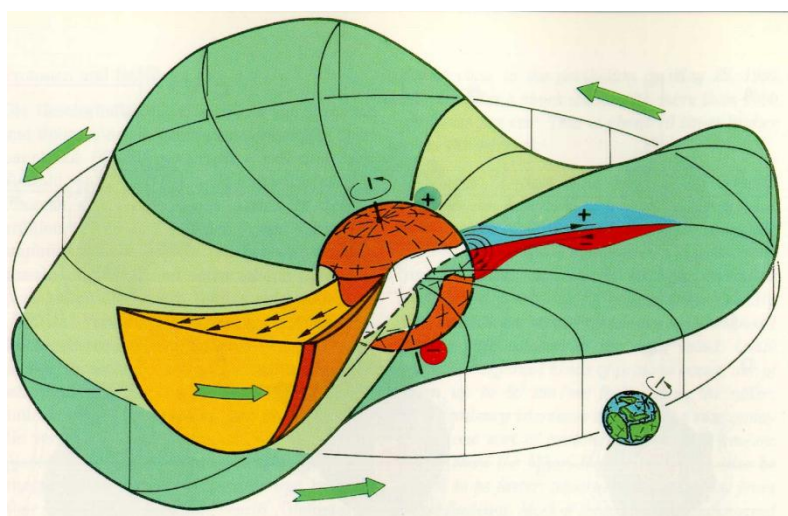


Figura 13: Visão da estrutura de setor interplanetária e da lâmina de corrente heliosférica.
 Fonte: Rainer Schwenn comunicação pessoal.

2.5.2 Explosões Solares

As explosões solares foram observadas pela primeira vez em 1859, pelo astrônomo inglês Carrington, enquanto contava o número de manchas solares. Repentinamente, segundo seu relato, "dois pontos de luz branca e extremamente brilhante surgiram", próximas a um conjunto de manchas. Ele procurou outra pessoa para observar o fenômeno, mas quando retornou ao observatório as explosões já haviam parado.

O que Carrington observou, em 1859, foi apenas uma fração do que acontece. O brilho das explosões é maior em um comprimento de onda fora do espectro visível ao olho humano. Explosões solares são definidas como uma súbita, rápida e intensa variação na luminosidade observada na superfície solar, Figura 14. Esta variação na luminosidade ocorre quando energia magnética que estava armazenada na superfície solar é subitamente liberada.

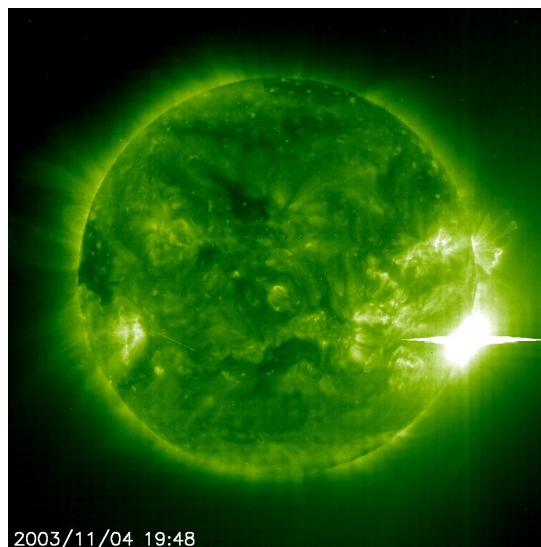


Figura 14: Imagem de uma explosão solar.

Fonte: http://sohowww.nascom.nasa.gov/hotshots/2003_11_04/eit195.gif.

A radiação é emitida em praticamente todo o espectro eletromagnético. Além da energia magnética também são liberados elétrons, prótons e núcleos pesados, que são aquecidos e acelerados na atmosfera solar. A energia liberada durante uma explosão é tipicamente da ordem de 10^{27} ergs/s. Grandes explosões podem emitir até 10^{32} ergs de energia.

2.5.3 Ondas de Choque

Tanto a teoria magnetohidrodinâmica (MHD) quanto a dinâmica de fluidos explicam a variação descontínua de campos físicos em um ponto sobre algumas superfícies (Richter et al., 1985). Tais discontinuidades são chamadas de ondas de choque e são formadas quando um objeto físico se desloca com uma velocidade acima das características do meio em que está se propagando.

Na teoria MHD existem três velocidades características: a velocidade do som, a velocidade de Alfvén e a velocidade magnetossônica. Para que seja formada uma onda de choque no meio interplanetário é necessário que uma estrutura viaje com uma velocidade maior do que pelo menos uma das velocidades características do 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 pela elevação da intensidade do campo magnético para o caso do choque rápido, ou pela redução da intensidade do campo magnético para o caso do choque lento.

Se a onda de choque se desloca do Sol para o meio interplanetário diz-se que o choque é frontal (do inglês *forward*) o caso contrário, quando a onda de choque se desloca do meio interplanetário para o Sol diz-se que o choque é reverso (do inglês *reverse*). Como o vento solar se desloca no sentido saindo do Sol com velocidade supersônica, ambos os choques se movem com o mesmo sentido, para fora do Sol (Burlaga, 1995).

A onda de choque realiza um processo de transferência de energia cinética, devido ao fluxo à frente do choque, em energia térmica atrás do choque sendo essa uma das motivações para o seu estudo.

2.5.4 Ejeção Coronal de Massa

Uma ejeção coronal de massa (do inglês *Coronal Mass Ejection* - CME) é um desprendimento de plasma solar, observado a partir da coroa, que se propaga através do

espaço interplanetário e produz distúrbios geomagnéticos quando interage com o campo magnético terrestre. Estas estruturas viajam com uma velocidade de várias centenas de *km/s*, arrastando consigo o plasma do vento solar e o campo magnético interplanetário. Devido a sua velocidade estas estruturas são quase sempre acompanhadas por uma onda de choque.

A estrutura das CMEs é tipicamente caracterizada por um *loop* externo, cavidade interna com densidade menor e proeminência eruptiva interna (Hundhausen, 1998).

A origem das CMEs pode estar relacionada com estruturas chamadas de *helmet streamers*, um feixe em forma de arcada ao longo e sobre uma linha de inversão de polaridade fotosférica (Sturrock e Smith, 1968), uma vez que os *helmet streamers* normalmente apresentam proeminências.

A sequência de imagens do coronógrafo, na Figura 15 mostra a estrutura da densidade da coroa solar e suas variações temporais, bem como suas expulsões transientes de plasma, que são a essência das CMEs (Hundhausen, 1997).

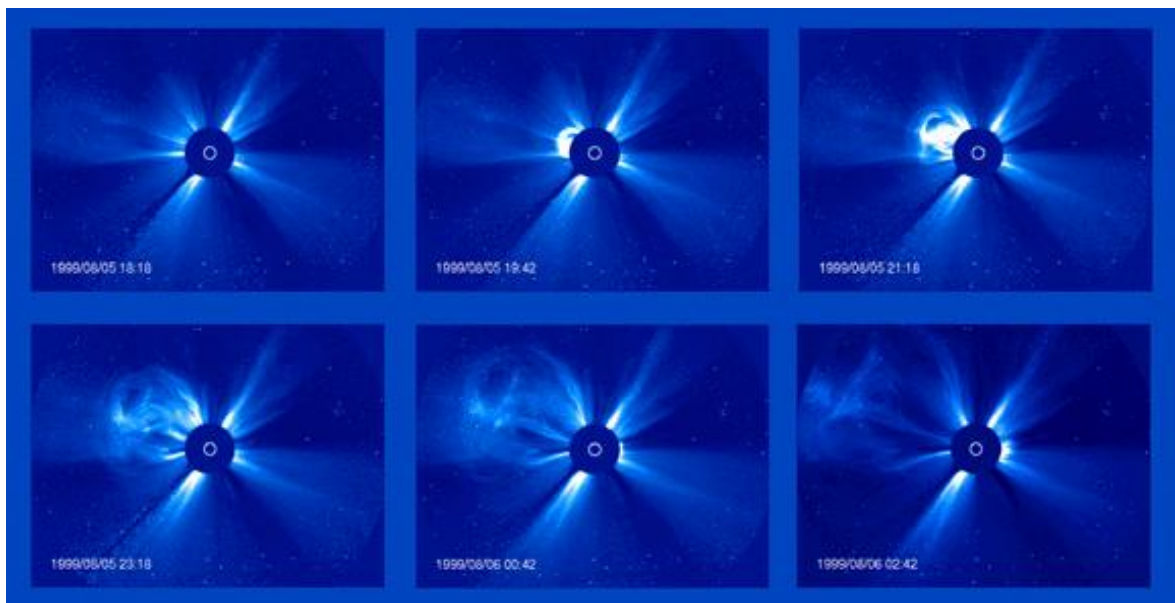


Figura 15: Sequência de imagens de coronógrafo mostrando uma CME, desde o momento da formação até o completo desprendimento da coroa solar. Fonte:

http://sohowww.nascom.nasa.gov/gallery/images/large/cmeprogchart_prev.jpg

O coronógrafo mede a radiação fotosférica espalhada por elétrons no plasma coronal ionizado, mostrando a estrutura da densidade da Coroa. Tipicamente, as CMEs têm uma frequência relacionada com o ciclo solar, podendo ser observado cerca de um evento por semana, no mínimo do ciclo enquanto podem ocorrer 2 a 3 eventos por dia nos períodos do máximo da atividade solar.

As CMEs foram divididas em dois tipos principais (Sheeley et al., 1999): CMEs graduais, aparentemente formadas pela elevação de proeminências e suas cavidades, vindas da baixa coroa, apresentando aceleração gradual até valores da ordem de 400-600 km/s² e CMEs impulsivas, associadas a explosões e ondas EIT (*Extreme Ultraviolet Image Telescope*), que são ondas observadas em comprimento de onda ultravioleta, não apresentando aceleração e com velocidades iniciais maiores a 750 km/s. Portanto a relação entre explosões e CMEs não está esclarecida, sendo impossível afirmar que um é causa/efeito do outro ou que são eventos independentes.

