



MINISTÉRIO DA CIÊNCIA E TECNOLOGIA
INSTITUTO NACIONAL DE PESQUISAS ESPACIAIS

**Versão com as modificações/correções sugeridas
pela banca examinadora quando da defesa da Tese
de Doutorado em 8/11/2002.**

Estruturas Geoféticas e a Previsão de Tempestades Magnéticas Intensas

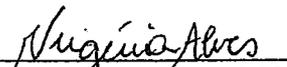
Luís Eduardo Antunes Vieira

Tese de Doutorado em Geofísica Espacial, orientada pelos Drs. Walter Demetrio
Gonzalez Alarcón e Alicia Luisa Clúa de Gonzalez Alarcón.

INPE
São José dos Campos
2002

Aprovado pela Banca Examinadora em cumprimento a requisito exigido para a obtenção do Título de **Doutor em Geofísica Espacial.**

Dr^a Maria Virgínia Alves



Presidente/INPE, SJC Campos-SP

Dr. Walter Demetrio Gonzalez Alarcon



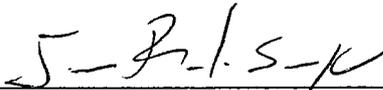
Orientador/INPE, SJC Campos-SP

Dr^a Alicia Luiza Clua de Gonzalez Alarcon



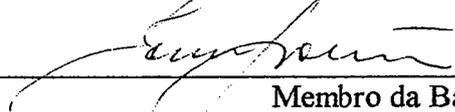
Orientadora/INPE, SJC Campos-SP

Dr. Jonas Rodrigues de Souza



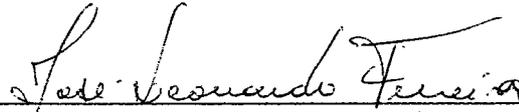
Membro da Banca/INPE, SJC Campos-SP

Dr. Fausto T. Gratton



Membro da Banca
Convidado INFIP, Argentina

Dr. José Leonardo Ferreira



Membro da Banca
Convidado UnB, Brasília-DF

Dr^a Adriana Valio Roque da Silva



Membro da Banca
Convidada CRAAM, São Paulo-SP

Candidato (a): Luis Eduardo Antunes Vieira

São José dos Campos, 08 de novembro de 2002.

"It is difficult to say what is impossible, for the dream of yesterday is the hope of today and the reality of tomorrow."

Robert H. Goddard

AGRADECIMENTOS

Aos Drs. Walter D. Gonzalez e Alicia L. Clúa de Gonzalez pela oportunidade de trabalho e sua dedicação na orientação desta Tese de Doutorado.

Ao Dr. Nelson Jorge Schuch pela orientação pessoal e profissional.

Aos Drs. James Chen e Nat Gopalswamy pelo suporte e orientação durante o estágio de pesquisa realizado durante o desenvolvimento deste trabalho.

Aos colegas e amigos Alisson Dal Lago, Ezequiel Echer, Fernando Luís Guarnieri, Alan Prestes, Cristiano Max Wrase e Nivaor Rigozzo pelo espírito de cooperação, companheirismo e pelas críticas na realização deste trabalho.

À Fundação de Amparo a Pesquisa do Estado de São Paulo (FAPESP) pela bolsa de doutorado e suporte financeiro durante o desenvolvimento deste projeto (processo nº 98/04732-4), imprescindíveis para a realização do mesmo.

Ao Instituto Nacional de Pesquisas Espaciais (INPE), pelo apoio e oportunidade de prosseguir com os estudos na área de Geofísica Espacial.

A Catholic University of America, ao Goddard Space Flight Center (GSFC/ NASA) e ao Naval Research Laboratory pelo uso da infraestrutura durante a realização do estágio de pesquisa.

A todos os meus colegas de curso e amigos que contribuíram de alguma forma para o desenvolvimento deste trabalho.

RESUMO

Em consequência do especial interesse físico e complexidade das tempestades espaciais, bem como o seu impacto social e econômico em importantes atividades humanas no espaço, há uma grande motivação para a compreensão da dinâmica do *Clima Espacial* e o aprimoramento da funcionalidade das ferramentas de previsão de tempestade magnéticas intensas. Neste trabalho é apresentado um método original de previsão de tempestades magnéticas baseado nas características físicas das estruturas interplanetárias e nos processos de acoplamento entre o vento solar e a magnetosfera. Para o seu desenvolvimento foram realizados três estudos: (1) a origem interplanetária das tempestades magnéticas intensas; (2) as condições necessárias para ocorrerem tempestades magnéticas intensas, diferenciando as estruturas interplanetárias; e (3) a resposta global da magnetosfera durante a passagem de estruturas geoféticas. Para isso foram utilizadas as medidas do campo magnético interplanetário e dos parâmetros de plasma, composição e grau de ionização do vento solar, juntamente com o monitoramento do estado da magnetosfera provido por índices de atividade geomagnética. Estes estudos mostraram que a magnetosfera responde de forma diferenciada a diferentes estruturas geoféticas, tanto em termos do tempo para atingir um determinado nível de atividade quanto em termos da evolução em várias etapas da fase principal em resposta a injeção múltipla de energia. O método de previsão de tempestades magnéticas permite realizar previsões bem sucedidas do nível de atividade magnetosférica após examinar cerca de 20% de uma estrutura geofética. Para eventos de longa-duração com campo magnético direcionado para o sul, tais como nuvens magnéticas o tempo de previsão pode ser desde algumas horas até 10 horas.

ABSTRACT

As a consequence of the social and economic impact of magnetic storms in several human space activities, there is a great motivation to understand the dynamics of the Space Weather and to improve the magnetic storm forecast tools. In this work it is shown an original methodology for intense magnetic storms forecasting based on the physical features of the interplanetary structures and the solar wind – magnetosphere coupling processes. For this development three studies were performed: (1) the interplanetary origin of intense magnetic storms; (2) the interplanetary conditions necessary to observe intense magnetic storms; and, (3) the global magnetospheric response during the passage of geoeffective structures. In order to do so we used measurements of interplanetary magnetic field and solar wind plasma parameters, composition and ionization states, together with geomagnetic activity indices as a measurement of the magnetospheric activity level. These studies show that the magnetospheric response in a different way to different geoeffective structures in terms of the time necessary to reach an activity level as well as the development of the main phase in several steps as a response to the multiple energy injection associated. The magnetic storms forecasting methodology allows realizing successful predictions of the magnetospheric activity level after observing around 20% of a given geoeffective structure. For southward long duration interplanetary magnetic field events, as magnetic clouds, the forecasting time is from few to 10 hours.

SUMÁRIO

	<u>Pág.</u>
CAPÍTULO 1 - INTRODUÇÃO	05
1 Interação vento solar – magnetosfera	05
1.1 Processos Básicos	09
1.1.1 Modelo de magnetosfera fechada	09
1.1.2 Modelo de magnetosfera aberta	11
1.1.3 Origem do plasma magnetosférico	13
1.1.4 Resposta da magnetosfera às variações do vento solar	14
2 Visão Global da Tese	16
2.1 Estruturas interplanetárias geofetivas	18
2.2 Condições interplanetárias necessárias para ocorrência de tempestades intensas .	19
2.3 Condições da magnetosfera durante tempestades magnéticas intensas	20
2.4 Previsão de tempestades magnéticas	22
CAPÍTULO 2 - ESTRUTURAS INTERPLANETÁRIAS GEOEFETIVAS	24
1 Introdução	24
2 Instrumentação	28
3 Análise de dados	30
3.1 Seleção de eventos	30
3.2 Classificação dos eventos quanto à intensidade das tempestades	33
3.3 Classificação dos eventos quanto à ocorrência de estruturas interplanetárias	33
4 Resultados e Discussões	54
5 Sumário	59
CAPÍTULO 3 - CONDIÇÕES INTERPLANETÁRIAS NECESSÁRIAS PARA OCORRÊNCIA DE TEMPESTADES INTENSAS.....	60
1 Introdução	60
2 Monitoramento da atividade magnética através do índice Dst	66
3 Relação Dessler-Parker-Sckopke	68
4 Evolução da corrente de anel e a taxa de injeção de energia	69
5 Procedimento	72
5.1 Os eventos selecionados	72
5.2 O parâmetro usado para medir a geofetividade	73
6 Resultados e Discussões	74
7 Conclusões	82

CAPÍTULO 4 – CONDIÇÕES DA MAGNETOSFERA DURANTE TEMPESTADES MAGNÉTICAS INTENSAS	84
1 Introdução	84
2 Análise de Dados	85
2.1 Seleção de evento	85
2.2 Classificação dos eventos	85
3 Resultados e Discussões	89
3.1 Análise Estatística	89
3.2 Estudo de casos	93
3.2.1 Evento de 23-28 de setembro de 1998	93
3.2.2 Evento de 15 de maio de 1997	97
3.2.3 Evento de 12 de novembro de 1998	101
4 A assimetria da distribuição da perturbação do componente H do campo geomagnético	105
5 Conclusões	130
 CAPÍTULO 5 – PREVISÃO DE TEMPESTADES MAGNÉTICAS	 131
1 Introdução	131
2 Conjunto de dados	139
3 Uso do modelo de Bayes em Sistemas Baseados no Conhecimento	139
3.1 Terminologia da Teoria de Probabilidade	140
3.2 Aplicação do Teorema de Bayes na determinação da geofetividade das estruturas interplanetárias	143
3.3 Estimativa da estrutura do vento solar, da injeção de energia na magnetosfera e da intensidade da corrente de anel	152
3.4 Funções de Distribuição de Probabilidade	155
4 Resultados e Discussões	164
5 Conclusões	184
 CAPÍTULO 6 – CONCLUSÕES	 187
 REFERÊNCIAS BIBLIOGRÁFICAS	 194

CAPÍTULO I

INTRODUÇÃO

1 Interação vento solar - magnetosfera

1.1 Processos básicos

Os principais processos físicos no Geoespaço estão associados à ocorrência das tempestades magnéticas. Elas resultam do acoplamento entre o vento solar, a magnetosfera, a ionosfera, a atmosfera superior, e ocasionalmente, através de intensas correntes induzidas, a superfície terrestre [e.g., *Kivelson e Russell, 1995*]. A Figura 1 apresenta esquematicamente o processo de acoplamento entre o vento solar e a magnetosfera terrestre, em que o campo magnético e o vento solar afetam diretamente o Geoespaço e o sistema solar como um todo.

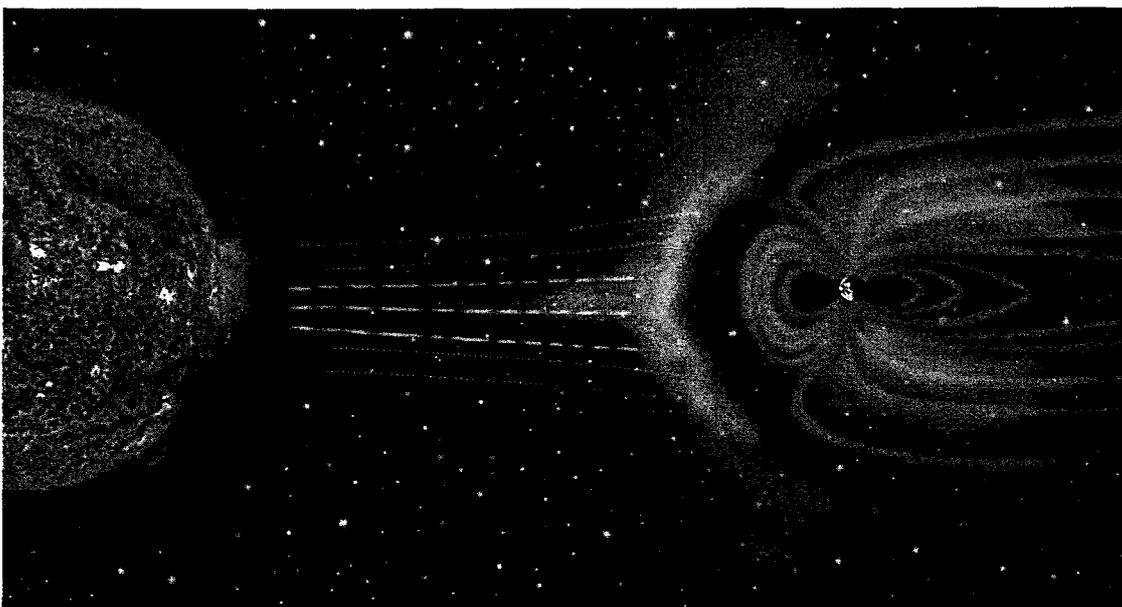


Figura 1. Representação esquemática do acoplamento Sol-Terra, onde o campo magnético interplanetário e o vento solar controlam diretamente as condições do Geoespaço.

A magnetosfera terrestre é uma cavidade formada no vento solar pela interação do campo magnético terrestre com o plasma que compõe o vento solar. É altamente estruturada tanto em termos de seu campo magnético quanto de suas características de plasma [Kivelson e Russell, 1995; Parkes, 1991].

O campo geomagnético é formado por correntes que fluem no núcleo da Terra. Na região externa à superfície terrestre pode ser aproximadamente representado por um dipolo magnético alinhado com o eixo de rotação [e.g., Jacobs, 1991].

O vento solar é um fluxo supersônico de plasma completamente ionizado que se move radialmente a partir do Sol. Ele resulta da grande diferença de pressão entre a corona solar e o espaço interplanetário. Esta diferença de pressão acelera o plasma da corona para o meio interplanetário, apesar da atração gravitacional exercida pelo Sol. A sua existência foi proposta por Biermann, por volta de 1950, a partir do estudo da formação das caudas dos cometas. A existência de um fluxo de plasma contínuo foi confirmada em 1962 com as primeiras medidas *in situ* reportadas por Neugebauer e Snyder [citados por Brandt, 1970]. Medidas dos parâmetros de plasma realizadas por instrumentos a bordo de sondas descrevem detalhadamente as propriedades do vento solar desde a órbita de Mercúrio até a região próxima a heliopausa. A Tabela 1 apresenta as propriedades do vento solar observadas próximo à órbita da Terra (1 UA).

Tabela 1: Propriedades do vento solar observadas próximo à órbita da Terra (1 UA). Fonte: Kivelson e Russell [1995], p. 92.

Densidade de prótons	6.6 cm ⁻³
Densidade de elétrons	7.1 cm ⁻³
Densidade de He ⁺⁺	0.25 cm ⁻³
Velocidade	450 km/ s
Temperatura de prótons	1.2 x 10 ⁵ K
Temperatura de elétrons	1.4 x 10 ⁵ K
Campo magnético	7 nT

O plasma que compõe o vento solar é permeado pelo campo magnético interplanetário que desempenha um papel importante nos processos de interação do vento solar com a magnetosfera. Este campo magnético é a extensão interplanetária do campo magnético do Sol carregado pelo vento solar em consequência do congelamento das linhas de campo magnético no fluxo de plasma. A Figura 2a apresenta esquematicamente o campo magnético dipolar do Sol. Em uma primeira aproximação o campo magnético solar é um dipolo estendido com o eixo aproximadamente alinhado com o eixo de rotação solar. Neste modelo simplificado as linhas de campo são aproximadamente radiais próximo ao Sol, direcionadas para o Sol acima do plano de simetria e na direção oposta abaixo do plano. A região de transição entre as linhas de campo direcionadas para o Sol e a partir deste no meio interplanetário é relativamente fina, não necessariamente planar, e é chamada de lâmina de corrente heliosférica (*heliospheric current sheet - HCS*). Assim a lâmina de corrente heliosférica divide a heliosfera em duas regiões: um hemisfério com polaridade magnética positiva e outro com polaridade magnética negativa. A polaridade do campo magnético solar depende da fase do ciclo de atividade magnética de aproximadamente 22 anos. A expansão radial do vento solar e a rotação do Sol fazem com que o campo magnético interplanetário apresente uma forma geométrica de uma espiral de Arquimedes [Burlaga, 1995]. Na Figura 2b são apresentadas a configuração das linhas de campo magnético e a configuração das linhas de corrente ortogonais ao campo magnético.

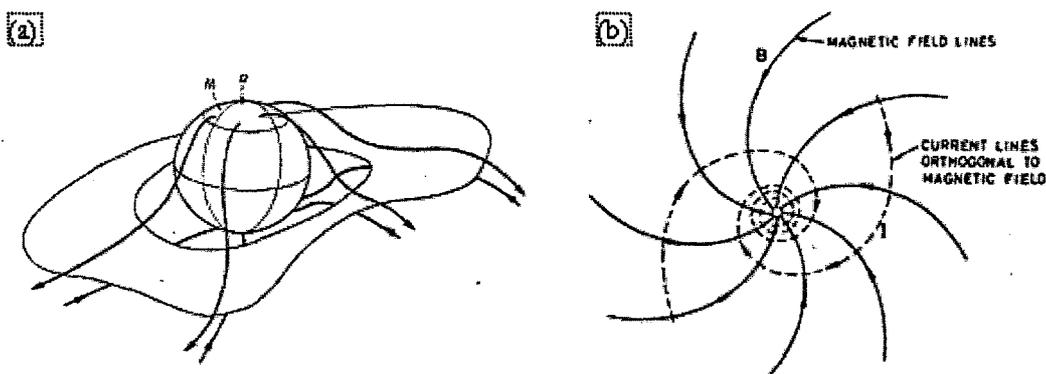


Figura 2: (a) Representação esquemática do campo magnético dipolar do Sol. A lâmina de corrente separa regiões de polaridades magnéticas diferentes. (b) Esquema das linhas de campo magnético e de corrente no plano eclíptico. Fonte: Parks (1991, p. 2)

Os elementos básicos da interação quase estática do sistema vento solar-magnetosfera, deduzida por anos de observações, são apresentadas na Figura 3. A fronteira externa, chamada magnetopausa, separa a região onde o campo geomagnético domina os processos físicos da região controlada pelo vento solar. A fronteira interna, localizada na base da ionosfera, separa a atmosfera ionizada da neutra. A ionosfera também desempenha um papel muito importante, tendo em vista que é a segunda fonte de plasma para a magnetosfera, fornecendo principalmente íons de hidrogênio, hélio e oxigênio. A magnetosfera é assimétrica. Ela é comprimida em uma face e alongada na outra direção, formando uma cauda magnética [Parks, 1991].

Nas próximas seções são revisados os processos básicos de interação entre o vento solar e a magnetosfera terrestre.

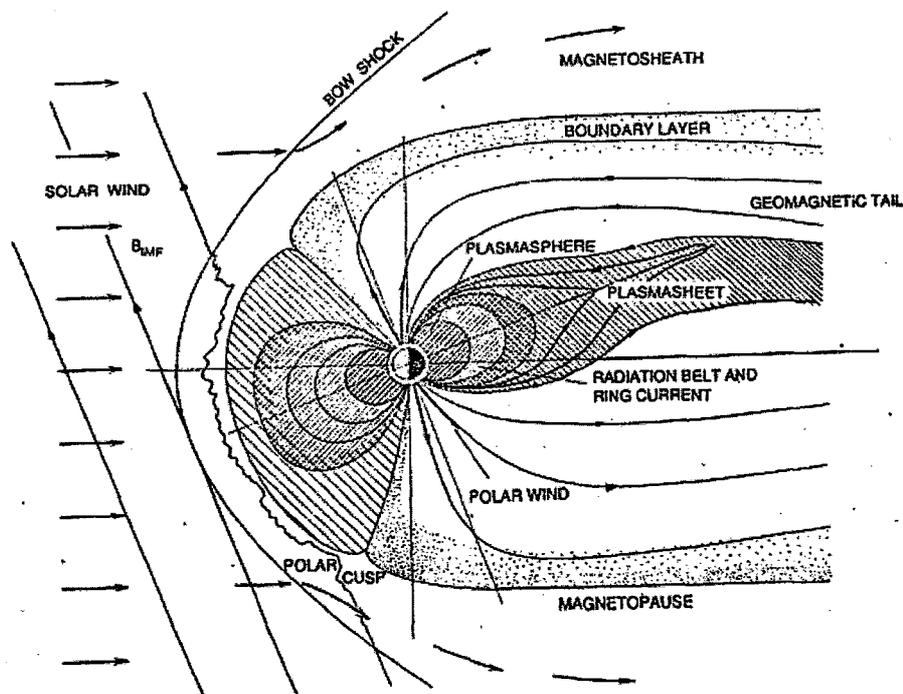


Figura 3. Representação esquemática da estrutura da magnetosfera terrestre. Figura mantida no idioma original. Fonte: Parks, G.K., *Physics of space plasmas : an introduction*, ix, 538 p. pp., Addison-Wesley, Redwood City, Calif., 1991.

1.1.1 *Modelo da magnetosfera fechada*

A descrição do processo básico de interação entre o vento solar e o campo magnético terrestre baseia-se em dois princípios físicos. O primeiro está associado ao conceito de congelamento das linhas de campo magnético no fluxo de plasma (*frozen-in-flux*), isto é, está associado à maneira como o fluxo de plasma interage com o campo magnético, e o segundo está associado ao efeito do campo magnético sobre o plasma [Burlaga, 1995].

Plasmas que não apresentam colisões (*collisionless plasmas*) não se misturam facilmente, ao invés, tendem a formar células relativamente uniformes permeadas pelo campo magnético. Estas células são separadas por finas lâminas de corrente através das quais praticamente não há fluxo magnético. Como consequência da lei de Faraday, um plasma que apresenta alta condutividade deve ter um campo elétrico próximo a zero em um referencial em repouso. De outra maneira, ele deve conduzir uma grande corrente elétrica. Desta forma, o campo magnético é transportado pelo fluxo de plasma e as linhas de campo são torcidas e entrelaçadas à medida que o fluxo se torce e entrelaça. Um exemplo deste efeito é o campo magnético interplanetário (*interplanetary magnetic field* - IMF), que representa o campo magnético do Sol transportado pelo vento solar através do meio interplanetário. Como foi mencionado anteriormente, ele apresenta a estrutura geométrica de uma espiral em grande escala.

Cada partícula do plasma com carga q , movendo-se com velocidade V , na presença de um campo magnético B , experimenta uma força $qV \times B$ (Força de Lorentz). Somando-se a força exercida sobre cada carga em uma região, verifica-se que a força resultante tende a se opor à torção e ao entrelaçamento das linhas de campo magnético e à sua compressão. A força exercida é composta por dois elementos. O primeiro é a pressão efetiva exercida pelo campo magnético sobre o plasma que é proporcional ao quadrado do campo magnético e atua de forma a se opor às compressões e rarefações. E o segundo é a tensão exercida sobre o plasma resultante da torção das linhas de campo e que atua de forma a se opor à torção e ao entrelaçamento das linhas de campo.

Tendo em vista que o fluxo de plasma do vento solar é congelado ao IMF e que o plasma terrestre ao campo geomagnético, os plasmas destas duas regiões não se misturam. Desta forma, o vento solar restringe a influência do campo magnético terrestre a uma região ao redor do

planeta, a magnetosfera. A lei de Ampère nos diz que uma folha de corrente deve fluir nesta interface. Esta superfície é conhecida com magnetopausa e a corrente como corrente Chapman-Ferraro. Através da magnetopausa o campo magnético usualmente passa por uma abrupta mudança.

Em consequência da diferença de velocidade entre o vento solar e a Terra ser bem superior às velocidades características do vento solar, ocorre a formação de uma onda de choque (*bow shock*) à frente da magnetopausa. Logo atrás do choque o fluxo perde velocidade, é comprimido e aquecido, formando uma camada turbulenta que envolve a magnetopausa. Esta região é conhecida como bainha magnética (*magnetosheath*).

A dimensão da magnetosfera é determinada pelo balanço de pressão entre a pressão na magnetosfera, que é essencialmente devido à pressão magnética, e a pressão que o vento solar exerce, que é devido à combinação da pressão cinética e da pressão magnética. A pressão na bainha magnética é, portanto, determinada pelo fluxo de momento do vento solar [e.g., Kivelson e Russell, 1995]. Desta forma, os termos dominantes da pressão do vento solar e da magnetosfera se equilibram, isto é,

$$\rho_{vs} v_{vs}^2 \equiv \frac{B_M^2}{2\mu_0}$$

onde ρ_{vs} é a densidade de massa e v_{vs} é a velocidade do vento solar, B_M é o campo geomagnético, e μ_0 é a constante de permeabilidade magnética no vácuo. A magnetosfera é assimétrica. Ela é comprimida em uma face e alongada na outra direção, formando uma cauda magnética. A região da magnetopausa voltada para o Sol no equador terrestre esta localizada tipicamente em torno de 10 raios terrestres ($R_E \approx 6375$ km). Assim como os cometas, a magnetosfera terrestre apresenta uma longa cauda. Apesar da interação entre o vento solar e o campo magnético terrestre ocorrer na ausência de colisões, é transferido parte do momento e da energia do vento solar para o campo geomagnético que se expande na direção do fluxo do vento solar. A cauda magnética foi observada além de $200 R_E$. Uma grande fração desta energia armazenada na cauda é dissipada na região auroral e na magnetosfera interna [Parks, 1991].

1.1.2 Modelo de magnetosfera aberta

No cenário apresentado na seção anterior, na bainha magnética as linhas de campo são comprimidas contra a magnetopausa e arrastadas pelo fluxo turbulento, e em última análise deslizam ao redor da cavidade em direção aos flancos congeladas ao fluxo de plasma. No entanto, em períodos que o campo magnético interplanetário é direcionado antiparalelamente ao campo geomagnético, a condição de congelamento das linhas de campo magnético ao fluxo de plasma é relaxada na magnetopausa. O campo magnético interplanetário se difunde em relação ao fluxo de plasma, permitindo que os campos magnéticos terrestres e interplanetários se conectem através da fronteira. Este processo é conhecido como reconexão magnética. Dungey, nos anos 60, foi o primeiro a reconhecer a importância deste processo e estudou as suas conseqüências [Gonzalez *et al.*, 1994; Parks, 1991]. A Figura 4 apresenta esquematicamente o acoplamento do sistema Sol – vento solar – magnetosfera – ionosfera.

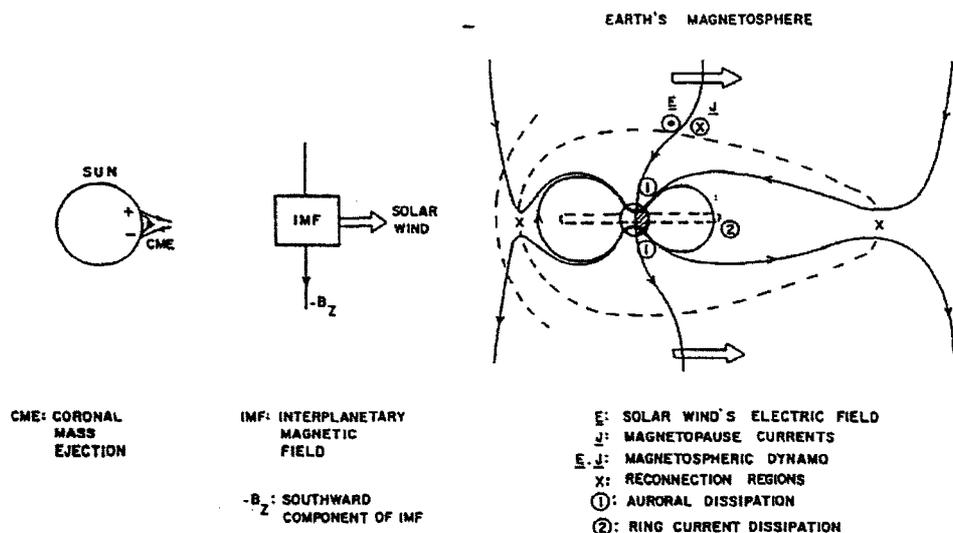


Figura 4. Representação esquemática do acoplamento em entre o meio interplanetário e a magnetosfera terrestre, mostrando o processo de reconexão e a injeção de energia no lado noturno da magnetosfera, o qual conduz a intensificação da corrente de anel. Fonte: Gonzalez, W.D., B.T. Tsurutani, e A.L.C. De Gonzalez, Interplanetary origin of geomagnetic storms, *Space Science Reviews*, 88 (3-4), 529-562, 1999.

O processo de reconexão magnética leva à formação de regiões na magnetopausa onde existe fluxo magnético para dentro da magnetosfera. A força magnética exercida sobre o plasma na região de reconexão o acelera para dentro da magnetopausa, resultando assim na formação de dutos que se contraem sobre a magnetopausa em direção aos pólos. Estes dutos são conduzidos pelo fluxo da bainha magnética e se estendem em uma longa cauda cilíndrica. Eventualmente, estes dutos abertos se fecham novamente por reconexão no centro da cauda magnética. Este processo forma tubos fechados em um lado do sítio de reconexão, o qual se contraem em direção à Terra e eventualmente fluem para o lado diurno onde o processo pode se repetir. No outro lado do sítio de reconexão, a força exercida pelo campo magnético sobre o plasma o acelera para fora da magnetosfera de forma que eventualmente volta a fazer parte do vento solar.

As linhas de campo magnético que tem sua origem nas regiões polares podem estar diretamente ligadas ao campo magnético interplanetário. Em condições quase estacionárias, a distribuição de potencial na magnetopausa é mapeada através dessas linhas de campo na ionosfera polar. A força magnética transfere momento do vento solar à magnetosfera e à ionosfera. O campo elétrico de reconexão é mapeado através das linhas de campo abertas às calotas polares, dando lugar a fluxos de plasma na direção contrária ao Sol. A taxa de transferência de energia via reconexão depende do fluxo magnético que é transferido por unidade de tempo.

O fluxo magnetosférico é mapeado na ionosfera. Este mapeamento consiste de dois vórtices com fluxo na direção oposta ao Sol de linhas de campo abertas sobre a calota polar e o retorno em direção ao Sol de linhas de campo fechadas em baixas latitudes. A diferença de potencial entre os focos dos vórtices é da ordem de 100 kV, e é associada a fluxos ionosféricos de várias centenas de m/s. O tempo total de todo o ciclo de convecção pode ser estimado a partir de medidas do fluxo ionosférico, e parece ser de aproximadamente 12 horas.

Mostrou-se que a direção e intensidade do campo magnético interplanetário desempenham um papel fundamental no transporte de energia desde o vento solar à magnetosfera e que o processo de reconexão magnética na magnetopausa é o principal responsável pela transferência de energia, com uma eficiência de aproximadamente 10% durante tempestades magnéticas intensas. A taxa de reconexão, e portanto o fluxo através da magnetosfera, é intenso quando o campo magnético interplanetário está direcionado para o sul, isto é, está direcionado antiparalelamente ao campo

geomagnético no equador. Quando o IMF está direcionado para o norte, no entanto, a reconexão equatorial não ocorre e o fluxo cessa.

1.1.3 Origem do plasma magnetosférico

O plasma magnetosférico se origina tanto do vento solar quanto da ionosfera terrestre. Devido ao processo de reconexão magnética no lado diurno, as regiões onde há fluxo magnético permitem a formação de dutos que servem como caminhos magnéticos ao longo dos quais o plasma da bainha magnética pode penetrar na magnetosfera. Desta forma, um fluxo de plasma flui alinhado às linhas de campo magnético abertas em direção à Terra, formando a população do lado diurno. Devido ao efeito de espelhamento magnético, a maior parte deste plasma é refletida de volta a parte frontal da magnetosfera. No entanto, devido ao fluxo sobre os pólos, parte do plasma é refletido em direção à cauda, formando o plasma que compõe o manto. Esse fluxo é intensificado pelo fluxo contínuo de plasma da bainha magnética através da magnetopausa na região da cauda. O fluxo através da magnetopausa leva ao movimento de convecção do plasma para o centro da cauda, atingindo esta região a uma distância entre 100 e 200 R_E [Parks, 1991].

A região interna da cauda é populada por feixes de baixas energias (10-100 eV) de prótons e íons de oxigênio provenientes da ionosfera (vento polar). Como consequência da baixa energia desses feixes o movimento de convecção os direciona para o plano central em uma região relativamente próxima a Terra, tipicamente $\sim 100 R_E$. Quando atinge o plano central, o plasma é acelerado a velocidades de 500-1000 km/s (energia de prótons de $\sim 1-5$ keV). Esse fluxo é direcionado para a Terra, formando a população da lâmina de plasma da cauda (*plasma sheet*) [Kivelson e Russell, 1995].

A reconexão na cauda normalmente ocorre em uma região próxima a $100 R_E$. Em períodos em que ocorrem distúrbios magnéticos esta região é mais próxima da Terra. O plasma que flui no centro do plano, na região de linhas abertas, é acelerado para fora da magnetosfera e eventualmente se junta novamente ao vento solar.

O plasma acelerado em direção a Terra é transportado em dutos fechados. As partículas oscilam de um hemisfério para o outro em consequência do efeito de espelhamento magnético. Como consequência das forças que atuam sobre o plasma, as partículas derivam a uma taxa

proporcional a sua energia, e são direcionadas de acordo com a sua carga elétrica. Esta população carrega a corrente elétrica do centro da cauda exigida pela lei de Ampère.

A densidade e a temperatura da lâmina de plasma aumentam à medida que o plasma se aproxima da Terra em consequência da compressão que sofre. Quando entra na região interna da magnetosfera e realiza o movimento de convecção para o lado diurno, forma uma corrente elétrica direcionada para o oeste, a corrente de anel (*ring current*).

Na região de linhas fechadas o plasma tende a corrotacionar com a Terra. Em condições estacionárias esta região se estende, no plano equatorial, a uma distância entre 4 e 5 R_E . Ela é preenchida por um plasma de densidade alta e temperatura baixa composto de íons de hidrogênio e hélio que se origina no topo da ionosfera, formando a plasmasfera. Fora desta região, o plasma de origem ionosférica é bem menos denso em consequência do aquecimento e dos processos de perda, enquanto que o plasma proveniente da cauda é caracterizado pela sua baixa densidade e alta temperatura.

O tamanho da plasmasfera não é constante. Esta região se estende a distâncias mais afastadas durante períodos em que a convecção magnetosférica é menos intensa, enquanto que durante períodos em que há uma intensificação do fluxo convectivo ela se contrai. O plasma que é acumulado na região externa é transportado para o lado diurno da magnetosfera e é trocado pelo plasma proveniente da cauda.

1.1.4 *Resposta da magnetosfera às variações do vento solar*

Como foi mencionado anteriormente, o processo de reconexão magnética está associado à direção do campo magnético interplanetário em relação ao campo magnético terrestre. Como consequência, a variabilidade do fluxo do vento solar, bem como da direção e intensidade do campo magnético interplanetário controla o fluxo magnetosférico em escalas de tempo de minutos a horas. Os dois principais processos desencadeados na magnetosfera terrestre por esta configuração do campo magnético interplanetário são as tempestades magnéticas e as subtempestades. Apesar das subtempestades serem bem mais frequentes que as tempestades, em termos globais, as tempestades constituem o principal processo dinâmico no geoespaço.

A resposta da magnetosfera ao aumento de fluxo de plasma controlado pelo processo de reconexão não é imediata. O sistema, particularmente a cauda magnética, tem um tempo característico de evolução de 1-2 h. Esta resposta é conhecida como subtempestade magnética (*magnetic substorm*). Desta forma, uma subtempestade pode ser definida como um processo transiente que se inicia no lado noturno da Terra, e que no qual uma quantidade significativa de energia, que deriva da interação vento solar-magnetosfera, é depositada na região auroral e na magnetosfera [Rostoker *et al.*, 1980]. Uma subtempestade é constituída por três fases distintas: a fase de desenvolvimento; a fase de expansão; e a fase de recuperação. A fase de desenvolvimento é aquela em que a energia extraída do vento solar é inicialmente armazenada na cauda magnética, enquanto que uma pequena quantidade é dissipada na corrente de anel e na ionosfera. A fase de expansão é a fase onde a energia é liberada e na qual as partículas são injetadas em uma órbita síncrona, a cauda se contrai, e as auroras e eletrojetos se desenvolvem na ionosfera. A fase de recuperação é o intervalo necessário para a configuração anterior a subtempestade ser restabelecida.

A principal característica de uma tempestade magnética é a injeção, o transporte e a perda de partículas carregadas que constituem a corrente de anel. Este processo é controlado pelas condições do vento solar e pelos processos dinâmicos da magnetosfera. O principal processo de injeção de energia na magnetosfera terrestre é a reconexão magnética entre o campo magnético interplanetário e o campo geomagnético. O transporte se dá pela intensificação do processo de convecção magnetosférica, e o decaimento da corrente de anel está associado à quatro processos de perdas de partículas: fluxo de partículas através da magnetopausa diurna, trocas de carga, interações de Coulomb e interações onda-partícula [Gonzalez *et al.*, 1994; Kamide *et al.*, 1998a; McPherron, 1997].

2 Visão Global da Tese

O Sol é a fonte primária de energia para a Terra. As radiações emitidas pelo Sol apresentam variações em escalas de tempo de segundos a centenas/ milhares de anos. As consequências para os seres humanos destas variações vão desde a ocorrência de auroras até danos significativos em sistemas tecnológicos que estão se tornando cada vez mais importantes para a vida cotidiana. Por exemplo, os sistemas de transmissão de energia elétrica e os enlaces de comunicação se mostraram vulneráveis a fenômenos solares. Também foram observados danos em sensores e nos sistemas de controle, navegação e comando de satélites. Astronautas também ficam expostos durante operações fora das espaçonaves [Joselyn, 1998]. A Figura 5 apresenta ilustrativamente os principais efeitos do clima espacial sobre atividades humanas no espaço e no solo.

Desde os tempos de Galileu sabe-se que o Sol apresenta características peculiares em sua superfície e que não é estático. Além da luz solar ordinária, há três classes de emanações solares que podem ser diretamente associadas com efeitos na Terra: radiação emitida durante erupções solares (*solar flares*), partículas solares energéticas, e heterogeneidades no vento solar que causam tempestades magnéticas.

O aumento das atividades espaciais da sociedade moderna, bem como da futura exploração planetária, demanda uma melhor compreensão dos processos dinâmicos que ocorrem no espaço. A dinâmica do clima espacial e os impactos na sociedade são desafios tanto para a comunidade científica quanto para a indústria de satélites, companhias aéreas, sistemas de defesa, indústrias de óleo e minerais, indústria de energia elétrica, seguros, companhias de telecomunicações, usuários e provedores de sistemas de posicionamento. A *Climatologia espacial* está em uma posição similar à meteorologia no início do século 20. Por causa do especial interesse físico e complexidade das tempestades espaciais, bem como o seu impacto social e econômico em significantes sistemas tecnológicos, há uma grande motivação para a compreensão da dinâmica do clima espacial e o aprimoramento da funcionalidade das ferramentas de previsão [Joselyn, 1998].

Inserido neste contexto, com o objetivo de apresentar um método de previsão de tempestades magnéticas intensas, é discutido neste trabalho a cadeia de eventos que se originam na atmosfera solar e governam as condições do *Clima Espacial*.

Os estudos realizados e o método de previsão de tempestades magnéticas intensas foram agrupados em quatro capítulos, descritos brevemente nas próximas subseções.

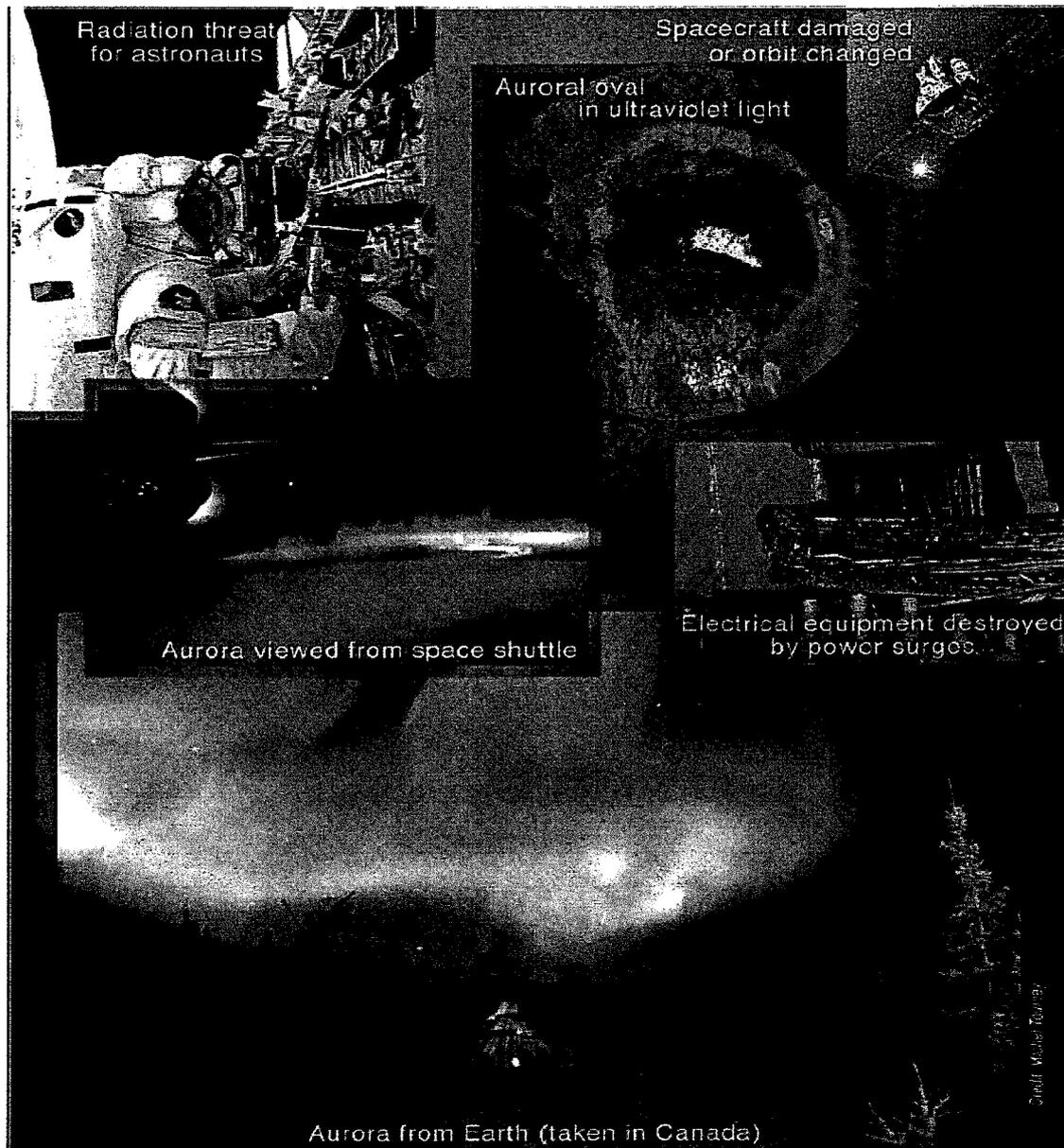


Figura 5. Efeitos das tempestades magnéticas sobre atividades humanas no espaço e sistema tecnológicos aeroespaciais. Fonte: *The Solar and Heliospheric Observatory Portfolio 2001*, disponível em <http://sohowww.nascom.nasa.gov>

2.1 Estruturas interplanetárias geofetivas

No estudo apresentado no Capítulo II, foram analisados os parâmetros de plasma, composição, grau de ionização e campo magnético medidos no meio interplanetário por instrumentos a bordo das sondas WIND, SOHO e ACE. Foram consideradas estruturas geofetivas aquelas associadas com períodos em que o índice Dst registrou valores mínimos menores que -80nT ($D_{st} < -80\text{nT}$). No conjunto de dados estudado foram selecionados 60 eventos.