Quando observadas no meio interplanetário, as CMEs são denominadas “ejeções coronais interplanetárias de massa” (do inglês *interplanetary coronal mass ejections*, ICMEs). As observações de ICMEs no meio interplanetário são feitas por sondas e satélites orbitando a Terra, no ponto Lagrangeano interno L1 do sistema Sol – Terra, localizado a uma distância de aproximadamente 240 raios terrestres da Terra. Estes instrumentos capturam imagens do Sol e medem a intensidade, a direção do campo magnético e os parâmetros de plasma tais como, temperatura, densidade e velocidade de íons e elétrons do vento solar. Dentre os diversos satélites usados para este fim podemos citar o ACE (*Advanced Composition Explorer*), SOHO (*Solar and Heliospheric Observatory*) e o STEREO (*Solar Terrestrial Relations Observatory*).

As nuvens de plasma resultantes de ICMEs observadas no meio interplanetário não apresentam uma única característica. Segundo Neugebauer e Goldstein (1997), as características das ICMEs são:

- 01 - Baixa temperatura de íons para uma dada velocidade do vento solar, razão para tal característica é a expansão da estrutura;
- 02 - Anisotropia não usual da distribuição de prótons com temperatura paralela superior a temperatura perpendicular ao campo magnético interplanetário, causado pela conservação do momento magnético dos íons à medida que o plasma se expande;
- 03 - Abundância de Helio não usual;
- 04 - Abundância de outras espécies iônicas;
- 05 - Feixes bidirecionais de elétrons supratérmicos e íons energéticos. Caracteriza uma configuração de campo magnético interplanetário; é possível que seja o campo magnético interno de uma ejeção, fechado e com extremidades presas no Sol;

- 06 - Suave e intenso campo magnético, interferindo nos valores de parâmetro β de plasma, que quando combinado com baixas temperaturas levam o parâmetro β à baixos valores. Este parâmetro é geralmente menor que 0,1;
- 07 - Presença de rotação do campo magnético. Algumas destas configurações são chamadas de nuvens magnéticas quando possuem: aumento de seu campo magnético por um fator maior que 2; suave rotação por um amplo intervalo de ângulo ϵ ; baixa temperatura iônica;
- 08 - Decréscimo do fluxo de raios cósmicos.

No ano de 1982, Howard e colaboradores relataram à observação de uma CME que apresentava uma estrutura anular cobrindo quase todo o entorno do osculador do coronógrafo usado na missão P78-1. Os autores chegaram a conclusão que essa CME se deslocava em direção a Terra, devido à observação de uma tempestade geomagnética subsequente, denominando-a como uma ejeção coronal de massa “halo”, pela forma anular da estrutura.

2.5.5 Nuvens Magnéticas

As nuvens magnéticas (do inglês *magnetic clouds*) são um subconjunto de CMEs observadas no meio interplanetário (ICME), representando aproximadamente 1/3 das ICMEs observadas em 1UA (Gosling, 1990). Elas apresentam estrutura bem definida e estão relacionadas às principais causas de tempestades geomagnéticas não recorrentes, devido às suas características de campo magnético.

Burlaga et al. (1981) definiram nuvem magnética como uma estrutura com extensão radial com aproximadamente 0,25 UA (em 1 UA), levando aproximadamente 24 h para atravessar o satélite observador, possuindo um campo magnético mais intenso que o do vento solar normal, normalmente $B > 10$ nT, suave rotação da direção do campo magnético em um grande ângulo, próximo a 180° , baixa temperatura e baixo valor do parâmetro beta, $\beta \sim 0,1$.

Uma nuvem magnética observada por vários satélites possibilitou o estabelecimento de sua geometria, mostrada na Figura 16, adaptada de Burlaga et al. (1990). Na Figura estão indicados os satélites que observaram o evento ocorrido em 5

de Janeiro de 1978: IMP-8, Hélios A e Voyager 2. Na Figura 16, os “x” representam a fronteira dianteira da nuvem magnética vista por cada um dos satélites, e os círculos representam a fronteira traseira. As setas indicam a direção do campo magnético observado por cada um dos satélites. Esta situação é bastante rara, pois normalmente não é possível observar nuvens magnéticas com mais de um satélite simultaneamente.

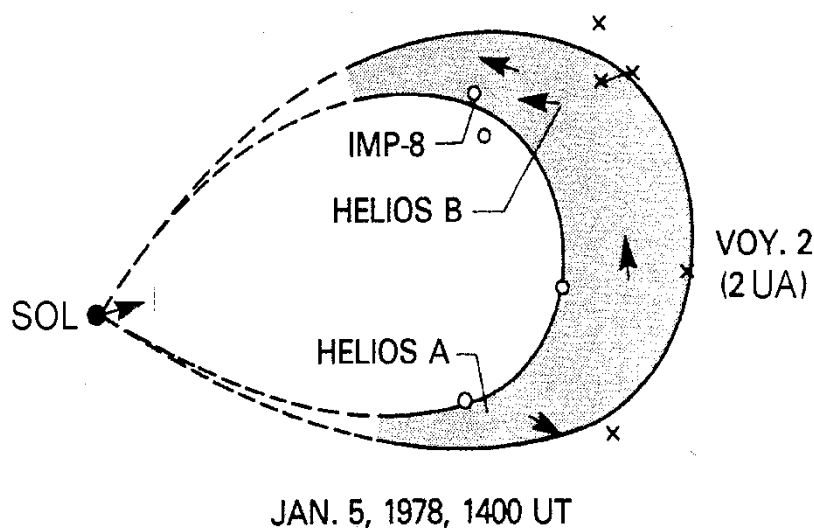


Figura 16: Geometria de uma nuvem magnética.
Fonte: Adaptado de Burlaga et al. (1990, p.376).

A razão principal das nuvens magnéticas estarem entre as principais causas de tempestades magnéticas é o fato de frequentemente apresentarem campo magnético B_z negativo e intenso, $B > 10$ nT por intervalos de tempos superiores à 3h, cumprindo os critérios de Gonzáles e Tsurutani (1987) para a ocorrência de tempestades intensas.

Devido ao aumento de densidade e velocidade, a pressão exercida na magnetosfera terrestre causa uma repentina compressão na magnetosfera e um salto positivo na componente horizontal H. Este salto é representado por um aumento do índice Dst e é observado na chegada do choque. Nesta fase ocorre o impulso repentino (*sudden impulse*, SI). Desde que SI é seguido pela fase principal da tempestade, é chamado de começo repentino de tempestade (*sudden impulse commencement*) o início da tempestade ocorre quase coincidentemente com o giro do CMI para a direção sul nos limites da nuvem magnética (Gonzalez et al., 1989). O desenvolvimento da fase principal da tempestade é rápido.

2.6 Raios Cósmicos

Apesar de o 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, seu espectro de energia varia desde alguns MeV até acima de 10^{21} eV, a Figura 17 mostra um gráfico da distribuição da energia dos raios cósmicos. Existem dois fatos relativos ao espectro de energia que são importantes para a discussão sobre a origem dos raios cósmicos galácticos. Um é a isotropia dos raios cósmicos medida para energias $\leq 10^{15}$ eV e o outro é sua constância sobre um longo período de tempo, aproximadamente 10^9 anos.

Com isto, a fonte dos raios cósmicos deve produzir partículas com energia próxima a 10^{21} eV e com um espectro de potências dado por $I(E) \propto E^{-2.7}$ (Mursula e Usoskin, 2003). Além disso, a energia total produzida deve ser da ordem de 10^{49} ergs/ano em nossa galáxia, os raios cósmicos devem ser isotrópicos e constantes durante 10^9 anos. Também, o espectro primário deve incluir elementos pesados em torno de aproximadamente $Z = 100$.

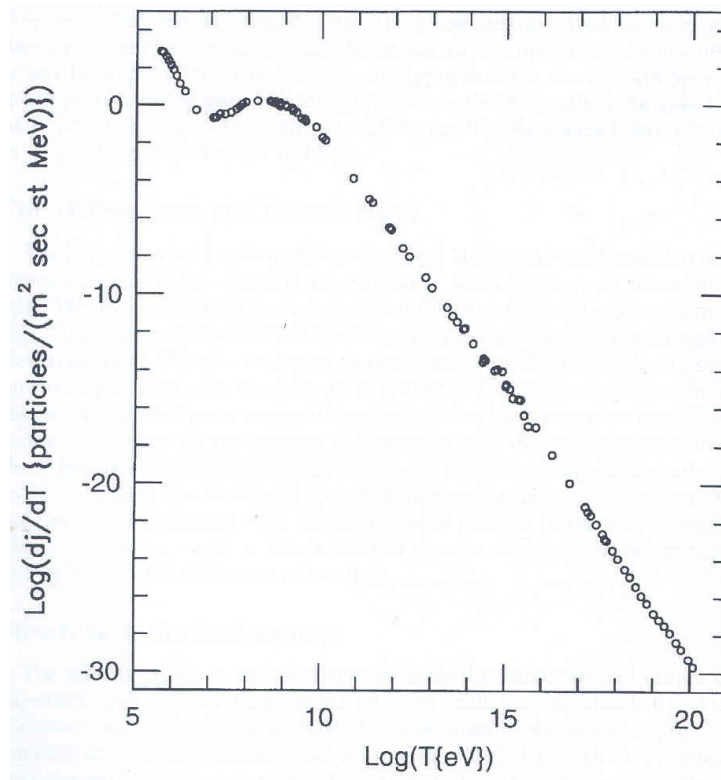


Figura 17: Intensidade dos raios cósmicos em função da energia.
Fonte: Jokipii (1998).

Os raios cósmicos podem ser divididos em duas categorias: raios cósmicos primários e raios cósmicos secundários.

Os raios cósmicos primários são partículas que sofrem a modulação heliosférica, podendo ser originadas em três locais diferentes no centro da galáxia: raios cósmicos galácticos (do inglês *galactic cosmic rays*, GCR), no Sol, raios cósmicos solares (do inglês *solar cosmic rays*, SCR) e na heliosfera através da interação de partículas neutras do gás interestelar com o vento solar, raios cósmicos anômalos (do inglês *anomalous cosmic rays*, ACR).

Os raios cósmicos secundários são produtos da interação dos raios cósmicos primários com a atmosfera terrestre, sofrendo as modulações principalmente do campo magnético e da atmosfera terrestre.

Na região de baixa energia, os estudos das emulsões fotográficas 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 18 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.

Um dos produtos dos raios cósmicos são os muons, componente méson-muônica, os muons são partículas subatômicas que possuem a mesma carga do elétron, porém tem massa 207 vezes maior. Eles possuem grande poder de penetração e mantêm a direção e o sentido do raio cósmico primário que os originou. A Figura mostra três tipos de componentes: a componente méson-muônica, a componente eletromagnética e a componente nucleônica.

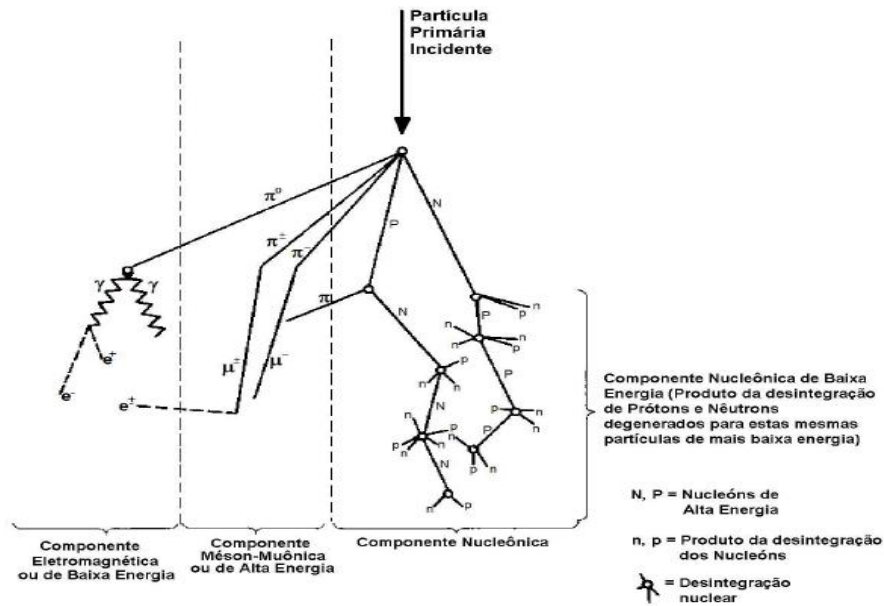


Figura 18: Diagrama esquemático de um chuva de raios cósmicos.
 Fonte: Modificado de Forbush (1993).

A relação entre a incidência na Terra dos raios cósmicos e as estruturas interplanetárias é de grande importância para o estudo do Clima Espacial, pois quando uma estrutura como uma nuvem magnética se aproxima, ela age como um escudo, fazendo com que a taxa de raios cósmicos que incidem na Terra, vindos daquela direção diminua (Figura 19). Através disso é possível perceber quando uma nuvem magnética se aproxima da Terra e prever a ocorrência de uma tempestade geomagnética.

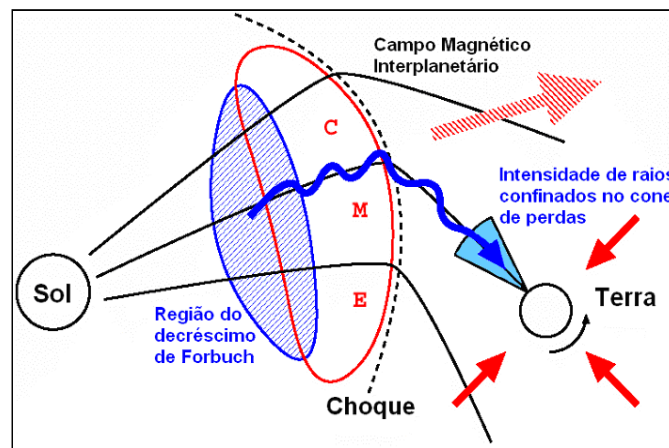


Figura 19: Ilustração do bloqueio de raios cósmicos por uma CME.
 Fonte: Adaptado de Nagashima et al. (1992) e Ruffolo et al. (1999).

Quando há uma tempestade geomagnética acontece um novo decréscimo na taxa de raios cósmicos que atingem a Terra, mas desta vez de maneira global, sendo este denominado decréscimo de *Forbush*.

2.7 Tempestades Geomagnéticas

Tempestades Geomagnéticas são eventos que ocasionam grandes perturbações no Campo Magnético Terrestre, onde a Terra fica vulnerável a precipitação de partículas energéticas do Vento Solar, tendo recebido esta denominação desde a metade do século XIX (Gonzalez, 1994). A característica principal de uma Tempestade Geomagnética é o decréscimo acentuado da componente horizontal (H) do Campo Geomagnético e a posterior fase de recuperação (Kamide, 1998). O decréscimo atribui-se a um aumento da quantidade de partículas aprisionadas na magnetosfera. Este decréscimo é descrito quantitativamente através de vários índices dentre eles o principal se chama Dst. O índice Dst é baseado nas medidas horárias da componente horizontal (H) do Campo Geomagnético obtido em observatórios de latitudes média e baixa. As variações do índice Dst durante uma Tempestade Geomagnética são mostradas na Figura 20.

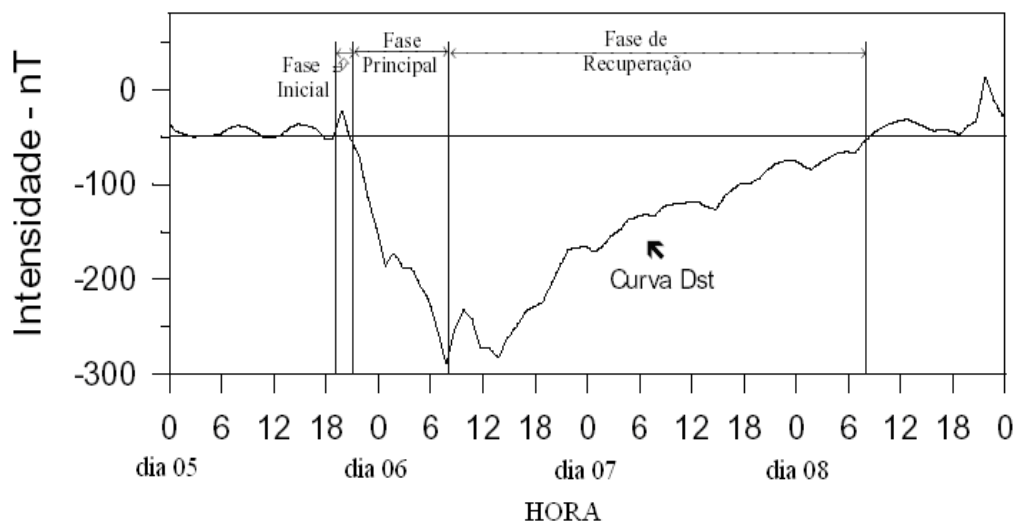


Figura 20: Curva Dst entre os dias 5–8 de setembro de 1982
Fonte: Adaptada de Yamashita (1999)

As tempestades geomagnéticas podem causar danos tais como:

- Efeitos sobre a rede de transmissão de energia elétrica, gerando “black-out”.
- Danos em satélites causados por partículas de alta energia.
- Mudanças nos arrastos atmosféricos em satélites.

Além dos danos, as tempestades também provocam fenômenos fascinantes, como a formação das auroras nos pólos (Figura 21).



Figura 21: Aurora formada após uma tempestade geomagnética.

Fonte: http://sohowww.nascom.nasa.gov/spaceweather/lenticular/green_aurora.jpg

Todas as estruturas citadas acima podem causar ou tem influência na ocorrência de tempestades, sendo as CMEs e as nuvens magnéticas as principais responsáveis por tempestades mais intensas (Gosling et al., 1990, 1991).

As nuvens magnéticas causam as tempestades geomagnéticas quando, ao interagir com a magnetosfera, a componente Z do campo magnético da estrutura é antiparalela a magnetosfera. Quando isto ocorre diz-se que há o fenômeno de reconexão magnética. A Figura 22 mostra a interação entre uma CME do tipo nuvem com a magnetosfera, onde são mostradas as direções da componente do campo da nuvem e da magnetosfera.

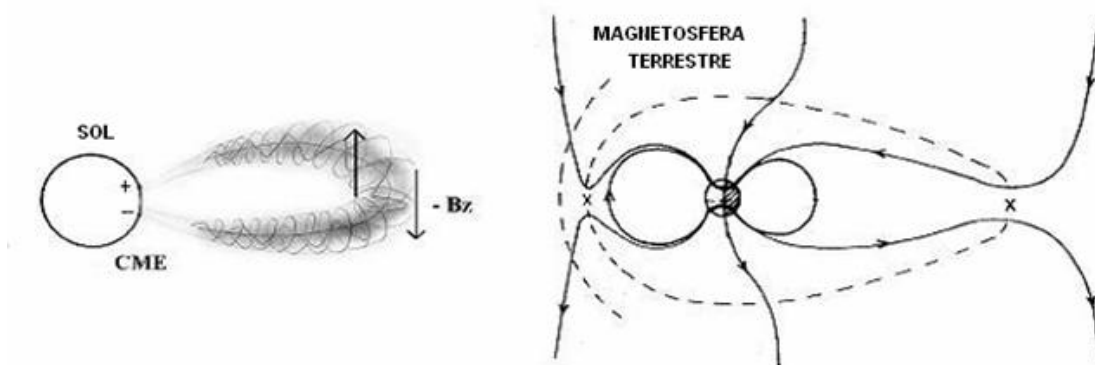


Figura 22: Ilustração da interação entre uma nuvem magnética, oriunda de uma ICME, com a magnetosfera terrestre. Fonte: Adaptado de Tsurutani e Gonzalez et al. (1997).

Com os vários danos causados na Terra por estas estruturas fica óbvia a necessidade de um estudo detalhado sobre a natureza física das estruturas

interplanetárias, bem como dos mecanismos que as geram no Sol. Neste sentido, somam-se esforços dos principais centros de pesquisa do mundo, resultando em grandes avanços científicos como a possibilidade de previsão das tempestades geomagnéticas.

Existem diversos índices para a classificação das tempestades geomagnéticas. Neste trabalho foi usado o índice Dst do *World Data Center for Geomagnetism* (Kyoto, Japão) disponível no site <http://wdc.kugi.kyoto-u.ac.jp/dstdir/>.