As tempestades magnéticas foram classificadas quanto à intensidade em três classes: Classe I ($-150\text{nT} < D_{st} \leq -80\text{nT}$); Classe II ($-250\text{nT} < D_{st} \leq -150\text{nT}$); e, Classe III ($D_{st} \leq -250$). Foram identificados 38 (63.3%) eventos da Classe I, 17 (28.3%) eventos da Classe II e 5 (8.3%) eventos da Classe III. Os eventos selecionados foram classificados de acordo com as assinaturas dos parâmetros de plasma, composição e campo magnético como: (a) ejeções de massa coronal [ICMEs] (40%); (b) feixes rápidos corrotantes [HSS] (13%); (c) ejeções de massa coronal + feixes rápidos corrotantes (22%); e, (d) indeterminados (25%). Cerca de 70% dos eventos ICME e 76% dos eventos ICME+HSS foram identificados como nuvens magnéticas.

As nuvens magnéticas foram classificadas como tendo polaridade SN se o campo magnético rota de sul para norte e NS se o campo magnético rota de norte para sul. As nuvens que apresentam o eixo axial com uma grande inclinação foram classificadas com sendo nuvens em Y. Observou-se que aproximadamente 54% das tempestades causadas por ICMEs são da Classe I, 33% da Classe II e 12% da Classe III, enquanto que 61% das tempestades causadas por ICMEs+HSS são da Classe I e 38% são da Classe II. As tempestades da Classe II tendem a serem causadas por ICMEs seguidos ou não por HSS enquanto que tempestades da classe III tendem a ser causadas por ICMEs não seguidos por HSS. Os resultados obtidos sugerem que as tempestades superintensas (Classe III) são causadas por ICMEs isolados. Isto ocorre porque estes ICMEs são mais rápidos que os feixes corrotantes o que inibe as interações na parte traseira. Estes eventos rápidos também estão associados com fortes compressões na parte frontal da nuvem. Verificou-se a ocorrência de campos magnéticos intensos direcionados para o sul na região da bainha magnética, na própria ejeção e na parte traseira.

Neste capítulo também foi realizada uma análise espectral do ângulo de rotação do vetor campo magnético, em GSM, no plano y-z. A análise por ondeletas permite identificar as principais

escalas temporais, sem comprometer sua identificação temporal dos eventos. Esta análise é essencial para se realizar a previsão do perfil do campo magnético durante a passagem de estruturas geofetivas.

2.2 Condições interplanetárias necessárias para ocorrência de tempestades intensas

No Capítulo III é apresentado um estudo das condições necessárias para ocorrerem tempestades magnéticas intensas, diferenciando a origem interplanetária destas tempestades. Neste estudo, foram investigadas 12 tempestades magnéticas causadas por estruturas associadas com a passagem de nuvens magnéticas, que foram selecionadas dentro do conjunto de nuvens observadas entre 1973 e 2000. Foram selecionados eventos em que a fase principal apresentava evolução em uma etapa e que existiam dados dos parâmetros de plasma suficientes para identificar a ocorrência de campos na bainha e/ou a estrutura da nuvem magnética e sua polaridade. Os eventos foram agrupados de acordo com a polaridade da nuvem magnética como: (1) SN se apresentam uma rotação do campo magnético da direção sul para norte; (2) NS se apresentam uma rotação da direção norte para sul; e, (3) Y se o eixo da nuvem apresenta uma substancial inclinação em relação ao plano eclíptico. As tempestades que evoluíram devido a ocorrência de campos magnéticos na região da bainha foram classificados com eventos S. Conforme proposto por [O'Brien e McPherron, 2000], neste estudo utilizamos uma função de injeção de energia e o tempo de decaimento proporcional ao campo elétrico interplanetário na direção amanhecer-anoitecer. Como medida da geofetividade foi utilizado o tempo de integração da equação de balanço de energia necessário para atingir um limiar pré-estabelecido. Para cada evento foi estimado o tempo de integração para o índice Dst atingir os níveis de atividade de -25 , -50 , -75 e $-100nT$. Os resultados obtidos indicam que as tempestades causadas por campos na região da bainha magnética evoluem de forma mais rápida que os demais grupos e as tempestades causadas por nuvens Y apresentam a evolução mais lenta. O elemento determinante para a diferente evolução destas tempestades parece ser o perfil de B_z e, portanto, da função de injeção de energia. Na região da bainha se observam rotações rápidas do campo magnético para o sul o que conduz a uma alta taxa de injeção de energia na magnetosfera e conseqüentemente a uma evolução mais rápida da fase principal. No interior da nuvem magnética ocorrem rotações suaves por um longo período de tempo. Apesar destes campos

serem intensos e de longa duração, a taxa de injeção de energia é menor que a apresentada em campos na bainha. A polaridade das nuvens magnéticas também se mostrou um fator determinante no tempo de integração. Novamente, o perfil de Bz conduz a uma taxa de injeção de energia diferenciada para cada configuração. Observou-se que as nuvens SN causam tempestades que evoluem de maneira mais rápida que as nuvens NS e Y. Para investigar em mais detalhes a dependência do tempo de integração em relação ao perfil do campo magnético utilizamos o modelo de nuvens magnéticas *force-free* proposto por *Bulaga [1988]* para construir perfis do campo magnético. Utilizamos a dependência da velocidade em relação ao valor máximo de B proposto por [*Gonzalez et al., 1998*] para estimar o campo elétrico e a função de injeção de energia e de decaimento. Os resultados obtidos confirmaram a dependência do tempo de integração em relação à polaridade do campo magnético. Em uma extensão deste estudo investigamos tempestades magnéticas intensas que ocorreram entre 1998 e 2001. Conforme discutido no capítulo II, uma importante fonte de campos intensos direcionados para o sul são compressões na região traseira das ejeções devidas a feixes rápidos ou a outras ejeções. Estes eventos também apresentam tempos de integração similares aos dos campos na bainha. Um fator que pode ser importante na eficiência da injeção de energia é que campos na bainha e na parte traseira ocorrem em regiões de beta alto, enquanto que os campos que ocorrem nas nuvens ocorrem em regiões de beta baixo.

2.3 Condições da Magnetosfera Durante Tempestades Magnéticas Intensas

No Capítulo IV, é investigada a resposta global da magnetosfera durante a passagem de estruturas interplanetárias geoféticas. Para estudar a resposta da magnetosfera a diferentes configurações do campo magnético foram investigadas 85 nuvens magnéticas observadas entre 1965 e 1997. Para todo este conjunto de dados, foram selecionados 49 eventos para os quais os parâmetros de plasma e campo magnético foram contínuos o suficiente para identificar a estrutura do campo magnético das nuvens.

Um segundo conjunto de tempestades magnéticas intensas, estudadas anteriormente no capítulo II, também foram analisados quanto à evolução da fase principal. Estas tempestades estão associadas com um conjunto mais amplo de estruturas geoféticas que o primeiro conjunto, e foi utilizado para comparar com os resultados obtidos para o primeiro conjunto. Os eventos

selecionados foram subdivididos de acordo com a rotação do campo magnético de sul para norte (SN) ou vice versa (NS). Para estas configurações as nuvens magnéticas geralmente possuem seu eixo axial sobre o plano eclíptico. No entanto, também foram identificadas nuvens que possuem uma substancial inclinação do eixo axial em relação ao plano eclíptico, isto é, o eixo axial da nuvem é próximo a direção z. Estas nuvens foram classificadas como nuvens Y por apresentarem a rotação do campo no eixo y. O conjunto de dados foi agrupado em três classes de acordo com a intensidade das tempestades magnéticas, definidas pelo valor mínimo do Dst: fracas ($Dst > -50\text{nT}$), moderadas ($-100\text{nT} < Dst \leq -50\text{nT}$) e intensa ($Dst \leq -100\text{nT}$). As tempestades magnéticas foram classificadas de acordo com a evolução do índice Dst através da fase principal até atingir o valor mínimo. Elas foram classificadas em três grupos: Tipo I, Tipo II e Tipo III. As tempestades do Tipo I são aquelas que apresentam a assinatura clássica das tempestades magnéticas, consistindo de uma fase principal e uma fase de recuperação subsequente. As tempestades do Tipo II são aquelas que apresentam uma evolução da corrente de anel em duas etapas, isto é, um decréscimo em duas etapas no Dst. Por fim, as tempestades do Tipo III são aquelas em que se observa uma evolução da corrente de anel em três ou mais etapas.

A investigação estatística e a associada à resposta da magnetosfera, medida pelo índice Dst, indica a existência de distintas classes de tempestades magnéticas que se desenvolvem em três ou mais etapas. Estimou-se que cerca de 20% das tempestades magnéticas intensas apresentam o desenvolvimento de sua fase principal em três ou mais etapas. As características mais importantes observadas neste estudo com relação a polaridade das nuvens magnéticas são: (a) nuvens magnéticas SN tendem a causar tempestades magnéticas moderadas ou intensas com um desenvolvimento em duas etapas devido aos campos magnéticos na região da bainha magnética e na própria nuvem; (b) nuvens magnéticas NS tendem a causar tempestades magnéticas com o desenvolvimento em uma fase devido a grande separação entre os campos direcionados para o sul e na nuvem; (c) nuvens magnéticas com uma substancial inclinação do eixo axial em relação ao plano eclíptico parecem conduzir a tempestades magnéticas quando campos magnéticos de longa duração são observados.

Neste capítulo também se apresenta uma metodologia para estimar o índice geomagnético simétrico (Sym) baseada na análise por ondeletas das séries temporais do componente H do

campo geomagnético observadas em médias latitudes em estações localizadas em Kakioka (KAK), Honolulu (HON), Hermanus (HER) e San Juan (SJG). A tempestade magnética observada em fevereiro de 1999, causada por campos magnéticos intensos direcionados para o sul após um choque frontal, é apresentado para exemplificar o procedimento de derivação do índice sym e as capacidades desta análise no estudo do acoplamento entre o vento solar e a magnetosfera. Mostra-se que variações de longo período do índice Sym se correlaciona linearmente com as variações de mesmo período do componente H do campo geomagnético e que a contribuição de variações de curtos períodos ao índice Sym é contaminada por sistemas de correntes localizadas tais como a corrente parcial e as correntes alinhadas.

Sabe-se há muito tempo que durante a fase principal de tempestades magnéticas se observa uma corrente parcial que se desenvolve no setor do anoitecer. Neste capítulo também é proposta uma metodologia original para se separar variações espaciais e temporais observadas no campo magnético em médias latitudes. Como discutido anteriormente, os registros do campo magnético em médias latitudes tem sido utilizados como monitor do estado da corrente de anel e foi cedo reconhecido que apesar de ser um bom monitor é contaminado por sistemas de correntes assimétricas tais como a corrente de anel parcial. Desta forma, durante uma tempestade magnética as estações geomagnéticas amostram diferentes sistemas de correntes. Desta forma, as variações registradas são devidas as variações espaciais e temporais destes sistemas de correntes.

2.4 Previsão de Tempestades Magnéticas

No capítulo V é apresentado um método de previsão da ocorrência e da intensidade de tempestades magnéticas intensas baseado nas características físicas das estruturas interplanetárias geoeftivas e do acoplamento vento solar–magnetosfera. As estruturas geoeftivas foram identificadas a partir de observações dos parâmetros de plasma e campo magnético realizadas no ponto Lagrangeano interno L1 do sistema Sol-Terra e o estado da magnetosfera foi monitorado pelo índice Dst. O ponto inicial foi o modelo estatístico de identificação e previsão de estruturas interplanetárias proposto por [Chen *et al.*, 1996]. Um estudo detalhado deste algoritmo utilizando o conjunto de dados do ACE para o período de 1998-2000 mostrou que este algoritmo é capaz de prever se a magnetosfera atingirá um determinado nível de atividade ($Dst < -80nT$) com uma precisão de aproximadamente 80% e antecedência desde algumas horas até 10 horas. Verificou-se que a ocorrência de alarmes falsos e de períodos em que o algoritmo não é capaz de prever a

ocorrência de tempestades magnéticas são devidos principalmente a três fatores: (1) a taxa de rotação do campo magnético durante eventos geofetivos não é constante, como assumido; (2) o componente direcionado para o sul do campo magnético interplanetário é o parâmetro mais importante no acoplamento vento solar – magnetosfera, mas não é o único; e, (3) o algoritmo não leva em consideração as condições da magnetosfera anteriores a ocorrência do evento que está sendo analisado, isto é, não é capaz de acompanhar adequadamente a ocorrência de injeções múltiplas de energia.

No algoritmo proposto neste capítulo são incorporadas duas importantes características físicas do acoplamento vento solar – magnetosfera durante a ocorrência de tempestades magnéticas intensas. Primeiro são estudados três parâmetros indicativos da geofetividade das estruturas interplanetárias: E_{ym} , o valor máximo do campo elétrico interplanetário na direção leste-oeste; $Dp1$, o valor máximo da variação do Dst devido ao evento analisado, considerando uma função de injeção de energia constante durante a duração do evento; e, $Dp2$, o valor máximo da variação do Dst devido ao evento analisado, considerando uma função de injeção de energia senoidal. O segundo aspecto é a inclusão de uma estimativa do valor do Dst ($Dst0$) anterior ao início do evento que está sendo analisado. A estimativa do valor do Dst anterior ao início do evento pode ser obtida através dos parâmetros do vento solar observados utilizando modelos tais como o de [Burton *et al.*, 1975] ou através de estimativas em tempo real do índice Dst obtidas através de medidas do componente H do campo magnético realizado em estações localizadas em latitudes médias. Com a incorporação destas duas características ao modelo houve um aumento da precisão do algoritmo e se introduziu a estimativa dos valores futuros de importantes parâmetros do acoplamento do vento solar – magnetosfera, tais como o E_{ym} , F_m , τ_m , e do valor mínimo do Dst (D_p). Com isto é possível não só prever se o Dst atingirá um determinado limiar, mas também é possível estimar com razoável precisão o valor do Dst , com um nível de antecedência muito superior aos algoritmos que utilizam processamento de séries temporais.

Mostra-se que é possível realizar previsões bem sucedidas após examinar cerca de 20% de uma estrutura geofetiva. Para eventos de longa-duração com campo magnético direcionado para o sul, tais como nuvens magnéticas o tempo de previsão pode ser desde algumas horas até 10 horas.

CAPITULO II

ESTRUTURAS INTERPLANETÁRIAS GEOEFETIVAS

1 Introdução

Neste capítulo será discutida a origem interplanetária das tempestades magnéticas intensas observadas durante a fase ascendente e máximo do ciclo solar 23. As condições do geoespaço são controladas pela dinâmica do vento solar e, em última instância, pela dinâmica da atmosfera solar.

O vento solar é heterogêneo tanto espacialmente quanto temporalmente. As causas desta heterogeneidade são os processos físicos que ocorrem no interior do Sol e tornam a atmosfera solar altamente variável. Um elemento importante neste processo é o campo magnético gerado na camada de convecção e que se estende até a coroa e é carregado pelo vento solar através do meio interplanetário. Este campo magnético afeta a simetria esférica da expansão do vento solar e a suprime em algumas regiões [Kivelson e Russell, 1995; Parks, 1991].

Em uma primeira aproximação, o campo magnético solar pode ser representado por um modelo dipolar. A principal característica deste modelo é que o campo magnético define duas regiões distintas. Em um dos hemisférios o campo magnético está direcionado para o Sol, enquanto que no outro hemisfério na direção oposta. Estas duas regiões são separadas pela lâmina de corrente heliosférica. Em altas latitudes, o plasma que compõe a coroa solar se expande ao longo das linhas de campo magnético, enquanto na região equatorial o plasma da coroa é aprisionado [Kivelson e Russell, 1995].

Este padrão magnético não é usualmente simétrico em relação ao eixo de rotação do Sol e também não é puramente dipolar. No último caso, o equador magnético que separa o campo magnético interplanetário direcionado para o sol e a partir do sol é torcido. Desta forma, à medida que o Sol rota, é gerado o padrão de setores magnéticos observado no campo magnético

interplanetário. Além disso, a órbita descrita pela Terra não está no mesmo plano de rotação solar, de forma que durante o decorrer de um ano a Terra passa seis meses acima do plano de rotação solar e seis meses abaixo dele. Estas excursões podem resultar que observações realizadas no plano eclíptico apresentam campos predominantes direcionados para o sol e seis meses depois na direção contrária, mas quando considerados longos períodos são quase igualmente distribuídos. O ângulo que o campo magnético faz com o plano eclíptico está principalmente ao longo da espiral, mas o ângulo desta espiral pode abranger 360° [Kivelson e Russell, 1995].

As regiões de linhas de campo magnético fechado permitem o aumento da densidade e da temperatura no equador magnético ou *streamer belt*. Nas regiões dos buracos coronais o vento solar flui livremente e as linhas de campo são abertas. Nestas regiões a densidade e temperatura são menores. A conexão dos buracos coronais e o vento solar foi demonstrada através da reconstrução das linhas de campo para trás em direção ao sol com um modelo MHD [Linker et al., 1999]. O modelo também reproduz as variações de intensidade vistas no *streamer belt*.

Uma vez que o *streamer belt* é aproximadamente equatorial, pelo menos durante o mínimo solar, o vento solar lento é encontrado próximo ao plano eclíptico e o vento solar rápido é encontrado em altas latitudes. O perfil latitudinal do vento solar medido pela sonda Ulisses sugere que há uma dicotomia das propriedades do vento solar organizada ao redor da lâmina de corrente heliosférica, com um lento e denso vento solar próximo a regiões equatoriais e um fluxo rápido e rarefeito em altas latitudes.

No entanto, apesar das propriedades do vento solar tais como composição serem ordenadas pela velocidade do vento solar, este controle parece ser uma mudança contínua e não há uma alteração súbita nas propriedades em uma velocidade particular.

A conclusão sobre controle magnético da expansão do vento solar é que a divergência do campo magnético medido na fonte localizada na superfície se correlaciona bem, mas negativamente, com a velocidade do vento solar. Quando o fluxo magnético coronal é direto e radial o vento solar é rápido e onde ele diverge fortemente é lento [Wang e Sheeley, 1990a, b].

Durante o máximo solar os buracos coronais e as regiões de divergência dos tubos de fluxo magnético estão mais espalhados pela superfície solar do que durante o mínimo, o que explica o amplo intervalo de velocidades do vento solar, quase independentemente de sua latitude heliográfica. Durante a fase de declínio da atividade solar, quando a lâmina de corrente tem uma grande inclinação em relação ao equador magnético, mas os campos coronais se apresentam mais ordenados, estruturas rápidas/ lentas são observadas.

O controle do vento solar pela estrutura magnética do Sol tem conseqüências diretas nas condições do geoespaço. Por exemplo, no decorrer de um ano, à medida que a Terra se move de regiões próximas ao equador rotacional para latitudes mais altas (7°) em Março e Setembro, ela pode encontrar mais freqüentemente feixes rápidos do vento solar e, portanto encontrar forçantes geomagnéticos maiores. Outro efeito importante é a variação anual que afeta a atividade geomagnética. Durante o decorrer do ano, quando o dipolo terrestre está mais próximo ou mais afastado do plano eclíptico em uma direção perpendicular a linha Sol-Terra, ele pode encontrar campos magnético interplanetários direcionados para o sul mais intensos, apesar destes campos estarem no plano eclíptico. Ambos os efeitos podem ser responsáveis pelas variações semianuais da atividade geomagnética porque esta é controlada tanto pela velocidade quanto pelo campo magnético do vento solar [Richardson *et al.*, 2000].

[Richardson *et al.*, 2000] estudaram a contribuição de vários tipos de estruturas do vento solar (CMEs, feixes rápidos e o vento solar lento) para os valores médios do índice de atividade geomagnética aa. Eles estimaram que os feixes rápidos corrotantes contribuem com 70% do valor medido do aa fora do máximo solar e aproximadamente 30% durante o máximo solar. As estruturas relacionadas aos ICMEs (choques, fluxos posteriores aos choques e as ejeções propriamente ditas) contribuem com aproximadamente 50% do <aa> durante o máximo solar e menos de 10% durante o mínimo. O vento solar lento contribui com cerca de 20% do <aa> em todos os períodos do ciclo solar.

Portanto, durante o período de atividade solar máxima os fenômenos mais importantes são as erupções solares (*solar flares*) e as proeminências eruptivas (*eruptive prominence*), ambos associados às ejeções de massa coronal (CMEs – *Coronal Mass Ejections*). A Figura 6 apresenta uma seqüência

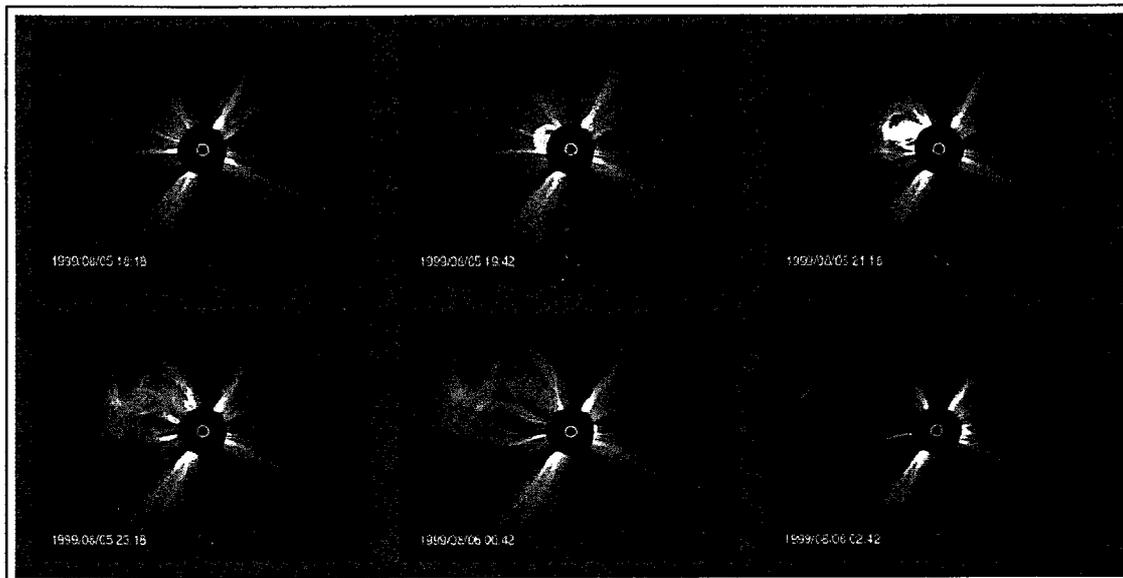


Figura 6: Sequência de imagens apresentando o progresso de uma ejeção de massa claramente definida entre 5-6 de agosto de 1999, obtida pelo SOHO/ LASCO C3.

de imagens apresentando o progresso de uma ejeção de massa claramente definida entre 5-6 de agosto de 1999 obtida pelo SOHO/ LASCO C3.

Os buracos coronais, nesta fase do ciclo solar, estão presentes em latitudes médias e baixas. Suas dimensões são pequenas e não se estendem dos pólos para o equador como frequentemente acontece durante a fase descendente do ciclo solar.

No meio interplanetário os fenômenos predominantes estão associados à propagação do material remanescente de *CMEs* através da heliosfera. No decorrer deste texto utilizaremos o termo *ICMEs*, do inglês *Interplanetary Coronal Mass Ejections*, para nos referirmos a estes fenômenos, tendo em vista que outras nomenclaturas também são utilizadas na literatura [Schwenn, 1996].

Durante a fase descendente do ciclo solar a atividade magnética está associada a ocorrência de feixes corrotantes (*corotating streams*). A existência de feixes corrotantes foi inferida a partir dos seus efeitos na atividade geomagnética muito antes de sua existência ter sido estabelecida por observações *in situ*.

A fonte dos feixes corrotantes foi discutida por mais de 80 anos. Foi demonstrado que os feixes corrotantes se originam nos buracos coronais (*coronal holes*), os quais estão associados com regiões de linhas de campo magnético abertas. Os buracos coronais se estendem desde regiões polares até o equador. Eles aparecem como regiões escuras em imagens do Sol em raio-X. São regiões de baixa densidade e temperatura. A densidade baixa observada nos feixes corrotantes é consequência da baixa densidade de suas fontes. A periodicidade de 27 dias também é devida à sua origem solar. A ocorrência de ondas de Alfvén de grande amplitude em feixes de alta velocidade está associada a ocorrência destas ondas nos buracos coronais.

O número de tempestades magnéticas intensas durante o período de atividade solar máxima é bem maior que durante o período de atividade mínima. No entanto, o mesmo não pode ser dito para a atividade da região auroral. O fenômeno interplanetário responsável pelas subtempestades durante este período são os prolongados intervalos em que ocorre flutuações de grande amplitude do componente z do IMF. Apesar do valor médio de Bz ser próximo a zero, as flutuações de grande amplitude provêm intensos campos sul durante intervalos suficientes para a geração de subtempestades através do processo de reconexão. Estas flutuações foram identificadas como ondas de Alfvén que se propagam a partir do Sol nos feixes corrotantes que emanam dos buracos coronais. Este período foi denominado *High Intensity Long Duration Continuous AE Activity* (HILDCAA) [Gonzalez et al., 1999; Tsurutani e Gonzalez, 1987].

Nas duas próximas seções serão apresentados os instrumentos utilizados para realização deste estudo e o procedimento utilizado para a análise dos dados, incluindo os critérios para seleção dos eventos e classificação quanto à intensidade e à origem interplanetária. Na última seção são apresentados os principais resultados. Por último, são apresentadas as principais conclusões.

2 Instrumentação

Foram utilizadas medidas dos parâmetros de plasma (temperatura, densidade e velocidade de prótons), campo magnético (intensidade e componentes ortogonais), composição (Ne/O, Mg/O, Fe/O e He/H) e grau de ionização (C^{5+}/C^{6+} e O^{7+}/O^{6+}) realizadas no meio interplanetário pelas sondas WIND, SOHO (*Solar and Heliospheric Observatory*) e ACE (*Advance Composition Explorer*).

O WIND foi lançado em 1 de novembro de 1994, o SOHO em 2 de dezembro de 1995 e o ACE em 25 de agosto de 1997. A Figura 7 apresenta as órbitas descritas por estes satélites entre janeiro de 1997 e dezembro de 2001. O WIND, o SOHO e o ACE são representados nestas figuras pelas curvas vermelha, verde e azul, respectivamente. As sondas SOHO e ACE orbitam o ponto de libração L1, que é o ponto de equilíbrio gravitacional do sistema Sol-Terra, localizado a cerca de 1,5 milhões de quilômetros da Terra e 148,5 milhões de quilômetros do Sol. Ambos possuem órbitas elípticas. O Wind descreveu uma órbita bem mais complexa durante este período, permanecendo a maior parte do tempo no meio interplanetário.

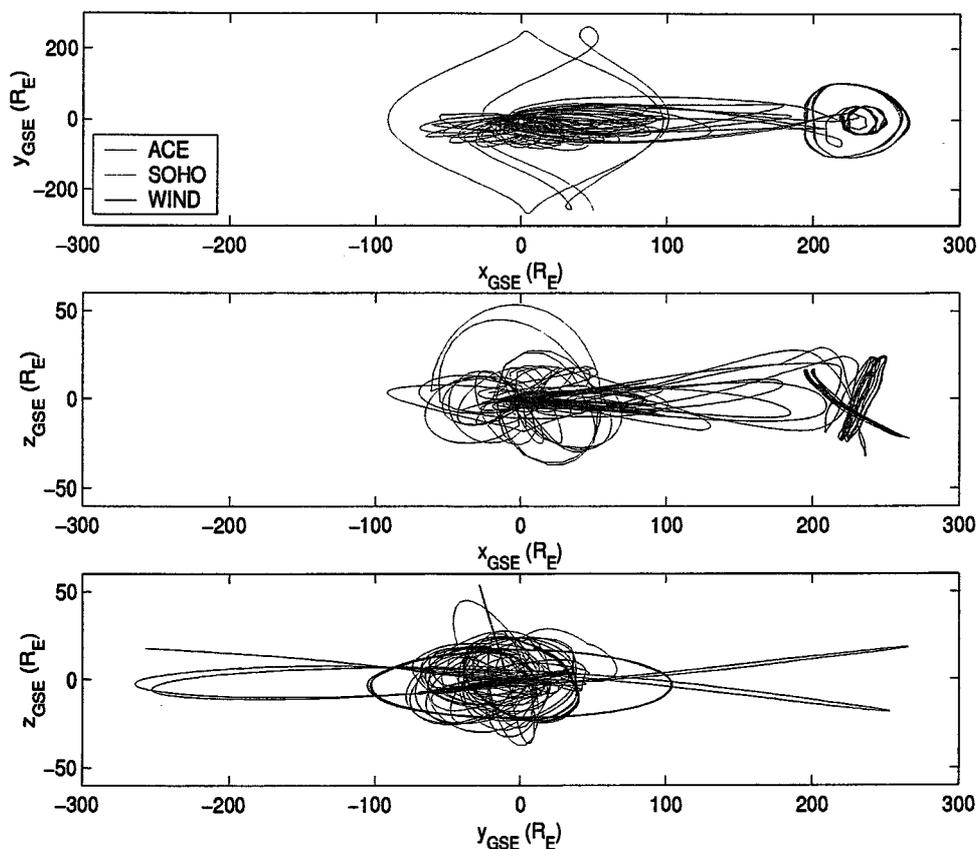


Figura 7: Projeção nos planos x-y, x-z e y-z das órbitas descritas pelos satélites ACE, SOHO e WIND de janeiro de 1997 à dezembro de 2001.

As medidas do campo magnético interplanetário foram realizadas pelos instrumentos WIND/ MFI (Magnetic Fields Investigations) e ACE/ MAG (Magnetic Field Experiment). As medidas dos parâmetros de plasma foram realizados pelos instrumentos WIND/ SWE (Solar Wind Experiment), SOHO/ CELIAS/ MTOF/ PM (*Charge, Element, and Isotope Analysis System – Mass Time-Of-Flight Sensor - Proton Monitor*) e ACE/ SWEPAN (*Solar Wind Electron, Proton, and Alpha Monitor*). As medidas da composição e dos estados de carga dos íons do vento solar foram realizadas pelo instrumento ACE/ SWICS (*Solar Wind Ion Composition Spectrometer*) e ACE/ SWIMS (*Solar Wind Ion Mass Spectrometer*). Os instrumentos WIND/ MFI e SWE são descritos por [Lepping et al., 1995] e [Ogilvie et al., 1995], o instrumento SOHO/ CELIAS é descrito por [Hovestadt et al., 1995] e os instrumentos a bordo do ACE são descritos por [Stone et al., 1998].

Para a realização deste estudo foi selecionado o período de janeiro de 1997 a dezembro de 2001. Este período foi selecionado porque existem observações quase contínuas das condições do vento solar e da magnetosfera terrestre, compreendendo a fase ascendente e máxima do ciclo solar 23.

Os dados medidos pelos instrumentos a bordo das sondas WIND e SOHO estão disponíveis quase continuamente para este intervalo. Os dados do instrumento ACE/ MAG estão disponíveis a partir de setembro de 1997 e dos instrumentos ACE/ SWEPAN, SWICS e SWIMS estão disponíveis a partir de novembro de 1997.

Os dados destas missões foram obtidos junto ao banco de dados do Projeto ISTP (*International Solar Terrestrial Physics Project*). Este programa é um esforço da comunidade científica internacional para realizar investigações simultâneas do meio interplanetário e do geoespaço através de missões espaciais complementares, observações realizadas a partir do solo e modelagem teórica.

3 Análise de dados

3.1 Seleção de eventos

Foram selecionadas as estruturas interplanetárias geofetivas observadas entre janeiro de 1997 e dezembro de 2001. Para monitorar o nível de atividade da corrente de anel foram utilizados os índices Dst e Sym. O processo de derivação destes índices é discutido no Capítulo III. Ambos os índices são calculados pelo *World Data Center for Geomagnetism, Kyoto* e estão disponíveis para

consulta através da internet no endereço <http://swdcdb.kugi.kyoto-u.ac.jp/dstdir/>. O índice S_{ym} é uma versão em alta resolução (1min) do índice D_{st} e é apropriado para identificar eventos que ocorrem em escalas de tempo menores que 1h, como por exemplo, a ocorrência de impulsos súbitos.

Tempestades magnéticas são perturbações súbitas e intensas no campo magnético terrestre. A primeira questão que deve ser discutida é em que nível estas perturbações se tornam intensas para serem consideradas tempestades magnéticas. Os critérios para classificar períodos em que o campo geomagnético se encontra perturbado com tempestades magnéticas foram discutidos por [Gonzalez *et al.*, 1994]. A corrente de anel é um sistema de correntes permanente, de forma que se assume que o D_{st} registra variações na corrente de anel, isto é, durante períodos quietos o índice D_{st} deveria apresentar valores próximos a zero. No entanto, valores do D_{st} próximos a zero não são típicos. [Gonzalez *et al.*, 1994] discutiram que durante o período de 1976-1986 o valor médio do D_{st} variou entre -20 e -10 nT e que uma análise dos dias quietos de 1979 sugeria uma linha de base de aproximadamente -20 nT. Tendo em vista que o D_{st} apresenta valores entre -600 e 100 nT, isto significa que o fato da corrente de anel estar intensificada (valores negativos do índice D_{st}) não representa necessariamente a ocorrência de uma tempestade magnética. Então foi sugerido que a distribuição dos valores horários pode servir de guia. Durante 1976-1986, aproximadamente 25% de todos os valores foram mais negativos que -30 nT, aproximadamente 8% foram mais negativos que -50 nT e aproximadamente 1% foram mais negativos que -100 nT. Estes pontos cruciais podem ser utilizados para uma análise relativa das tempestades. Seguindo a terminologia de [Sugiura e Chapman, 1960], tempestades intensas são aquelas na qual o pico do D_{st} é menor que -100 nT, moderadas são aquelas em que se observados valores do D_{st} entre -50 nT e -100 nT e fracas são tempestades entre -30 nT e -50 nT.

As tempestades intensas ($D_{st} < 100$ nT) são as mais interessantes, mas antes de estabelecer este limiar, resolveu-se avaliar os resultados obtidos por [Prestes, 2002] da distribuição dos valores horários do D_{st} para o período de 1964 até 2001. O painel superior da Figura 8 apresenta os valores anuais médios do D_{st} e o desvio padrão. Para este período o valor anual médio varia de -30 a -6 nT, e para todo o período o valor médio do D_{st} é aproximadamente -17 nT. Esta variação da linha de base do D_{st} também é observada em outros índices de atividade magnética, tais como o A_a e o A_p e estão associadas com o ciclo de 11 anos de atividade solar. O painel inferior

da Figura 8 apresenta a fração de horas que o *Dst* apresentou valores menores que -30nT (linha sólida), -50nT (linha pontilhada), -80nT (linha tracejada) e -100nT (linha sólida inferior). Pode-se observar que a distribuição dos valores horários do *Dst* também apresenta uma variação cíclica associada com o ciclo de atividade solar. A fração de horas que se observa valores menor que -30nT varia entre aproximadamente 8% e 42%, com um valor médio para o período de 20%. A fração de horas que se observa valores menores que -50nT varia entre 1% e 21%, com um valor médio de 7.1%. E a fração de horas que se observa valores menores que -100nT varia de 0.01% até 4%. Portanto, devemos considerar o período estudado para definir o limiar do nível de atividade magnética para uma tempestade magnética.

Foram selecionados eventos de tempestades magnéticas que ocorreram entre janeiro de 1997 e dezembro de 2001 e que o índice *Dst* apresentou valores menores que -80nT. Este período foi selecionado porque existem observações contínuas das condições do meio interplanetário que permitem a identificação das estruturas do vento solar associadas com a ocorrência de tempestades magnéticas. Este período também foi escolhido porque corresponde a fase ascendente e o pico do ciclo solar 23. Foram identificados 60 períodos em que ocorreram tempestades magnéticas com valores do *Dst* < -80nT

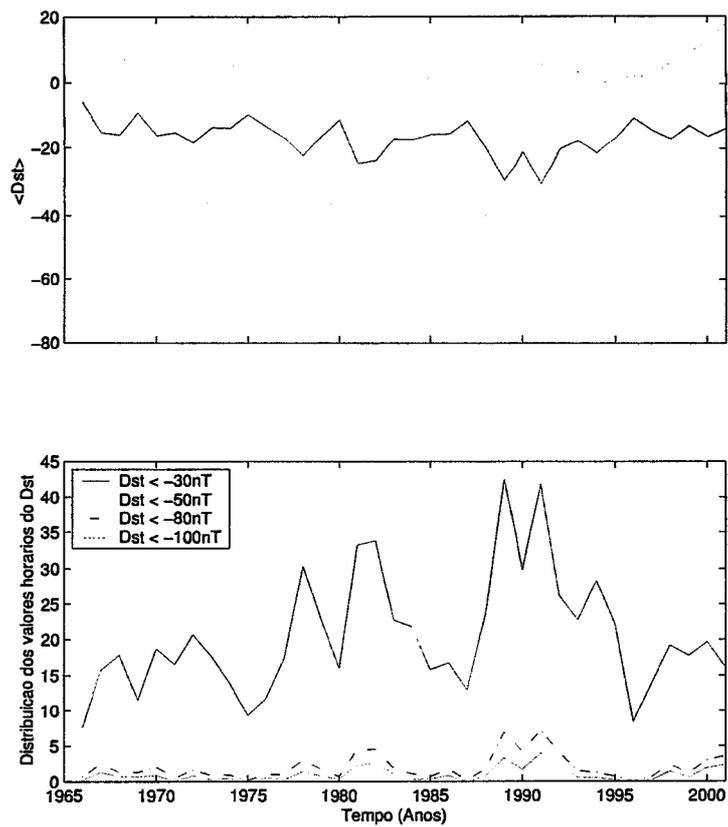


Figura 8: O painel superior apresenta os valores anuais médios do Dst e o desvio padrão, e o painel inferior apresenta a fração de horas que o Dst apresentou valores menores que -30nT (linha sólida), -50nT (linha pontilhada), -80nT (linha tracejada)

3.2 Classificação dos eventos quanto à intensidade das tempestades

Foram selecionadas tempestades intensas e uma fração significativa de tempestades moderadas. No entanto, para se realizar um estudo relativo entre as tempestades magnéticas optou-se por as classificar em três grupos, de acordo com o valor mínimo do Dst. Vários critérios são apresentados na literatura para classificar o nível de perturbação da magnetosfera. Por exemplo, [MacMahon e Gonzalez, 1997] estudaram tempestades magnéticas muito intensas ($Dst < -240\text{nT}$).

Neste estudo, optou-se por classificar as tempestades magnéticas quanto à intensidade em três classes: Classe I ($-150\text{nT} < Dst \leq -80\text{nT}$); Classe II ($-250\text{nT} < Dst \leq -150\text{nT}$); e, Classe III ($Dst \leq -250$).

3.3 Classificação dos eventos quanto à ocorrência de estruturas interplanetárias

Vários estudos mostram que as tempestades magnéticas intensas são causadas principalmente por ICMEs e feixes corrotantes [e.g., Gonzalez et al., 1994]. As assinaturas observadas nos parâmetros de plasma, composição, grau de ionização e campo magnético destas estruturas são distintas das assinaturas do vento solar lento. Baseado nestas assinaturas verificou-se para cada evento a ocorrência de ICMEs e feixes corrotantes. Para os períodos em que se observaram ICMEs se investigou a ocorrência de nuvens magnéticas, um subconjunto das ICMEs.

Assinatura dos ICMEs

As ICMEs são importantes fontes de plasma e campo magnético em 1 UA. Formados na coroa solar pela ejeção de material solar de regiões de linhas de campo fechadas que não estavam previamente participando na expansão do vento solar, ICMEs em 1 UA geralmente apresentam assinaturas pelas quais podem ser distinguidas do vento solar ordinário. As principais assinaturas das ICMEs são: (a) Aumento da abundância de Hélio; (b) Depressão da temperatura de elétrons e íons; (c) Estados de ionização raros; (d) Campo magnético intenso; (e) Variância do campo magnético baixa; (f) Fluxo bidirecional de prótons energéticos; e, (g) Fluxo bidirecional de elétrons supratérmicos. Uma boa revisão sobre as principais assinaturas dos ICMEs é apresentada por Gosling, [1990].

A Figura 9 apresenta esquematicamente a estrutura remanescente de uma ejeção de massa coronal detectada em 1 AU. A partir da direita observa-se o choque frontal, a região da bainha de plasma e o material remanescente da ejeção. As linhas tracejadas T_1 e T_2 indicam duas trajetórias possíveis que uma sonda pode realizar durante a passagem de uma ICME. Há duas regiões que possuem campos magnéticos intensos. A primeira esta associada a região da bainha de plasma, logo a seguir do choque frontal, e a segunda esta associada a ejeção propriamente dita [e.g., *Gonzalez et al.*, 2001; *Gonzalez et al.*, 1999; *Gonzalez et al.*, 2002]. Uma terceira região que pode ser uma importante fonte de campos magnéticos intensos, mas flutuantes, pode ser encontrada no rastro deixado pela ICME ao se propagar pela heliosfera interna.

Na Figura 10 são apresentados os parâmetros de plasma e campo magnético observados pela sonda ACE entre 23 a 28 de setembro de 1998 durante a passagem de uma ICME. De cima para baixo estão grafadas a temperatura (T_p), a velocidade (V_p) e a Densidade (N_p) de prótons, a razão He^{++}/H^+ , o campo magnético total e os componentes x , y e z em GSM, a pressão dinâmica (P_{dyn})

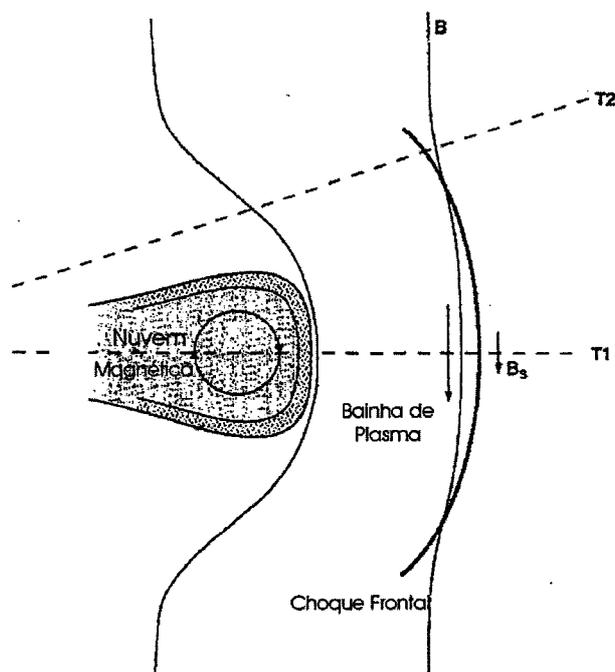


Figura 9: Representação esquemática da estrutura do material remanescente de uma ejeção de massa coronal observada à 1 AU. Campos magnéticos intensos podem ocorrer na região da bainha, logo a seguir do choque, e no próprio material ejetado. Fonte: adaptado de Gonzalez, W.D., B.T. Tsurutani, e A.L.C. De Gonzalez, Interplanetary origin of geomagnetic storms, *Space Science Reviews*, 88 (3-4), 529-562, 1999.

e o parâmetro β .

Esta *ICME* se propagou num setor com o campo magnético direcionado para fora em relação ao Sol ($B_x < 0$ e $B_y > 0$). A densidade nesta região é de aproximadamente 10 cm^{-3} , a velocidade é de $\sim 400 \text{ km/s}$ e o campo magnético total 10 nT . A velocidade de Alfvén estimada é de 38 km/s .

Por volta das 23:05 UT do dia 24 de setembro é observada a passagem de uma onda de choque frontal, indicado na figura pela linha pontilhada S_1 . Através do choque se observa uma variação abrupta de vários parâmetros. A densidade salta para valores próximos a 20 cm^{-3} e a velocidade para aproximadamente 600 km/s . O campo magnético total salta para 40 nT e o vetor campo magnético sofre uma rotação, sendo observados valores de $\sim 20 \text{ nT}$ em B_y e B_z logo a seguir do choque. A razão $H\epsilon^{++}/H^+$ também sofre um aumento logo após a fronteira.