De um modo geral a área científica responsável pelo estudo e sensoriamento remoto do geoespaço, através de observações *in situ*, é denominada de Clima Espacial. Clima Espacial é o conjunto de variações das condições do meio interplanetário por influência da atividade solar. Alguns exemplos dessas condições são o vento solar, a radiação eletromagnética e o campo magnético interplanetário. A Figura 23 mostra os fenômenos que afetam o Clima Espacial mostrando os seus tempos de chegada na Terra e de duração, as energias envolvidas e seus principais efeitos.



Figura 23: Fenômenos que afetam o Clima Espacial, energias envolvidas, tempo de duração de seus efeitos e principais tipos de danos em sistemas tecnológicos. Fonte: Schwenn (comunicação pessoal), (apud Dal Lago, 2003).

CAPÍTULO 3

Metodologia

No Capítulo 3 é descrita a Metodologia adotada na realização do Projeto. Inicialmente é feita uma pequena descrição do satélite ACE e dos instrumentos SWPAN e MAG. Após é feita uma explanação do satélite SOHO e dos instrumentos LASCO e EIT. Na última parte do capítulo é explicado de forma sucinta, o Detector Multidirecional de Muons – DMM e o método de contagem por cintilação. Todos os dados usados na execução do projeto são tratados em linguagem IDL.

3.1 O Satélite ACE

O satélite ACE (do inglês *Advanced Composition Explorer*) é um projeto da *National Aeronautics and Space Administration* (NASA) e foi lançado em 25 de agosto de 1997 do *Kennedy Space Center* na Florida.

O satélite tem 1,6 m de comprimento e 1 m de altura, não incluindo os quatro painéis solares e a antena do magnetômetro. No momento de lançamento sua massa era de 785 kg, sendo 189 kg de combustível inserção e correção da órbita. Seus painéis solares geram aproximadamente 500 W de potência.

O ACE encontra-se a aproximadamente 1,5 milhões de km da Terra, orbitando o ponto Lagrangeano interno L1, que é o ponto de equilíbrio gravitacional entre o Sol e a Terra. O ACE está em uma posição constante em relação à Terra e assim, como ela gira em torno do Sol, a Figura 24 é uma ilustração do ACE e da sua órbita.

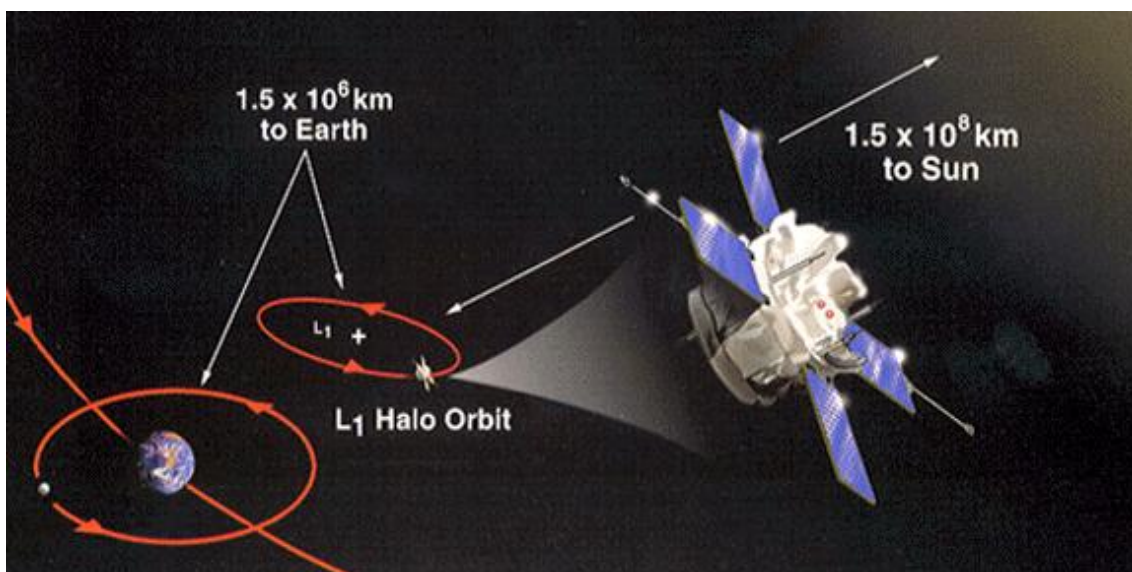


Figura 24: Ilustração representativa da órbita do satélite ACE; o ponto Lagrangeano L1; a distância do L1 em relação à Terra e ao Sol.

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

Os principais objetivos da missão do ACE são: determinar a composição elementar e isotópica de diversas substâncias, incluindo a coroa solar, o meio interplanetário e galáctico. O estudo relacionado ao Sol é feito através da medição direta da composição do vento solar, CMEs e de partículas solares expelidas durante alguma atividade solar.

Para coletar os dados usados para estudo o ACE conta com 10 instrumentos, listados abaixo, que estão dispostos em sua maioria na parte superior do satélite. A Figura 25 mostra um esquema da disposição dos instrumentos no ACE.

- CRIS (*Cosmic Ray Isotope Spectrometer*)
- SIS (*Solar Isotope Spectrometer*)
- ULEIS (*Ultra Low Energy Isotope Spectrometer*)
- SEPICA (*Solar Energetic Particle Ionic Charge Analyzer*)
- SWIMS (*Solar Wind Ion Mass Spectrometer*)
- SWICS (*Solar Wind Ionic Composition Spectrometer*)
- EPAM (*Electron, Proton, and Alpha Monitor*)
- SWEPAM (*Solar Wind Electron, Proton, and Alpha Monitor*)
- MAG (*Magnetometer*)
- RTSW (*Real Time Solar Wind*)

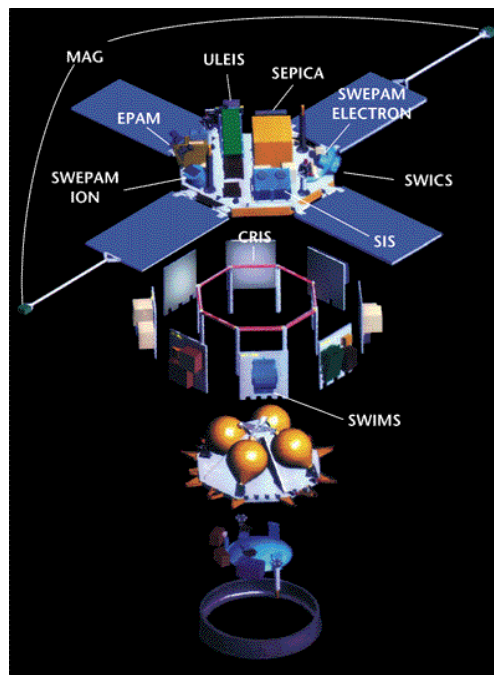


Figura 25: Ilustração da disposição dos instrumentos a bordo do ACE.

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

Dentre os instrumentos abordo do satélite ACE foram utilizados, neste Projeto, apenas dados dos instrumentos SWEPAM e MAG.

O SWEPAM mede o fluxo de partículas, elétrons e íons, no vento solar como funções da posição e da energia. Com isso, ele fornece dados de parâmetros como velocidade, temperatura e densidade do vento solar, sendo que estes dados proporcionam o estudo das condições internas do plasma do vento solar. Os dados do SWEPAM estão disponíveis no site da missão ACE (<http://www.srl.caltech.edu/ACE>), onde ainda encontram-se dados do meio interplanetário em tempo real.

O MAG é basicamente um sistema composto por dois magnetômetros fluxgate gêmeos, instalados no final de dois painéis solares opostos, Figura 25. O MAG fornece dados de campo magnético do meio interplanetário nos sistemas de coordenadas GSM e GSE. Os dados do MAG também estão disponíveis na página da missão ACE.

Através dos dados fornecidos pelo SWEPAM e pelo MAG é possível identificar e distinguir as diferentes estruturas interplanetárias. Os dados são disponíveis em arquivos de texto, dispostos em colunas, como mostra a Figura 26.

Year	Day of Year	B_gsm_x	B_gsm_y	B_gsm_z	Bmag	Np	Vp	Tp
2012.00000949	1.003472	4.9337	0.8820	2.1749	5.4907	7.9203	385.4282	3.5822e+04
2012.00001897	1.006944	4.3534	1.2158	2.2304	5.1061	8.2942	384.1512	3.5784e+04
2012.00002846	1.010417	3.9112	1.3588	2.0522	4.7048	8.6098	382.5385	3.7412e+04
2012.00003795	1.013889	3.6318	1.3995	1.9469	4.3790	8.5401	383.3144	3.5353e+04
2012.00004743	1.017361	3.4338	1.6942	2.0690	4.3597	8.6922	383.7401	3.7823e+04
2012.00005692	1.020833	2.2247	2.9852	1.4503	4.2438	9.1298	384.7350	4.3822e+04
2012.00006641	1.024306	0.6240	3.7996	0.7173	4.0699	9.6784	385.2243	4.6999e+04
2012.00007590	1.027778	1.0972	3.6341	0.8696	4.0945	9.3655	384.4437	4.5768e+04
2012.00008538	1.031250	-0.1440	4.0555	0.0118	4.3429	9.4647	382.4094	3.9262e+04
2012.00009487	1.034722	0.1734	4.2004	0.2766	4.3025	9.4799	380.6544	3.9667e+04
2012.00010436	1.038194	-0.0918	4.3919	0.7315	4.5566	8.8786	380.4601	3.5725e+04
2012.00011384	1.041667	-0.3162	4.8857	0.3260	5.0127	8.0826	382.4788	3.8381e+04
2012.00012333	1.045139	-1.0235	4.6590	-0.0628	4.7916	8.4219	387.9908	4.1233e+04
2012.00013282	1.048611	-1.8547	4.7955	-0.6240	5.2103	7.7200	385.1256	4.0021e+04
2012.00014230	1.052083	-1.8386	5.1035	-1.0479	5.5378	7.1668	380.7924	3.9057e+04

Figura 26: Tabela de dados obtidos do Satélite ACE, dados baixados da internet pelo bolsista para confecção de gráficos.