A formação de ondas de choques no vento solar ocorre quando a diferença entre a velocidade do material remanescente de uma *CME* e a velocidade do vento solar ambiente é maior que a velocidade típica do meio. Em um gás ordinário há somente uma velocidade característica do meio, a velocidade do som. Conseqüentemente, há somente um tipo de onda de choque: uma superfície que se propaga mais rápido que a velocidade do som no meio à frente dela. Há um fluxo de massa através desta superfície e um aumento da entropia, temperatura e densidade. Em um meio magnetohidrodinâmico (MHD), como o vento solar, há três velocidades características: a velocidade do som, a velocidade de Alfvén e a velocidade magnetoacústica. Conseqüentemente há cinco tipos possíveis de choques MHD: choques rápidos, choques lentos e três tipos de choques intermediários, que dependem da velocidade de propagação da superfície em relação às velocidades características [Burlaga, 1995; Parks, 1991].

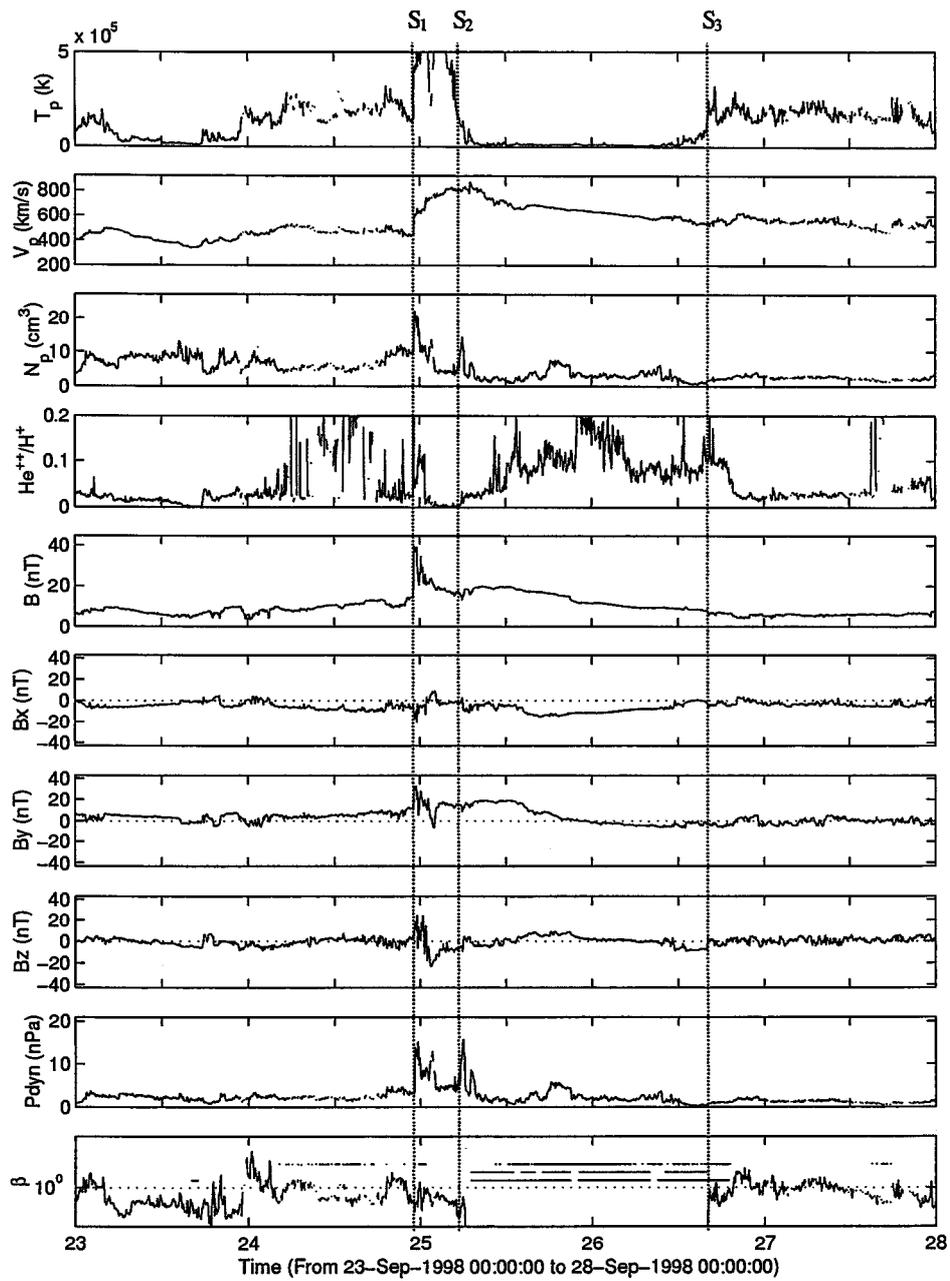


Figura 10: Condições do vento solar observadas pelo satélite ACE durante a passagem de uma nuvem magnética entre 23 e 28 de setembro de 1998.

São observados dois tipos básicos de choques magnetohidrodinâmicos no vento solar: choques rápidos e choques lentos. A densidade, temperatura, velocidade e intensidade do campo magnético aumentam através de um choque rápido. Através de um choque lento a intensidade do campo magnético diminui enquanto que as demais quantidades aumentam. Um choque (rápido ou lento) que se afasta em relação ao Sol é chamado de choque frontal, enquanto que um choque que se move em direção ao Sol é chamado de choque reverso.

O número de *Mach* de um choque é proporcional a diferença entre a velocidade do material remanescente de uma CME e a velocidade do vento solar. A compressão do campo magnético devido ao choque é aproximadamente proporcional ao número de *Mach*. O número de *Mach* dos choques interplanetários está tipicamente entre 2 e 3, de forma que o campo magnético comprimido na região da bainha está tipicamente entre 10 e 20 nT [Gonzalez *et al.*, 1999].

Por volta das 00:48 UT do dia 25 de setembro se observa o início da rotação do campo magnético para o sul. O campo permanece direcionado para o sul até as 06:00 UT, atingindo o seu valor mínimo de -25nT as 01:30 UT. Nesta região é observado o valor máximo da velocidade de 830 km/ s.

Vários mecanismos levam à ocorrência de campos magnéticos direcionados para o sul na região da bainha. Destes mecanismos, dois conduzem a intensificação dos campos magnéticos independentemente deles estarem direcionados para o sul ou norte. São eles: (a) compressão por choque, discutida anteriormente; e, (b), o *draping*. No primeiro mecanismo, o choque comprime tanto o campo magnético quanto o plasma. No segundo, o campo magnético é empilhado ao redor de grandes objetos conduzindo a exclusão do plasma da região da fronteira da nuvem. A pressão dinâmica é mantida na bainha, de forma que o *draping* leva a plasmas de baixo β e a campos magnéticos intensos. Um exemplo deste efeito é a camada de depleção de plasma (*plasma depletion layer*) adjacente a magnetopausa terrestre [Tsurutani e Gonzalez, 1997].

As fronteiras da ejeção são marcadas pelas linhas S_2 e S_3 . Através da fronteira S_2 se observa a diminuição da temperatura, da densidade e da pressão dinâmica. Esta é também uma região de baixo β . A evolução radial da distribuição do grau de ionização de íons pesados do vento solar, como por exemplo, o oxigênio e o silício dependem da temperatura e densidade dos elétrons e

da velocidade dos íons na coroa. A densidade eletrônica se torna tão baixa que a colisão de íons/ elétrons, o principal processo de ionização e recombinação, praticamente não ocorre. A distribuição do grau de ionização se “congela” como mostrado no trabalho de *Hundhausen et al. [1968]*.

Vários estudos mostraram que a distribuição do grau de ionização de elementos pesados no vento solar lento apresenta uma considerável diferença do vento solar rápido. Em feixes lentos do vento solar que emanam de regiões ativas as distribuições são deslocadas para graus de ionização superiores quando comparados aos feixes rápidos que se originam em buracos coronais relativamente frios. O grau de ionização em *ICMEs*, novamente é bem diferente do vento solar ordinário [*Galvin et al., 1993*]. Em um estudo de mais de 50 *ICMEs* observados *in situ* pela sonda *Ulysses*, [*Henke et al., 1998*] mostrou que a taxa O^{7+}/O^{6+} nas *ICMEs* com topologia de uma nuvem magnética é maior em relação ao vento solar ambiente, enquanto que a taxa O^{7+}/O^{6+} para *ICMEs* que não apresentam a topologia de uma nuvem magnética não é alterado. [*Henke et al., 2001*] apresentou uma expansão do estudo de [*Henke et al., 1998*] em que inclui os estados de ionização de C^{6+}/C^{5+} , Si^{10+}/Si^{9+} e Fe^{12+}/Fe^{11+} . A Figura 11 Apresenta os resultados obtidos durante a passagem de uma *ICME* observada entre os dias 9 e 13 de junho de 1993.

Na Figura 12 são apresentados os parâmetros de composição (Ne/O , Mg/O , e He^{++}/H^+) e grau de ionização de íons pesados (C^{5+}/C^{6+} e O^{7+}/O^{6+}) observados entre 23 a 28 de setembro de 1998. Observa-se claramente o aumento das razões He^{++}/H^+ , C^{5+}/C^{6+} e O^{7+}/O^6 , que são assinaturas características das ejeções de massa.

A Figura 13 apresenta as decomposições em 9 níveis ortogonais da série temporal do ângulo de rotação utilizando a transformada de ondeletas do tipo Meyer. O ângulo de rotação do vetor campo magnético no plano y-z, é dado por $\theta(t) = \sin^{-1}(B_z/B)$, onde $B = (B_y^2 + B_z^2)^{1/2}$. No painel S é apresentado o sinal original e nos painéis a1-a9 são apresentadas as reconstituições do sinal nestes níveis. No painel S_R é apresentado o sinal reconstituído usando todos os níveis de decomposição e nos painéis d1-d9 são apresentadas decomposições para cada nível.

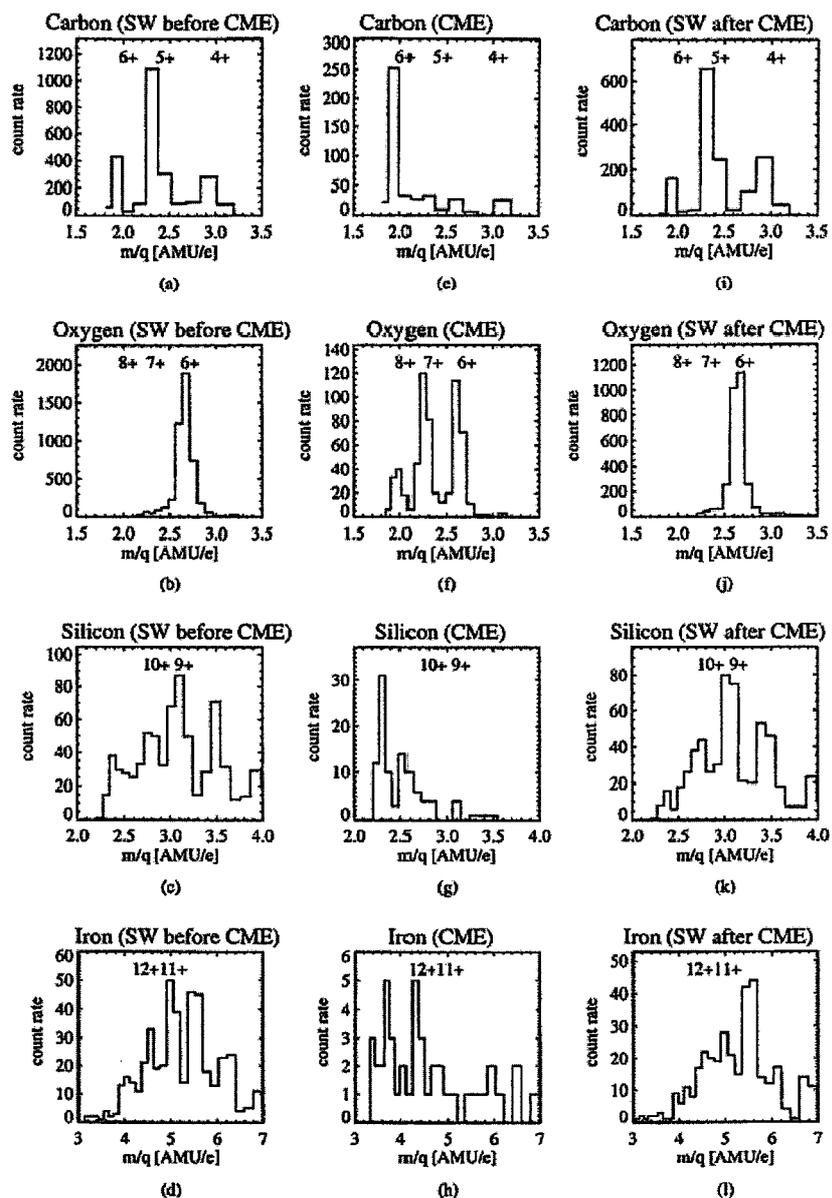


Figura 11. Distribuição do grau de ionização durante um ICME observado entre os dias 9 e 13 de junho de 1993. Figura mantida no idioma original. Fonte: Henke, T., J. Woch, R. Schwenn, U. Mall, G. Gloeckler, R. von Steiger, R.J. Forsyth, e A. Balogh, Ionization state and magnetic topology of coronal mass ejections, *Journal of Geophysical Research-Space Physics*, 106 (A6), 10597-10613, 2001.

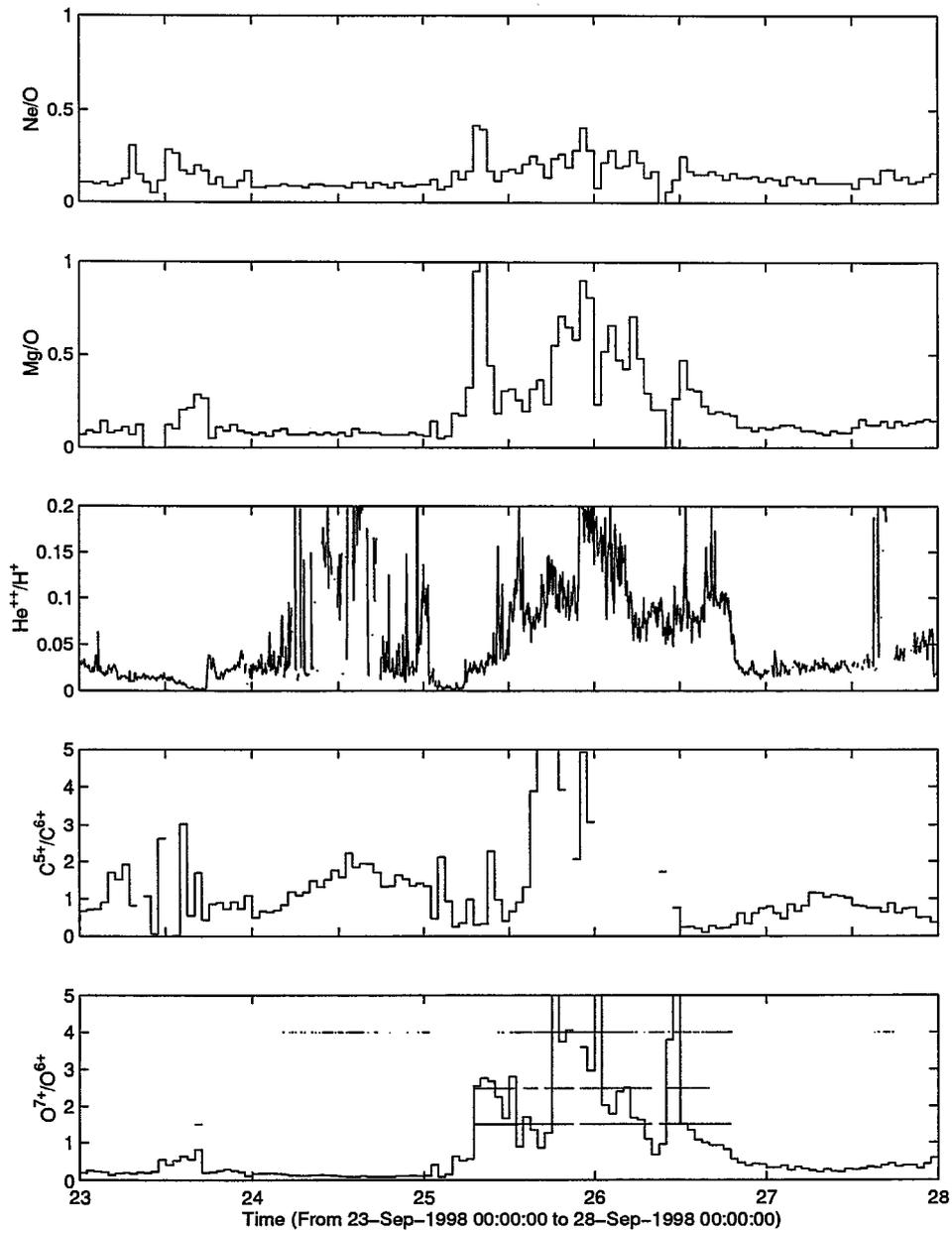


Figura 12: Composição e grau de ionização do vento solar observados durante a passagem de uma nuvem magnética entre 23 e 28 de setembro de 1998.

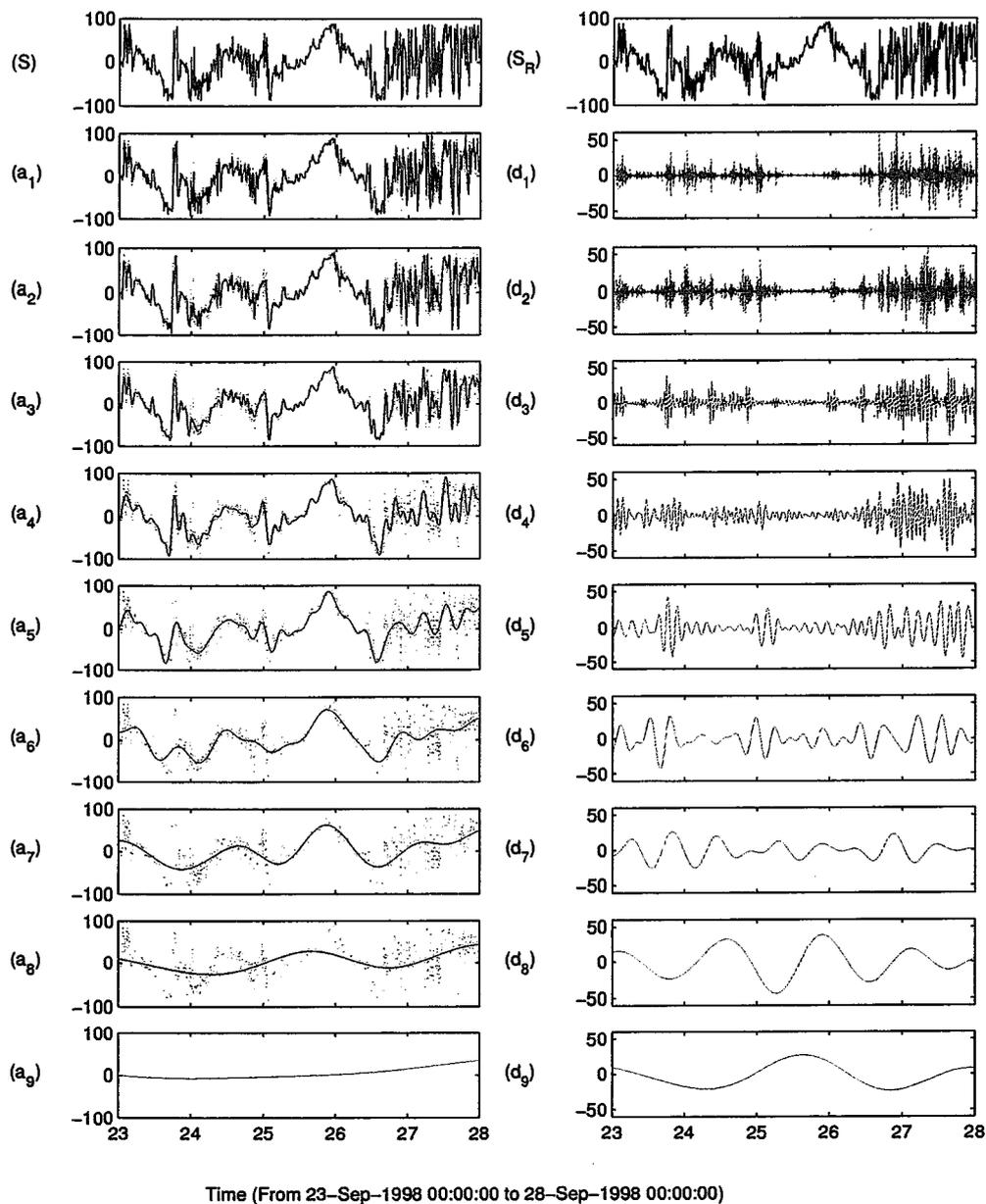


Figura 13: Ângulo de rotação do campo magnético no plano x-y, as aproximações (a1-a9), os detalhes (d1-d9) e o sinal reconstituído (SR) entre 23 e 28 de setembro de 1998.

Pode-se observar nos painéis d1-d9 que no período que antecedeu e no que sucedeu a passagem da nuvem magnética, o ângulo θ apresenta variações em todas as escalas temporais. Durante a passagem da nuvem magnética podemos observar que praticamente não são observados variações rápidas e que a potência está distribuída em variações de longos períodos (níveis d6-d9). É importante ressaltar que no início do evento são observadas importantes variações nos níveis d6 e d7 correspondentes a períodos de variações de 7.93 e 15.87 horas. Podemos observar também que a reconstrução a5 ($a5 = a6 + d6$) é adequada para representar este evento. Desta forma, é importante incorporar ao modelo de previsão de tempestades um método de estimativa da duração do evento que leve em consideração a variabilidade das escalas temporais dos parâmetros de plasma dentro do evento. Observa-se que ocorre uma rotação suave do campo magnético e uma diminuição da variância do ângulo θ , consistente com o modelo de nuvem magnética.

As nuvens magnéticas constituem um subconjunto das *ICMEs* e são caracterizadas por possuírem intensos campos magnéticos que variam suavemente, baixa temperatura de prótons e baixo β . O campo magnético geralmente rota da direção norte para sul (ou vice-versa) e possui um intenso campo axial, gerando um gigantesco fluxo helicoidal formado por correntes alinhadas ao campo. Ainda está se debatendo se as nuvens magnéticas estão acopladas magneticamente ao Sol ou não quando observadas em 1 AU. Outras formas tridimensionais, tais como formas esféricas, toroidais e cilíndricas, estão sendo estudadas [Tsurutani e Gonzalez, 1997].

A fronteira traseira da nuvem não é bem definida. Através da ejeção observa-se uma diminuição da velocidade, consistente com a hipótese de que a ejeção está se expandindo. Na parte traseira se observa um aumento da temperatura e do parâmetro β , e um pequeno aumento da velocidade e a abrupta diminuição das razões He^{++}/H^+ , C^{5+}/C^{6+} e O^{7+}/O^6 . O vetor campo magnético também é bastante oscilatório.

Assinatura dos feixes corrotantes

Na Figura 14 é apresentada uma representação esquemática de um feixe corrotante. Na Figura 15 são apresentados os parâmetros de plasma e campo magnético observados no ponto

Lagrangiano L1 pela sonda ACE entre 8 e 13 de março de 1998 durante a passagem de um feixe corrotante.

Na região à frente do feixe a densidade é alta, enquanto que no feixe é relativamente baixa. A transição entre as regiões de alta e baixa densidade é abrupta, e ocorre coincidentemente com o rápido aumento da velocidade. A temperatura dos feixes tende a ser superior a do vento solar, e o campo magnético tende a ser intensificado na borda frontal, exceto na região da heliosfera interna.

A Figura 16 apresenta o ângulo ϕ do campo magnético interplanetário observado entre 8 e 13 de março de 1998. Observa-se que por volta do início do dia 10 de março a sonda entrou em uma região de polaridade negativa associada com o feixe corrotante. Durante o período de passagem do feixe corrotante a polaridade permanece quase constante, o que é um indicativo que esta é uma região de linhas de campo magnético abertas [Burlaga, 1995].

A interação entre os feixes corrotantes e o vento solar ordinário pode criar regiões com campo magnético intenso e densidade alta. Nestas regiões a pressão total (a soma das pressões cinética e magnética) é geralmente elevada. Estas regiões são denominadas de regiões de interação (*interaction regions*). As regiões de interação sempre estão presentes à frente de feixes corrotantes e são denominadas regiões de interação corrotantes (CIRs – *Corotating interaction regions*). Estas regiões de interação também estão associadas com ejeções transientes e choques [e.g., Gonzalez et al., 2002; Tsurutani e Gonzalez, 1997].

O plasma da região à frente da interface entre o vento solar e o feixe rápido é comprimido e acelerado, enquanto que o plasma que compõe o feixe é comprimido e desacelerado. Na região da órbita terrestre as regiões de interação corrotantes ainda não estão completamente desenvolvidas. Uma importante característica dos CIRs em relação a sua efetividade na geração de tempestades magnéticas é que apresentam campos magnéticos intensos, que podem chegar a 30 nT.

Como podemos observar na Figura 17 não ocorre uma significativa alteração na razão de He^{++}/H^+ e O^{7+}/O^6 durante a passagem do feixe corrotante. O mesmo não acontece com a razão C^{5+}/C^{6+} que apresenta um aumento.

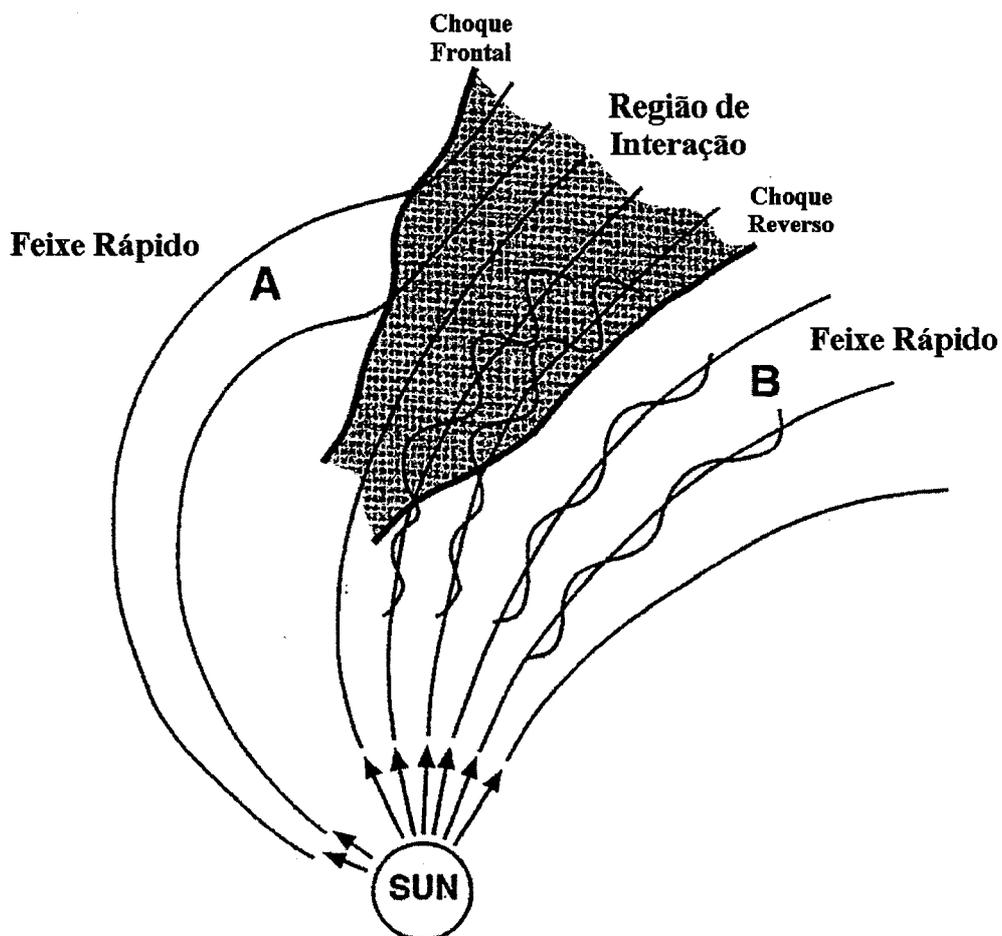


Figura 14. Representação esquemática de um feixe corrotante. Fonte: Tsurutani, B.T., e W.D. Gonzalez, The interplanetary causes of magnetic storms: A review, in *Magnetic Storms*, edited by B.T. Tsurutani, W.D. Gonzalez, Y. Kamide, e J.K. Arballo, pp. 77-90, AGU, Washington DC, 1997.

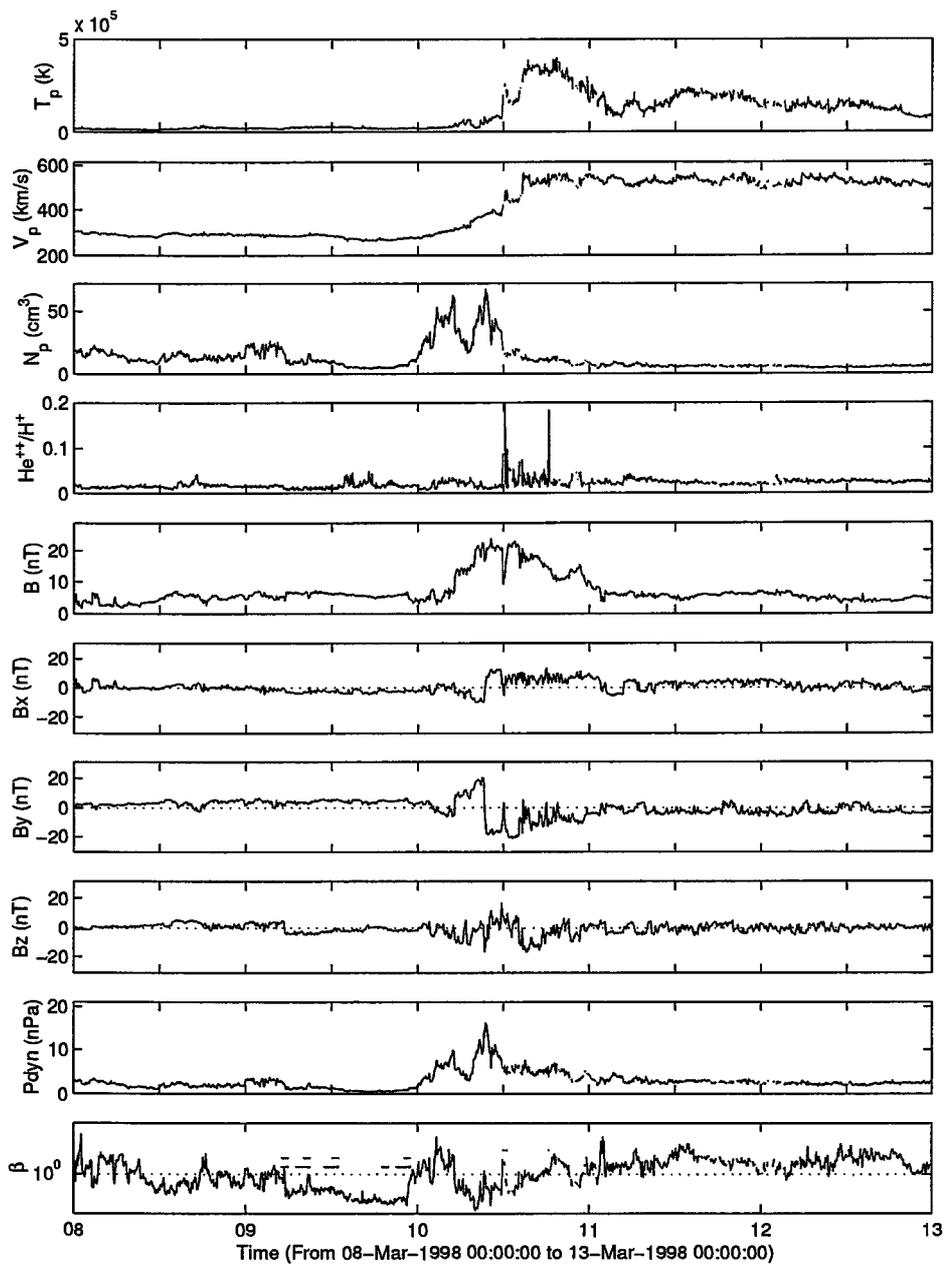


Figura 15: Condições do vento solar observadas pelo satélite ACE durante a passagem de um feixe corrotante entre 8 e 13 de março de 1998.

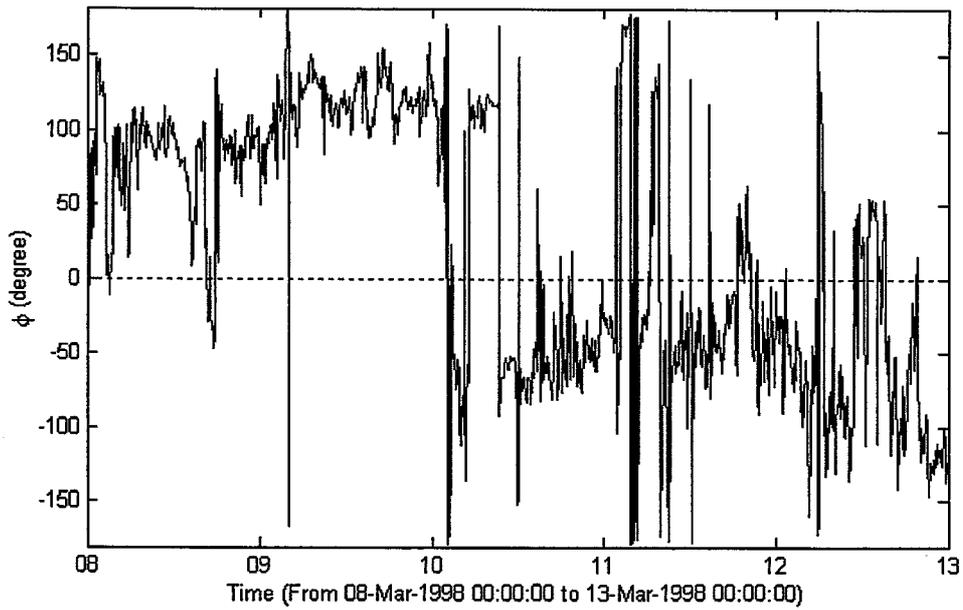


Figura 16: Variabilidade do ângulo ϕ , no plano $x-y$, observado durante a passagem de um feixe corrotante observado entre 8 e 13 de março de 1998.

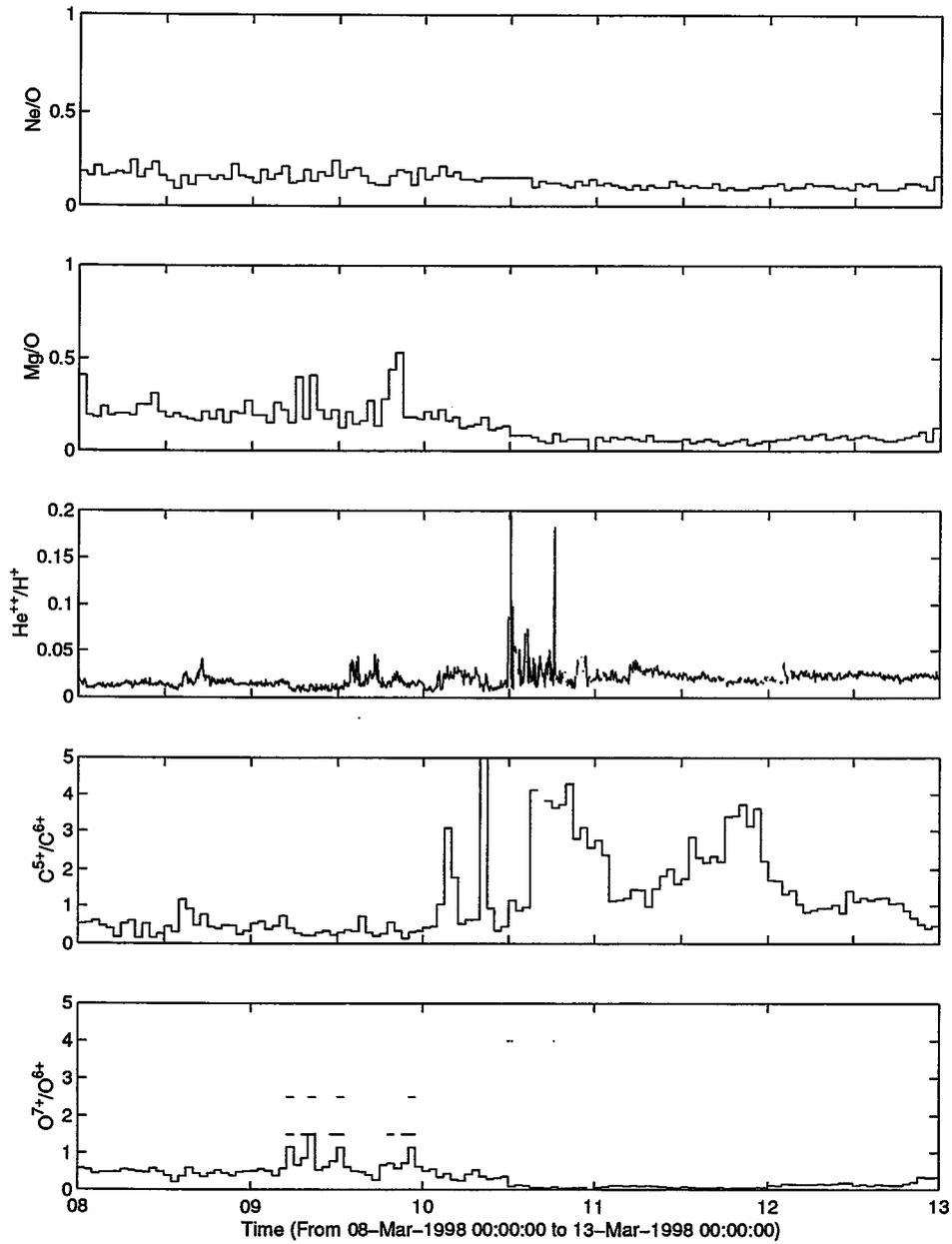


Figura 17: Composição e grau de ionização do vento solar observados durante a passagem de um feixe corrotante observado entre 8 e 13 de março de 1998.

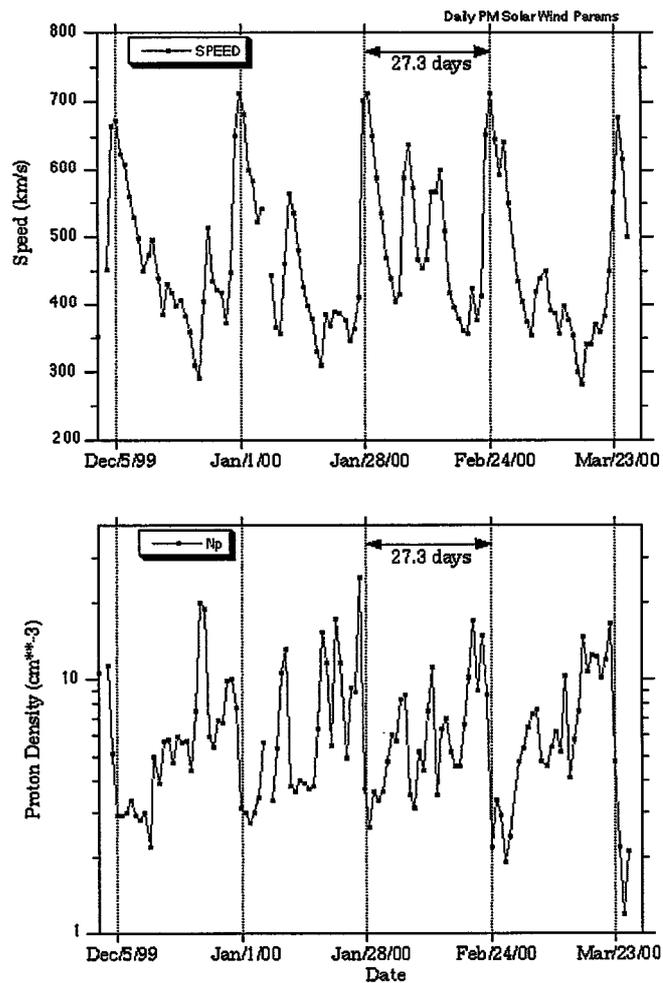


Figura 18. Exemplo de feixe rápido associado com um buraco coronal que corrotou por pelo menos 5 vezes. Fonte: CELIAS/MTOF Proton Monitor homepage (<http://umtof.umd.edu/pm/index.html>).

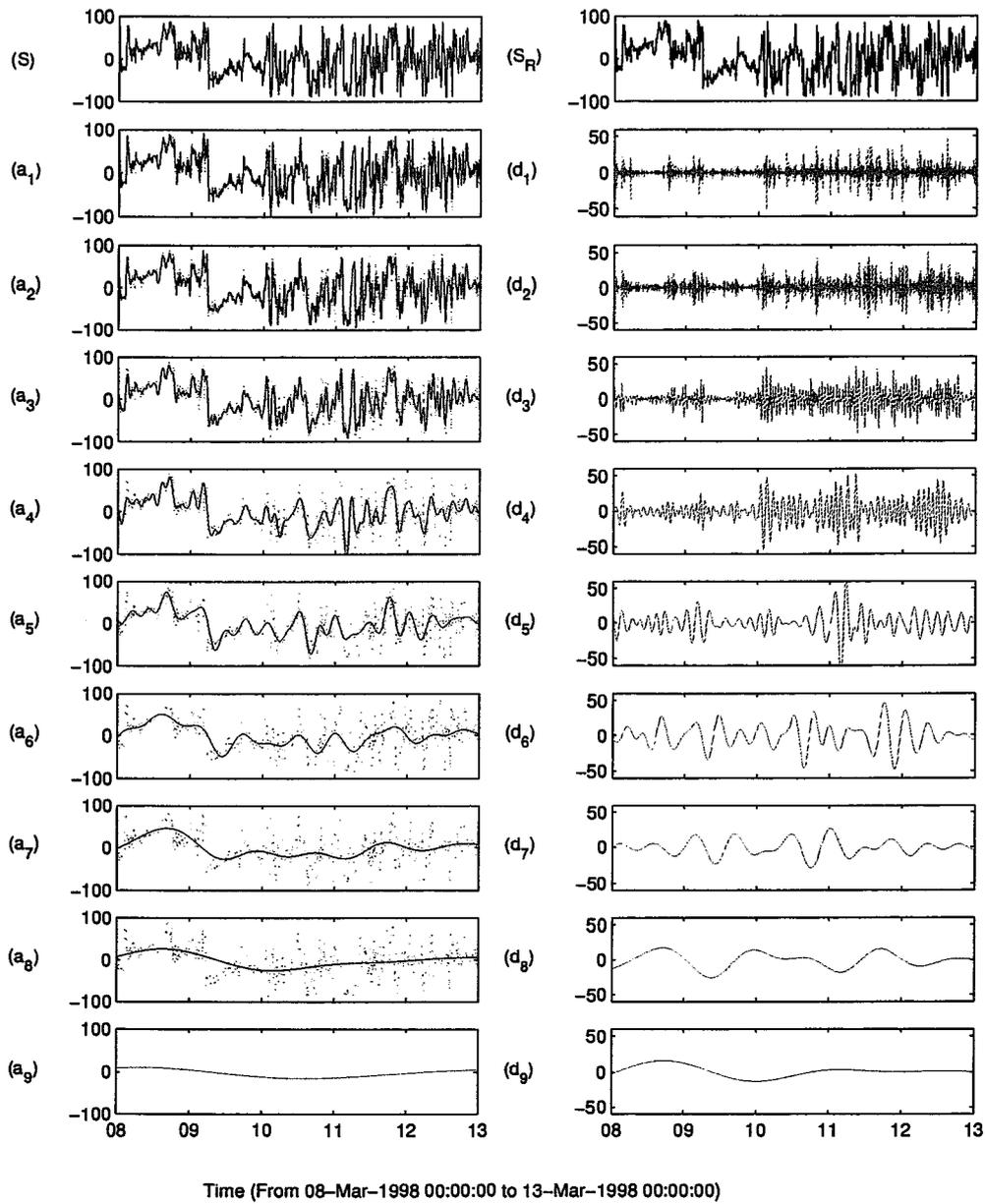


Figura 19: Ângulo de rotação do campo magnético no plano $x-y$, as aproximações (a1-a9), os detalhes (d1-d9) e o sinal reconstituído (SR) entre 8 e 13 de março de 1998.