Fonte: http://www.srl.caltech.edu/ACE/ASC/browse/view_browse_data.html

O quadro da Figura 26 contém colunas que indicam respectivamente o ano fracionado, o dia do ano, os valores do módulo e das componentes nas direções x, y e z

do campo magnético do vento solar e a densidade, velocidade dos prótons e temperatura. Estes dados são utilizados para a análise através da confecção de gráficos. Os gráficos são feitos através de rotinas no programa IDL (*Interactive Data Language*).

3.2 O Satélite SOHO

A cooperação entre a *European Space Agency* (ESA) e a NASA propiciou a realização da construção do satélite SOHO (*Solar Heliospheric Observatory*). O SOHO foi lançado pela NASA em um foguete Atlas II-AS (AC-121) do *Canaveral Air Station* na Flórida, EUA, em 2 de dezembro de 1995.

O SOHO tem aproximadamente 4,3 metros de altura, 2,7 metros de largura e 3,7 metros de comprimento (9,5 m incluindo-se os painéis solares), massa de 1850 kg no momento do lançamento.

Estando em operação desde 1995, a mais de 15 anos, o SOHO faz um excelente trabalho ininterrupto de monitoramento do Sol. O SOHO, assim como o satélite ACE, está localizado no ponto Lagrangeano L1. A Figura 27 mostra um esquema da órbita do SOHO.

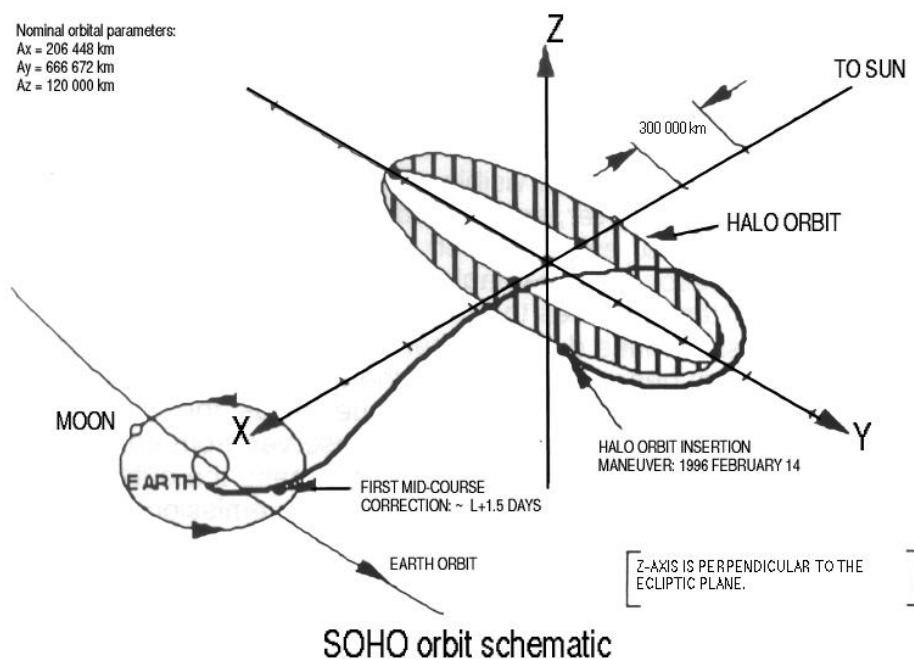


Figura 27: Esquema da órbita do Satélite SOHO.

Fonte: http://sohowww.nascom.nasa.gov/about/images/halo_orbit.gif

O SOHO foi desenvolvido para tentar responder as seguintes questões:

- Qual é a estrutura e dinâmica do interior solar?
- Por que a coroa existe e como ela é aquecida até uma temperatura extremamente elevada, de cerca de 1000000 °C?
- Como o vento solar produzido é acelerado?

O SOHO tem a bordo 12 instrumentos complementares, projetados e desenvolvidos por 12 consórcios internacionais, envolvendo 29 instituições de 15 países. Nove consórcios são liderados por cientistas europeus, os três restantes por cientistas norte-americanos. Mais de 1500 cientistas de países em todo o mundo utilizam instrumentos SOHO ou que tenham dados SOHO em seus programas de investigação. (Fonte: <http://sohowww.nascom.nasa.gov/home.html>).

- CDS (*Coronal Diagnostic Spectrometer*)
- CELIAS (*Charge, Element, and Isotope Analysis System*)
- COSTEP (*Comprehensive Suprathermal and Energetic Particle Analyzer*)
- EIT (*Extreme Ultraviolet Imaging Telescope*)
- ERNE (*Energetic and Relativistic Nuclei and Electron Experiment*)
- GOLF (*Global Oscillations at Low Frequencies*)
- LASCO (*Large Angle and Spectrometric Coronagraph*)
- MDI (*Michelson Doppler Imager*)
- SUMER (*Solar Ultraviolet Measurements of Emitted Radiation*)
- SWAN (*Solar Wind Anisotropies*)
- UVCS (*Ultraviolet Coronagraph Spectrometer*)
- VIRGO (*Variability of Solar Irradiance and Gravity Oscillations*)

Dentre os instrumentos do SOHO, serão utilizados neste projeto, dados do EIT e do LASCO.

O EIT consiste de um telescópio de Ritchey–Chretien, diversos filtros em um detector CCD. O EIT é capaz de captar radiação eletromagnética em quatro comprimentos de onda distintos, que são: 171 Å (Fe IX e Fe X); 195 Å (Fe XII); 284 Å (Fe XV); 304 Å (He II). A seguir na Figura 28 são exemplificados os quatro tipos de

imagens obtidas pelo EIT.

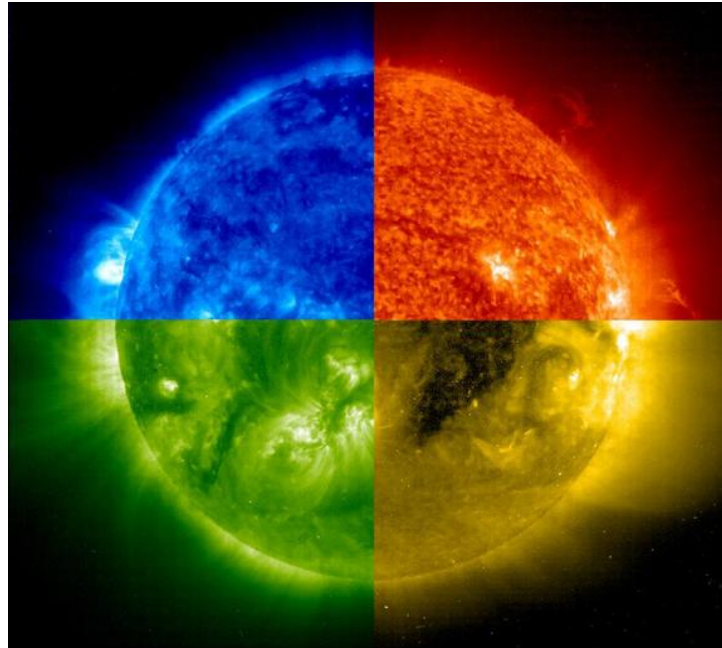


Figura 28: O Sol dividido em quatro quadrantes, onde cada quadrante corresponde a um comprimento de onda distinto.

Fonte: <http://sohowww.nascom.nasa.gov>.

O principal objetivo científico do EIT é fornecer imagens para o estudo da dinâmica e evolução das estruturas da coroa solar. A Figura 29 mostra uma imagem do telescópio EIT.

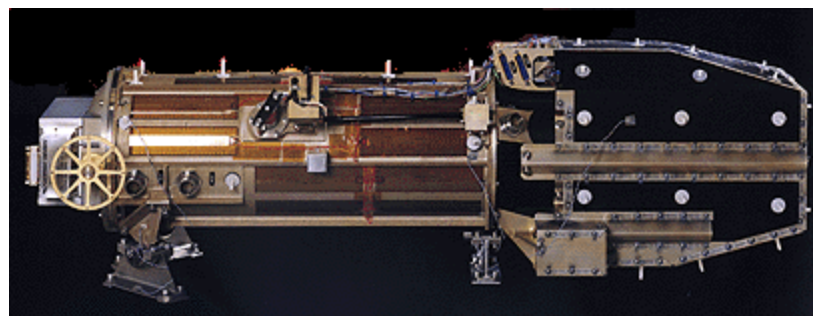


Figura 29: Imagem do telescópio EIT.

Fonte: <http://umbra.nascom.nasa.gov/eit>

O LASCO consiste em um conjunto de três coronógrafos que fornecem imagens da coroa solar de 1,1 a 32 raios solares. Os três coronógrafos que compõem o LASCO são: C1 com uma cobertura de 1.1 a 3 raios solares; o C2, abrangendo uma cobertura incluindo partes do C1 e C3 e, se estende de 2 a 6 raios solares; o C3 que fornece imagens da coroa exterior, estendendo-se de 3.7 a 32 raios solares.

A utilização do LASCO tem como tarefa descobrir o mecanismo de aquecimento da coroa solar, bem como a origem e o mecanismo de aceleração do vento solar. Com isso, estuda a causa das CMEs e o seu papel na evolução temporal do campo magnético em grande escala, realizando ainda, a investigação do que é a distribuição e quais são as propriedades da nuvem de poeira zodiacal.

3.3 Detector Multidirecional De Muons

Um Detector Multidirecional de Muons (DMM) está em operação no Observatório Espacial do Sul (OES/CRS/INPE – MCTI), em São Martinho da Serra, RS, Brasil (Latitude 29° 26', 24''S, Longitude 53° 48', 38''O, altitude 492m acima do nível do mar) no âmbito da parceria INPE/MCTI – UFSM, através do Laboratório de Ciências Espaciais de Santa Maria (LACESM/CT – UFSM) desde março de 2001.

O DMM faz parte da rede internacional de telescópios, ou Rede Global de DMMs, (*Global Muon Detector Network (GMDN)*), constituída por seis telescópios, um em cada cidade: Nagoya (Japão), Hobart (Austrália), Kuwait (Kuwait), São Martinho da Serra (Brasil), Greifswald (Alemanha) e Yerevan (Armênia). A Figura 30 mostra a área de cobertura da rede, com as visões assintóticas de cada telescópio.

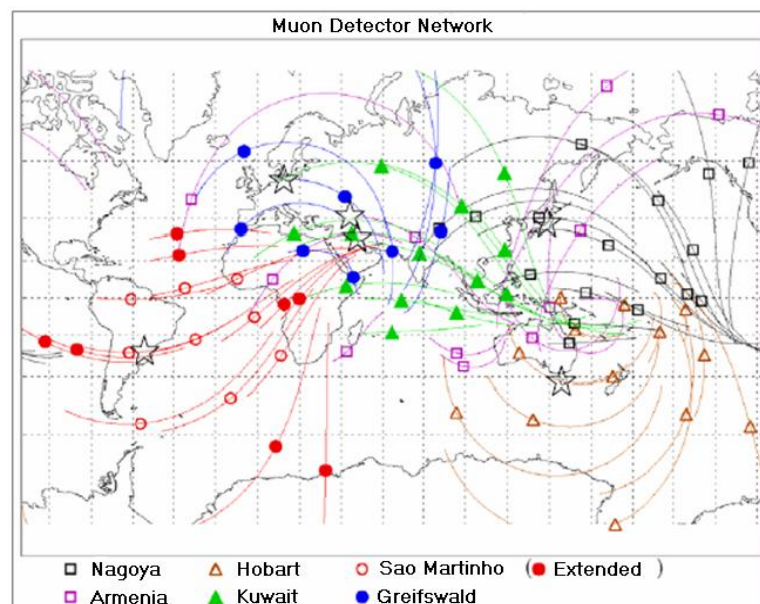


Figura 30: Diagrama mostrando a área de cobertura da rede de DMMs, mostrando as visões assintóticas de cada detector. Fonte: Munakata et al. (2004).

Os raios cósmicos de alta energia (muons) estão sujeitos a modulações

consequentes de distúrbios interplanetários (Lockwood, 1971; Cane, 1993). Em adição a esta redução de intensidade, chamada decréscimo de *Forbush*, fenômenos precursoros ao choque também foram relatados (Dorman, 1963; Dorman et al. 1967, 1972).

Decréscimos precursoros devem resultar de um efeito “cone de perdas”, no qual o detector está observando partículas que passam na região de depleção de raios cósmicos atrás do choque. O efeito cone de perdas é geralmente restrito a partículas movendo-se de modo a afastar-se do choque e com ângulos de *pitch* pequenos. A Figura 31 destaca o equipamento – instalado no Observatório Espacial do Sul, em São Martinho da Serra, RS, Brasil – utilizado para a detecção deste efeito.



Figura 31: Foto do DMM instalado no OES em dezembro de 2005.

A detecção e contagem dos muons são realizadas pelo método de contagem por cintilação. Quando um muon atinge o plástico cintilante, localizado dentro de cada telescópio, alguns fótons são emitidos e detectados por uma fotomultiplicadora, acoplada em cada telescópio. Assim, um muon é detectado através do registro de uma corrente elétrica. Quando é registrada a passagem de uma partícula pelo detector na camada de cima e na de baixo, ao mesmo tempo, (tendo em vista que os muons se deslocam com velocidades muito altas) o computador conta como um muon. A Figura 32 mostra um esquema do DMM. Os muons que são detectados devem ter energia ≥ 50 GeV, para isso foi colocada uma camada de chumbo em baixo de cada camada do DMM, a fim de filtrar partículas com energia inferior.

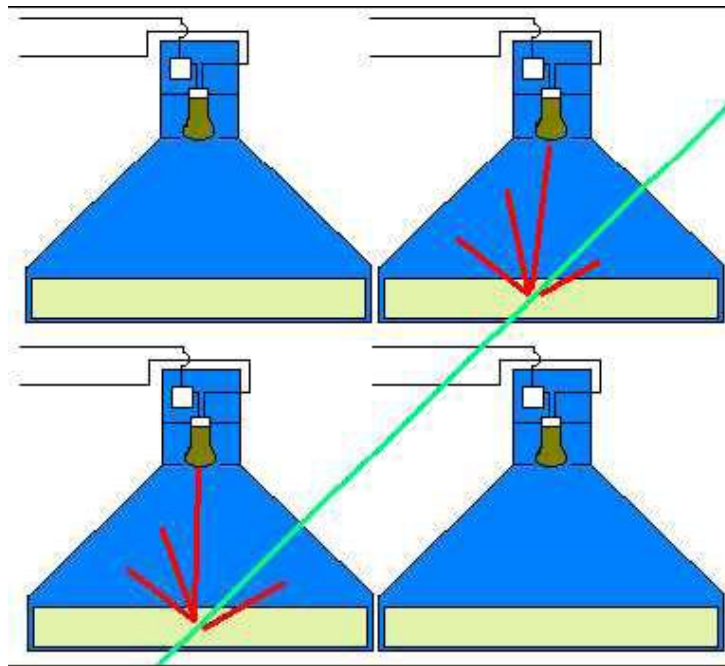


Figura 32: Esquema do método de contagem do DMM.
Fonte: DA SILVA, 2005 pg. 68.

Os detectores direcionais são identificados por uma letra seguida de um número, sendo U para a camada superior e L para a camada inferior. O DMM instalado no OES possui 13 direções de detecção, dadas pela combinação dos detectores da camada superior e inferior.

Neste Projeto foram utilizados dados do DMM, instalado no OES, apenas para o estudo da modulação dos muons por estruturas interplanetárias.

CAPÍTULO 4

Análise de Dados e Discussão dos Resultados

Neste Capítulo são descritas as análises e os resultados obtidos, pelo aluno, para eventos interplanetários ocorridos. Foram utilizados dados de parâmetros de plasma e parâmetros de campo magnético do satélite ACE, respectivamente: temperatura, densidade e velocidade dos prótons; módulo das componentes x, y e z do campo magnético interplanetário.

Os dados foram tratados em ambiente de programação IDL, calculando-se as pressões cinética e magnética e o parâmetro beta, dado pela relação entre elas.

A pressão cinética ou pressão termal é definida por $P_k = NkT$, onde N é a densidade numérica de prótons no vento solar, dada em cm^{-3} , k é a constante de Boltzmann $k = 1,391 \times 10^{-23} \frac{J}{K}$ e T é a temperatura dos prótons dada em K.

A pressão magnética é definida por $P_b = \frac{B^2}{2\mu_0}$, onde B é o módulo do campo magnético do vento solar e μ_0 é a constante de permeabilidade magnética no vácuo $\mu_0 = 4\pi \times 10^{-7} NA^{-2}$.

O parâmetro beta, definido como a razão entre as pressões cinética e magnética, mostra qual das pressões é predominante no vento solar. Para o vento solar normal o beta varia entre valores em torno de 1, pois ele não é emitido com um fluxo constante. Dentro de uma nuvem magnética, o beta fica com valor entre 0 e 0,1 mostrando que a pressão magnética dentro da nuvem é maior que a pressão cinética do plasma. Foram escolhidos eventos onde ocorreram tempestades geomagnéticas intensas, ou seja, com o pico do índice Dst < - 100 nT (Dal Lago, 2004).

Após a análise dos dados do meio interplanetário foram analisadas as variações percentuais na contagem de muons em diversas direções, com os dados do DMM, que é realizada através da seguinte equação.

$$\left[\frac{C_{\theta} - C_{\theta_0}}{C_{\theta_0}} \right]_{\text{média}}$$

Onde a “contagem” significa a contagem de determinada amostra (em geral a contagem horária de muons em determinada direção) e “média” significa a média da contagem horária. Para calcular-se a média toma-se um período de tempo muito maior que o período de análise (geralmente o período de um mês ou um ano).

4.1 O Evento de Agosto de 2005

Foi analisado o período de 236 a 239 de 2005, que corresponde de 24 a 27 de agosto do mesmo ano. A figura 33 mostra um painel com os gráficos realizados, listando de cima para baixo, a densidade N_p (cm^3), temperatura do vento solar T_p (Kelvin), velocidade do vento solar V (km/s) e as componentes B_x e B_y do campo magnético interplanetário no sistema GSM (nT).

No período foi observado um evento interplanetário, onde a linha azul marca a

onda de choque que precede a estrutura e as linhas vermelhas demarcam o início da estrutura.

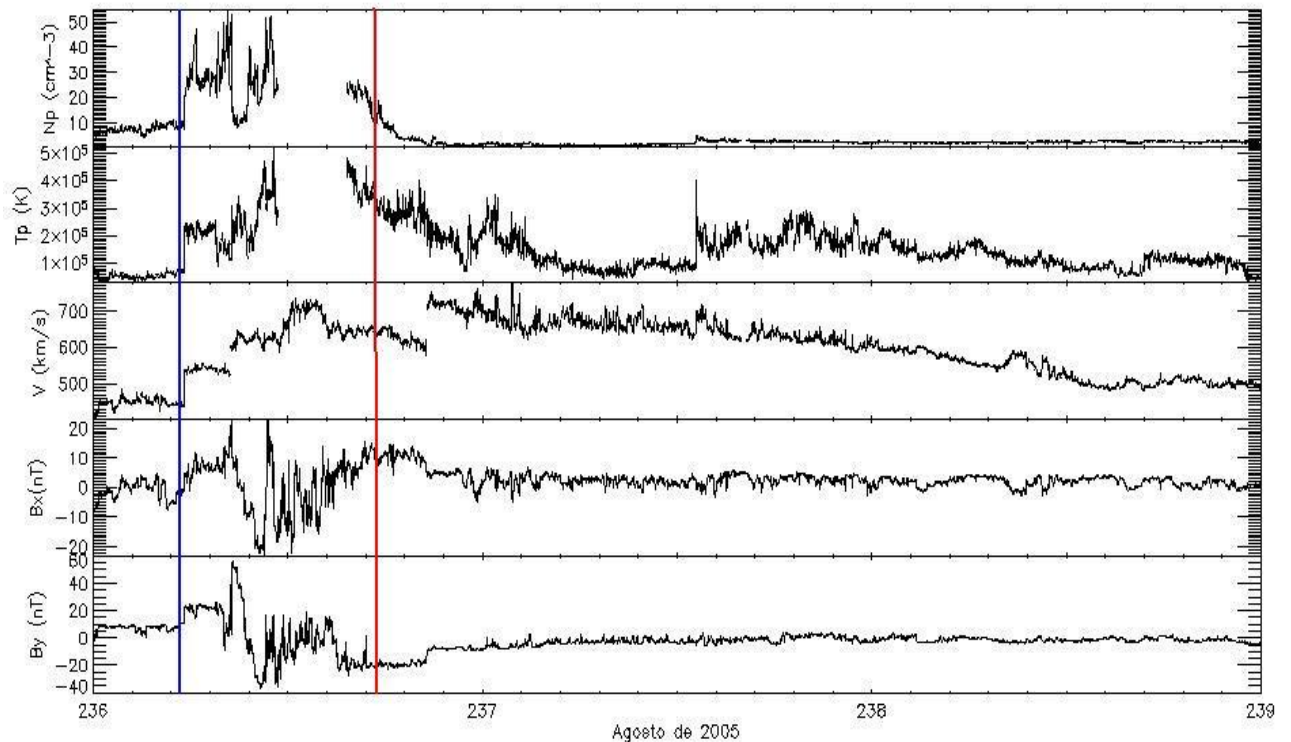


Figura 33: Painel com os gráficos do meio interplanetário de Agosto de 2005.