A fonte dos feixes corrotantes foi discutida por mais de 80 anos. Foi demonstrado que os feixes corrotantes se originam nos buracos coronais (*coronal holes*), os quais estão associados com regiões de linhas de campo magnético abertas. Os buracos coronais se estendem desde regiões polares até o equador. Eles aparecem como regiões escuras em imagens do Sol em raio-X. São regiões de baixa densidade e temperatura. A densidade baixa observada nos feixes corrotantes é consequência da baixa densidade de suas fontes. A periodicidade de 27 dias também é devida à sua origem solar. A Figura 18 apresenta um exemplo de um feixe rápido associado com um buraco coronal que corrotou por pelo menos 5 vezes entre dezembro de 1999 e março de 2000. O período de rotação é próximo a 27.3 dias, que é o período de rotação solar visto a partir da Terra.

A ocorrência de ondas de Alfvén de grande amplitude em feixes de alta velocidade esta associada à ocorrência destas ondas nos buracos coronais. Estas flutuações podem ser facilmente identificadas na Figura 19. Observa-se que a partir do início do dia 8 de março o vetor campo magnético rota quase periodicamente em várias escalas de tempo.

Assinaturas complexas

Muitos eventos envolvem a interação de duas ou mais estruturas discutidas anteriormente. A mais comum parece envolver um choque frontal, seguido por um *ICME*/ nuvem magnética, e usualmente outro feixe corrotante ou *ICME*. As Figuras 20 e 21 apresentam as condições do vento solar durante a passagem de uma nuvem magnética comprimida por um feixe corrotante. A Figura 22 apresenta o ângulo de rotação e as decomposições.

[*Burlaga et al., 2001*] estudou feixes rápidos durante a fase ascendente do ciclo solar 23, enfatizando a diferença entre eventos em que é possível distinguir claramente a topologia de nuvens magnéticas e de eventos complexos.

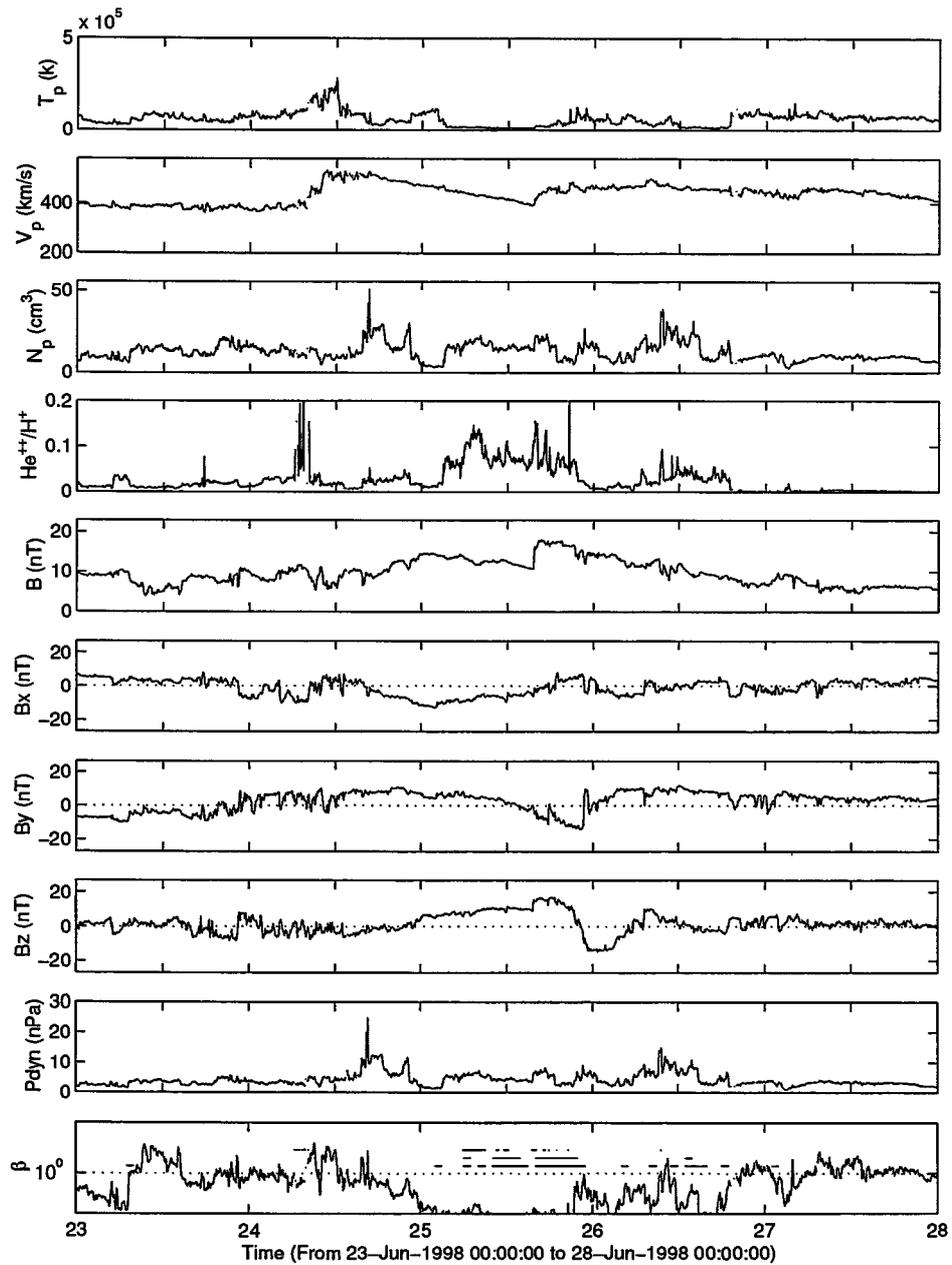


Figura 20: Condições do vento solar observadas pelo satélite ACE durante a passagem de uma nuvem magnética seguida por um feixe rápido entre 23 e 28 de junho de 1998.

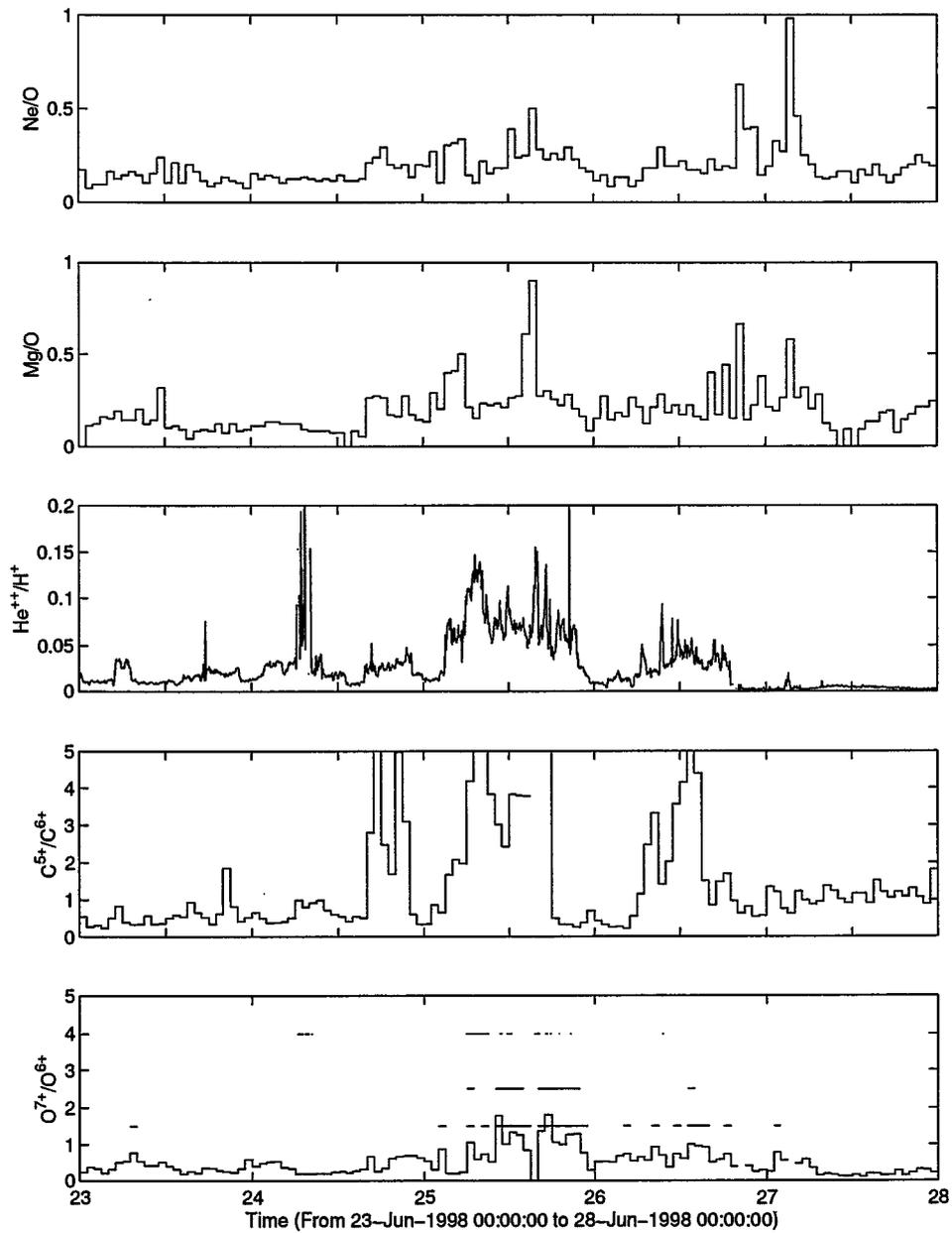


Figura 21: Composição e grau de ionização do vento solar observados durante a passagem de uma nuvem magnética seguida por um feixe rápido entre 23 e 28 de junho de 1998.

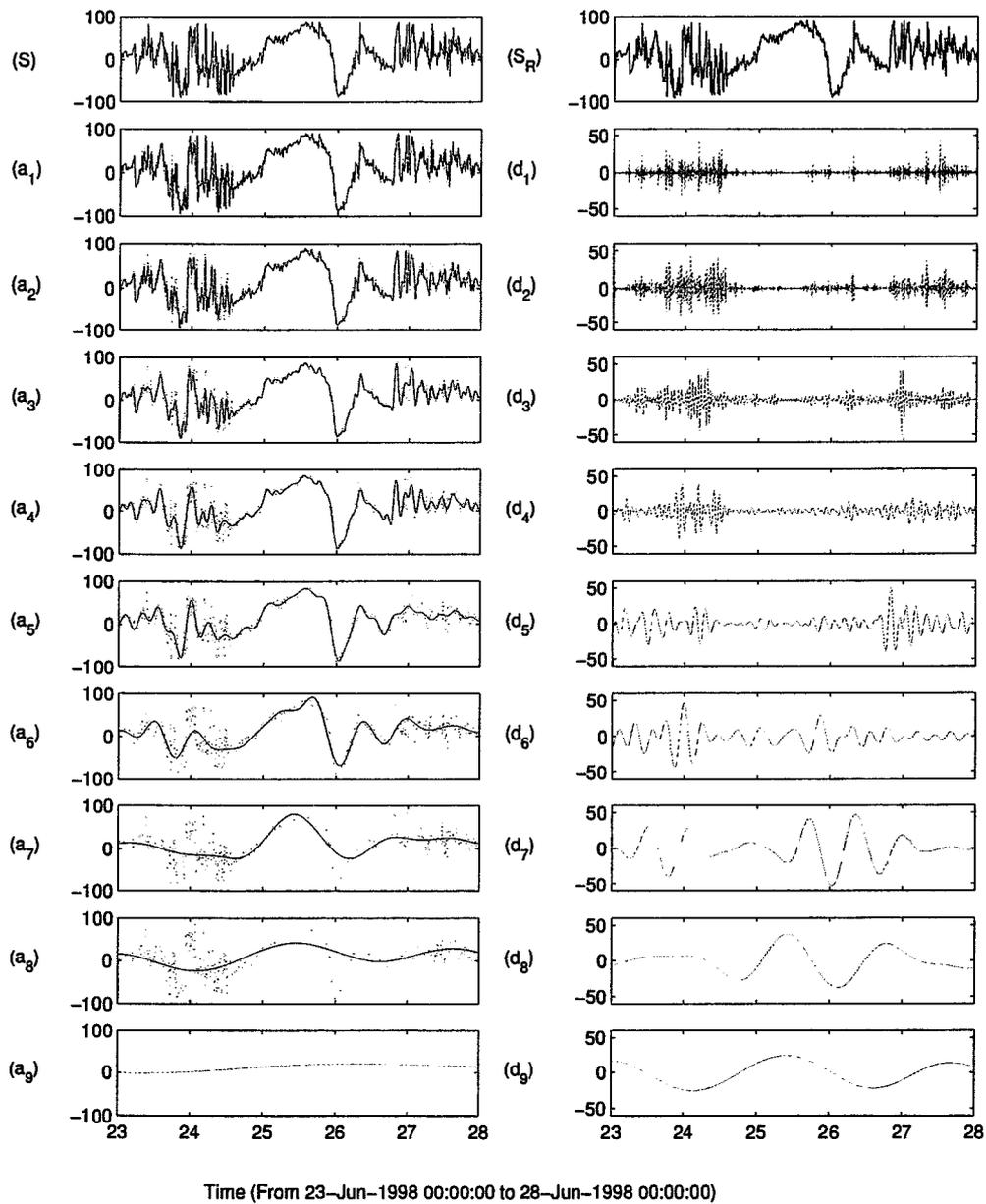


Figura 22: Ângulo de rotação do campo magnético no plano $x-y$, as aproximações (a1-a9), os detalhes (d1-d9) e o sinal reconstituído (SR) entre 23 e 28 de junho de 1998.

4 Resultados e Discussões

A Tabela 2 apresenta os eventos selecionados e as principais características identificadas durante a ocorrência destes eventos. Nas três primeiras colunas são apresentados: a identificação do evento; a data de ocorrência; e, o valor mínimo do Dst. Nas cinco colunas seguintes é identificada a ocorrência ou não de impulsos súbitos (SI), ICMEs, HSS, nuvens magnéticas (NM) e choques. Nestas colunas a ocorrência de uma das referidas características é identificada pelo número '1'. O número '9' é utilizado para assinalar a impossibilidade de determinar a ocorrência de uma determinada característica a partir do conjunto de dados. Na coluna seguinte é apresentada a classe a qual pertencem os eventos, de acordo com o esquema de classificação proposto anteriormente. Na última coluna é apresentada a classificação dos eventos em três tipos: (a) o Tipo 1 corresponde a ocorrência de ICMEs; (b) o Tipo 2 corresponde a ocorrência de ICMEs; e, (c) o Tipo 3 corresponde a ocorrência de ICMEs e de HSS. O número '27' é utilizado para indicar eventos indeterminados. Os eventos números 2 e 26, apesar de não satisfazer o critério estabelecido foram incluídos por terem sido amplamente estudados pela comunidade científica.

A Tabela 3 apresenta um sumário dos resultados obtidos. Quanto à intensidade, dos 60 eventos estudados, 38 (63.3%) foram classificados como sendo da Classe I, 17 (28.3%) como sendo da Classe II e 5 (8.3%) como sendo da Classe III. Quanto a origem interplanetária, 25 (41,7%) das tempestades estavam associadas com a ocorrência de ICMEs, 8 (13.3%) com a ocorrência de HSS e 14 (23.3%) das tempestades foram causadas pela interação de ICMEs e HSS. Não foi possível identificar a origem interplanetária de 13 (21.7%) tempestades.

A dificuldade na identificação de cerca de 22% dos eventos estudados deve-se principalmente ao fato que estamos avaliando estruturas tridimensionais que podem ter a extensão de até $\frac{1}{2}$ UA a partir de medidas obtidos por uma ou duas sondas no meio interplanetário. Como podemos observar na Figura 9 é possível que a falha na identificação dos eventos seja devido a trajetória da sonda através da estruturas. Uma melhor caracterização do vento solar e da estrutura magnética dos ICMEs deve ser obtida a partir de medidas múltiplas. A identificação dos feixes do vento solar pode também ser aperfeiçoada utilizando classificadores estatísticos e redes neurais.

A Tabela 4 apresenta a intensidade das tempestades versus a origem interplanetária. Na parte superior da tabela é apresentado o número de casos e na parte inferior as percentagens. É importante observar que 4 das 5 tempestades da Classe III foram causadas por ICMEs, enquanto que uma foi causada pela interação entre um ICME e um HSS. Nenhuma das tempestades da Classe III foram causadas por HSS ou pelos eventos indeterminados. Fisicamente, estes resultados sugerem que a velocidade de propagação destes ICMEs é superior a velocidade típica de propagação dos HSS, o que impossibilita a interação entre estas estruturas. [Burlaga *et al.*, 2001], a partir da análise de feixes rápidos do vento solar ($V_p > 600$ km/s), incluindo ICMEs e HSS, que as tempestades causadas por estruturas complexas resultante da interação entre ICMEs ou entre ICMEs e HSS usualmente não causam tempestades intensas.

Observa-se também na Tabela 4 que cerca de 87% das tempestades causadas por HSS e 80% das causadas por estruturas indeterminadas foram da Classe I, isto é, com Dst entre -80 nT e -150 nT. Cerca de 50% das tempestades causadas por ICMEs e 57% das causadas por ICMEs+HSS foram enquadradas nesta classe.

Em cerca de 41 (68.3%) dos eventos foi possível identificar a ocorrência de impulsos súbitos no índice *Sym/Dst*, enquanto que foi possível identificar a ocorrência de choques em 47 (78.3%) eventos.

Tabela 2: Lista de eventos selecionados entre janeiro de 1997 e dezembro de 2001.

No.	Evento	Dst (nT)	SI	ICME	HSS	NM	Choque	Classe	Tipo
1	10/1/1997	-78	1	1	1	1	1	1	3
2	27/2/1997	-84	0	0	1	0	0	1	2
3	11/4/1997	-88	0	1	1	1	1	1	3
4	21/4/1997	-97	0	1	0	1	0	1	1
5	17/5/1997	-120	1	1	1	1	1	1	3
6	9/6/1997	-83	0	1	0	1	0	1	1
7	2/9/1997	-97	1	1	0	0	1	1	1
8	1/10/1997	-96	1	1	0	1	1	1	1
9	11/10/1997	-137	1	1	0	1	0	1	1
10	7/11/1997	-120	1	1	0	1	1	1	1
11	25/11/1997	-118	1	9	9	9	1	1	27
12	18/2/1998	-114	0	1	0	0	1	1	1
13	10/3/1998	-117	9	0	1	0	0	1	2
14	21/3/1998	-87	0	0	1	0	0	1	2
15	4/5/1998	-240	1	1	1	1	1	2	3
16	26/6/1998	-116	1	1	1	1	0	1	3
17	6/8/1998	-152	1	9	9	9	9	2	27
18	27/8/1998	-163	1	9	9	9	1	2	27
19	23/9/1998	-197	1	1	0	1	1	2	1
20	19/10/1998	-112	1	1	1	1	1	1	3
21	8/11/1998	-168	1	1	1	1	1	2	3
22	13/11/1998	-116	0	1	0	0	0	1	1
23	13/1/1999	-104	1	9	9	9	9	1	27
24	18/2/1999	-119	1	1	0	1	1	1	1
25	1/3/1999	-90	0	0	1	0	1	1	2
26	10/3/1999	-76	1	9	9	9	1	1	27
27	17/4/1999	-114	1	1	0	1	1	1	1
28	22/9/1999	-152	1	1	0	1	1	2	1
29	22/10/1999	-207	1	1	1	0	1	2	3
30	13/11/1999	-102	0	9	9	9	1	1	27
31	13/12/1999	-93	9	9	9	9	1	1	27
32	11/1/2000	-80	1	0	1	0	1	1	2
33	23/1/2000	-98	9	9	9	9	1	1	27
34	10/2/2000	-156	1	1	1	0	1	2	3
35	7/4/2000	-295	1	1	0	0	1	3	1
36	17/5/2000	-96	9	0	1	0	0	1	2
37	24/5/2000	-153	1	0	1	0	0	2	2
38	8/6/2000	-85	1	1	1	0	1	1	3
39	15/7/2000	-306	1	1	0	1	1	3	1
40	12/8/2000	-229	0	1	0	1	1	2	1
41	18/9/2000	-176	0	1	0	1	1	2	1

42	5/10/2000	-187	0	1	1	1	1	2	3
43	14/10/2000	-97	1	1	1	1	1	1	3
44	6/11/2000	-170	1	1	0	1	1	2	1
45	10/11/2000	-102	1	9	9	9	1	1	27
46	29/11/2000	-123	9	9	9	9	1	1	27
47	20/3/2001	-163	1	1	0	1	1	2	1
48	28/3/2001	-83	1	9	9	9	1	1	27
49	31/3/2001	-418	1	1	1	0	1	3	3
50	11/4/2001	-253	9	1	0	1	1	3	1
51	18/4/2001	-107	1	1	0	1	1	1	1
52	22/4/2001	-101	1	1	1	1	1	1	3
53	17/8/2001	-110	1	1	0	0	1	1	1
54	26/9/2001	-106	1	9	9	9	1	1	27
55	3/10/2001	-179	0	9	9	9	1	2	27
56	21/10/2001	-181	1	1	0	0	1	2	1
57	28/10/2001	-147	1	0	1	0	1	1	2
58	1/11/2001	-100	1	1	0	1	1	1	1
59	6/11/2001	-305	1	1	0	0	9	3	1
60	24/11/2001	-218	1	1	0	0	1	2	1

Tabela 3: Classificação dos eventos quanto a intensidade das tempestades e quanto a origem interplanetária.

Intensidade		
Classe 1	38	63,3%
Classe 2	17	28,3%
Classe 3	5	8,3%
Total	60	100,0%

Origem		
ICME	25	41,7%
HSS	8	13,3%
ICME + HSS	14	23,3%
Indeterminado	13	21,7%
Total	60	100,0%

Tabela 4: Comparação entre a intensidade das tempestades e a sua origem.

	Classe 1	Classe 2	Classe 3	Total
<i>Número de casos</i>				
ICME	13	8	4	25
HSS	7	1	0	8
ICME+HSS	8	5	1	14
Indeterminado	10	3	0	13
Total	38	17	5	60
<i>Percentagens</i>				
ICME	52,0%	32,0%	16,0%	100,0%
HSS	87,5%	12,5%	0,0%	100,0%
ICME+HSS	57,1%	35,7%	7,1%	100,0%
Indeterminado	76,9%	23,1%	0,0%	100,0%
Total	63,3%	28,3%	8,3%	100,0%

5 Sumário

Neste capítulo foram apresentados os critérios utilizados para identificar e classificar as estruturas interplanetárias geofetivas a partir de medidas do campo magnético interplanetário e dos parâmetros de plasma, composição e grau de ionização observados *in situ* pelas sondas WIND, SOHO e ACE.

Foram estudados 60 eventos geofetivos observados entre janeiro de 1997 e dezembro de 2001. Estes eventos foram classificados quanto à intensidade e quanto à ocorrência de estruturas interplanetárias. Observou-se que 87% das tempestades causadas por HSS e 80% das causadas por estruturas indeterminadas apresentaram valores de pico do Dst entre -80nT e -150nT . Também se observou que 4 das 5 tempestades com $\text{Dst} < -250\text{nT}$ foram causadas por ICMEs, enquanto que uma foi causada pela interação entre um ICME e um HSS. Nenhuma das tempestades com $\text{Dst} < -250\text{nT}$ foi causada por HSS ou por eventos indeterminados.

A análise da variabilidade do ângulo de rotação do campo magnético no plano y - z mostrou que as diferentes estruturas estudadas apresentam escalas temporais distintas, decorrentes tanto da estrutura magnética quanto da interação com o plasma ambiente.

CAPÍTULO III

CONDIÇÕES INTERPLANETÁRIAS NECESSÁRIAS PARA OCORRÊNCIA DE TEMPESTADES INTENSAS¹

1 Introdução

No capítulo anterior se estudou a origem interplanetária das tempestades magnéticas intensas. Neste capítulo, estudar-se-á em maiores detalhes as condições necessárias para ocorrerem tempestades magnéticas intensas, diferenciando a origem interplanetária destas tempestades.

As tempestades magnéticas são causadas, primariamente, por estruturas interplanetárias com campos magnéticos intensos, de longa duração e direcionados para o sul. Esta configuração leva ao processo de reconexão magnética entre o campo magnético interplanetário e o campo magnético terrestre. O processo de reconexão magnética é o principal mecanismo físico de transferência de energia do vento solar para magnetosfera terrestre [Gonzalez *et al.*, 1994; Gonzalez *et al.*, 2002; Kamide *et al.*, 1998a].

A assinatura característica de uma tempestade magnética é o decréscimo no componente horizontal (H) do campo geomagnético. Esta depressão é causada pela corrente de anel direcionada para oeste, e que pode ser monitorada pelo índice D_{st} . Normalmente assume-se que a magnitude de uma tempestade magnética pode ser definida pelo valor mínimo do Dst [Gonzalez *et al.*, 1994]. A Figura 23 apresenta o índice Sym ($D_{st_{\min}}$) entre 24 e 27 de setembro de 1998. A tempestade inicia com um aumento súbito (SSC – *sudden storm commencement*) do nível do Dst, seguido de um período no qual o campo não varia significativamente, a fase inicial. O começo súbito é interpretado como sendo um efeito da compressão da parte frontal da magnetosfera

¹ Parte dos resultados apresentados neste capítulo foram previamente submetidos para publicação por L.E.A.Vieira, W.D.Gonzalez, A.L.Clúa de Gonzalez, A. Dal Lago, A study of the geoeffectiveness of southward interplanetary magnetic field structures, *Advances in Space Research*, *in press*, 2002, e por Gonzalez, W.D., e L.E. Vieira, Storm-intensity criteria for several classes of the driving interplanetary structures, *Geophysical Research Letters*, *submitted*, 2002.

pela intensificação da pressão dinâmica do vento solar. A fase principal, com duração de algumas horas, é caracterizada pelo decréscimo monotônico do Dst até atingir o valor mínimo. O decréscimo do componente horizontal (H) campo geomagnético durante a fase principal é causado pela corrente de anel carregada, primariamente, por íons energéticos. A tempestade termina com a lenta recuperação do Dst ao nível anterior a tempestade.

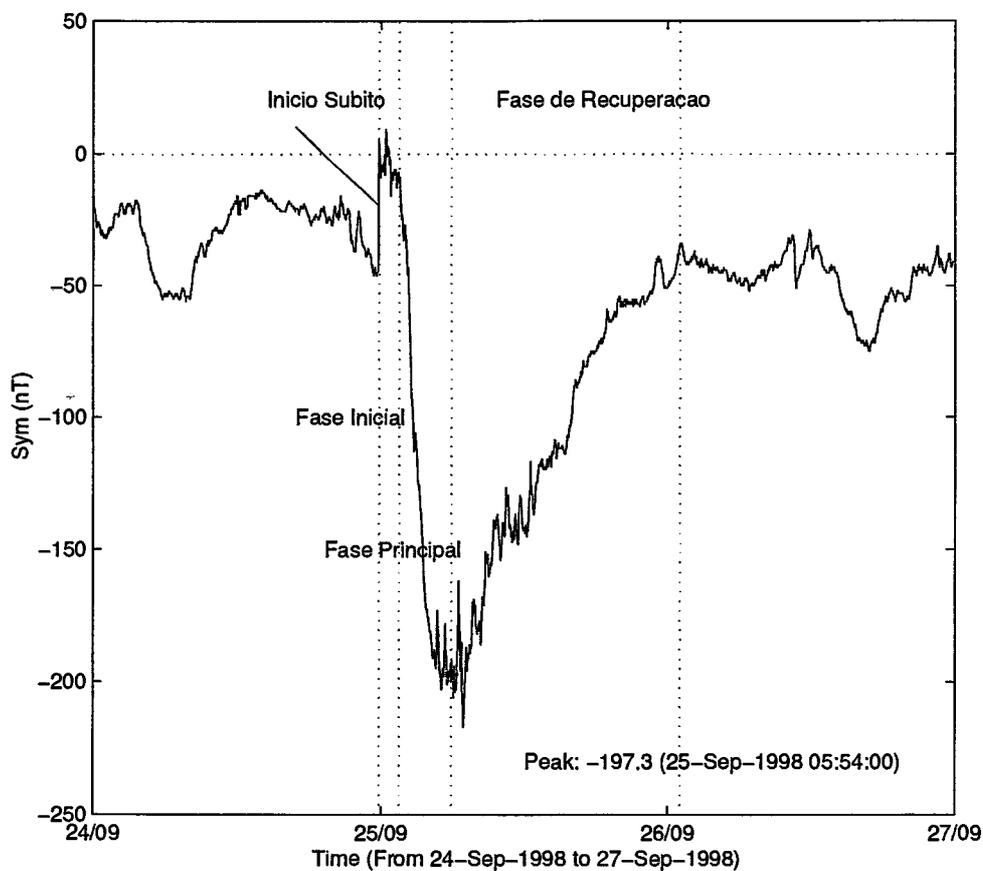


Figura. 23: Assinatura característica do índice Sym durante uma tempestades magnética intensa observada entre 24 e 27 de setembro de 1998.

O comportamento da corrente de anel determina as características de uma tempestade magnética. A principal característica de uma tempestade magnética é a injeção, o transporte e a perda de partículas carregadas que constituem a corrente de anel. Este processo é controlado pelas condições do vento solar e pelos processos dinâmicos da magnetosfera. O principal processo de injeção de energia na magnetosfera terrestre é a reconexão magnética entre o campo magnético interplanetário e o campo geomagnético. O transporte de partículas (ou energia) se dá pela intensificação do processo de convecção magnetosférica. Durante muito tempo acreditou-se que os três principais processos de decaimento da corrente de anel fossem: as trocas de carga, as interações de Coulomb e as interações onda-partícula [Gonzalez *et al.*, 1994; Kamide *et al.*, 1998a; McPherron, 1997]. Recentemente, [O'Brien e McPherron, 2000] mostraram estatisticamente que existe uma correlação entre o campo elétrico interplanetário (E_y), na direção leste-oeste, e o tempo de decaimento das partículas que constituem a corrente de anel. [Liemohn *et al.*, 1999; Liemohn *et al.*, 2000] sugeriram que a deriva dos íons da corrente de anel em órbitas abertas em direção a magnetopausa diurna é o principal processo de perda de partículas durante a fase principal e as primeiras horas da fase de recuperação.

Durante o período de máxima atividade solar, os principais fenômenos que causam tempestades magnéticas intensas ($D_{st} < -100\text{nT}$) estão associados com manifestações interplanetárias de ejeções de massa coronal (ICMEs). As nuvens magnéticas constituem um subconjunto destas ejeções e são caracterizadas pela: (a) intensificação do campo magnético; (b) rotação suave do vetor campo magnético em um período de aproximadamente um dia (em 1 AU) e (c) baixa temperatura de prótons [Burlaga *et al.*, 1981; Burlaga, 1995; Klein e Burlaga, 1982]. A definição acima identifica as nuvens magnéticas como uma classe distinta de ejeções com uma clara interpretação física e assinatura. [ver, Farrugia *et al.*, 1997, e referências citadas].

A relação entre nuvens magnéticas e tempestades magnéticas foi reportada por [Burlaga *et al.*, 1981]. Uma correlação entre as nuvens magnéticas e a intensidade das tempestades geomagnéticas foi estabelecida por [Wilson, 1987] utilizando o conjunto de eventos listado por [Klein e Burlaga, 1982] para o período de 1973 até 1978. A intensidade e o início da tempestade magnética foram relacionados à polaridade da nuvem magnética, a qual se refere à alteração da direção do vetor campo magnético a medida que a estrutura passa pela sonda. A Figura 24 apresenta um esquema de classificação dos tubos de fluxo magnético passando através de uma

sonda no meio interplanetário. As letras N, S, E e W indicam as polaridade Norte-Sul e Leste-Oeste dos componentes do campo magnético. Quando a nuvem apresenta a rotação do campo magnético da direção sul para norte, diz-se que possui polaridade Sul-Norte (SN) e, em caso contrário, possui polaridade Norte-Sul (NS). [Klein e Burlaga, 1982] não observaram uma diferença significativa da intensidade das tempestades, mas foi observado que o início da fase principal depende da polaridade da nuvem. [Wilson, 1987] também mostrou que uma minoria de nuvens, apesar de possuírem campos magnéticos de longa duração direcionados para o sul, não causam tempestades. A partir da análise de 19 nuvens magnéticas observadas entre 1978 e 1982, próximo ao máximo solar, [Zhang e Burlaga, 1988] reportaram várias diferenças entre nuvens de diferentes polaridades. O número de nuvens magnéticas SN observado foi maior que o de nuvens magnéticas NS, e as nuvens SN estavam associadas com períodos que apresentam velocidades maiores que as nuvens NS. Os distúrbios causados por estas nuvens foram da ordem de -100nT . Os autores distinguiram entre nuvens SN e NS e de acordo com a ocorrência ou não de ondas de choques. Também associaram o início da tempestade com a polaridade da nuvem. Durante a passagem de nuvens SN o decréscimo do Dst é devido aos campos da região dianteira da nuvem, enquanto que para nuvens NS o decréscimo acontece devido aos campos de região traseira.

[Zhao e Hoeksema, 1998; Zhao et al., 2001] mostraram que a duração e a intensidade do componente direcionado para o sul do campo magnético interplanetário dentro de uma nuvem magnética é correlacionada linearmente a latitude eclíptica do eixo axial central da nuvem. Também se mostrou que a intensidade do campo axial, a velocidade e a distância de impacto entre a sonda e o eixo central da nuvem são outros parâmetros associados com a duração e a intensidade dos eventos B_z dentro de uma nuvem magnética.

[Bothmer e Rust, 1997] estabeleceram a conexão entre a polaridade magnética global do Sol e a polaridade das nuvens magnéticas. Nuvens SN ocorrem frequentemente durante o período entre ciclos de atividade solar pares e ímpares, enquanto que nuvens NS ocorrem mais frequentemente entre ciclos ímpares e pares. [Mulligan et al., 1998, 2000] estudaram a correlação entre a estrutura das nuvens magnéticas na heliosfera interna e a evolução do campo magnético solar no curso de um ciclo solar. Nestes estudos, observou-se que a orientação do eixo axial do tubo de fluxo

magnético varia de acordo com o ciclo de atividade solar, sendo quase perpendicular ao plano eclíptico próximo ao máximo solar.

Magnetic Rope Types Lying in Ecliptic Plane

Magnetic Cloud Type				
	SEN	SWN	NES	NWS
Leading Field	South (-Bz)	South (-Bz)	North (+Bz)	North (+Bz)
Axial Field	East (+By)	West (-By)	East (+By)	West (-By)
Trailing Field	North (+Bz)	North (+Bz)	South (-Bz)	South (-Bz)
Helicity	LH	RH	RH	LH

Magnetic Rope Types Perpendicular to Ecliptic Plane

Magnetic Cloud Type				
	WNE	ESW	ENW	WSE
Leading Field	West (-By)	East (+By)	East (+By)	West (-By)
Axial Field	North (+Bz)	South (-Bz)	North (+Bz)	South (-Bz)
Trailing Field	East (+By)	West (-By)	West (-By)	East (+By)
Helicity	RH	RH	LH	LH

Figura 24: Esquema de classificação dos tubos de fluxo magnético conduzidos através de uma sonda interplanetária. Figura mantida no idioma original. Fonte: Mulligan, T., C.T. Russell, e J.G. Luhmann, *Interplanetary Magnetic Clouds: Statistical Patterns and Radial Variations*, *Advances in Space Research*, 26 (5), 801-806, 2000.

[Fenrich e Luhmann, 1998], baseados em um conjunto de 29 nuvens magnéticas, encontraram que a compressão na região traseira associada com feixes rápidos ocorre em cerca de 40-45% de todas as nuvens, independente da polaridade. Se uma nuvem possui polaridade SN a compressão é coincidente com a porção direcionada para o norte do IMF e tem pouco efeito em termos da resposta do Dst. No entanto, se a nuvem possui polaridade NS a compressão é coincidente com a porção direcionada para o sul do IMF e desta forma tem um efeito significativo na resposta do D_{st} . [Dal Lago et al., 2002] mostraram que o valor de pico do índice Dst pode ser duas vezes maior quando se observa a compressão na parte traseira de uma nuvem NS. [Gonzalez et al., 2002] sugeriram que estes feixes são de diferentes tipos, sendo os feixes corrotantes os mais comumente observados. [Cargill et al., 1995] mostraram através de modelos magnetohidrodinâmicos que a compressão traseira observada pode ser resultado da interação dos vórtices formados devido à propagação através da heliosfera interna.

[Burton et al., 1975] propuseram uma fórmula relativamente simples que permite a previsão da intensidade da corrente de anel, e do índice Dst, a partir das condições do vento solar. Em sua formulação, as variações da intensidade da corrente de anel foram assumidas como sendo devidas à injeção de energia na corrente de anel (F), que é proporcional ao campo elétrico interplanetário, e aos processos de dissipação de energia (L), que são proporcionais à intensidade da corrente de anel. A fase principal de uma tempestade magnética ocorre quando o campo magnético interplanetário está direcionado para o sul e o campo elétrico interplanetário é suficientemente intenso, tal que a taxa de injeção de energia é muito maior que a taxa de dissipação, e a corrente de anel é energizada. A fase de recuperação se inicia quando o campo magnético interplanetário rotaciona para norte e o processo de reconexão cessa, de forma que a taxa de dissipação é muito maior que a taxa de injeção.

[Gonzalez e Tsurutani, 1987] determinaram uma relação empírica entre as estruturas interplanetárias e as tempestades magnéticas decorrentes com índice $Dst < -100$ nT. Neste estudo, eles utilizaram registros dos parâmetros de plasma e do campo magnético interplanetário medidos pela sonda ISEE-3, localizada no ponto Lagrangiano interno (L_1). Para o conjunto de dez eventos estudados, eles observaram que as tempestades magnéticas ocorreram quando o campo elétrico interplanetário, direcionado para o crepúsculo, era superior a 5 mV/m durante um período maior ou igual a 3 horas. Esta condição é equivalente a um campo magnético

interplanetário, direcionado para o sul, com intensidade de ~10 nT. Esta relação empírica foi determinada para o período de máxima atividade solar, mas é considerada válida para o período de atividade solar mínima.

Neste capítulo, são investigadas as condições necessárias para serem observadas tempestades magnéticas intensas durante a passagem de diferentes estruturas interplanetárias que contêm campos magnéticos intensos.

2 Monitoramento da atividade magnética através do índice Dst

O índice Dst, introduzido por [Sugiura, 1964] para o estudo dos dados do IGY (*International Geophysical Year*), foi proposto como uma medida do componente simétrico da corrente de anel. O componente H do campo magnético superficial em latitudes médias é medido em várias estações distribuídas em longitude. Após subtraída a linha de base para dias calmos, isto é, após a remoção dos efeitos Sq, o valor médio dos componentes H das estações consideradas é calculado e dividido pelo co-seno da latitude média das estações para definir o índice Dst. A Tabela 4 apresenta a localização das quatro estações utilizadas na determinação do índice Dst. Desta forma, o índice Dst pode ser definido como,

$$Dst = \frac{1}{N} \sum_i^N \frac{\Delta H_i}{\cos \theta_i} \quad (3.1)$$

onde ΔH_i é o efeito da corrente de anel na estação i com latitude θ_i , e N é o número de estações utilizadas.

Idealmente, o índice Dst não contém contribuições de sistemas de correntes que não apresentam simetria azimutal. No entanto, em consequência do reduzido número de estações utilizadas no cálculo do índice, há uma contaminação por outros sistemas de correntes. Os principais sistemas que podem contaminar o Dst são: a corrente de *Chapman-Ferraro* na magnetopausa diurna, a corrente na cauda magnética, a corrente de anel assimétrica, e o componente horizontal das correntes alinhadas ao campo. Desta forma, cada valor do Dst pode ser interpretado como sendo devido a corrente de anel simétrica somada a um erro associado com as contribuições dos outros sistemas de correntes [McPherron, 1997].

Tem-se tido especial cuidado na localização das estações para evitar a influência de outras correntes que fluem na região auroral (eletrojato auroral) e no próprio equador geomagnético em latitudes baixas (eletrojato equatorial). No entanto, não é possível evitar a influência das correntes que fluem em grande escala na cauda magnetosférica e principalmente na magnetopausa diurna. Para eliminar a influência das correntes na magnetopausa diurna se introduziu o índice D_{st} corrigido (D_{st}^0), que é obtido considerando a contribuição da corrente de Chapman-Ferraro, cuja perturbação é proporcional à raiz quadrada da pressão do vento solar na magnetopausa diurna. Desta maneira, o índice D_{st}^0 é dado por

$$D_{st}^0 = Dst - b\sqrt{p} + c \quad (3.2)$$

onde $p = \rho v^2$ é a pressão do vento solar em dias perturbados, ρ é a densidade de massa, v é a velocidade do vento solar, b e c são constantes cujos valores aproximados são, $b = 0,2 \text{ nT}/(\text{eV cm}^3)^{1/2}$, e $c = 20 \text{ nT}$. A constante b representa um fator de proporcionalidade típico para tempestade magnéticas intensas [Gonzalez *et al.*, 1989], e a constante c representa a contribuição da pressão do vento solar em um dia quieto. Assim, o índice D_{st}^0 indica a variação do campo magnético terrestre produzida pela corrente de anel, e conseqüentemente a energia cinética total das partículas aprisionadas.

Tabela 4: Localização das estações magnéticas utilizadas na determinação do índice Dst.

Estação	Latitude	Longitude
Hermanus	-33,3°	80,3°
Kakioka	26,0°	206,0°
Honolulu	21,0°	266,4°
San Juan	29,9°	3,2°

3 Relação Dessler-Parker-Sckopke

A justificativa física para se usar o índice Dst no estudo de tempestades magnéticas é a relação *Dessler-Parker-Sckopke* (DPS) [Dessler e Parker, 1959; Sckopke, 1966]. Em sua forma mais simples, esta relação estabelece que a perturbação magnética causada pela corrente de anel é diretamente proporcional a sua energia total.

Como apresentado por [McPberron, 1997], esta relação pode ser derivada da seguinte maneira. A perturbação magnética causada no centro de uma corrente de anel equatorial de intensidade I é dada por

$$\delta B_r = \frac{\mu_0 I}{2\pi r}, \quad (3.3)$$

onde r é o raio do anel. A corrente produzida pela deriva de uma partícula próximo ao plano equatorial é

$$I = \frac{qv_d}{2\pi r}, \quad (3.4)$$

onde v_d é a velocidade média de deriva. Em um campo dipolar a velocidade de deriva é dada por $v_d = -3E_T r^2 / qM$, com q a carga, M o momento de dipolo geomagnético, e E_T a energia de giro da partícula. Combinando estas relações, obtém-se

$$\delta B_1 = \frac{3\mu_0 E_T}{4\pi M} \quad (3.5)$$

O efeito do giro assim como o da deriva deve ser considerado. Uma partícula girando cria uma corrente infinitesimal com seu momento antiparalelo ao campo terrestre. Este dipolo cria um campo axial positivo no centro da Terra dado por $\delta B_2 = (\mu_0 / 4\pi)(\mu / r^3)$, onde μ é o momento de dipolo. O momento de dipolo de uma partícula girando é dado por $\mu = E_T / B = (r^3 / M)E_T$. Desta forma,

$$\delta B_2 = \frac{\mu_0 E_T}{4\pi M} \quad (3.6)$$

Somando as duas contribuições, tem-se

$$\delta B = \frac{\mu_0 E_T}{\pi M} \quad (3.7)$$

Considerando como uma fração do campo equatorial superficial, obtém-se

$$\frac{\delta B}{B_0} = -\frac{2E_T}{3U_M} \quad (3.8)$$

onde U_M é a energia total no campo dipolar fora da Terra e B_0 é o campo magnético equatorial medido na superfície.

4 A evolução da corrente de anel e a taxa de injeção de energia

A principal causa da intensificação da corrente de anel são intensos campos magnéticos interplanetários de longa duração e direcionados para o sul que se conectam com o campo geomagnético e permitem o transporte de energia do vento solar para a magnetosfera [Gonzalez *et al.*, 1994]. No modelo de [Burton *et al.*, 1975], a taxa de injeção de energia é linearmente proporcional ao campo elétrico do vento solar direcionado de leste para oeste. O modelo é derivado a partir da relação DPS, discutida anteriormente,

$$\frac{Dst^0(t)}{B_0} = \frac{2E(t)}{3U_M} \quad (3.9)$$

onde a perturbação da corrente de anel no centro da Terra foi substituída pelo índice Dst corrigido. Esta substituição é válida considerando que a corrente de anel é simétrica com relação ao eixo do dipolo. Considerando-se a taxa de variação desta relação, obtém-se

$$\frac{dDst^0}{dt} = \frac{2B_0}{3U_M} \frac{dE}{dt} \quad (3.10)$$

A taxa de variação da energia na corrente de anel é um balanço entre a energia que entra e a energia que sai, assim

$$\frac{dE(t)}{dt} = U(t) - \frac{E(t)}{\tau} \quad (3.11)$$

onde $U(t)$ é a taxa na qual a energia é injetada, e $E(t)/\tau$ é a taxa de energia que é perdida.

Neste modelo supõe-se que o processo primário de perda na corrente de anel é a troca de carga, que depende do número de partículas presentes, ou seja, aproximadamente da energia total na corrente. Substituindo a Equação (3.11) em (3.10), obtém-se,

$$\frac{dDst^0}{dt} = \frac{2B_0}{3U_M} \left[U(t) - \frac{E(t)}{\tau} \right] \quad \text{ou} \quad (3.12)$$

$$\frac{dDst^0}{dt} = F(t) - \frac{Dst^0}{\tau} \quad (3.13)$$

onde $F(t)$ é a função de injeção, e é definida por

$$F(t) = \frac{2B_0}{3U_M} U(t) \quad (3.14)$$

No modelo de [Burton *et al.*, 1975], $F(t)$ foi escolhido como sendo

$$F(t) = aF_L \left[v(t-t_d) (B_s(t-t_d) - B_z^0) U(\theta - \pi/2) \right] \quad (3.15)$$

onde F_L é um filtro passa baixa, t_d é o tempo de atraso, B_z^0 é um limiar, e U é uma função degrau unitária. Observa-se que quando a função de injeção é zero o Dst^0 decai a zero com uma constante de tempo τ .

[Feldstein, 1992], comparando os resultados de vários estudos sobre o parâmetro τ , concluiu que os valores de τ são muito diferentes durante a fase principal em relação à fase de recuperação. O valor de τ decresce no período de injeção. Um valor fixo de $\tau \approx 6-8$ h subestima a taxa de injeção na corrente de anel durante a fase principal e superestima na fase de recuperação. Sugeriu-se que τ pode atingir valores < 1 hora durante a fase principal de tempestades intensas.

[Kozyra *et al.*, 1998] discutiram o pré-condicionamento da população da lâmina de plasma. A intensificação da convecção magnetosférica, produzida durante intervalos de intensos campos magnéticos direcionados para o sul, é um importante elemento no desenvolvimento de intensas correntes de anel. No entanto, a magnetosfera não é um elemento passivo. O pré-condicionamento das condições do plasma que compõe a lâmina de plasma por estruturas geofetivas do vento solar pode alterar a geofetividade das estruturas do vento solar subsequentes. A folha de plasma é a principal região que fornece íons para a corrente de anel. Várias vezes por mês a densidade da lâmina de plasma atinge valores extremamente altos, aparentemente em associação com a intensificação da densidade do vento solar em períodos em que o IMF está direcionado para o sul. Se mudanças significativas da densidade da lâmina de plasma ocorrem durante a fase principal de uma tempestade, deve haver um impacto na intensidade da corrente de anel. Modelos e observações durante várias tempestades mostram este efeito. Somando-se a isso, observações das variações na função de distribuição da fonte da população da corrente de anel durante uma tempestade magnética implicam que o

processamento do material da lâmina de plasma, próximo a Terra, por subtempestades também desempenha um papel no pré-condicionamento da população da corrente de anel.

[Daglis, 1997] discutiu o papel do acoplamento magnetosfera-ionosfera na evolução da corrente de anel através de observações da magnetosfera interna. Estas observações mostraram que durante a fase principal das tempestades intensas, isto é, durante períodos de intensas correntes de anel, a abundância e densidade de energia de íons de origem ionosférica na magnetosfera interna é extraordinariamente alta. O íon O^+ provê mais de 40% da densidade de energia das partículas, comparado com o nível de ~20% durante tempestades moderadas ou fracas, e um nível de ~10% durante períodos calmos. Portanto, o desenvolvimento da corrente de anel está associado com a alteração da composição da magnetosfera próxima a Terra. Considerando que uma grande fração dos íons H^+ são de origem ionosférica, pode-se dizer que a causa das intensas correntes de anel durante grandes tempestades magnéticas é terrestre, apesar da fonte de energia ser indiscutivelmente de origem solar. Desta forma, a ionosfera responde a intensificação da atividade magnética com uma alimentação da cauda magnética. É perfeitamente possível que dois processos distintos desempenhem funções em duas intensificações sucessivas da corrente de anel. Isto é, o primeiro decréscimo no Dst pode ser devido a convecção magnetosférica controlada pelo campo interplanetário direcionado para o sul, enquanto que a segunda intensificação da corrente de anel pode estar associada com o acúmulo da íons O^+ .

As tempestades magnéticas mais intensas estão freqüentemente associadas com duas quedas do Dst impostas por dois intervalos distintos de campo sul no vento solar. Recentemente, [Kamide *et al.*, 1998b] mostraram que uma substancial fração das tempestades intensas ($D_{st} \leq -100nT$) apresentam a evolução da fase principal em duas etapas, isto é, antes que a corrente de anel tenha se recuperado ao nível anterior ao da tempestade, uma nova injeção de partículas ocorre, conduzindo a um novo desenvolvimento da corrente de anel, e portanto, fazendo com que o Dst decaia uma segunda vez. Observou-se, também, que a maior parte das estruturas que causam estas tempestades são nuvens magnéticas, de forma que a resposta da fase principal em duas etapas corresponde aos campos magnéticos direcionados para o sul encontrados na região da bainha e na própria nuvem.

[Rostoker *et al.*, 1997] consideraram que o desenvolvimento da corrente de anel acontece da seguinte maneira: a intensificação da convecção do campo elétrico conduz a energização dos íons na lâmina de plasma a medida que eles derivam em direção a Terra. Próximo à borda interna da lâmina de plasma, a corrente da cauda se intensifica significativamente. Este termo representa a carga associada com a blindagem elétrica e o desenvolvimento desta blindagem evita que o plasma efetue a convecção em direção a Terra. Desta forma, há uma limitação do nível de energia que os íons podem atingir o que restringe o desenvolvimento da corrente de anel. A fase de expansão de subtempestades parece desempenhar um papel importante na redução do efeito de blindagem. Como sugerido por [Rostoker *et al.*, 1997], a fase de expansão envolve uma súbita redução da corrente da cauda próximo a borda interna de lâmina de plasma. Esta redução é equivalente a redução da blindagem do campo elétrico, o que permite que o plasma realize a convecção em direção a Terra. As correntes envolvidas na redução da blindagem são as correntes alinhadas ao campo da Região 2. Estas correntes posicionam a porção direcionada para o equador da aurora oval e portanto o movimento direcionado para o equador das correntes de blindagem pode refletir no movimento direcionado para o equador da borda dos eletrojados governados diretamente.

5 Procedimento

5.1 Os eventos selecionados

Neste estudo, foram investigadas as estruturas de 12 nuvens magnéticas que foram selecionadas dentre o conjunto de nuvens observadas entre 1973 e 2000. Foram utilizadas médias horárias dos parâmetros de plasma e campo magnético disponível no banco de dados do *OMNI Data Center*. Foram estabelecidos dois critérios para a seleção destes eventos. Primeiro foram selecionados eventos associados à ocorrência de tempestades intensas em que a fase principal apresenta um decréscimo monotônico. Nos casos em que as tempestades evoluíram em duas ou mais etapas somente a primeira foi considerada, desde que este primeiro decréscimo representasse uma tempestade intensa. Segundo foram selecionados eventos que apresentaram os dados dos parâmetros de plasma e campo magnético contínuos, de forma que fosse possível identificar a ocorrência de campos na bainha *e/* ou a estrutura da nuvem magnética e sua polaridade. É importante ressaltar que estes critérios foram estabelecidos para distinguir a resposta da magnetosfera a cada estrutura.

Os eventos foram classificados de acordo com o seguinte esquema: SN – nuvens com polaridade sul-norte; NS – nuvens com polaridade norte-sul; Y – nuvens em Y com campo axial na direção Sul; e, S – campos direcionados para o sul na bacia.

5.2 O parâmetro usado para medir a geofetividade

Para comparar a geofetividade das diferentes estruturas interplanetárias é necessário escolher um parâmetro adequado. Foi escolhido o tempo de integração (T) da equação de balanço de energia (Equação 3.13) necessário para se observar variações do D_{st} de -100 nT. O limiar de -100 nT foi escolhido por ser amplamente usado para caracterizar tempestades intensas. Outros limiares como -25 nT, -50 nT e -75 nT também foram investigados.

Para os eventos selecionados, foi estimada a variação do índice D_{st} devido à injeção de energia na corrente de anel. Esta estimativa foi realizada utilizando uma versão modificada por [O'Brien e McPherron, 2000] da formula proposta por [Burton et al., 1975].

O primeiro passo foi calcular o campo elétrico do vento solar direcionado do amanhecer para o anoitecer $E_y = -VB_s$. Seguindo [O'Brien e McPherron, 2000] a função de injeção de energia, $F(E_y)$, e o tempo de decaimento, τ , foram estimados a partir de:

$$F(E_y) = \begin{cases} -4.4(E_y - 0.5), & \text{para } E_y \geq 0.5 \\ 0, & \text{para } E_y < 0.5 \end{cases} \quad (3.15)$$

e,

$$\tau = 2.4e^{(9.74/4.69+E_y)} \quad (3.16)$$

Assumiu-se que o vento solar é constituído por uma sequência de feixes, que podem ser classificados em duas classes: (1) geofetivos e (2) não geo-efetivos. Feixes geofetivos correspondem a períodos em que ocorre injeção de energia na corrente de anel, isto é, $F(E_y) < 0$ nT/h, e feixes não geofetivos correspondem a períodos em que não ocorre injeção de energia na corrente de anel, isto é, $F(E_y) = 0$ nT/h.

Para cada evento foi estimado o tempo de integração da equação de balanço de energia para se observar valores do D_{st} menores que os níveis -25 , -50 , -75 , e -100 nT.

6 Resultados e Discussão

A Tabela 5 sumariza os resultados. As duas primeiras colunas apresentam, respectivamente: a data do evento e a estrutura da nuvem. A terceira coluna apresenta o pico de E_y . As colunas seguintes apresentam os tempos de integração estimados para os níveis do Dst estudados. Nesta tabela os eventos estão agrupados de acordo com as suas estruturas. Abaixo de cada grupo são apresentados os valores médios dos tempos de integração e na última linha da tabela são apresentados os valores médios para todo o conjunto. Duas informações importantes podem ser extraídas desta tabela: (1) observa-se claramente que as tempestades associadas com os grupos SN e S apresentam uma evolução da fase principal mais rápida que as tempestades associadas com os grupos NS e Y; e, (2) o tempo de integração mínimo para se observar variações de -100 nT é de 3 horas, confirmando para este grupo que o critério para ocorrência de tempestades magnéticas intensas é satisfeito.

Na Figura 25 são apresentados os valores médios do tempo de integração para cada classe de eventos em função do Dst. Também é apresentada a regressão linear para cada classe. Para facilitar a identificação, cada grupo de eventos foi grafado com um símbolo e uma cor diferente, conforme pode ser observado na legenda. Os resultados obtidos para os eventos selecionados indicam que existe uma tendência do tempo de integração ser diretamente proporcional ao Dst. Os coeficientes de inclinação das curvas mostram que cada grupo de eventos evolui de maneira diferenciada. É importante salientar que o tempo mínimo para atingir -100 nT foi de 3 horas para os eventos associados com campos na bainha. Este resultado está de acordo com o critério proposto por [Gonzalez e Tsurutani, 1987], o qual sugere que é necessário se observar campos elétricos na direção leste-oeste maiores que 5 mV/m por pelo menos 3 horas. Uma análise posterior do conjunto de eventos estudados por [Gonzalez e Tsurutani, 1987], efetuado por [Gonzalez et al., 1989], indicou que grande parte destas tempestades foram causadas por campos na bainha. Os resultados apresentados neste capítulo indicam que, em uma primeira aproximação, é possível estabelecer critérios mínimos para se observar tempestades associadas com cada classe de eventos.

Tabela 5: Tempo de integração estimado para os eventos selecionados.

Evento	Estrutura	Ey	Tempo de integração (horas)			
			-25 nT	-50 nT	-75 nT	-100 nT
13-Jan-1967	SN	10.5	3	3	4	5
01-Nov-1972	SN	16.0	2	2	2	3
19-Dec-1980	SN	16.3	2	2	2	3
<i>Média SN</i>			2.3	2.3	2.6	3.6
31-Mar-1973	NS	11.9	5	6	7	8
21-Sep-1982	NS	10.9	3	5	6	8
26-Sep-1982	NS	10.7	3	6	7	8
14-Jan-1988	NS	11.6	2	2	3	4
<i>Média NS</i>			3.3	4.8	5.8	7
02-May-1967	Y	11.9	4	6	8	10
27-Aug-1978	Y	10.9	2	4	6	8
<i>Média Y</i>			3	5	7	9
29-Sep-1978	S	19.9	2	2	2	3
25-Sep-1998	S	13.7	1	2	2	3
07-Apr-2000	S	13.0	2	3	3	4
<i>Média Bainha</i>			1.7	2.3	2.3	3.3
<i>Média total</i>			2.8	3.9	4.7	6.1

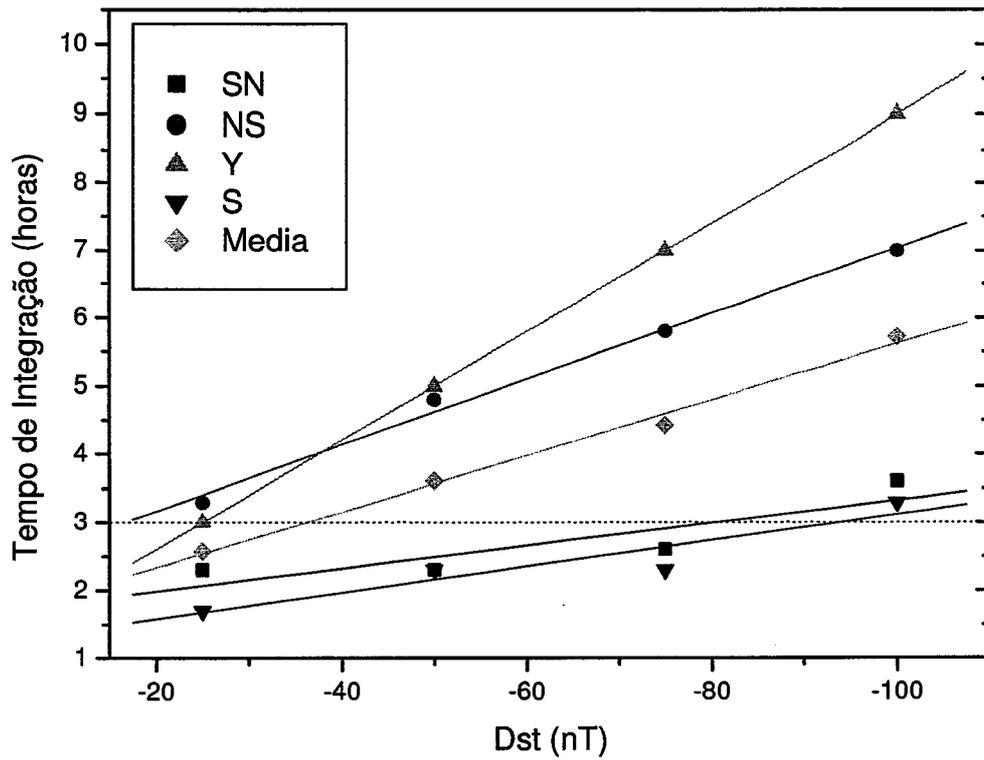


Figura 25. Valores médios do tempo de integração para cada classe de eventos e para o conjunto total em função do Dst.

A Figura 26a apresenta a distribuição dos tempos de integração necessários para se observar variações de -25 nT. Cada coluna apresenta o número de eventos para um tempo de integração. Para facilitar a identificação, cada grupo de eventos foi grafado com uma cor diferente, conforme pode ser observado na legenda. Neste primeiro histograma não fica claro que existe uma evolução diferenciada da fase principal das tempestades magnéticas associadas com cada grupo, apesar dos valores extremos já apresentarem uma tendência. O pico ocorre em 2 horas (6 eventos). A Figura 26b apresenta a distribuição para o nível de -50 nT. Neste histograma observa-se dois picos na distribuição: um em 2 horas (5 eventos) e outro em 6 horas (3 eventos). A Figura 26c apresenta o histograma para o nível de -75 nT. Aqui fica claro que existem dois grupos de eventos quanto ao tempo de integração. Tempestades que evoluem associadas com eventos SN e S e um segundo grupo associado com tempestades NS e Y. A Figura 26d apresenta os valores para o nível de -100 nT. Novamente se observa dois agrupamento de eventos.

Com o objetivo de comparar os resultados obtidos com um conjunto maior de eventos, foram estudados os períodos de injeção de energia na magnetosfera observados pela sonda ACE entre 1998 e 2001. Excluindo-se os períodos em que não foram realizadas medidas dos parâmetros de plasma e campo magnético, assumiu-se que o vento solar é constituído por uma seqüência de feixes, que podem ser classificados em duas classes: (1) geofetivos e (2) não geo-efetivos. Feixes geofetivos correspondem a períodos em que ocorre injeção de energia na corrente de anel, isto é, $F(E_y) < 0$ nT/h, e feixes não geofetivos correspondem a períodos em que não ocorre injeção de energia na corrente de anel, isto é, $F(E_y) = 0$ nT/h. Para cada evento se repetiu o procedimento apresentado para o conjunto estudado anteriormente, sem, no entanto, serem classificados. Os resultados obtidos são apresentados na Figura 27, no mesmo formato da Figura 26. Nesta figura foram adicionados os eventos estudados no Capítulo II. Observa-se claramente que a distribuição tende a se tornar bimodal à medida que o limiar aumenta. Esta alteração na distribuição dos tempos de integração parece ser devida as diferentes configurações magnéticas das estruturas interplanetárias.

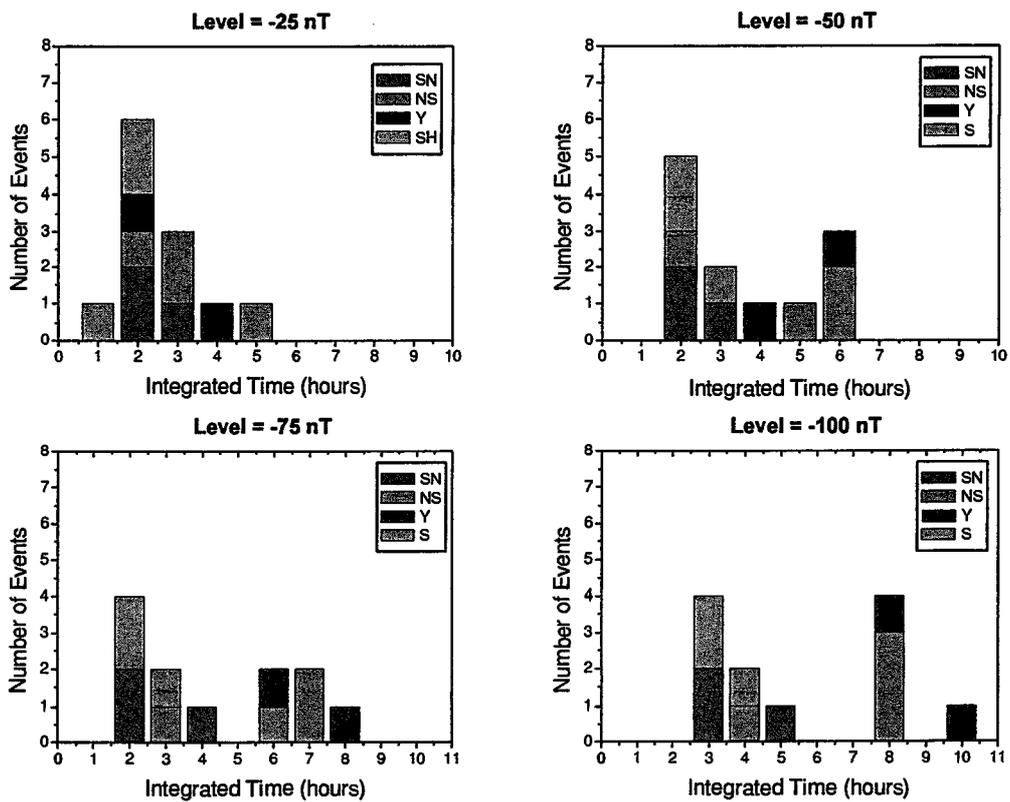


Figura 26: Distribuição dos tempos de integração estimados para os limiares de -25nT, -50nT, -75nT e -100nT.

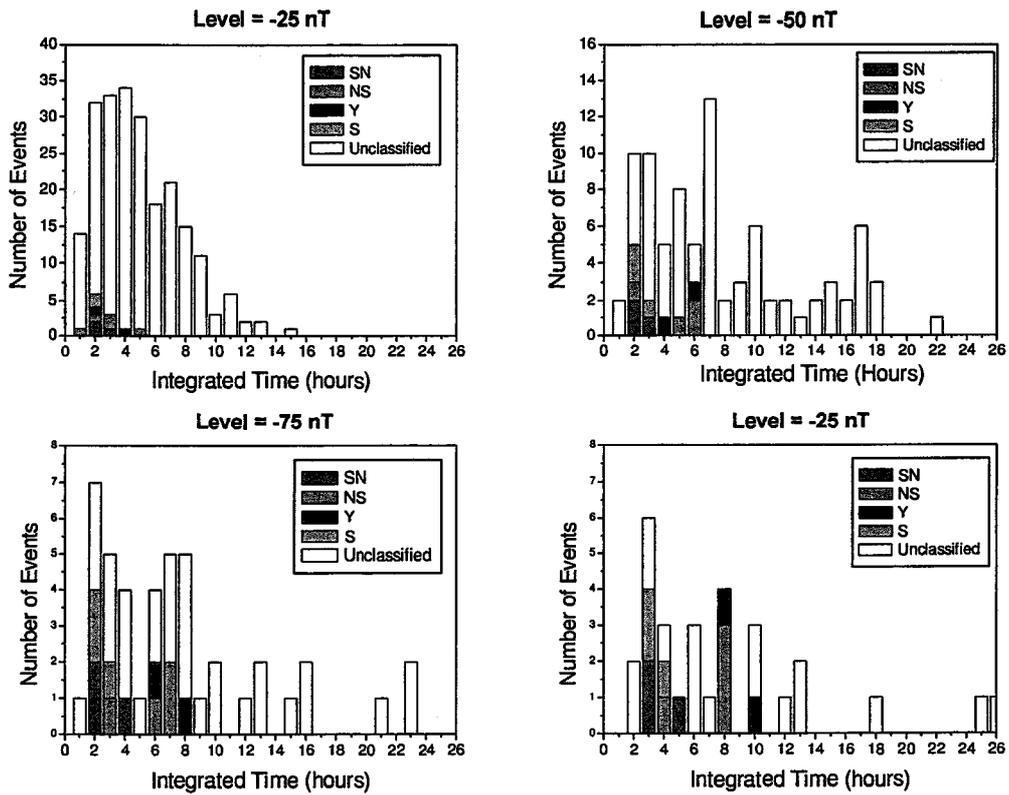


Figura 27: Distribuição dos tempos de integração estimados para os limiares de -25nT, -50nT, -75nT e -100nT. Nesta figura estão inclusos os eventos observados pela sonda ACE entre 1998 e 2001.

Observa-se que o tempo de integração estimado para o subgrupo de nuvens NS e Y é maior que aquele estimado para nuvens SN. Este comportamento diferenciado pode ser compreendido fisicamente como sendo devido ao diferente perfil do componente sul do campo magnético em consequência da diferente polaridade. Esta hipótese foi testada utilizando o modelo de nuvens magnéticas proposto por [Burlaga, 1988]. Para estimar o campo elétrico e a função de injeção de energia, a velocidade de propagação foi estimada usando a relação empírica entre o valor de pico do campo magnético total e a velocidade de propagação de estrutura proposta por [Gonzalez et al., 1998]. Desta forma, os tempos de integração foram estimados a partir do modelo.

A Figura 28 apresenta os perfis que foram estimados a partir do modelo de [Burlaga, 1988] para uma nuvem magnética com pico de 25 nT, para os casos com (a) polaridade SN; (b) polaridade N-S; e, (c) nuvem em Y. Do topo para baixo estão grafados o campo magnético total, o componente z do campo magnético, o campo elétrico e a função de injeção de energia. As áreas preenchidas indicam o tempo de integração necessário para observar uma variação de -100 nT. Como consequência da menor taxa de injeção de energia, o tempo de integração para o subconjunto de nuvens NS e Y é maior que o para nuvens SN.

A partir deste modelo estimou-se os valores do tempo de integração em função do campo elétrico interplanetário, para os níveis de -50 nT, -100 nT e -150 nT. No painel da esquerda da Figura 29 são apresentados os resultados obtidos para as nuvens SN e no painel da direita para as nuvens NS. Os eventos estudados são marcados nas figuras correspondentes. O modelo para nuvens SN representa bem o comportamento observado no meio interplanetário. No entanto, o modelo para nuvens NS estima valores menores que os observados. Isto pode estar relacionado com o processo de expansão das nuvens magnéticas, que não é levado em consideração neste modelo.

Os resultados obtidos indicam que a magnetosfera responde de maneira diferenciada a cada configuração do campo magnético. Os eventos em que se observa uma abrupta rotação do campo magnético interplanetário para o sul se observa uma evolução rápida da fase principal das tempestades associadas, enquanto que os eventos em que se observou uma gradual rotação do campo magnético para sul até atingir o pico apresentaram uma evolução mais lenta.

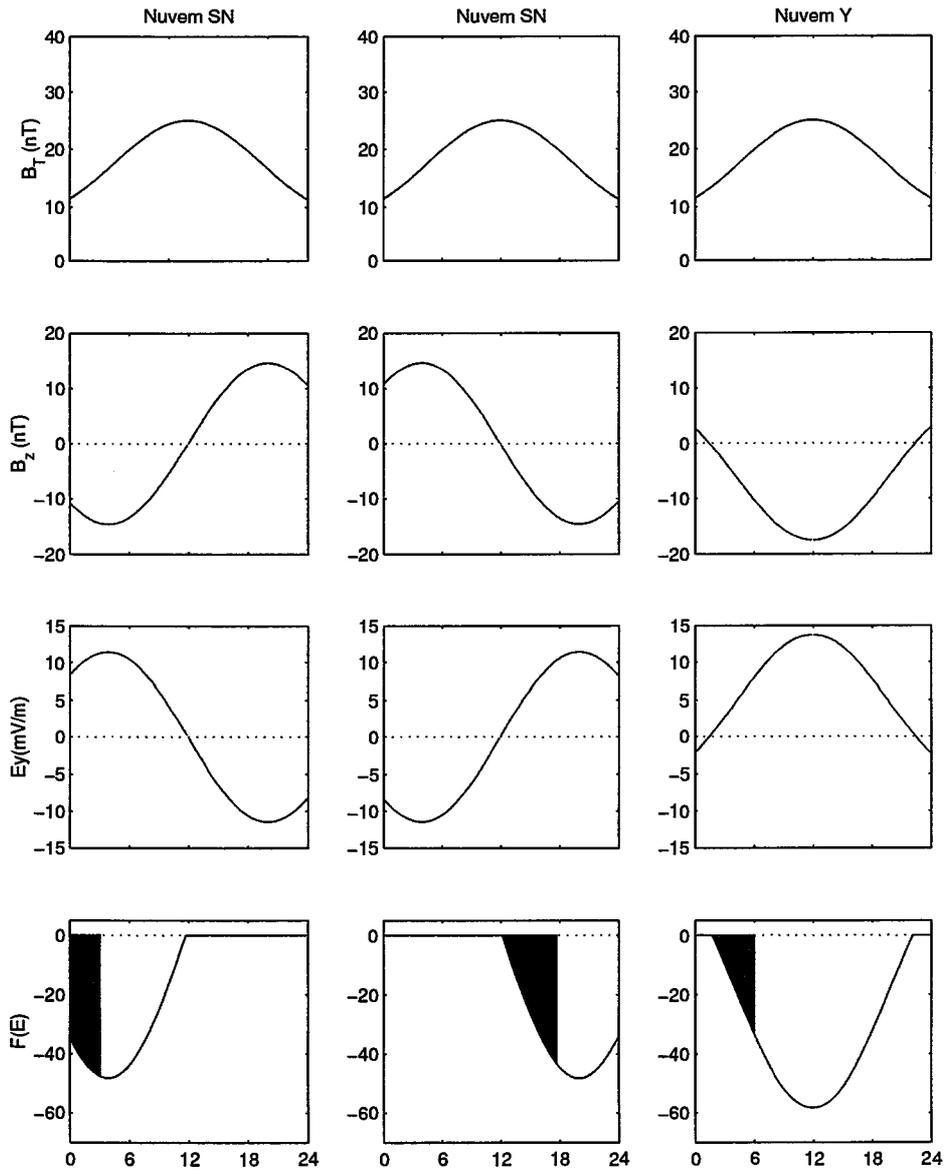


Figura 28: Representação esquemática do perfil de B_t , B_z , E_y e $F(E_y)$ obtida a partir do modelo de Burlaga [1988]. A região preenchida corresponde ao tempo de integração necessário para o Dst atingir o limiar de -100 nT.

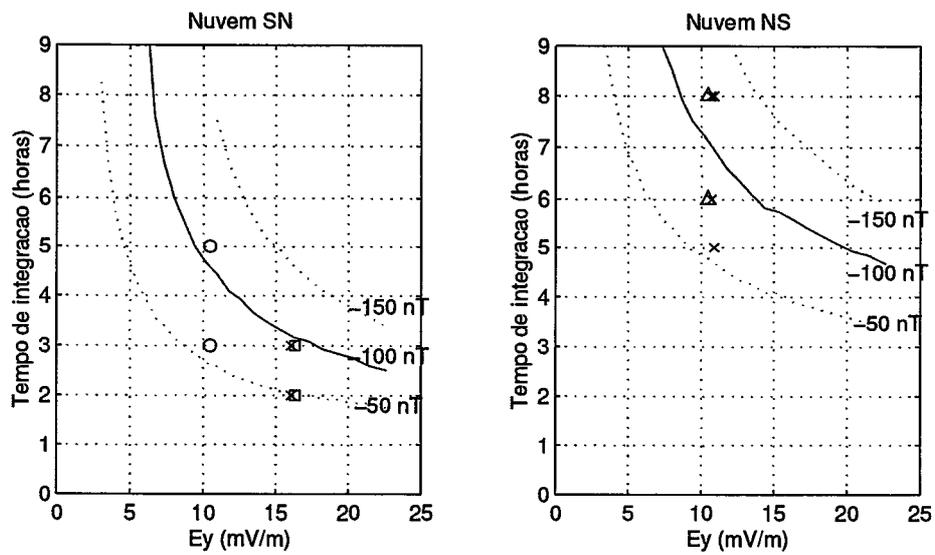


Figura 29. Valores estimados do tempo de integração em função do valor de pico do campo elétrico para nuvens magnéticas com (a) polaridade SN e (b) polaridade NS.

É importante salientar a importância dos processos de perda em ambas situações. O processo dominante de perdas de partículas da corrente de anel durante a fase principal e nas primeiras horas de recuperação é a perda dinâmica na magnetopausa diurna. À medida que o campo magnético rota para o norte, a corrente de anel tende a se simetrizar e outros processos de perda passam a ser importantes. Os processos de perda envolvidos durante a evolução de tempestades magnéticas associada com campos magnéticos que rotam lentamente para o sul ainda não foram considerados, mas provavelmente o grau de simetria da corrente de anel não deve ser o mesmo do grau de simetria das tempestades que apresentam uma evolução mais rápida da fase principal.

7 Conclusões

O estudo de 12 tempestades causadas por nuvens magnéticas e campos na bainha mostrou que a polaridade e orientação das nuvens magnéticas exercem grande influência no tempo de evolução da fase principal de tempestades intensas. Os resultados obtidos indicam que as tempestades magnéticas causadas por nuvens magnéticas com polaridade sul-norte (SN) e por campos na bainha magnética (S) apresentam uma rápida evolução da fase principal, enquanto que as tempestades causadas por nuvens norte-sul e as nuvens com o eixo axial quase perpendicular ao plano eclíptico (Y) apresentam uma evolução lenta.

Os resultados obtidos estão de acordo com o critério proposto por [Gonzalez e Tsurutani, 1987] para ocorrência de tempestades magnéticas. Apesar do reduzido número de eventos apresentados, propõe-se que sejam necessárias aproximadamente 7 horas, a partir da rotação de B_z para o sul, para que uma tempestade causada por uma nuvem com polaridade NS atinja o limiar de -100nT , e cerca de 9 horas para tempestades causadas por nuvens em Y atinjam o mesmo limiar. As tempestades causadas por nuvens com polaridade SN e as causadas por campos na bainha seguem o critério proposto por [Gonzalez e Tsurutani, 1987].

Estes resultados indicam que o tempo de antecedência com que se pode prever a ocorrência de uma tempestade intensa depende da estrutura e da orientação das nuvens magnéticas. Eventos mais complexos, como por exemplo, regiões de compressão na parte traseira das nuvens magnéticas ou ICMEs, tendem a seguir o comportamento das tempestades causadas por campos na bainha.

CAPITULO IV

CONDIÇÕES DA MAGNETOSFERA DURANTE TEMPESTADES MAGNÉTICAS INTENSAS ²

1 Introdução

Nos capítulos anteriores foram estudados as estruturas interplanetárias geofetivas e os critérios necessários para ocorrência de tempestades magnéticas intensas. Enfatizou-se a ocorrência de tempestades magnéticas que apresentaram o desenvolvimento da fase principal em uma etapa. Mostrou-se que estruturas geofetivas com diferentes configurações magnéticas causam o desenvolvimento diferenciado da fase principal das tempestades magnéticas intensas. Neste capítulo é investigada a ocorrência de tempestades magnéticas em duas ou mais etapas causadas por estruturas associadas com ICMEs/ Nuvens Magnéticas. Também é estudada a distribuição longitudinal das variações do componente horizontal (H) do campo geomagnético observado em latitudes médias.

[*Tsurutani et al.*, 1988] chamaram a atenção para o fato de que tempestades intensas apresentam a evolução de sua fase principal em duas etapas. Isto é, antes que a corrente de anel tenha decaído significativamente ao nível anterior ao da tempestade, uma nova injeção de partículas ocorre, conduzindo a um segundo desenvolvimento da corrente de anel.

[*Kamide et al.*, 1998b] mostraram – baseados em uma análise de 1252 tempestades magnéticas entre 1957 e 1991 – que uma substancial fração das tempestades geomagnéticas intensas apresenta o desenvolvimento de suas fases principais em duas etapas. Também foi observado que estas tempestades são causadas principalmente por estruturas interplanetárias conhecidas como nuvens magnéticas, sendo que a resposta em duas fases corresponde a estruturas de Bz

² Parte dos resultados apresentados neste capítulo foram previamente publicados por Vieira, L.E.A., W.D. Gonzalez, A.L.C. de Gonzalez, e A. Dal Lago, A study of magnetic storms development in two or more steps and its association with the polarity of magnetic clouds, *Journal of Atmospheric and Solar-Terrestrial Physics*, 63 (5), 457-461, 2001.

direcionadas para o sul encontradas na região da bainha magnética e na própria nuvem [Tsurutani e Gonzalez, 1997].

Neste capítulo, foi investigada a resposta da magnetosfera à passagem de nuvens magnéticas através do estudo da evolução da fase principal de tempestades magnéticas.

2 Análise de dados

2.1 Seleção de eventos

Para estudar a resposta da magnetosfera a diferentes configurações do campo magnético foram investigadas 85 nuvens magnéticas observadas entre 1965 e 1997. Utilizou-se o índice Dst como medida da resposta da magnetosfera durante estes eventos. Para o período entre 1965 e 1993 foram estudados 67 nuvens magnéticas previamente estudadas por [Bothmer e Rust, 1997], e para o período de 1995-1997 foram estudados 18 nuvens magnéticas encontradas no conjunto de dados da sonda WIND. Para todo este conjunto de dados, foram selecionados 49 eventos para os quais os parâmetros de plasma e campo magnético foram contínuos o suficiente para identificar a estrutura do campo magnético das nuvens.

Um segundo conjunto de tempestades magnéticas intensas, estudadas anteriormente no capítulo II, também foram analisadas quanto à evolução da fase principal. Estas tempestades estão associadas com um conjunto mais amplo de estruturas geofísicas que o primeiro conjunto, e foi utilizado para comparar com os resultados obtidos para o primeiro conjunto.

2.2 Classificação dos eventos

Os eventos selecionados foram subdivididos de acordo com a rotação do campo magnético de sul para norte (SN) ou vice versa (NS). Para estas configurações as nuvens magnéticas geralmente possuem seu eixo axial sobre o plano eclíptico. No entanto, também foram identificadas nuvens que possuem uma substancial inclinação do eixo axial em relação ao plano eclíptico, isto é, o eixo axial da nuvem é próximo a direção z. Estas nuvens foram classificadas como nuvens Y por apresentarem a rotação do campo no eixo y.

O conjunto de dados foi agrupado em três classes de acordo com a intensidade das tempestades magnéticas, definidas pelo valor mínimo do Dst: fracas ($D_{st} > -50\text{nT}$), moderadas ($-50\text{nT} < D_{st} < -100\text{nT}$) e intensas ($D_{st} < -100\text{nT}$) [Sugiura, 1960].

As tempestades magnéticas foram classificadas de acordo com a evolução do índice Dst através da fase principal até atingir o valor mínimo. Elas foram classificadas em três grupos: Tipo I, Tipo II e Tipo III. A Figura 30 apresenta o índice Dst para quatro tempestades magnéticas. Os painéis superiores apresentam exemplos de tempestades do Tipo I (07/Nov/1997) e do Tipo II (15/Maio/1997), respectivamente, enquanto que os painéis inferiores apresentam exemplos de tempestades do Tipo III (01/Out/1997 e 13/Nov/1998). As tempestades do Tipo I são aquelas que apresentam a assinatura clássica das tempestades magnéticas, consistindo de uma fase principal e uma fase de recuperação subsequente. As tempestades do Tipo II são aquelas que apresentam uma evolução da corrente de anel em duas etapas, isto é, um decréscimo em duas etapas no Dst. Por fim, as tempestades do Tipo III são aquelas em que se observa uma evolução da corrente de anel em três ou mais etapas.

A Figura 31 apresenta os parâmetros introduzidos por [Kamide *et al.*, 1998b] para diferenciar tempestades magnéticas que apresentam evolução em um etapa e em duas etapas. Para diferenciar adequadamente as tempestades do Tipo I e II seguiu-se os critérios propostos por [Kamide *et al.*, 1998b]:

- (a) Deve ocorrer uma recuperação parcial do Dst após o primeiro decréscimo e antes do segundo decréscimo ocorrer. O Parâmetro A representa a magnitude do primeiro decréscimo do Dst/ Sym, enquanto que C quantifica a recuperação do Dst/ Sym. Deve-se notar que $A > C > 0\text{nT}$. Por outro lado, se $C/A > 0.9$, a tempestade não é classificada com uma tempestade do Tipo 2, mas simplesmente uma tempestade do Tipo I com magnitude A.
- (b) Os dois picos no Dst/ Sym devem ser separados por pelo menos duas horas ($T+Y > 2$ horas).

As tempestades dos Tipos II e III foram diferenciadas utilizando os mesmos critérios de diferenciação entre os Tipos II e III, considerando para a análise o segundo e o terceiro pico.

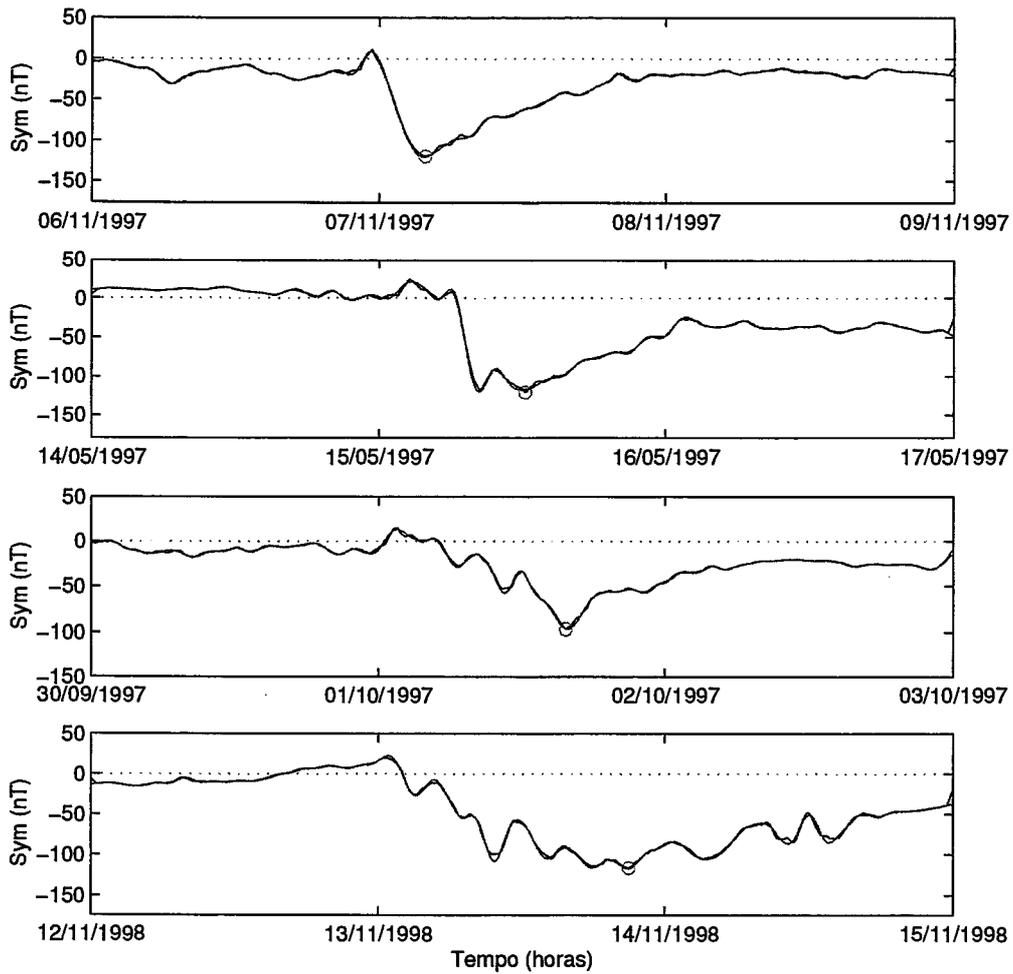


Figura 30. Os painéis superiores apresentam exemplos de tempestades do Tipo I (07/ Nov/ 1997) e do Tipo II (15/ Maio/ 1997), respectivamente, enquanto que os painéis inferiores apresentam exemplos de tempestades do Tipo III (01/ Out/ 1997 e 13/ Nov/ 1998).