O gráfico da velocidade mostra que o vento solar passou de aproximadamente 500 km/s para aproximadamente 700 km/s, ocorrendo assim um aumento na densidade do plasma na parte frontal da estrutura.

As componentes B_x e B_y passam por uma grande variação durante a passagem da onda de choque, mas durante a passagem da estrutura mantém pouca variação.

Já na figura 34, é possível verificar um aumento no valor do módulo do campo magnético no gráfico, passando aproximadamente 10 nT a 50 nT. Também é possível verificar que houve uma rotação na coordenada Z do campo magnético, sendo esta coordenada direcionada para o sul. O parâmetro beta oscila em torno de 0,1.

Houve um considerável aumento no valor da pressão cinética no início da estrutura, pois esta pressão é proporcional a densidade (N_p) e temperatura (T_p), que são intensificados devido a compressão, caracterizando o choque que a precede.

Pode-se notar que entre a estrutura e a frente de choque, há uma região onde ocorre uma variação em todos os gráficos, sendo esta região conhecida como bainha de

plasma e ocorrendo devido ao movimento supersônico da estrutura.

Percebe-se ainda que há uma clara diferença entre a bainha de plasma e a estrutura, onde a bainha é caracterizada pela região mais turbulenta, com fortes oscilações, enquanto a estrutura apresenta campo magnético suave, com poucas oscilações.

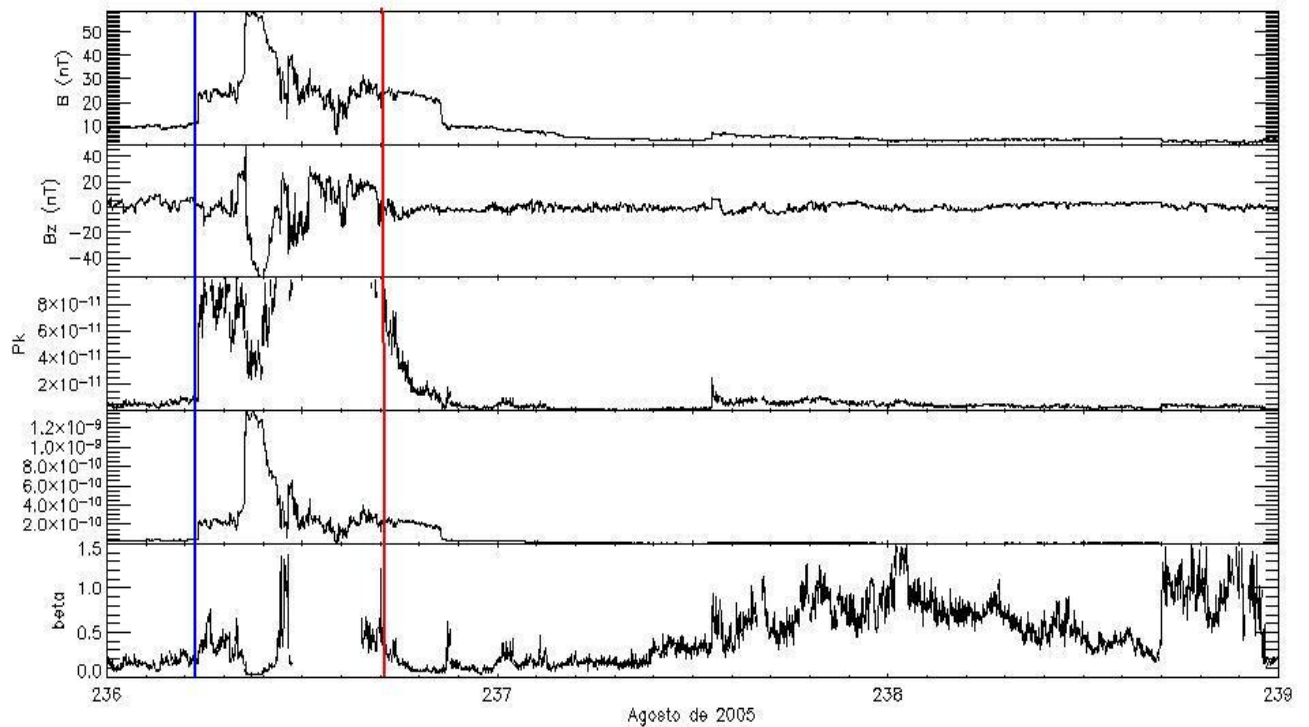


Figura 34: Painel mostrando gráficos dos demais parâmetros interplanetários analisados para Agosto de 2005.

A estrutura é uma ICME e causou uma tempestade geomagnética intensa, com pico de índice DST = -184 nT, no dia 24 de agosto (FONTE: http://wdc.kugi.kyoto-u.ac.jp/dst_final/200508/index.html).

4.2 O Evento de Outubro de 2012

Foi analisado o período de 274 a 277 de 2012, correspondente aos dias 01 a 04 de outubro do mesmo ano. Foram plotados na figura 35 os gráficos listados de cima para baixo, a densidade N_p (cm^3), temperatura do vento solar T_p (Kelvin), velocidade do vento solar V (km/s) e as componentes B_x e B_y do campo magnético interplanetário no sistema GSM. Observa-se o período um evento interplanetário, demarcado pela linha

azul a onda de choque. O início da estrutura não foi possível observar através do gráfico.

No primeiro gráfico é possível ver que a densidade aumenta na região do choque, reafirmando que houve uma compressão do plasma pela onda de choque da estrutura. O terceiro gráfico referente a velocidade do vento solar, passa de aproximadamente 300 Km/s para 400 Km/s abruptamente, uma forte característica da chegada da estrutura quando ocorre o choque. Os gráficos das coordenadas x e y mostram as variações do campo magnético nessas regiões, onde a maior delas foi da coordenada y. Nota-se também um grande aumento na temperatura depois do choque.

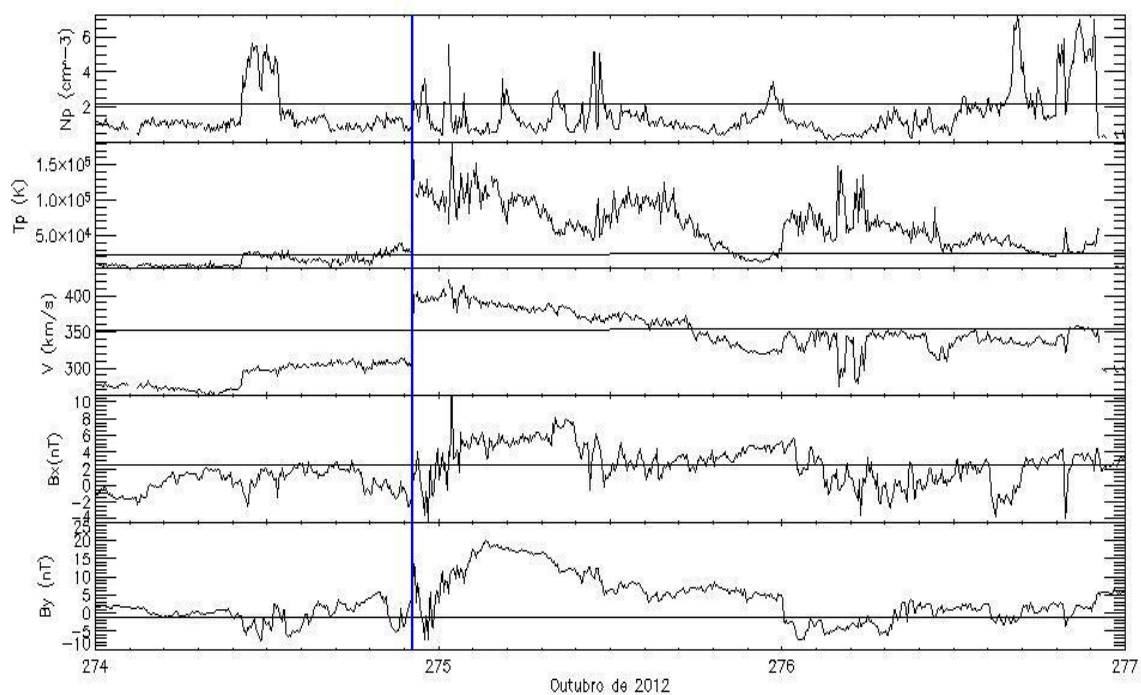


Figura 35: Painel com os gráficos do meio interplanetário de Outubro de 2012.

Na figura 36, o primeiro gráfico mostra o módulo do campo magnético, que atingiu aproximadamente mais de 20 nT. Em seguida, observa-se o segundo gráfico do painel, onde se percebe uma rotação da componente z do campo magnético, que varia de aproximadamente 0 nT a -20 nT. O parâmetro beta permaneceu entre 0 e 0,1, indicando que dentro da nuvem, a pressão magnética é dominante.

A análise das pressões mostra que na parte frontal da nuvem houve uma compressão do plasma, provavelmente gerada pela onda de choque, fazendo com que as pressões obtivessem valores altos. No quinto gráfico, observa-se que o beta permaneceu com valores baixos, caracterizando que a estrutura era uma nuvem magnética.