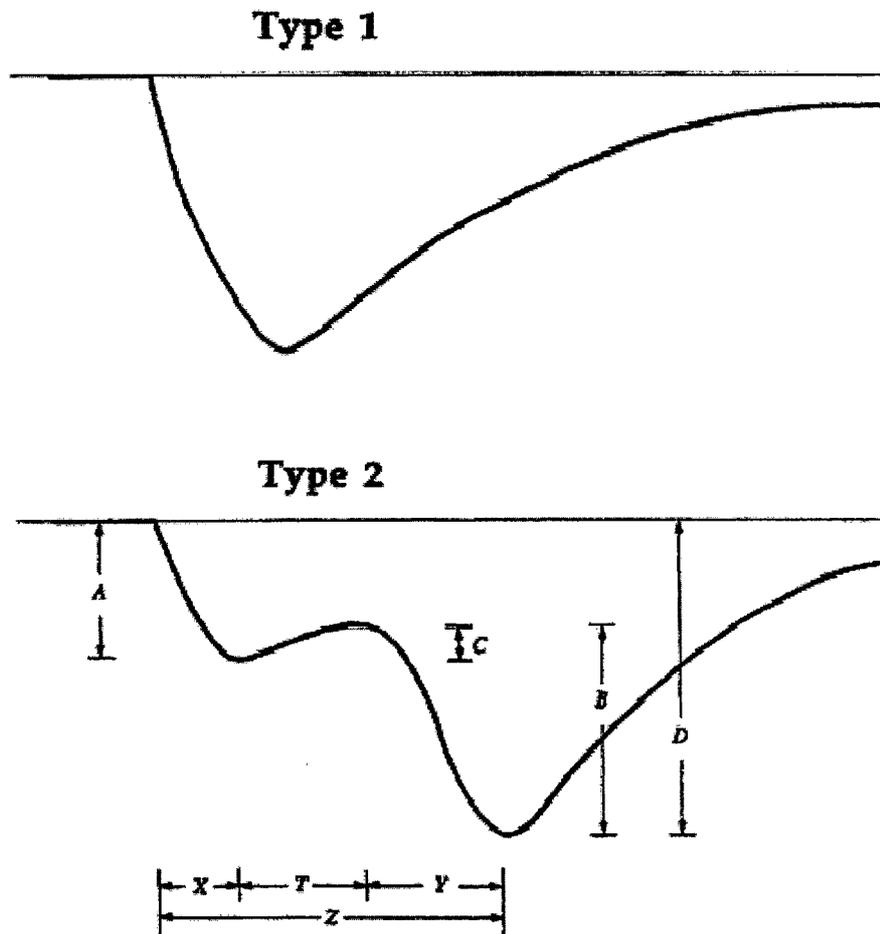


Figura 31: Parâmetros introduzidos por [Kamide *et al.*, 1998b] para diferenciar tempestades magnéticas que apresentam evolução em um etapa e em duas etapas. Fonte: Kamide, Y., N. Yokoyama, W. Gonzalez, B.T. Tsurutani, I.A. Daglis, A. Brekke, e S. Masuda, Two-step development of geomagnetic storms, *Journal of Geophysical Research-Space Physics*, 103 (A4), 6917-6921, 1998.

3 Resultados e discussão

3.1 Análise estatística

A Tabela 6 sumariza o resultado estatístico obtido para a classificação da intensidade das tempestades geomagnéticas versus os três tipos de evolução da fase principal. Mais de 60% das tempestades magnéticas causadas por nuvens magnéticas ocorreram em duas ou mais etapas durante a fase principal, enquanto que cerca de 52% das tempestades intensas tem uma evolução em duas etapas. A evolução em uma etapa foi observada em menos de 28% das tempestades intensas. A porcentagem de ocorrência de tempestades dos tipos II e III aumenta à medida que o pico do Dst também aumenta. Estes resultados, os quais se referem a um subconjunto das tempestades magnéticas causadas por nuvens magnéticas, estão de acordo com os resultados de [Kamide *et al.*, 1998b].

A Tabela 7 sumariza os resultados da classificação da polaridade das nuvens magnéticas em relação ao tipo de evolução. Nós observamos que cerca de 60% das nuvens magnéticas com polaridade SN causam tempestades magnéticas que evoluem em duas etapas. A evolução em duas etapas da fase principal de tempestades causadas por nuvens com polaridade SN resulta da proximidade dos campos magnéticos na região da bainha e na própria nuvem [Tsurutani e Gonzalez, 1997].

Na Tabela 7 também se observa que 11% das nuvens SN causam tempestades magnéticas que se desenvolvem em três ou mais etapas. Este comportamento parece resultar de dois efeitos combinados. O primeiro é a modulação da convecção magnetosférica governada pelas estruturas direcionadas para o sul presentes nas nuvens magnéticas [Burton *et al.*, 1975]. O segundo efeito é associado com a energização das partículas injetadas na magnetosfera interna, especialmente de origem ionosférica, durante as primeiras etapas da fase principal. [Daglis, 1997; Kamide *et al.* 1998]. Em nuvens SN o desenvolvimento em três ou mais etapas parece estar associada com a proximidade dos campos magnéticos na bainha magnética e na nuvem, assim como com flutuações do campo magnético no interior da ejeção.

Na Tabela 7 também se observa que cerca de 64% das nuvens magnéticas com polaridade NS conduzem a tempestades magnéticas que apresentam o desenvolvimento de sua fase principal em um simples decréscimo do Dst. Esta característica pode ser atribuída a uma separação muito

maior entre os campos magnéticos direcionados para o sul na bainha magnética e na ejeção. Esta característica é provavelmente associada com flutuações no prolongado campo axial direcionado para o sul.

A Tabela 8 sumariza os resultados da classificação da intensidade das tempestades geomagnéticas de acordo com a polaridade das nuvens magnéticas. É interessante observar que nuvens com polaridade SN parecem conduzir a tempestades moderadas e intensas, e que nuvens com polaridade Y levam a tempestades mais intensas. Esta característica é provavelmente devido ao prolongado campo magnético axial direcionado para o sul.

A Tabela 9 apresenta os resultados da classificação da intensidade das tempestades magnéticas em relação a evolução da fase principal para o conjunto de dados de 1998-2001. Nesta tabela os eventos são classificados quanto a intensidade seguindo o esquema apresentado no Capítulo II: Classe I ($-150\text{nT} < Dst \leq -80\text{nT}$); Classe II ($-250\text{nT} < Dst \leq -150\text{nT}$); e, Classe III ($Dst \leq -250$). Observa-se que ao se considerar tempestades intensas ($Dst < -80\text{nT}$) sem se considerar a estruturas interplanetárias, estas não apresentam uma clara tendência a evoluírem em uma, duas ou mais etapas.

Tabela 6: Classificação da intensidade da tempestade magnética em relação à evolução da fase principal.

	Tipo I	Tipo II	Tipo III	Total
Número de Casos				
Fraca	4	2	1	7
Moderada	7	8	2	17
Intensa	7	13	5	25
Total	18	23	8	49
Percentagens				
Fraca	57 %	29 %	14 %	100 %
Moderada	41 %	47 %	12 %	100 %
Intensa	28 %	52 %	20 %	100 %
Total	37 %	47 %	16 %	100 %

Tabela 7: Classificação de tempestades geomangéticas: polaridade da nuvem magnetizada versus tipo de Evolução

	Tipo I	Tipo II	Tipo III	Total
Número de Casos				
N-S	7	3	1	11
S-N	8	16	3	27
Y	3	4	4	11
Total	18	23	8	49
Percentagens				
N-S	64 %	27 %	9 %	100 %
S-N	30 %	59 %	11 %	100 %
Y	28 %	36 %	36 %	100 %
Total	37 %	47 %	16 %	100 %

Tabela 8: Classificação da intensidade da tempestade magnética de acordo com a polaridade

	Fracas	Moderadas	Intensas	Total
Número de Casos				
N-S	3	2	6	11
S-N	3	12	12	27
Y	1	3	7	11
Total	7	17	25	49
Percentagens				
N-S	27 %	18 %	55 %	100 %
S-N	12 %	44 %	44 %	100 %
Y	9 %	27 %	64 %	100 %
Total	14 %	35 %	51 %	100 %

Tabela 9: Classificação da intensidade da tempestade magnética em relação à evolução da fase principal, para o conjunto de dados de 1998-2001.

	Tipo I	Tipo II	Tipo III	Total
Número de Casos				
Classe I	14	13	11	38
Classe II	4	6	7	17
Classe III	2	1	2	5
Total	20	20	20	60
Percentagens				
Classe I	36.8 %	34.2 %	28.9 %	100 %
Classe II	23.5 %	35.3 %	41.2 %	100 %
Classe III	40.0 %	20.0 %	40.0 %	100 %
Total	33.3 %	33.3 %	33.3 %	100 %

3.2 Estudo de Casos

3.2.1 Evento de 23-28 de setembro de 1998

Este é um exemplo de uma tempestade magnética intensa que evolui em uma etapa causada por campos magnéticos intensos associados com a passagem de uma nuvem magnética. Para descrever apropriadamente a interação entre uma nuvem magnética e a magnetosfera terrestre, deve-se considerar dois aspectos. Primeiro, a nuvem magnética deve ser considerada como um objeto que se desloca em um fluido com uma velocidade supersônica, e, portanto, são observados vários fenômenos decorrentes desta interação, como por exemplo, a formação de uma onda de choque a frente deste objeto e de rastros na parte traseira. Segundo, as dimensões da magnetosfera são bem menores que as da nuvem magnética e, portanto, deve-se considerar a magnetosfera como uma “bolha” contida no fluido. Deve-se lembrar que a descrição que podemos fazer desta nuvem magnética é baseada somente na observação de um satélite localizado no ponto Lagrangeano L_1 , e, conseqüentemente, só podemos inferir algumas propriedades de sua estrutura.

Para descrever a interação da nuvem magnética com a magnetosfera são utilizadas as figuras 32 e 33. Na Figura 32 são apresentados os parâmetros de plasma e campo magnético observados no ponto Lagrangeano L_1 pela sonda ACE durante o período de 23 a 28 de setembro de 1998. De cima para baixo estão grafadas a temperatura (T_p), a velocidade (V_p) e a Densidade (N_p) de prótons, o campo magnético total e os componentes x , y e z em GSM, e o índice Dst . Na Figura 33 são apresentados os parâmetros indicativos da atividade magnética. No painel superior é apresentado, para comparação, o componente z do campo magnético interplanetário. No segundo painel é apresentado o parâmetro ϵ . A seguir são apresentados os índices A_e , A_{sy} e Sym , a derivada do índice Sym ($dSym/dt$) e o espaço de fase ($dSym/dt \times Sym$).

Para facilitar a descrição deste evento, considerar-se-á quatro regiões: (a) a Região I que corresponde ao período que antecede à chegada da onda de choque; (b) a Região II que corresponde à região entre o choque e a fronteira da nuvem; (c) a região III que corresponde à nuvem propriamente dita; e, (d) a Região IV que corresponde à região posterior da nuvem.

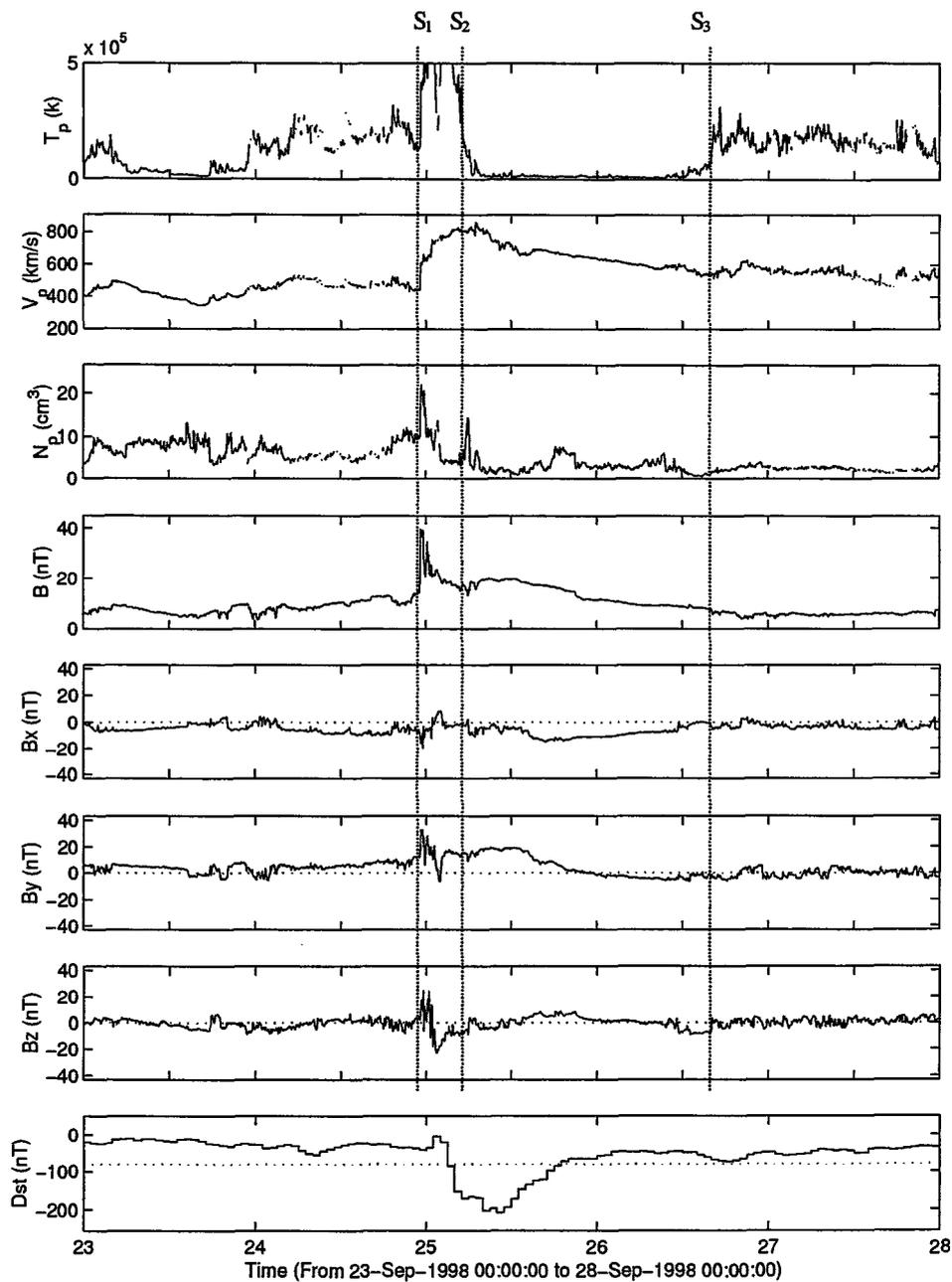


Figura 32: Condições do vento solar observadas pelo satélite ACE e índice Dst durante a passagem de uma nuvem magnética entre 23 e 28 de setembro de 1998.

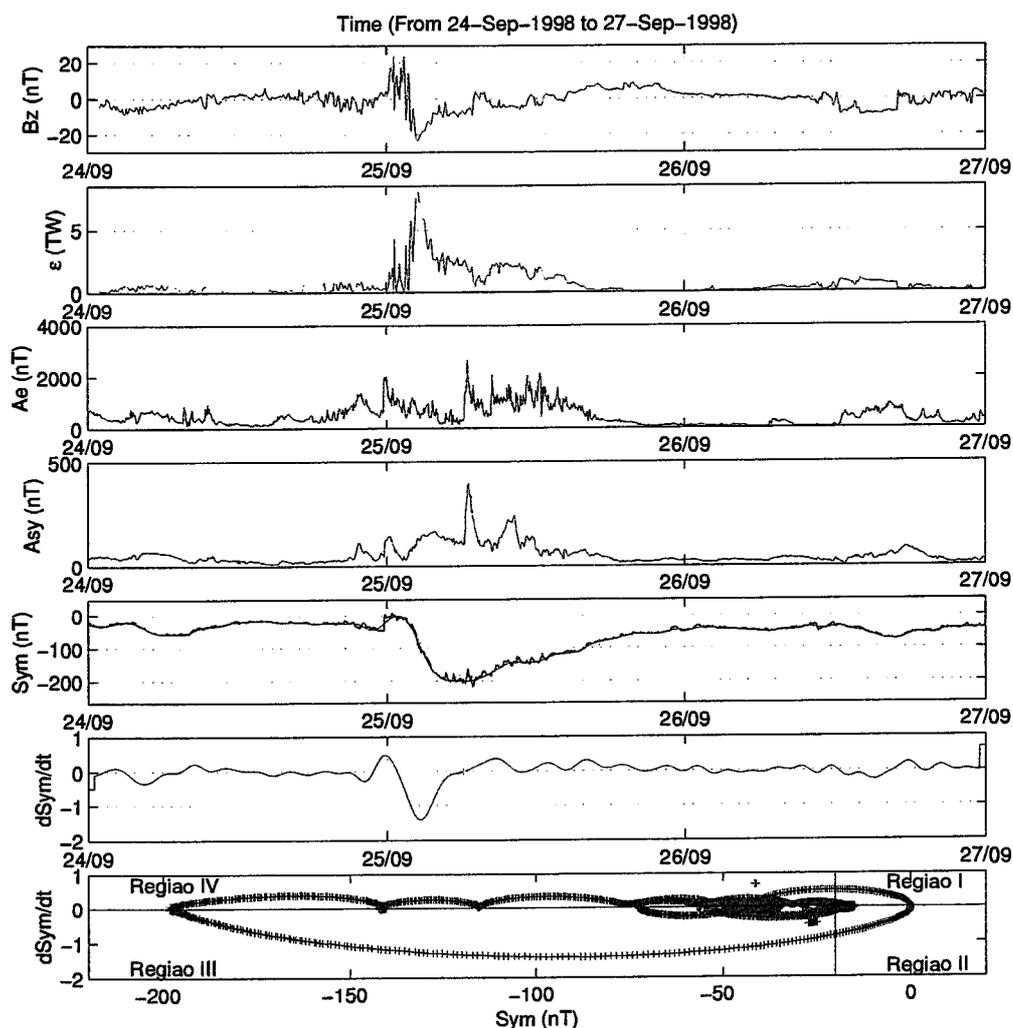


Figura 33: Parâmetros indicativos da atividade magnética para o período de 24 a 27 de setembro de 1998. No painel superior é apresentado, para comparação, o componente z do campo magnético interplanetário. No segundo painel é apresentado o parâmetro ϵ . A seguir são apresentados os índices A_e , A_{sy} e Sym , a derivada do índice Sym ($dSym/dt$) e o espaço de fase ($dSym/dt \times Sym$).

A análise da Região I permite conhecer o ambiente no qual o objeto está se propagando. O objeto está se propagando num setor com o campo magnético direcionado para fora em relação ao Sol ($B_x < 0$ e $B_y > 0$). A densidade nesta região é de aproximadamente 10 cm^{-3} , a velocidade é de $\sim 400 \text{ km/s}$ e o campo magnético total 10 nT . A velocidade de Alfvén estimada é de 38 km/s . Nestas condições a magnetosfera não se encontra perturbada, com um D_{st} por volta de -15 nT .

Por volta das 23:05 UT do dia 24 de setembro é observada a passagem de uma onda de choque frontal, indicado pela linha pontilhada S_1 . Através do choque se observa uma variação abrupta de vários parâmetros. A densidade salta para valores próximos a 20 cm^{-3} e a velocidade para aproximadamente 600 km/s . O campo magnético total salta para 40 nT e o vetor campo magnético sofre uma rotação, sendo observados valores de $\sim 20 \text{ nT}$ em B_y e B_z logo a seguir do choque. A razão He^{++}/H^+ também sofre um aumento logo após a fronteira (ver figura 10). Por volta da 23:45 UT é observada uma variação positiva de 40 nT no índice S_{ym} , indicando a passagem da onda de choque na magnetopausa diurna. O tempo de viagem estimado da posição do satélite até a magnetopausa é de cerca de 40 minutos. Também se observa um aumento da temperatura na bainha.

Por volta das 00:48 UT do dia 25 se observa o início da rotação do campo magnético para o sul. O campo permanece direcionado para o sul até as 06:00 UT, atingindo o seu valor mínimo de -25 nT as 01:30 UT. Nesta região é observado o valor máximo da velocidade de 830 km/s . Associados com a alta velocidade e o intenso campo direcionado para o sul podemos estimar que o campo elétrico interplanetário na direção leste-oeste foi de aproximadamente 17 mV/m . Neste período é observado um valor de ε de 8 TW e o início da fase principal da tempestade magnética. Durante a fase principal são observados uma intensa atividade auroral e uma grande assimetria do campo magnético equatorial, indicando o desenvolvimento parcial da corrente de anel.

As fronteiras da ejeção são marcadas pelas linhas S_2 e S_3 . Através da fronteira S_2 são observados diminuição da temperatura, da densidade, da pressão dinâmica, e um aumento da razão He^{++}/H^+ . Esta é também uma região de baixo beta (ver figura 10). Também é observada uma rotação suave do campo magnético, consistente com o modelo de nuvem magnética proposto por Burlaga (1981). A fronteira traseira da nuvem não é bem definida. Através da ejeção observa-se

uma diminuição da velocidade, consistente com a hipótese de que a ejeção está se expandindo. Observa-se no parâmetro ϵ que a injeção de energia ocorre até próximo a 15:10. Durante este período são observadas uma intensa atividade auroral e a assimetria da corrente de anel. Com a diminuição da entrada de energia na magnetosfera a atividade auroral e a assimetria cessam e o índice Sym atinge um valor próximo a -40 nT.

Na parte traseira se observa um aumento da temperatura e do parâmetro β , e um pequeno aumento da velocidade. O vetor campo magnético também é bastante oscilatório.

Podemos observar no espaço de fase a assinatura da evolução da fase principal de uma tempestade em uma etapa. A principal característica é a órbita descrita a partir do início da fase principal até o S_{ym} atingir o valor mínimo. Na fase de recuperação, observa-se que ela ocorre em várias etapas.

3.2.2 *Evento de 15 de maio de 1997*

Este é um exemplo de tempestade magnética que apresenta a evolução da fase principal em duas etapas. A descrição deste evento é feita através das Figuras 34 e 35.

A Figura 34 apresenta as condições do vento solar observadas pelo WIND e a variação correspondente do Dst para o período de uma tempestade que apresenta a evolução da fase principal em duas etapas causada por uma nuvem magnética, com polaridade SN. É apresentado de cima para baixo: a velocidade térmica, a velocidade e a densidade de prótons, o campo magnético total e os componentes x, y e z (em GSM) e o índice Dst.

O choque frontal é indicado pela linha vertical tracejada (S_1) e as linhas verticais tracejadas seguintes (S_2 e S_3) indicam as fronteiras da nuvem. O choque ocorreu em 15/05/1997 01:00 UT. Associado com este choque é observado um salto positivo no Dst. Em 15/05/1997 05:00 UT, B_z rotou para o sul e em 06:00 UT atingiu o seu valor mínimo de -23 nT. A primeira etapa da fase principal desta tempestade ocorreu quase coincidentemente com a rápida rotação do IMF na região da bainha magnética. O D_x atingiu o valor mínimo de -100 nT as 08:00 UT. Após o B_z ter atingido seu valor mínimo, rapidamente rotou para o norte. Este decréscimo na intensidade do componente direcionado para o sul do campo magnético é seguido por uma recuperação no D_x . As 08:00 UT, o IMF rotou novamente para o sul e as 10:00 atingiu o valor mínimo de -25 nT.

Em resposta a rotação para o sul do IMF é observado um novo decréscimo no índice D_{st} . O D_{st} atingiu o valor mínimo de -115nT as 12:00UT. Após o B_z ter atingido o valor mínimo, lentamente rota para o norte. A fase de recuperação é iniciada a partir desta gradual rotação para o norte.

Na Figura 35 são apresentados, de cima para baixo, o componente z do campo magnético interplanetário, o índice assimétrico, o índice Sym, a derivada temporal do índice Sym ($dSym/dt$) e a representação no espaço de fase da evolução do Sym para o período 14-17 de maio de 1997. O índice Ae não está disponível para este evento. A linha tracejada indica a ocorrência do início súbito associado com o choque interplanetário. Comparando o índice A_{sy} como B_z podemos observar que este também apresenta uma evolução em duas etapas, respondendo da mesma forma que o índice D_{st}/Sym . Observa-se que os dois picos são observados nos índices D_{st} e A_{sy} ocorrem quase coincidentemente. Após ser observado o primeiro pico, ocorre um decréscimo e a seguir um novo aumento. É importante também observar que o índice Sym volta a ter valores próximos aos valores anteriores a tempestade quase simultaneamente ao momento em que B_z rota para o norte. O $dSym/dt$ registra claramente os períodos em que ocorre injeções de energia. É interessante observar que quando observado utilizando o índice Sym o valor do primeiro pico é mais pronunciado que quando observado utilizando o índice Dst. Isto ocorre porque o índice Dst é um índice horário, filtrando sinais com períodos menores que uma hora. O mais interessante nesta figura é a representação desta tempestade no espaço de fase. Um valor negativo de $dSym/dt$ representa a taxa de injeção de partículas na corrente de anel e em alguns casos o efeito da corrente parcial. Quando a derivada é positiva, ela representa a perda de partículas da corrente de anel, e em alguns casos os efeitos das correntes na magnetopausa ou da *substorm current wedge*. Durante a fase de recuperação $|dSym/dt|$ é menor que durante a fase principal. Uma característica marcante nesta figura é a segunda órbita correspondente a segunda etapa desta tempestade magnética. A partir do espaço de fase é possível obter uma eficiente descrição e interpretação física dos processos dinâmicos básicos desta tempestade. Desta forma, é possível utilizar o Sym para identificar quatro fases das tempestades. (a) o início da tempestade (Sym e $dSym/dt > 0$), (2) parte final de fase inicial ($Sym > 0$ e $dSym/dt < 0$), (3) fase principal (Sym e $dSym/dt < 0$) e (d) fase de recuperação ($Sym < 0$ e $dSym/dt > 0$).

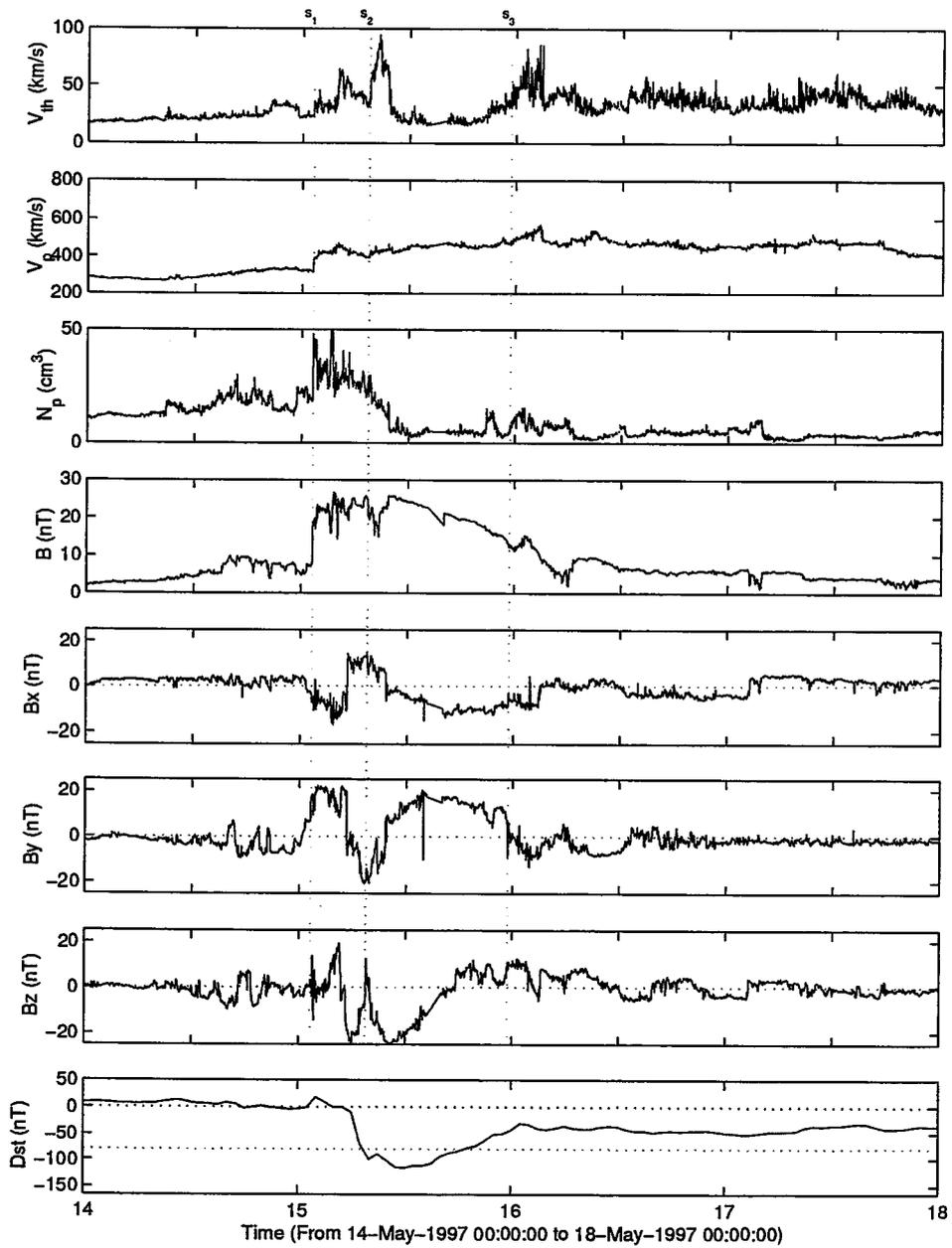


Figura 34: Condições do vento solar observadas pelo satélite WIND e índice Dst durante a passagem de uma nuvem magnética entre 14 e 18 de maio de 1997.

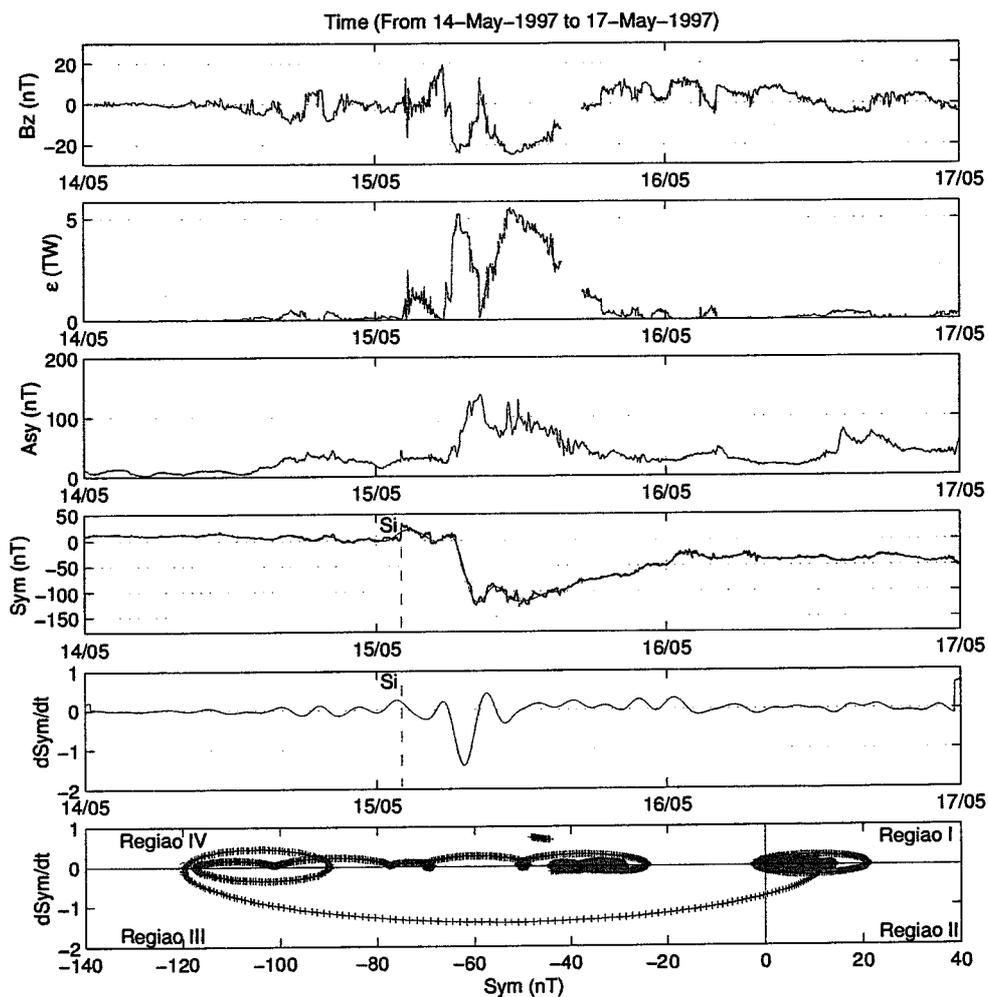


Figura 35. Parâmetros indicativos da atividade magnética para o período de 14 a 17 de maio de 1997. 24 a 27 de setembro de 1998. No painel superior é apresentado, para comparação, o componente ε do campo magnético interplanetário. No segundo painel é apresentado o parâmetro ε . A seguir são apresentados os índices A_e , A_{sy} e S_{ym} , a derivada do índice S_{ym} (dS_{ym}/dt) e o espaço de fase ($dS_{ym}/dt \times S_{ym}$).

3.2.3 *Evento de 12 de novembro de 1998*

Descrição da interação entre uma nuvem magnética e a magnetosfera terrestre que resulta numa tempestade magnética que evolui em várias etapas.

Para descrever a interação da nuvem magnética com a magnetosfera utilizaremos duas figuras simultaneamente. Na Figura 36 são apresentados os parâmetros de plasma e campo magnético observados no ponto Lagrangeano L1 pela sonda ACE durante o período de 11 a 16 de novembro de 1998, na mesma forma da Figura 32. Na Figura 37 são apresentados os parâmetros indicativos da atividade magnética, na mesma forma da Figura 33.

Na região I é observado um aumento gradual da densidade, da pressão dinâmica, do campo magnético total e dos componentes x e y. Entre 12-Nov-1998 06:00 e 13-Nov-1998 01:02 a densidade sobe gradualmente de 6 cm^{-3} para 22 cm^{-3} e o campo magnético total de 5.5 nT para 10 nT.

A partir daí ocorre um salto na densidade, indo para 37.9 cm^{-3} . A velocidade neste momento não varia significativamente, atingindo um valor de 403.3 km/ s. No instante anterior ao aumento da densidade a velocidade era de 370 km/ s. A linha S_1 indica o instante em que ocorre o aumento da densidade e da pressão dinâmica. É interessante observar que o campo magnético apresenta uma rotação para o sul por volta de 13-Nov-1998 00:06, praticamente uma hora antes do aumento da densidade. Em 13-Nov-1998 00:56 B_z atinge o valor mínimo de -16.7 nT e permanece direcionado para o sul até 13-Nov-1998 02:02. Vamos chamar este período de P_1 . Uma segunda incursão para o sul se inicia em 13-Nov-1998 04:30, permanecendo até 14-Nov-1998 13:54. O período total em que o campo está preferencialmente direcionado para o sul é 9 horas e 30 minutos. Durante este período B_z apresenta flutuações rápidas. Flutuações semelhantes também são observadas no componente B_y . Este período será chamado P_2 . Estas flutuações vão se mostrar importante no processo de interação deste objeto com a magnetosfera terrestre. A densidade permanece baixa até o centro do objeto, quando inicia um lento aumento até a região traseira da nuvem. A determinação da fronteira traseira da nuvem neste evento é bastante imprecisa. Observa-se claramente uma região em que o parâmetro β (não apresentado na figura) é baixo, um indicativo da presença de uma nuvem magnética. A linha pontilhada S_2 indica uma região onde é observado um aumento da densidade e da pressão dinâmica e uma

diminuição do campo magnético. A partir deste momento é observado um aumento da temperatura e um ligeiro aumento da velocidade. A assinatura descrita acima é compatível com a assinatura de uma nuvem magnética com o eixo axial com uma grande inclinação em relação ao plano eclíptica, precedida por um choque e pela bainha magnética.

A Figura 37 apresenta a dinâmica da tempestade magnética que ocorreu entre 12 e 15 de novembro de 1998. Esta é uma tempestade bastante interessante uma vez que ela apresentou uma evolução em várias etapas. O B_z é bastante flutuante, sendo observado no início do dia 12 uma incursão direcionada para o sul do campo magnético, que não perdurou por muito tempo. Novamente, durante todo o período em que se observou campos magnéticos direcionados para o sul pode-se observar valores altos do índice Asy . Da mesma forma o índice simétrico e sua derivada dão bastante flutuantes. A representação no espaço de fase também é bastante complexa, executando várias órbitas centradas em torno de $-90nT$.

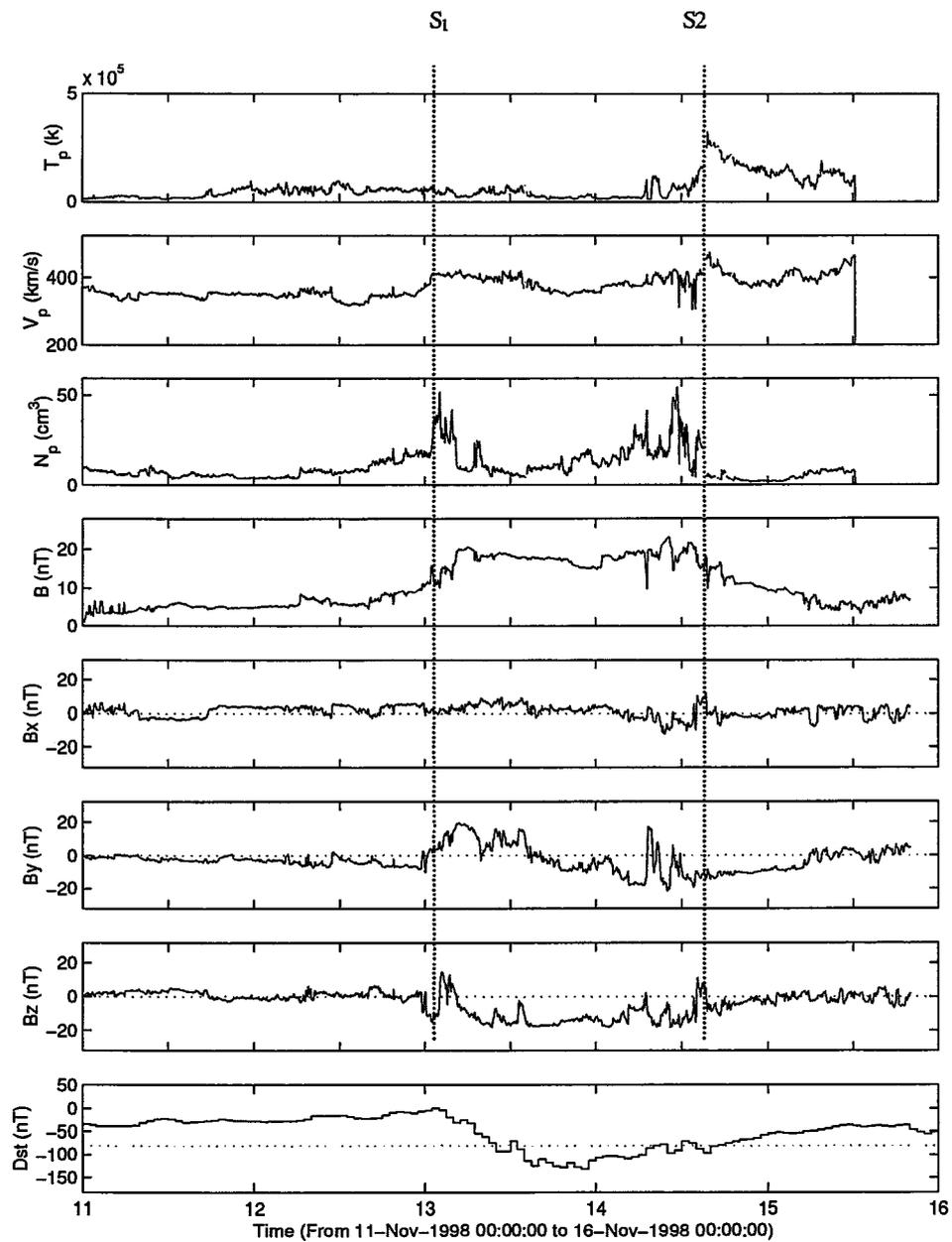


Figura 36. Condições do vento solar observadas pelo satélite ACE e índice Dst durante a passagem de uma nuvem magnética entre 11 e 16 de novembro de 1998.