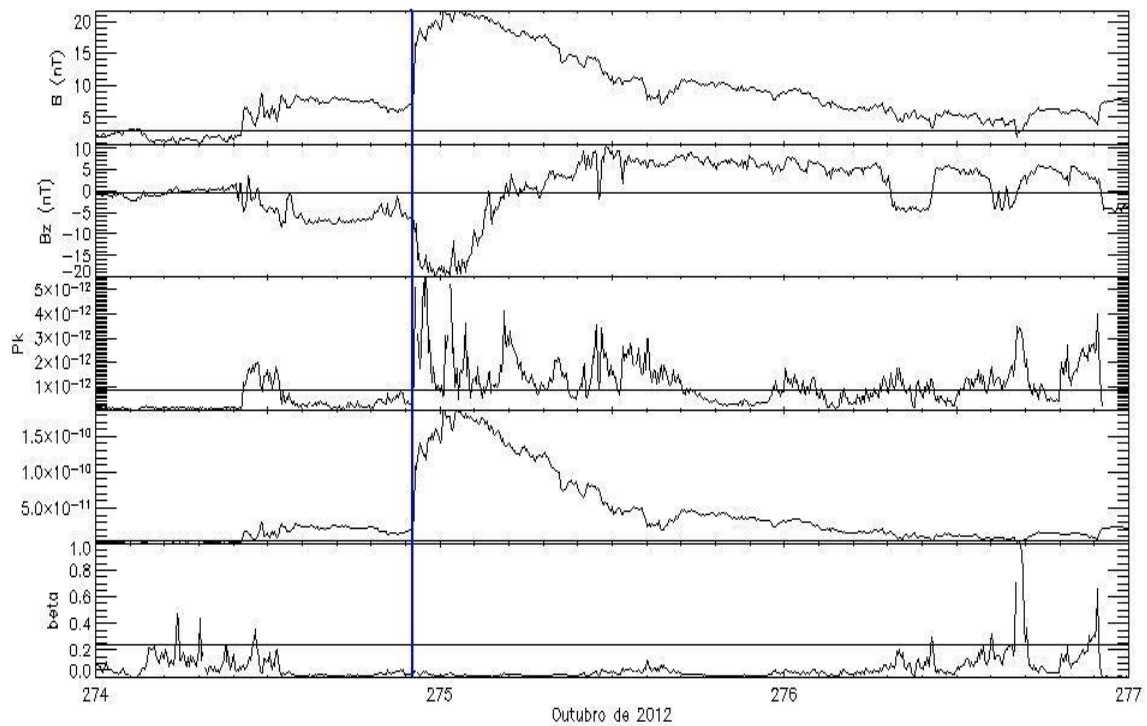


Figura 36: Painel mostrando os gráficos dos demais parâmetros interplanetários para Outubro de 2012.

A nuvem magnética causou uma tempestade geomagnética intensa, com pico de índice DST = -133 nT, no dia 01 de outubro (FONTE: http://wdc.kugi.kyoto-u.ac.jp/dst_realtime/201210/index.html).

CAPÍTULO 5

Conclusões

Com o grande avanço nos sistemas tecnológicos e eletromagnéticos tornou-se indispensável o monitoramento das atividades solares. Um dos fenômenos causados por essas atividades são as CMEs, que ao entrarem em contato com a magnetosfera terrestre podem ocasionar fortes flutuações do Campo Magnético Terrestre, denominadas Tempestades Geomagnéticas, que podem danificar satélites, causar graves prejuízos nas telecomunicações e causar cintilação de sinal.

Crescem os esforços internacionais para o estudo do Clima Espacial, especialmente sobre os ciclos solares. Como ferramentas para coleta de dados para o estudo, foram enviados satélites como o ACE e o SOHO, ao ponto Lagrangeano L1. Foi criada uma Rede Internacional GMDN de Detectores de Muons, sendo instalados pela Terra DMMs em pontos estratégicos para detectar muons de todas as direções, dentre esses um dos DMMs se encontra instalado no OES em São Martinho da Serra.

As análises do evento ocorrido entre os dias 24 e 27 de agosto de 2005 mostram a ocorrência da passagem de uma onda de choque pelo satélite ACE, sendo classificada esta estrutura como uma ICME, apresentando claramente rotação na coordenada Z do campo magnético. A tempestade, classificada como tempestade intensa, teve pico Dst = -184 nT no dia 24 de agosto.

As análises do evento ocorrido entre os dias 01 e 04 de outubro de 2012, indicam a passagem de uma estrutura interplanetária de origem solar que possuiu características de uma nuvem magnética precedida por uma onda de choque. Dentre os parâmetros analisados, a coordenada Z do campo magnético é direcionada para o sul e os valores do parâmetro beta ficam abaixo de 0,1. A tempestade foi classificada como intensa, atingindo o pico Dst = - 133 nT no dia 01 de outubro.

O Projeto permitiu ao acadêmico contato direto com a linha de pesquisa de Clima Espacial, bem como, um contato estreito com o Método Científico. Além disso, o estudo do Clima Espacial tem se mostrado importante para a prevenção de danos causados por tempestades magnéticas em sistemas de comunicação de dados e transmissão de energia elétrica.

Referências Bibliográficas

Dal Lago, A., et al. (2006), The 17–22 October (1999) solar-interplanetary-geomagnetic event: Very intense geomagnetic storm associated with a pressure balance between interplanetary coronal mass ejection and a high-speed stream, **J. Geophys. Res.**, 111, A07S14, doi:10.1029/2005JA011394.

Dal Lago, A.; Schwenn, R.; Stenborg, G.; Gonzalez, W. D. Coronal mass ejection speeds measured in the solar corona using LASCO C2 and C3 images. **Advances in Space Research**, Inglaterra, v. 32, n. 12, p. 2619-2624, 2003.

Dal Lago, A.; Vieira, Luis Eduardo Antunes; Echer, Ezequiel; Gonzalez, Walter D.; Gonzalez, Alicia L Clua de; Guarnieri, Fernando Luis; Balmaceda, Laura Antonia; Santos, Jean Carlo; Silva, Marlos Rockenbach da; Lucas, Aline de ; Schuch, Nelson Jorge . Great geomagnetic storms in the rise and maximum of solar cycle 23. **Brazilian Journal of Physics**, Brasil, v. 34, n. 4B, p. 1542-1546, 2004.

Gonzalez, W.D., B.T. Tsurutani, e A.L.C. De Gonzalez, Interplanetary origin of geomagnetic storms, **Space Science Reviews**, 88 (3-4), 529-562, 1999.

Gosling, J. T., S. J. Bame, D. J. McComas, and J. L. Phillips, Coronal mass ejections and large geomagnetic storms, **Geophys. Res. Lett.**, 17, 901-904, 1990.

Gosling, J. T., D. J. McComas, J. L. Phillips, and S. J. Bame, Geomagnetic activity associated with earth passage of interplanetary shock disturbances and coronal mass ejections, **J. Geophys. Res.**, 96, 7831-7838, 1991.

Hundhausen, A. J. An introduction. In: Crooker, N.; Joselyn J. A.; Feynman, J. ed. **Coronal mass ejections**, Washington, DC: AGU, 1997. v. 99, p.1-7.

Munakata, K., J. W. Bieber, S.-I. Yasue, C. Kato, M. Koyama, S. Akahane, K. Fujimoto, Z. Fujii, J. E. Humble, & M. L. Duldig, Precursors of geomagnetic storms observed by the muon detector network, **J. Geophys. Res.**, 105, 27,457, 2000.



Schwenn, R., Dal Lago, A., Huttunen, E., Gonzalez, W.D. **The association of coronal mass ejections with their effects near the Earth** (2005) *Annales Geophysicae*, 23 (3), pp. 1033-1059.



ANEXOS

SICCRS-SICINPE-2013**ESTUDO DE ESTRUTURAS INTERPLANETÁRIAS UTILIZANDO
OBSERVAÇÕES DE SATÉLITES E OBSERVAÇÕES DE
RAIOS CÓSMICOS**

Cassiano Vasconcelos dos Santos¹ (UFSM – CRS/INPE – MCTI – Bolsista do
Programa PIBIC/INPE – CNPq/MCTI)
Alisson Dal Lago² (Orientador – DGE/CEA/INPE – MCTI)
Nelson Jorge Schuch³ (Co-Orientador – CRS/INPE – MCTI)

RESUMO

O Projeto tem como objetivo estudar as CMEs (*Coronal Mass Ejections*), que são estruturas interplanetárias provenientes do Sol com campo magnético mais intenso que o do vento solar. A superfície da Terra é atingida por raios cósmicos isotropicamente, que ao se chocarem com a ionosfera se decompõem gerando outras partículas como os muons, que são partículas subatômicas de alta energia que conservam a mesma direção do raio cósmico primário. Os muons são detectados pelo Detector Multidirecional de Muons – DMM, instalado no Observatório Espacial do Sul – OES/CRS/INPE-MCTI em São Martinho da Serra, RS. As CMEs ao interagirem com a Magnetosfera da Terra podem ocasionar fortes flutuações do Campo Magnético Terrestre, denominadas Tempestades Geomagnéticas, podendo danificar satélites e causar cintilação de sinal. Quando há uma CME, ocorre uma diminuição na contagem de muons, denominada Decréscimo de Forbush. O Projeto se concentra em: examinar parâmetros de plasma obtidos através do satélite ACE – NASA (*Advanced Composition Explorer*), que orbita o ponto Lagrangeano (L1) do Sistema Sol-Terra, visando principalmente calcular as pressões cinética e magnética das estruturas a fim de se obter o parâmetro beta, que relaciona as pressões através da razão entre elas. Em paralelo, o Projeto prevê um estudo com as observações de raios cósmicos (muons), efetuadas com o Detector Multidirecional de Muons, DMM.

¹Aluno do Curso de Física Licenciatura da UFSM vinculado ao LACESM/CT – UFSM.

E-mail: vasconcelos@hotmail.com

²Pesquisador Titular da DGE/CEA/INPE – MCTI.

E-mail: dallago@dge.inpe.br

³Pesquisador Titular Sênior III do Centro Regional Sul de Pesquisas Espaciais.

E-mail: njschuch@lacesm.ufsm.br