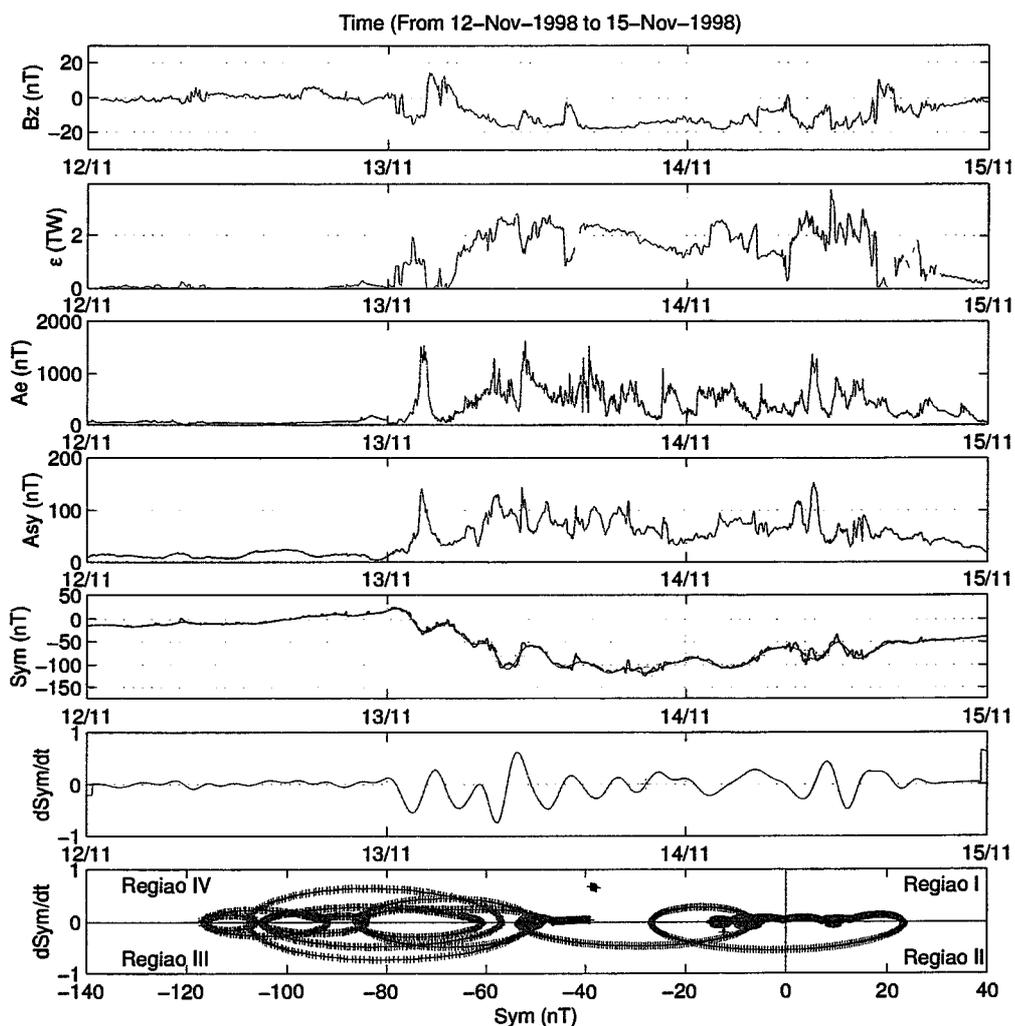


Figura 37. Parâmetros indicativos da atividade magnética para o período de 12 a 15 de novembro de 1998. No painel superior é apresentado, para comparação, o componente z do campo magnético interplanetário. No segundo painel é apresentado o parâmetro ε . A seguir são apresentados os índices A_e , A_{sy} e S_{ym} , a derivada do índice S_{ym} (dS_{ym}/dt) e o espaço de fase ($dS_{ym}/dt \times S_{ym}$).

4 A assimetria da distribuição da perturbação do componente H do campo geomagnético

O índice D_s foi proposto como uma medida do componente simétrico da corrente de anel. Conforme apresentado no capítulo III, O índice D_s é obtido a partir de medidas do componente H do campo magnético superficial realizadas em observatórios localizados em latitudes médias e distribuídas em longitude. Para sua derivação são realizadas várias correções tais como a subtração da linha de base para dias calmos e a correção para a latitude média. Desta forma, o índice Dst pode ser definido como,

$$Dst = \frac{1}{N} \sum_i^N \frac{\Delta H_i}{\cos \theta_i} \quad (4.1)$$

onde ΔH_i é o efeito da corrente de anel na estação i com latitude θ_i , e N é o número de estações utilizadas.

A princípio, o índice Dst não contém contribuições que não apresentam simetria azimutal. No entanto, observa-se que vários sistemas de correntes que não apresentam simetria azimutal contaminam o índice Dst . Os principais sistemas que podem contaminar o Dst são: a corrente de *Chapman-Ferraro* na magnetopausa diurna, a corrente na cauda magnética, a corrente de anel assimétrica, e o componente horizontal das correntes alinhadas ao campo. Desta forma, cada valor do Dst pode ser interpretado como sendo devido a corrente de anel simétrica somada a um erro associado com as contribuições dos outros sistemas de correntes [McPherron, 1997].

Para descrever os distúrbios geomagnéticos em médias latitudes com uma alta resolução (1 minuto) foram introduzidos os índices de perturbação simétrica (Sym) e assimétrica (Asy), ambos derivados para os componentes H e D do campo geomagnético. O índice de perturbação simétrico (Sym) é essencialmente o índice Dst horário apesar de se utilizar um conjunto diferente de estações e um sistema diferente de coordenadas. Similarmente, o índice de perturbação Asy é similar aos índices de assimetria propostos por Kawasaki e Akasofu [1971], Crooker e Siscoe [1971] ou Clauer et al. [1983].

Vários estudos mostraram que durante o desenvolvimento da fase principal de tempestades magnéticas ocorre uma grande assimetria da corrente de anel. Para avaliar a influência de

sistemas de correntes não simétricos, isto é, globais na formação do índice Dst ou Sym, utilizou-se diretamente os magnetogramas.

O procedimento de derivação do índice Dst consiste essencialmente dos seguintes passos:

- (1) Subtração do campo geomagnético principal e da variação Sq (solar quiet daily variation) para calcular os distúrbios do campo magnético;
- (2) Transformação do sistema de coordenadas para um sistema de coordenadas dipolar;
- (3) Cálculo do índice simétrico e do componente assimétrico, isto é, do campo perturbado menos o componente simétrico.
- (4) Derivação do índice assimétrico, isto é, do intervalo entre o valor máximo e mínimo dos campos assimétricos.

Durante a ocorrência de tempestades intensas se observam variações temporais e espaciais da intensidade do componente azimutal do campo magnético superficial.

A seguir é apresentado um método para se estudar a variabilidade temporal do componente azimutal do campo geomagnético.

O método é baseado na decomposição do sinal original em níveis ortogonais utilizando a análise por ondeletas (*wavelet analysis*) com núcleos do tipo Meyer. Neste trabalho será enfocada a utilização desta técnica na análise da variação do componente azimutal do campo magnético. Para uma detalhada descrição matemática da análise por ondeletas sugere-se que seja consultado [Percival e Andrew, 2000].

Conceitualmente, pode-se pensar na análise por ondeletas como sendo equivalente à realização de filtragens do sinal original utilizando filtros ortogonais em várias faixas de frequência. A utilização de filtros ortogonais garante que o sinal original possa ser reconstruído a partir das decomposições obtidas.

O sinal original (s) pode ser decomposto em dois componentes ortogonais: um componente de baixas frequências (aproximação a_1) e um componente de alta frequência (detalhes d_1), isto é, $s = a_1 + d_1$. Realizando o mesmo procedimento para a aproximação a_1 , obtém-se um componente em baixas frequências (a_2) e um componente em altas frequências (d_2), de forma que, $a_1 = a_2 + d_2$. Combinando, obtém-se

$$s = a_2 + d_2 + d_1 \quad (4.2)$$

Considerando que ΔH^i , a variação do componente azimutal do campo geomagnético na estação i , pode ser representada por,

$$\Delta H^i = d_1^i + d_2^i + \dots + d_m^i + a_m^i = a_m^i + \sum_{j=1}^m d_j^i \quad (4.3)$$

e que o Sym possa ser representado por

$$Sym = d_1^{Sym} + d_2^{Sym} + \dots + d_m^{Sym} + a_m^{Sym} = a_m^{Sym} + \sum_{j=1}^m d_j^{Sym} \quad (4.4)$$

Então, tendo em vista que a transformação utilizada é linear, o índice Sym pode ser obtido a partir de uma combinação linear das decomposições dos sinais dos magnetômetros, isto é,

$$Sym = \frac{1}{N} \sum_i^N \frac{(d_1^i + d_2^i + \dots + d_m^i + a_m^i)}{\cos \theta_i} = \frac{1}{N} \sum_i^N \left[\frac{(a_m^i + \sum_{j=1}^m d_j^i)}{\cos \theta_i} \right], \quad (4.5)$$

ou seja,

$$a_m^{Sym} + \sum_{j=1}^m d_j^{Sym} = \frac{1}{N} \sum_i^N \left[\frac{(a_m^i + \sum_{j=1}^m d_j^i)}{\cos \theta_i} \right], \quad (4.6)$$

Desta forma, pode-se avaliar a contribuição para o índice Sym das variações do componente azimutal medido em latitudes médias em diversas escalas temporais.

O propósito desta análise é verificar como o campo magnético varia em escalas de tempo da ordem de minutos a dezenas de dias e verificar como cada estação está registrando estas variações.

Tabela 10: Período central para os 11 primeiro níveis utilizando ondeletas Meyer.

Nível	Escala	Período Central (min)	Período Central (horas)	Período Central (dias)
1	2	2.98	0.05	0.00
2	4	5.95	0.10	0.00
3	8	11.90	0.20	0.01
4	16	23.80	0.40	0.02
5	32	47.61	0.79	0.03
6	64	95.22	1.59	0.07
7	128	190.44	3.17	0.13
8	256	380.88	6.35	0.26
9	512	761.76	12.70	0.53
10	1024	1523.51	25.39	1.06
11	2048	3047.02	50.78	2.12

A partir das decomposições de H para as quatro estações estudadas, mostrou-se que é possível reconstruir o índice Dst e o índice simétrico e utilizá-las para estudar a assimetria da corrente de anel e em consequência a evolução de tempestades magnéticas associadas com diferentes estruturas do meio interplanetário.

Também se observou que as variações em escalas temporais menores que um dia correspondem variações associadas com sistemas de correntes espacialmente localizados os quais as estações observam a medida que vão se aproximando durante a rotação da Terra. Para demonstrar o método de derivação dos índices simétricos e do *Dst* utilizando a técnica mencionada, escolhemos o período que corresponde à tempestade magnética que ocorreu nos dias 18 e 19 de fevereiro de 1999.

A Figura 38 apresenta as condições do vento solar observadas pela sonda ACE entre 17 e 22 de fevereiro de 1999. Os valores médios estimados a cada cinco minutos da temperatura (T_p), da velocidade (V_p), da densidade (N_p), da razão He^{++}/H^+ , do campo magnético total (B), dos componentes nas direções x , y e z do campo magnético no sistema de coordenadas GSE, da pressão dinâmica e do parâmetro beta são apresentados nesta figura. Os dois choques observados neste período são indicados pelas linhas tracejadas S_1 e S_2 . O primeiro ocorreu em 17/02/1999 06:20 e o segundo em 18/02/1999 02:05. As linhas S_3 e S_4 indicam pulsos de pressão, o primeiro pouco à frente da fronteira da ejeção e o segundo na parte traseira da ejeção. Não existe um método único para determinar as fronteiras das ejeções. Neste estudo, assumimos que a ejeção corresponde ao período em que o parâmetro beta é baixo (< 0.1) e se observa um

aumento na razão $\text{He}^{++}/\text{H}^+$. [Burlaga *et al.*, 2001] observaram a ocorrência de feixes bidirecionais de elétrons e um razão $\text{O}^{7+}/\text{O}^{6+}$ maior que 1 durante este período. A rotação do campo magnético é um indicativo que esta é uma nuvem magnética, um dos subgrupos de ejeções. A duração da nuvem estimada a partir da rotação do campo magnético é de aproximadamente 1 dia. Pode-se observar que logo após o choque S_2 , na região da bainha de plasma, a ocorrência de um intenso campo magnético direcionado para o sul (desde 1999/ 02/ 18 02:20 até 1999/ 02/ 18 09:50).

A Figura 39 apresenta os valores médios estimados a cada minuto a variação do componente H do campo geomagnético medido nas estações de Kakioka (KAK), Honolulu (HON), Hermanus (HER) e San Juan (SJG) e o índice de atividade magnética Sym para o período de 17 a 22 de fevereiro de 1999. Nesta figura, o valor médio de H de cada estação para os dias quietos do mês de fevereiro de 1999 foi subtraído. Podemos observar a ocorrência de dois impulsos súbitos (IS) durante este período. O primeiro (IS_1) ocorreu em 17/ 02/ 1999 07:00 em resposta a passagem do choque interplanetário S_1 e o segundo (IS_2) em 18/ 02/ 1999 02:47 em resposta ao choque interplanetário S_2 . O tempo de transito entre a sonda ACE e a magnetopausa é de cerca de 40 minutos. As quatro estações registraram a ocorrência deste impulso súbito. Antes do impulso súbito o índice Sym apresentou um valor de -9 nT e saltou para 29 nT depois (uma variação de 38 nT), mantendo valores superiores a 20 nT até 18/ 02/ 1999 03:37. A partir deste momento o Sym começou a decrescer em resposta a rotação para o sul do campo magnético interplanetário, indicando o início da fase principal da tempestade. A fase principal durou até aproximadamente 18/ 02/ 1999 18:00, quando o índice de atividade registrou seu valor de pico de aproximadamente -123 nT. A partir deste momento o Sym passa a decair monotonicamente até atingir os valores anteriores a passagem dos transientes interplanetários.

As Figuras 40-44 apresentam as decomposições em 11 níveis ortogonais da série temporal do componente H do campo geomagnético das estações estudadas e do índice Sym utilizando a transformada de ondeletas do tipo Meyer. No painel S é apresentado o sinal original e nos painéis a7-a13 são apresentadas reconstruções do sinal nestes níveis. No painel S_R é apresentado o sinal reconstituído usando todos os níveis de decomposição e nos painéis d7-d13 são apresentadas decomposições para cada nível. A Tabela 10 apresenta as escalas, o período e a frequência central para cada nível.

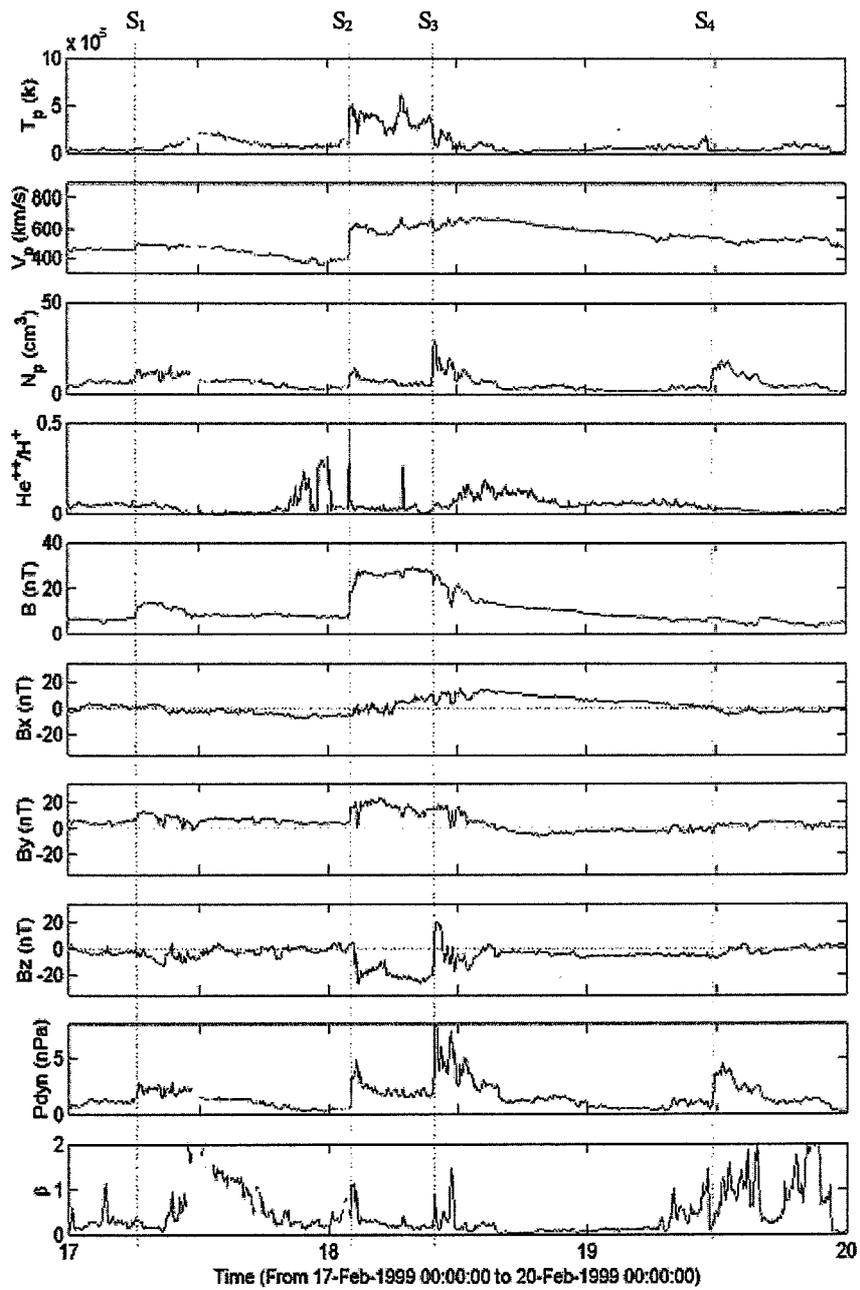


Figura 38. Condições do vento solar observadas pelo satélite ACE e índice Dst durante a passagem de uma nuvem magnética entre 17 e 20 de fevereiro 1998.

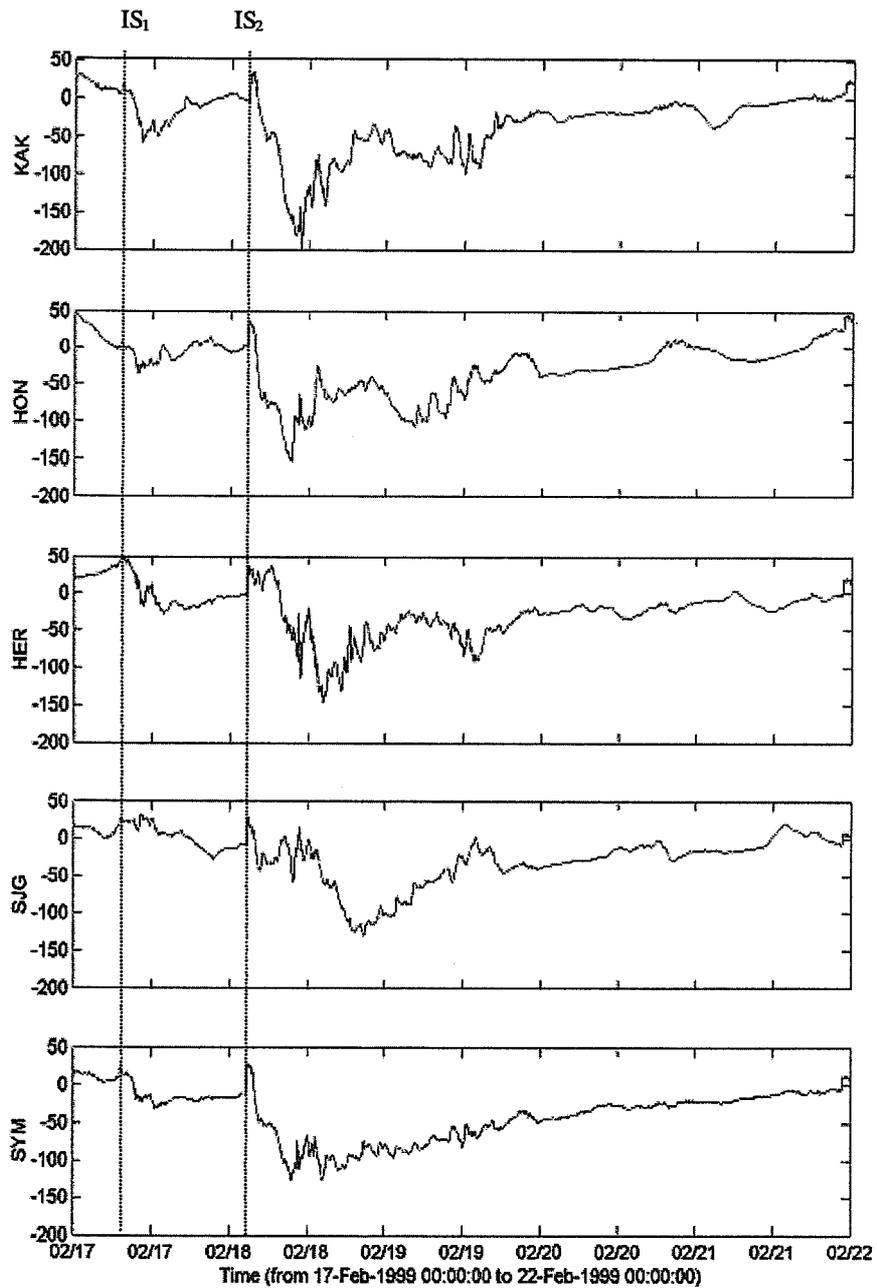
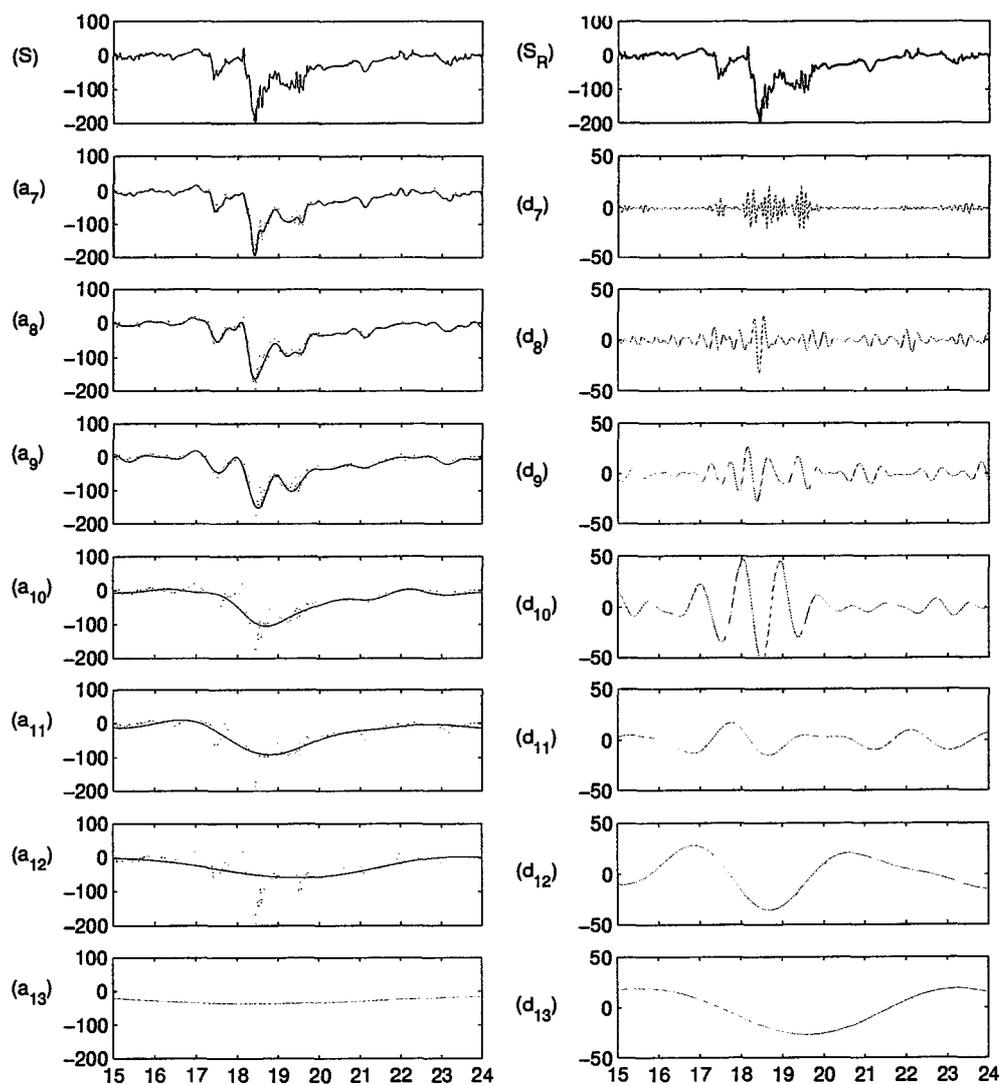


Figura 39. Variação do componente H do campo geomagnético medido em estações localizadas em Kakioka (KAK), Honolulu (HON), Hermanus (HER) and San Juan (SJG) e o índice geomagnético simétrico (Sym) de 17 a 22 de fevereiro de 1999.



Time (From 15-Feb-1999 00:00:00 to 24-Feb-1999 00:00:00)

Figura 40. A variação do componente H do campo geomagnético medido em Kakioka (S), as aproximações (a7-13), os detalhes (d7-13) e o sinal reconstruído (SR) de 15-24 de fevereiro de 1999.

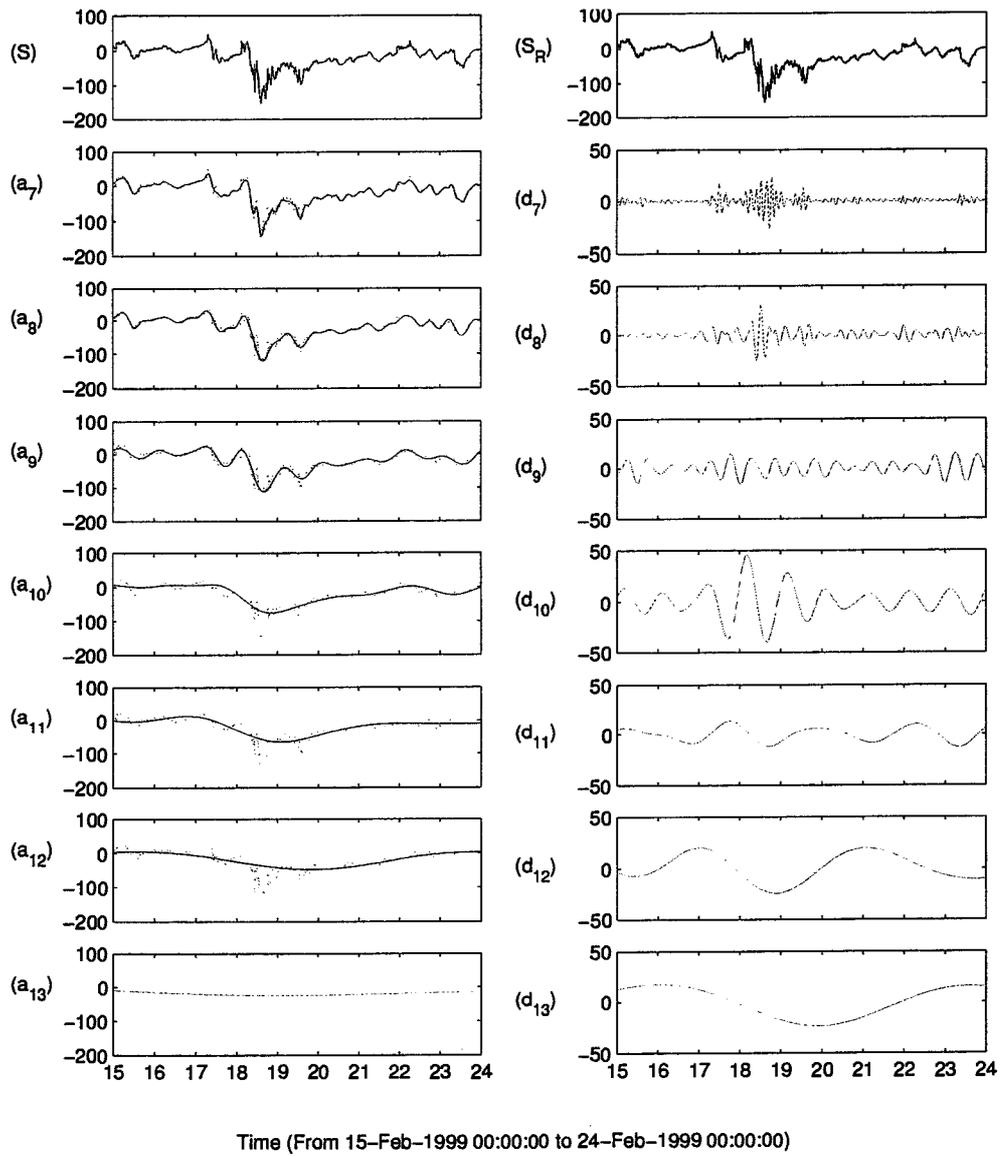
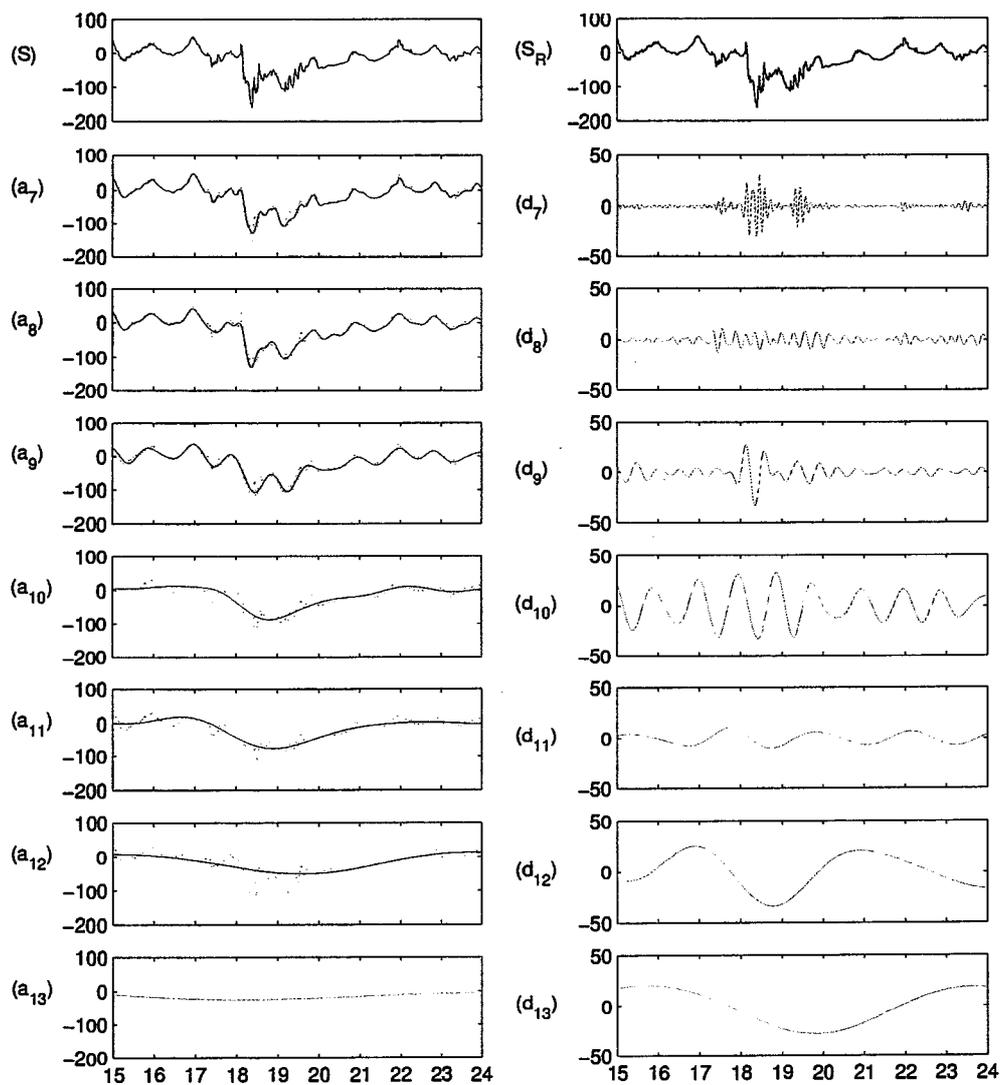


Figura 41. A variação do componente H do campo geomagnético medido em Hermanus (S), as aproximações (a7-13), os detalhes (d7-13) e o sinal reconstruído (SR) de 15-24 de fevereiro de 1999.



Time (From 15-Feb-1999 00:00:00 to 24-Feb-1999 00:00:00)

Figura 42: A variação do componente H do campo geomagnético medido em Honolulu (S), as aproximações (a7-13), os detalhes (d7-13) e o sinal reconstruído (SR) de 15-24 de fevereiro de 1999.

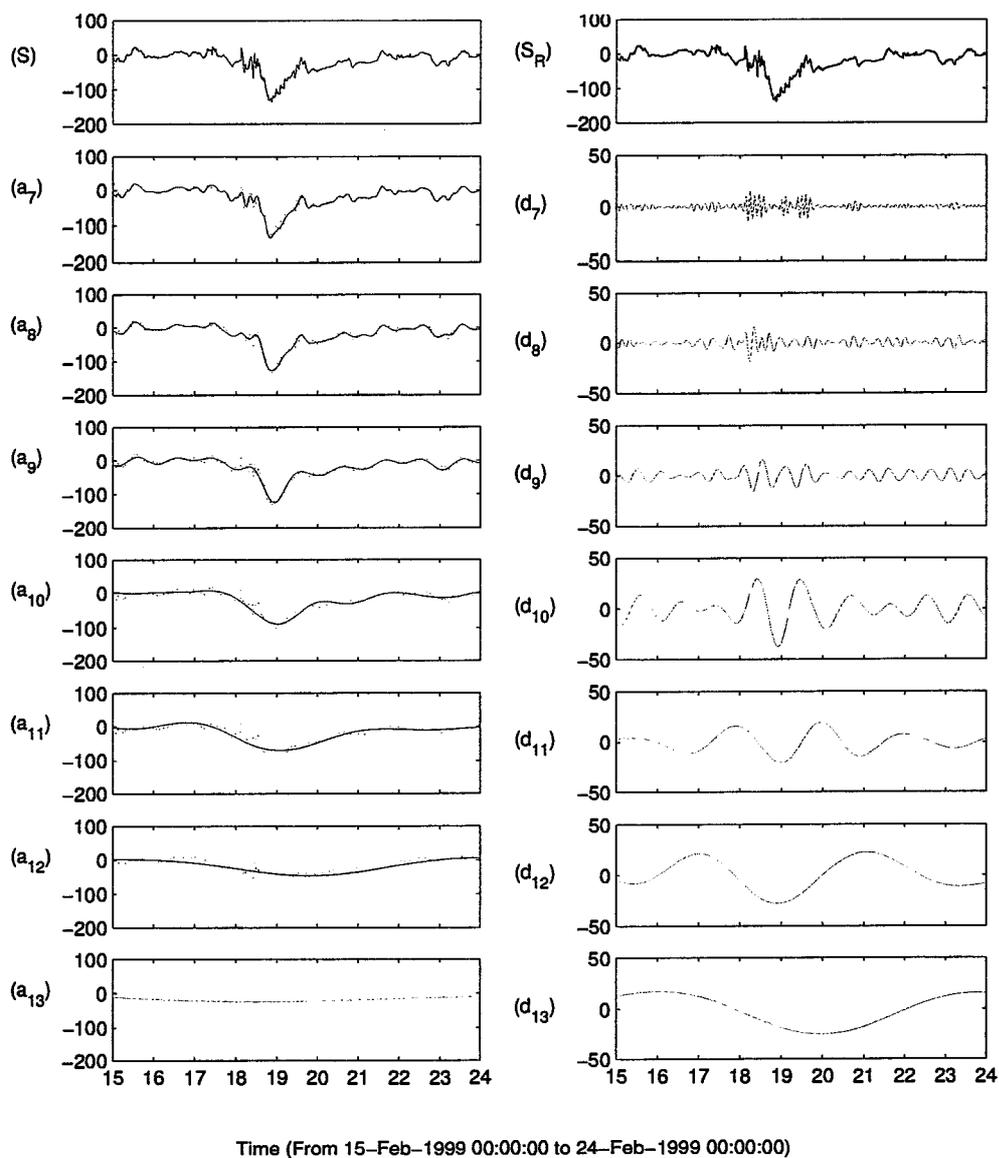


Figura 43: A variação do componente H do campo geomagnético medido em San Juan (S), as aproximações (a7-13), os detalhes (d7-13) e o sinal reconstruído (SR) de 15-24 de fevereiro de 1999.

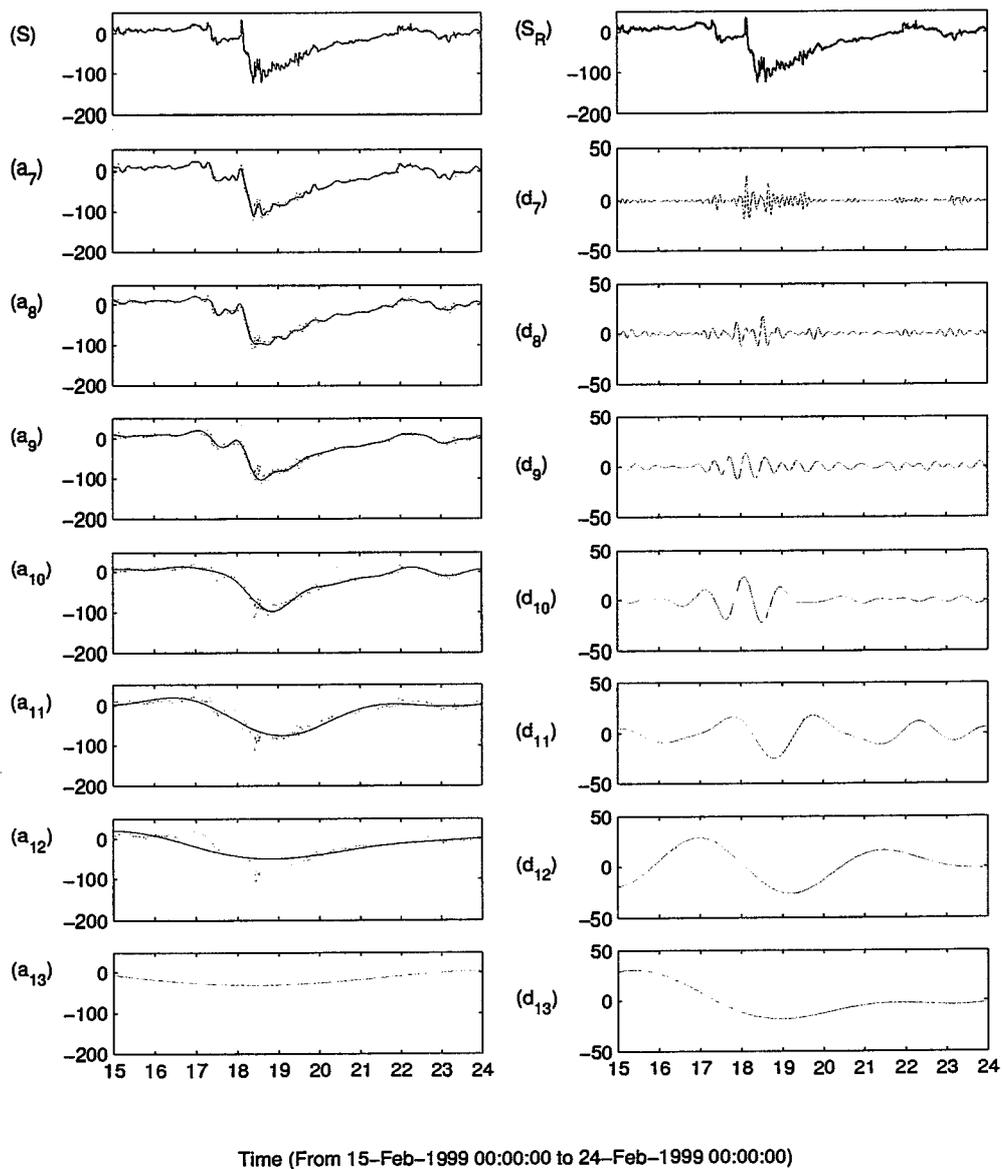


Figura 44: A variação do índice Sym (S), as aproximações (a7-13), os detalhes (d7-13) e o sinal reconstruído (SR) de 15-24 de fevereiro de 1999.

A Figura 45 apresenta a reconstrução do índice S_{ym} baseada nas decomposições do componente H do campo geomagnético observado em quatro estações de médias latitudes (Kak – verde; HON – vermelho; HER – azul; SJG - laranja). As estações utilizadas foram as mesmas utilizadas para estimar o índice S_{ym} . Os painéis d8, d9, d10, d11 e a11 apresentam as decomposições para os níveis 8-11 e a aproximação para o nível 11 de H para as quatro estações. Os painéis <d8>, <d9>, <d10>, <d11> e <a11> apresentam a curva média para cada nível de decomposição e para a aproximação. O painel S_r apresenta o sinal reconstruído (verde) e o índice S_{ym} (azul). Pode-se observar que S_r é uma boa representação do índice S_{ym} . Estes resultados mostram que as variações de longos períodos (> 1 dia) são observadas nas quatro estações, enquanto que as variações de períodos menores não são observadas simultaneamente em todas as estações. Isto ocorre porque à medida que as estações realizam a rotação diária elas amostram sistemas de correntes globais, enquanto que sistemas de correntes localizados são amostrados somente durante parte do dia. É interessante observar que as variações associadas com a tempestade fraca que sucedeu o primeiro choque foi observada somente em níveis com períodos menores que um dia, o que indica o caráter localizado das correntes associadas.

A Figura 46 apresenta a regressão linear entre o índice simétrico observado (S_{ym}) e o reconstruído a partir da soma dos detalhes <d8>, <d9>, <d10>, <d11> e da aproximação <a11>. O alto coeficiente de correlação ($r = 0.97431$) obtido entre o S_{ym} observado e o reconstruído indica que o índice pode ser estimado adequadamente a partir das decomposições de longos períodos (período superior a 12 horas).

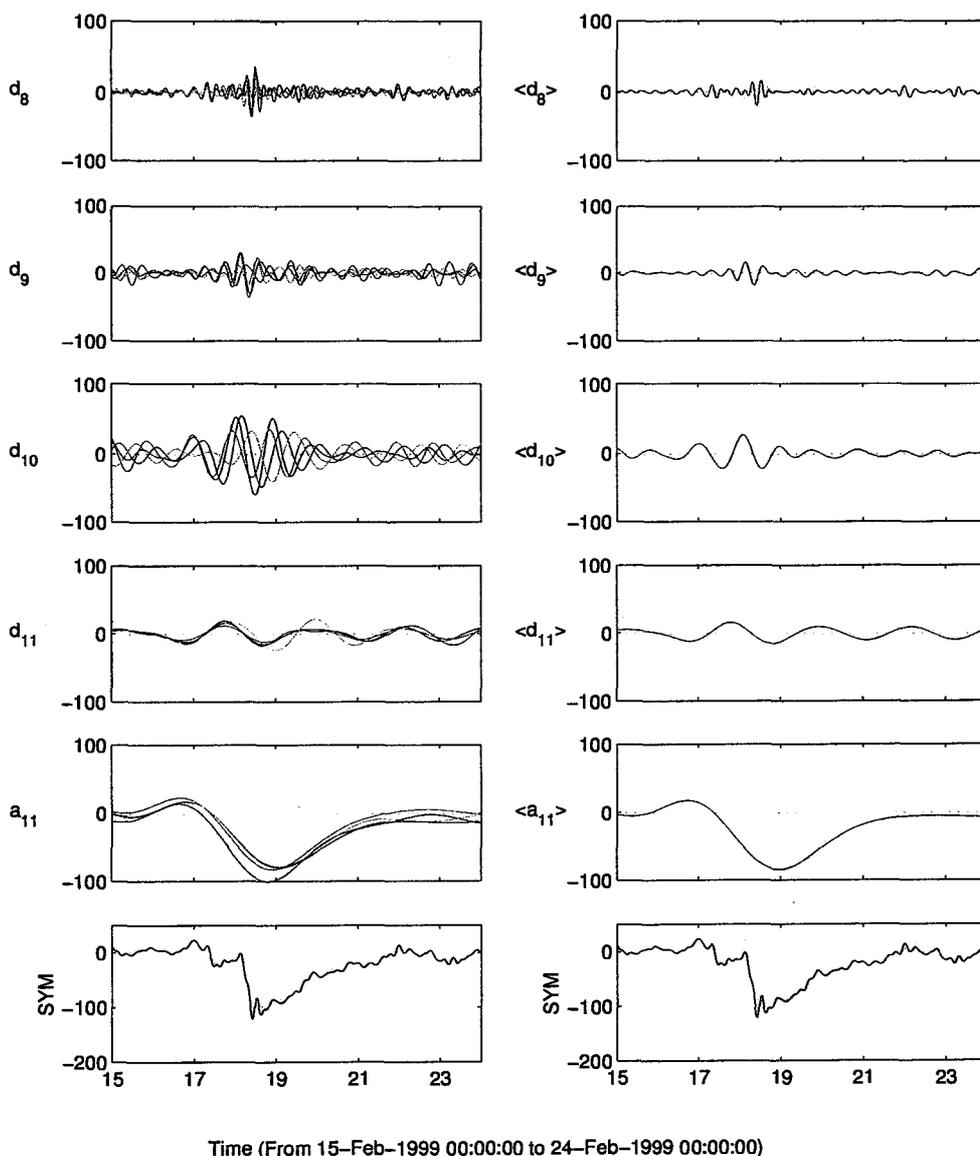


Figura 45: Detalhes nos níveis 8, 9, 10 e 11 e a aproximação no nível 11 são apresentadas superpostas nos painéis d_8 -11) e a_{11}), respectivamente. Média (linha sólida) e desvio padrão (linha pontilhada) dos detalhes nos níveis 9, 10 e 11 e as aproximação no nível 11 são apresentados nos painéis $\langle d_8 \rangle$ à $\langle d_{11} \rangle$ e $\langle a_{11} \rangle$. O índice geomagnético simétrico (Sym) e o índice reconstruído, estimado a partir da soma de $\langle d_8 \rangle$ à $\langle d_{11} \rangle$ e $\langle a_{11} \rangle$, são apresentados nos painéis inferiores.

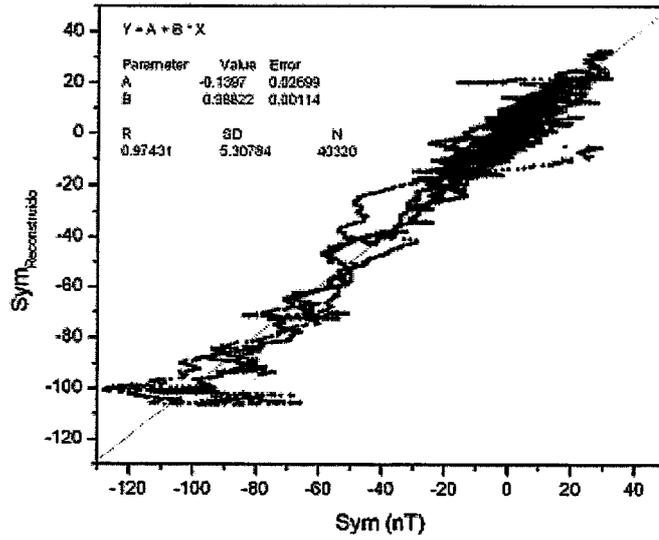


Figura 46. Regressão linear entre o índice simétrico observado (Sym) e o reconstruído (Sym*), estimado a partir da soma de <d8-11> e <a11>, para o mês de fevereiro de 1999.

A Figura 47 apresenta as decomposições em 11 níveis ortogonais da série temporal do componente leste-oeste do campo elétrico interplanetário (E_y) utilizando a transformada de ondeletas do tipo Meyer. No painel S é apresentado o sinal original e nos painéis a1-a9 são apresentadas reconstruções do sinal nestes níveis. No painel S_R é apresentado o sinal reconstituído usando todos os níveis de decomposição e nos painéis d1-d9 são apresentadas decomposições para cada nível.

Na Figura 48 é apresentada a sobreposição das aproximações <a11> e dos detalhes <d9> até <d11> obtidos para o componente leste-oeste do campo elétrico interplanetário (em vermelho) e para o índice Sym (em verde). Neste gráfico foram considerados os valores negativos e escalados de E_y . No último painel é apresentado para referência o índice Sym. Observa-se que o comportamento do índice simétrico segue de modo geral as variações do campo elétrico com um atraso característico. Este atraso deve ser estudado em maiores detalhes e pode ser um importante indicativo da resposta direta da corrente de anel durante a ocorrência de tempestades intensas.

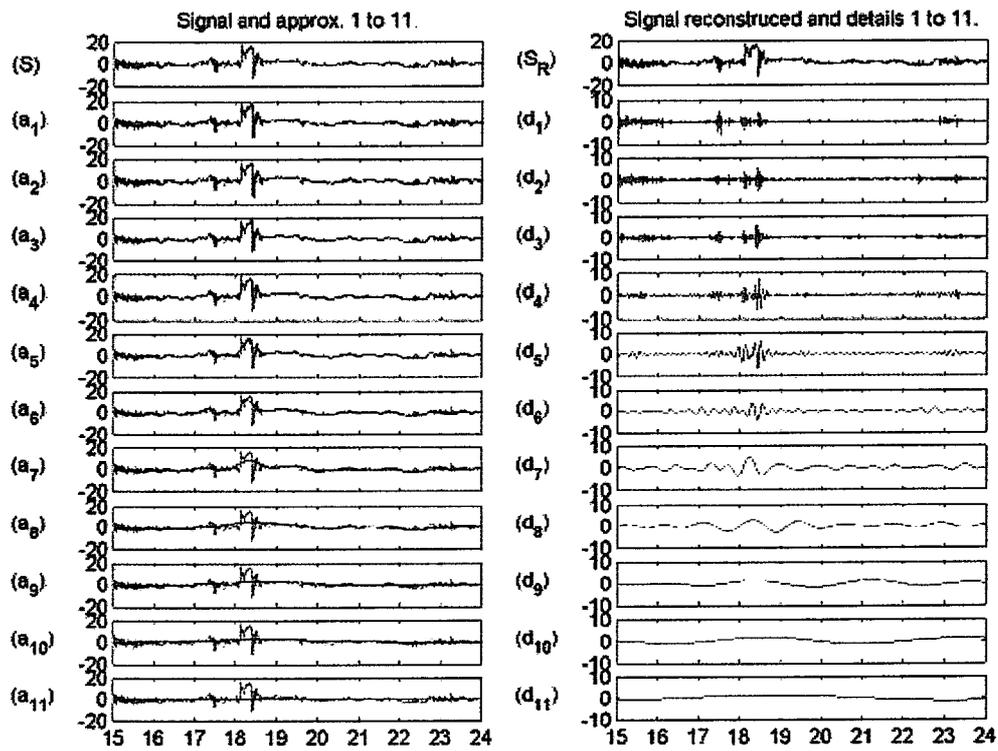


Figura 47. Componente leste-oeste do campo elétrico interplanetário (E_y), as aproximações (a_6 - a_{11}), os detalhes (d_6 - d_{11}) e o sinal reconstruído (SR) para 15-24 de fevereiro de 1999.

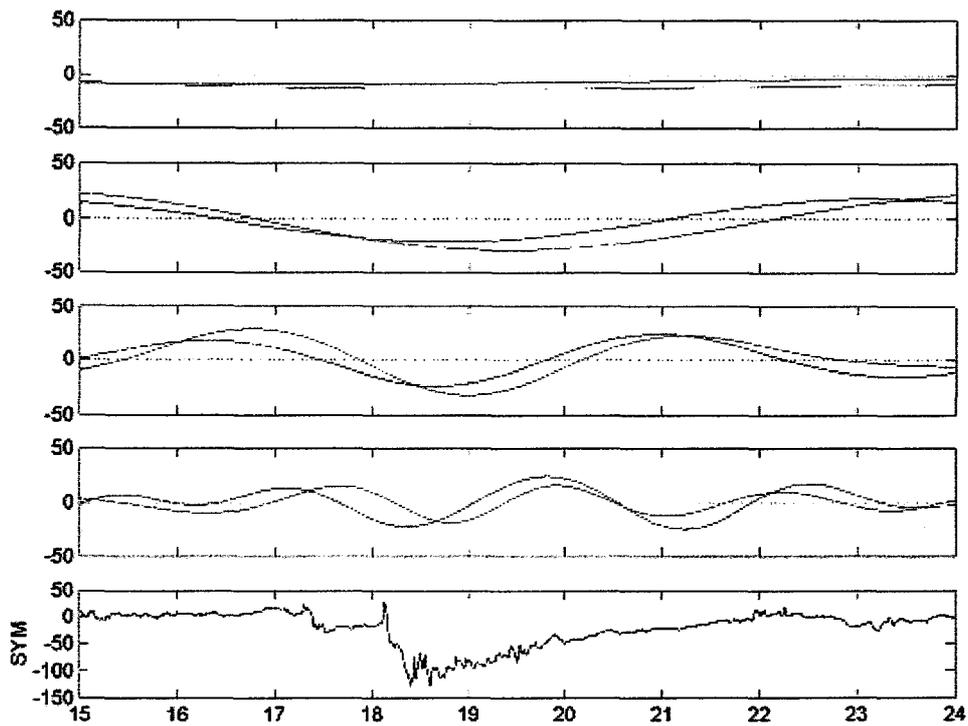


Figura 48. O painel superior apresenta a sobreposição das aproximações $\langle a_{11} \rangle$ para o componente leste-oeste do campo elétrico interplanetário (em vermelho) e para o índice sym (em verde). Nos três painéis seguintes são apresentados os detalhes $\langle d_{11} \rangle$ até $\langle d_9 \rangle$. Para comparação é apresentado o índice Sym para o período considerado.

Uma melhor compreensão da assimetria do componente H e dos efeitos das subtempestades na corrente de anel durante uma tempestade magnética pode ser obtida usando uma técnica original na análise de magnetogramas baseada no procedimento discutido por [Zaitzev e Bostrom, 1971] e [Clauer e McPherron, 1974]. Como discutido por [Daglis, 2001], as subtempestades influenciam a dinâmica através de dois efeitos acoplados, mas distintos: o desenvolvimento e as variações do Dst . Apesar de serem frequentemente considerados equivalentes não o são. Subtempestades injetam partículas em uma larga faixa de energia (compreendida entre 10 e 10 keV) na magnetosfera interna. Estas partículas aumentam a densidade de energia cinética por intervalos curtos ou longos, dependendo do seu tempo de residência na magnetosfera interna. Ao mesmo tempo a variação na cauda magnética associada com as subtempestades afeta o campo magnético observado na superfície. Durante a fase de desenvolvimento das subtempestades ocorre a intensificação da corrente na cauda magnética que também pode ser percebida como um campo magnético direcionado para o sul. Desta forma, as subtempestades podem modificar as variações geomagnéticas em observatórios localizados em médias latitudes não somente por sua contribuição para o crescimento da corrente de anel, mas também através dos efeitos na intensidade da corrente da cauda e dos eletrojetos.

Para examinar a estrutura espacial e temporal do desenvolvimento da corrente de anel e discernir os efeitos das subtempestades, inicialmente foi calculado o perfil azimutal do distúrbio magnético em latitudes médias a partir de um grande número de observatórios magnéticos. Esta técnica é discutida por [Clauer e McPherron, 1974]. Medidas do componente axial realizada em 12 observatórios localizados em latitudes médias e distribuídos em longitude foram utilizados para construir uma função bidimensional, $H(t, lt)$, que depende tanto do tempo universal (*universal time* – UT) quanto da hora local (*local time* - LT). No tempo t o perfil azimutal do campo perturbado é calculado pela interpolação:

$$H(LT) = \sum_{i=0}^3 A_i \cos(LT) + \sum_{i=1}^3 B_i \sin(LT)$$

O número máximo de harmônicos é limitado pela distribuição em longitude dos observatórios magnéticos. Os coeficientes A_i e B_i para uma dada ordem i representam qualitativamente a intensidade do campo devido a correntes com uma simetria desta ordem. Assim, A_0 representa o efeito de uma corrente de anel simétrica; A_1 e B_1 principalmente o efeito da corrente de anel

assimétrica; e ordens superiores representam qualitativamente os efeitos de correntes localizadas, como por exemplo, a *substorm current wedge*, e as correntes da cauda e da magnetopausa.

Desta forma, a variação temporal e espacial das perturbações de H podem ser representadas em um gráfico bi-dimensional UT-LT. Esta representação permite identificar a variação espacial de H e associa-las com sistemas de correntes específicos. Esta análise pode ser estendida para avaliar quantitativamente os efeitos das correntes induzidas e outros efeitos.

Para separar os efeitos das correntes simétricas dos efeitos associados com sistemas de correntes assimétricos ou locais é necessário utilizar um esquema de reconhecimento de padrões. Na análise apresentada neste estudo, foi utilizada a decomposição bi-dimensional da função $H(t,lt)$ em níveis ortogonais utilizando a análise por ondeletas. Esta análise é uma expansão da análise realizada para um sinal unidimensional e permite separar as variações que ocorrem no tempo das variações espaciais.

A Figura 49 apresenta os resultados obtidos para distribuição espacial do componente H observado em latitudes médias. O painel superior apresenta o índice S_{ym} observado entre 13 e 25 de fevereiro de 1999. O segundo painel apresenta o diagrama UT-LT no qual a variação azimutal da perturbação do campo geomagnético em latitudes médias é codificada nos diferentes níveis de cores. A estrutura diagonal que apresenta gradientes de 45 graus é devida ao efeito da rotação da Terra.

O diagrama $H(t,lt)$ pode ser interpretado como uma imagem. Assim como um sinal unidimensional, em que o sinal original pode ser decomposto em dois componentes, um de períodos longos (aproximações) e outro de períodos curtos (detalhes), uma imagem também pode ser decomposta. No entanto, deve ser decomposta em um componente que representa variações de longos períodos (as aproximações) e variações de períodos curtos (detalhes) em três direções distintas, b , v e d . Neste estudo, b representa variações espaciais, v variações temporais e d variações na diagonal. O sinal original pode ser reconstruído a partir da soma das quatro decomposições obtidas, isto é, $s = a_1 + b_1 + v_1 + d_1$. Os três painéis inferiores apresentam as decomposições obtidas para o período estudado. Este procedimento pode ser repetido para a aproximação da imagem original, isto é, para a decomposição que representa a variação de longo período. Desta forma, $a_1 = a_2 + b_2 + v_2 + d_2$.

As Figuras 49-52 apresentam os resultados obtidos para os níveis 2 a 5 para o período estudado. O primeiro impulso súbito (IS_1) ocorreu em 17/02/1999 07:00 em resposta a passagem do choque interplanetário S_1 , onde uma pequena compressão é visível através de todas as horas locais. Após o impulso acabar o efeito da convecção magnetosférica se estabelece. Este é localizado primeiro no setor da meia noite e a tarde e gradualmente a assinatura magnética se espalha sobre todo o setor do entardecer. O espalhamento de meia-noite para o setor do entardecer é devido a deriva para oeste de íons, os quais eventualmente são carregados para o lado diurno e posteriormente se perdem através da magnetopausa diurna. A assinatura da convecção é de moderada a intensa.

Quando se observa o segundo impulso súbito (IS_2) em 18/02/1999 02:47 em resposta ao choque interplanetário S_2 , ocorre uma segunda compressão também vista em todas as horas locais. O processo de convecção magnetosférica se intensifica, refletindo o desenvolvimento da fase principal desta tempestade intensa. Observa-se claramente na Figura 51 que o desenvolvimento da fase principal é essencialmente assimétrico, enquanto que a simetrização da corrente de anel ocorre durante a fase de recuperação da tempestade magnética.

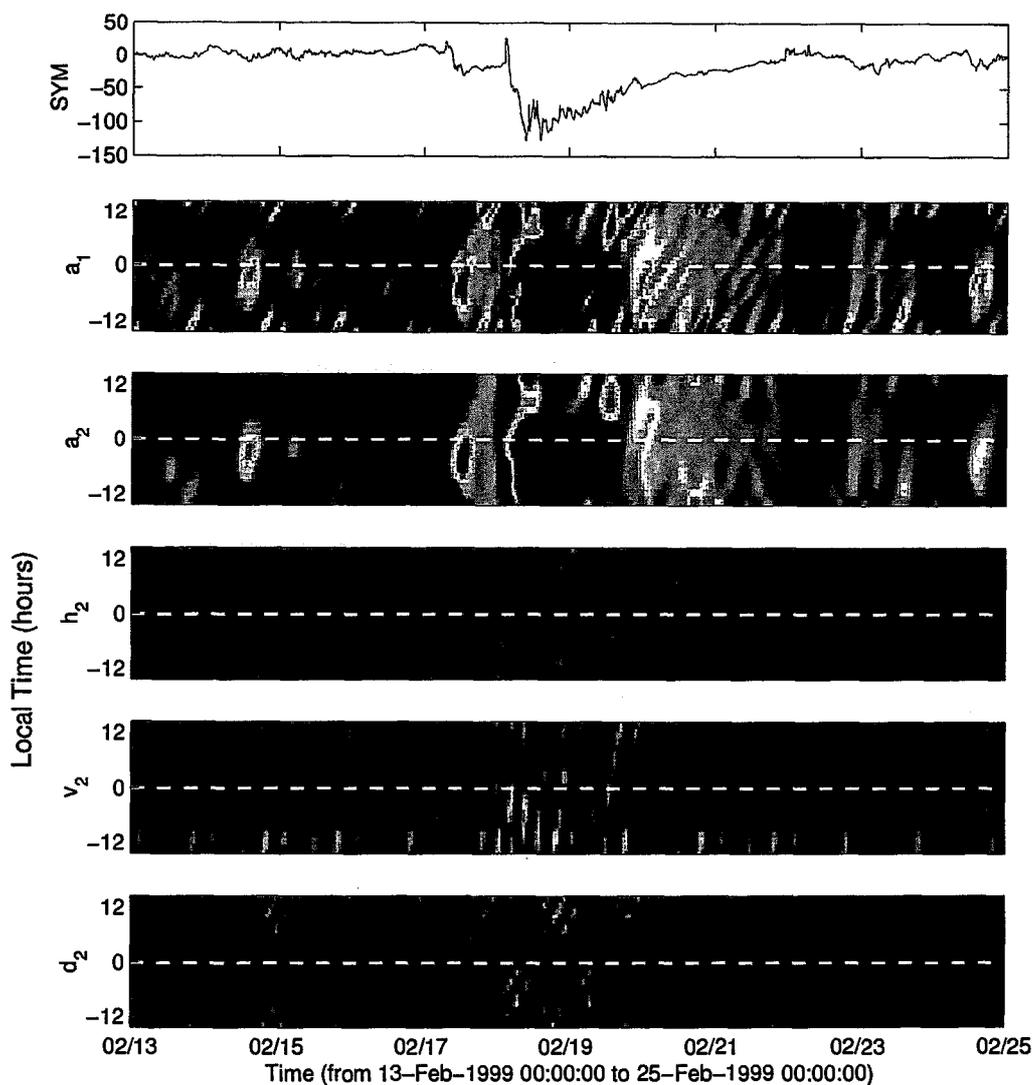


Figura 49: Distribuição espacial do componente H observado em latitudes médias. O painel superior apresenta o índice Sym observado entre 13 e 25 de fevereiro de 1999. O segundo painel apresenta o diagrama UT-LT no qual a variação azimutal da perturbação do campo geomagnético em latitudes médias é codificada nos diferentes níveis de cores. Os demais painéis apresentam a aproximação a_2 e os detalhes h_2 , v_2 , d_2 .

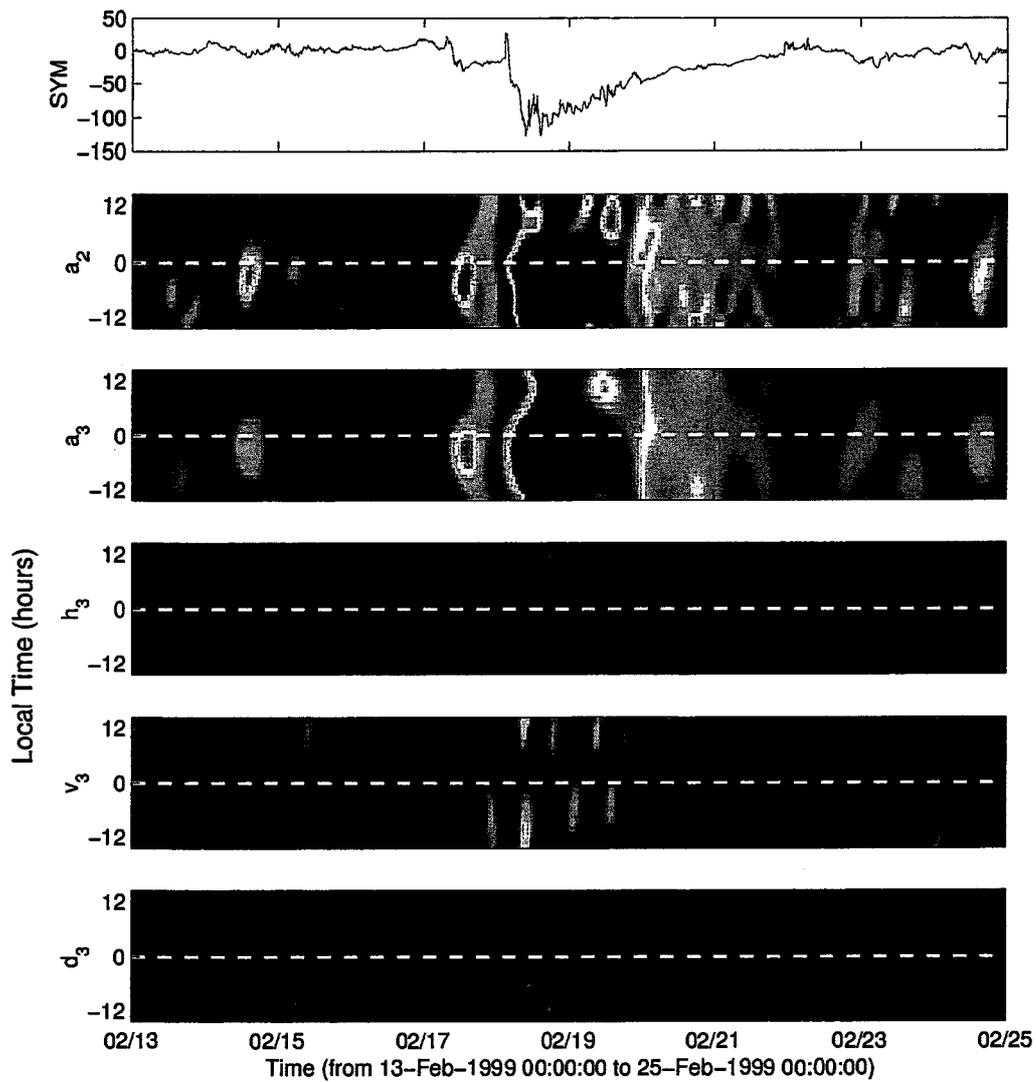


Figura 50: Distribuição espacial do componente H observado em latitudes médias. O painel superior apresenta o índice Sym observado entre 13 e 25 de fevereiro de 1999. O segundo painel apresenta a aproximação a_2 . Os demais painéis apresentam a aproximação a_3 e os detalhes h_3 , v_3 , d_3 .

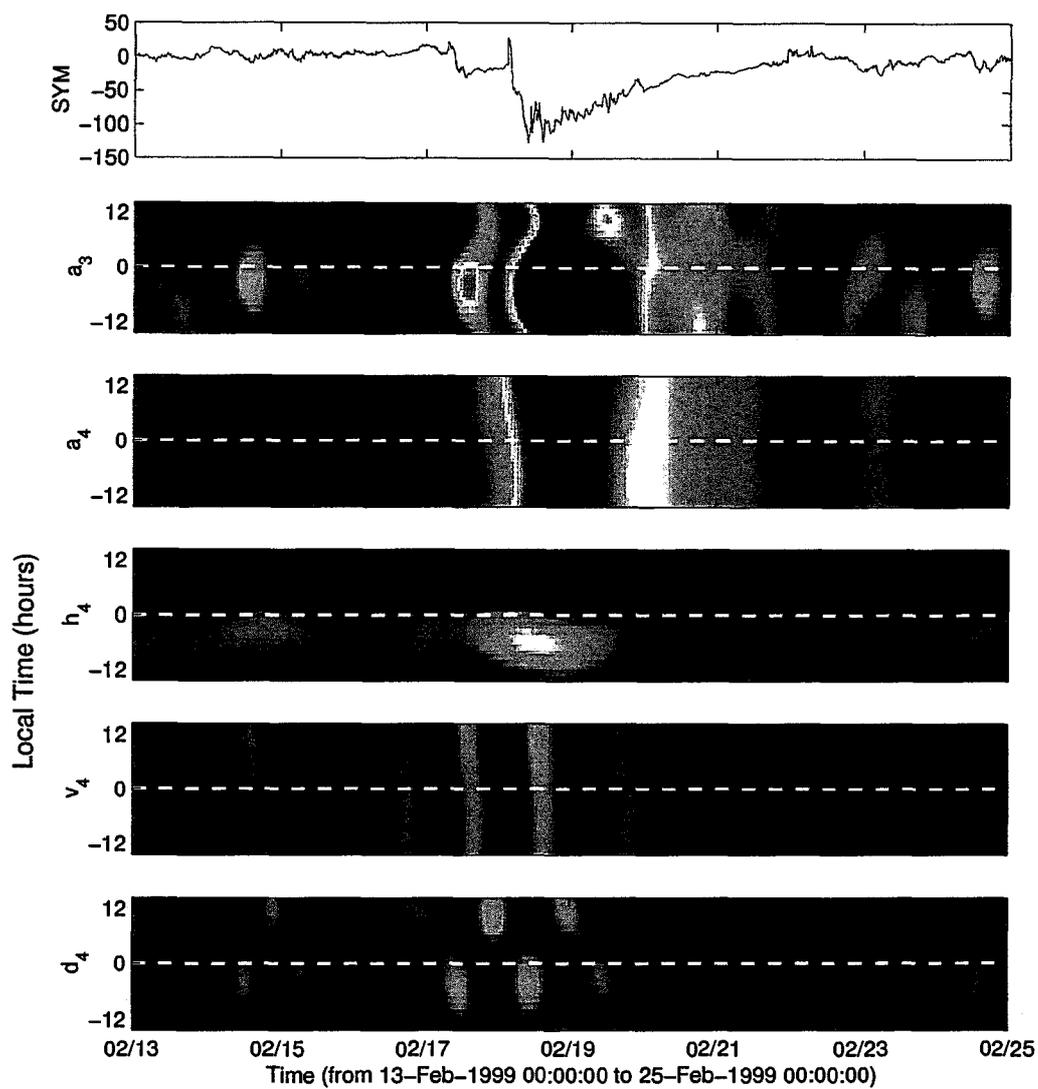


Figura 51: Distribuição espacial do componente H observado em latitudes médias. O painel superior apresenta o índice Sym observado entre 13 e 25 de fevereiro de 1999. O segundo painel apresenta a aproximação a_3 . Os demais painéis apresentam a aproximação a_4 e os detalhes h_4 , v_4 , d_4 .

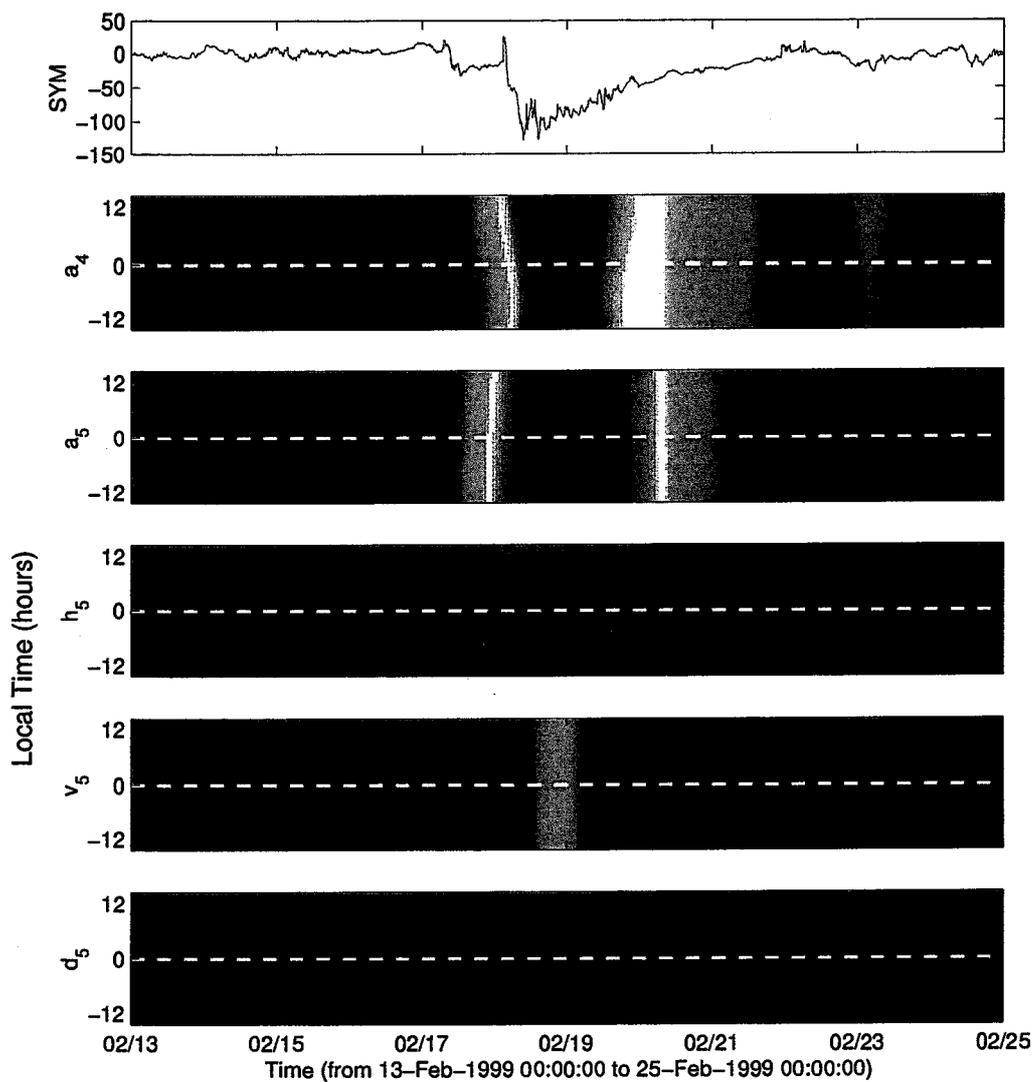


Figura 52: Distribuição espacial do componente H observado em latitudes médias. O painel superior apresenta o índice Sym observado entre 13 e 25 de fevereiro de 1999. O segundo painel apresenta a aproximação a_4 . Os demais painéis apresentam a aproximação a_4 e os detalhes h_5 , v_5 e d_5 .

5 Conclusões

Nossa investigação estatística da estrutura de 49 nuvens magnéticas e a associada resposta da magnetosfera, medida pelo índice Dst, indica a existência de distintas classes de tempestades magnéticas que se desenvolvem em três ou mais etapas. Nós encontramos que cerca de 20% das tempestades magnéticas intensas apresentam o desenvolvimento de sua fase principal em três ou mais etapas.

As características mais importantes observadas neste estudo com relação a polaridade das nuvens magnéticas são:

- Nuvens magnéticas SN tendem a causar tempestades magnéticas moderadas ou intensas com um desenvolvimento em duas etapas devido aos campos magnéticos na região da bainha magnética e na própria nuvem.
- Nuvens magnéticas NS tendem a causar tempestades magnéticas com o desenvolvimento em uma fase devido a grande separação entre os campos direcionados para o sul e na nuvem.
- Nuvens magnéticas com uma substancial inclinação do eixo axial em relação ao plano eclíptico parecem conduzir a tempestades magnéticas quando campos magnéticos de longa duração são observados.

O estudo da variabilidade do componente H do campo geomagnético medido em latitudes médias através da análise por ondeletas, tanto dos sinais das estações quanto dos diagramas $H(t, l_t)$ permite avaliar o grau de assimetria da corrente de anel durante a ocorrência de tempestades magnéticas.

CAPÍTULO V

PREVISÃO DE TEMPESTADES MAGNÉTICAS

1 Introdução

Nos capítulos anteriores foram estudadas as estruturas interplanetárias geoféticas observadas durante a fase ascendente e máximo do ciclo solar 23, as condições interplanetárias necessárias para a ocorrência de tempestades intensas, as condições da magnetosfera durante estas tempestades e a assimetria da corrente de anel. Neste capítulo é apresentado um método de previsão de tempestades magnéticas baseado nas características físicas das estruturas interplanetárias geoféticas e do processo de acoplamento entre o vento solar e a magnetosfera terrestre.

A necessidade de se prever as condições do espaço que circunda a Terra é decorrente dos graves efeitos das tempestades/ subtempestades sobre dispositivos e sistemas tecnológicos. Nos últimos anos foi confirmada a suspeita de que diversos sistemas a bordo de satélites são suscetíveis as condições do ambiente, incluindo comunicações, navegação e controle. Em altitudes mais baixas, os enlaces de comunicação que operam em altas frequências (HF e VHF) através da ionosfera são significativamente afetados pelas mudanças nas propriedades da ionosfera produzidas pela variabilidade do clima espacial. Correntes induzidas pela variação do campo geomagnético em sistemas tecnológicos, tais como os sistemas de transmissão elétrica de potência, dutos de óleo e gás, cabos telefônicos de longa distância (incluindo fibras ópticas) e em equipamentos ferroviários são manifestações da variabilidade do clima espacial sobre a superfície terrestre. O problema mais crítico é a saturação de transformadores devido a estas correntes induzidas, os quais podem levar a problemas na operação do sistema, e eventualmente pode levar o sistema inteiro a colapsar, danificando permanentemente os transformadores [Baker, 2000; Joselyn, 1998].

O aumento das atividades espaciais da sociedade moderna, bem como da futura exploração planetária, demanda uma melhor compreensão dos processos dinâmicos que ocorrem no espaço. A dinâmica do clima espacial e os impactos na sociedade são desafios tanto para a comunidade

científica quanto para a indústria de satélites, companhias aéreas, sistemas de defesa, indústrias de óleo e minerais, indústria de energia elétrica, seguros, companhias de telecomunicações, usuários e provedores de sistemas de posicionamento. A *Climatologia Espacial* está em uma posição similar à meteorologia no início do século 20. Por causa do especial interesse físico e complexidade das tempestades espaciais, bem como o seu impacto social e econômico em significantes sistemas tecnológicos, há uma grande motivação para a compreensão da dinâmica do clima espacial e o aprimoramento da funcionalidade das ferramentas de previsão [Joselyn, 1998].

Como consequência dos altos custos decorrentes dos danos em dispositivos e sistemas tecnológicos que resultam de tempestades magnéticas, têm-se dedicado muita atenção e recursos à previsão de tempestades/ subtempestades. Os principais modelos fazem uso de observações da atmosfera solar e/ ou de observações *in situ* do campo magnético interplanetário e dos parâmetros de plasma do vento solar.

As previsões baseadas em observações da atmosfera solar

A observação da dinâmica da atmosfera solar, especialmente da configuração magnética, pode ser ponto chave para a previsão das condições do geoespaço com uma antecedência de alguns dias. No entanto, pouco se conhece sobre a propagação das ejeções solares desde o Sol até 1 AU através da heliosfera interna. Deste modo, é difícil determinar antecipadamente a ocorrência, o início, a duração e a severidade dos distúrbios resultantes. Hoje em dia, a previsão das tempestades geomagnéticas é amplamente baseada nas observações de fenômenos solares, tais como as ejeções de massa coronal e *flares*, gerando um significativo número de alarmes falsos e de tempestades não previstas [Joselyn, 1998].

Com o aprimoramento das técnicas de sensoriamento remoto da atmosfera solar e o monitoramento constante do vento solar foi possível estabelecer uma boa relação estatística entre os eventos solares e os observados no meio interplanetário. No entanto, os modelos físicos de propagação das ejeções de massa coronal através da heliosfera interna ainda não incorporam vários aspectos relevantes da interação deste material com o vento solar. Conseqüentemente, estes modelos não são capazes de prever a ocorrência de campos magnéticos intensos direcionados para o sul em 1 AU.

As previsões baseadas em medidas in situ do vento solar

O aumento substancial de observações das condições tanto do geoespaço quanto do meio interplanetário propiciou o aprimoramento dos modelos dinâmicos de acoplamento energético entre o vento solar e a magnetosfera [Vassiliadis et al., 1995]. Estes métodos foram baseados em um extenso conjunto de medidas do campo magnético interplanetário e dos parâmetros de plasma do vento solar.

A análise estatística de séries temporais e a sua previsão têm sido estudada por muito tempo. O seu desenvolvimento ocorreu simultaneamente em vários campos do conhecimento, especialmente nas áreas de telecomunicações, teoria de controle, física, economia e geologia, entre outras. Os métodos estatísticos baseados na análise de correlação, tais como regressão múltipla e correlação cruzada, se mostraram úteis para a compreensão da resposta da magnetosfera à variabilidade do vento solar [Baker, 1986].

Os modelos baseados na equação de balanço de energia

No Capítulo III foi apresentado o modelo proposto por [Burton et al., 1975]. A equação que descreve este modelo é relativamente simples e permite prever a intensidade da corrente de anel e o índice Dst com base nas condições do vento solar monitorado à frente da magnetopausa. Neste modelo, assume-se que a variação da intensidade da corrente de anel é proporcional a diferença entre a taxa de injeção de energia e o decaimento da corrente de anel. Isto pode ser escrito como

$$\frac{dDst^0}{dt} = F(E_y) - a \cdot Dst^0 \quad (5.1)$$

onde o termo $F(E_y)$ é a taxa de injeção de energia, e foi considerada por [Burton et al., 1975] proporcional ao componente leste-oeste do campo elétrico interplanetário retificado (E_y). No entanto, diversas outras funções foram postuladas para representar a função de injeção de energia [Gonzalez, 1990]. O termo $a \cdot Dst^0$ é a taxa de decaimento da corrente de anel. O parâmetro $a = 1/\tau$, que representa a fração de perda da corrente de anel por unidade de tempo, é considerado constante e é determinado empiricamente. [Burton et al., 1975] utilizaram o índice

Dst corrigido para a pressão dinâmica do vento solar (Dst^0). [Clúa de Gonzalez e Gonzalez, 1998] estudaram analiticamente a equação de balanço de energia, assumindo que a função de injeção de energia $F(E_y)$ pode ser descrita aproximadamente por funções retangulares e triangulares e derivaram parâmetros de decaimento τ compatíveis com os valores observados do índice Dst^0 . Observou-se que os parâmetros de decaimento (τ) diferem consideravelmente entre a fase principal e a fase de recuperação. [Mac-Mabon e Gonzalez, 1997] propuseram que o parâmetro de decaimento é diretamente proporcional ao Dst, enquanto que [Fenrich e Luhmann, 1998] e [O'Brien e McPherron, 2000] propuseram que o tempo de decaimento apresenta uma dependência em relação ao componente leste-oeste do campo elétrico interplanetário. [Fenrich e Luhmann, 1998] utilizaram a taxa de injeção de energia proporcional à pressão dinâmica (P_{dyn}) e a E_y . [Lindsay et al., 1999] estudaram a aplicabilidade da fórmula de [Burton et al., 1975] para observações do vento solar realizadas pelas sondas ISEE-3, Pioneer Venus Orbiter (PVO) e Helios A. Concluíram que a fórmula de [Burton et al., 1975] é robusta e prevê com relativa acurácia o índice D_{st} durante período quietos e perturbados usando medidas próximo ao ponto Lagrangiano L1. Concluíram, também, que previsões com antecedência de 24 horas podem ser realizadas por um monitor localizado próximo a 0.7 AU, mas que as previsões se tornam menos acuradas à medida que as observações são realizadas mais próximas ao Sol. A Figura 53 apresenta uma comparação entre o índice Dst previsto utilizando a fórmula de [Burton et al., 1975] usando dados do vento solar medidos pela sonda ISEE-3 próximo a 1 AU e o índice Dst observado. Recentemente, [O'Brien e McPherron, 1999] mostraram que é possível obter previsões confiáveis com uma antecedência de 1 hora a partir dos modelos baseados nas idéias apresentadas por [Burton et al., 1975].

Os modelos baseados em filtros lineares

Supondo que a variabilidade da corrente de anel e do vento solar está relacionada por uma função de transferência linear invariante no tempo, [Iyemori et al., 1979] aplicaram, pela primeira vez, métodos de previsão baseados em filtros lineares. Em processamento de sinais chama-se de filtro uma transformação que mapeia uma função de entrada $x(t)$ em uma função de saída $y(t)$. As funções de entrada e saída podem ser contínuas ou discretas. Se esta transformação é linear então são chamados de filtros lineares. Um filtro linear pode ser utilizado para modelar a dinâmica de um sistema linear invariante no tempo, isto é, sistemas no qual o comportamento

pode ser descrito por equações diferenciais com coeficientes constantes [e.g., *Detman e Vassiliadis, 1997; Haykin, 1996; Oppenhem e Shafer, 1989*].

[*Bargatze et al., 1985*] considerou o índice de atividade auroral AL como sendo a resposta de um filtro MA (*moving average*) ao campo elétrico retificado do vento solar direcionado do amanhecer para o crepúsculo ($\vec{E} = -\vec{V} \times \vec{B}_s$). [*Bargatze et al., 1985*] utilizaram 34 intervalos de atividade magnética em que o início e o fim estavam bem definidos. A Figura 54 apresenta o resultado deste estudo. A partir deste e de diversos estudos que se seguiram, mostrou-se que a função de resposta impulsiva varia com o nível de atividade geomagnética e, portanto, o acoplamento entre o vento solar e a magnetosfera não é linear. Entretanto, os modelos lineares podem geralmente explicar de 70% a 75% da variância no índice Dst [*Detman e Vassiliadis, 1997*].

Os modelos baseados em filtros não-lineares e redes neurais

Usando filtros não lineares, [*Valdivia et al., 1996*] propuseram prever o índice *Dst* usando somente o *Dst* precedente sem o vento solar como parâmetro de entrada. A técnica conhecida como redes neurais têm sido utilizadas no estudo de mapeamentos não-lineares e na aproximação de funções, atuando como filtros multicanais. Em aplicações de redes neurais à previsão da atividade geomagnética observou-se que a fase inicial e a principal são fortemente correlacionadas com as propriedades do vento solar. Tendo em vista que a fase de recuperação depende principalmente de processos internos à magnetosfera, a previsão de tempestades magnéticas a partir de medidas das condições do vento solar é mais acurada para as fases inicial e principal [*Lundstedt, 1997a, b; Lundstedt, 1996; WU et al., 2000*].

O modelo estatístico baseado nas características físicas das estruturas geofetivas

Atualmente é possível prever com grande precisão o valor do índice Dst com antecedência de 1 hora a partir dos modelos apresentados acima. No entanto, previsões com antecedência superior a 1 hora tendem a ser bem menos precisas porque não se conhecem as propriedades do vento solar que ainda está para chegar e que pode não apresentar relações com os eventos precedentes. Em particular, a duração e a severidade de um distúrbio geomagnético significativo não podem ser previstas com precisão. Esta limitação é importante à medida que se trate de grandes tempestades não-recorrentes associadas com a passagem de *ICMEs* pela Terra.

Recentemente, [Chen *et al.*, 1996] apresentaram uma técnica estatística de classificação baseada nas características físicas das estruturas do vento solar que causam tempestades magnéticas. Este método utiliza o modelo de *Bayes* aplicado a Sistemas Baseados no Conhecimento (SBS) para reconhecer as características físicas dos feixes geofetivos do vento solar. [Chen *et al.*, 1996] mostraram que estruturas geofetivas tais como nuvens magnéticas, as quais são magneticamente organizadas e demoram de 10 a 30 horas para passar pela magnetosfera terrestre, podem ser identificadas após analisar 10 a 20% do segmento inicial da estrutura. Também mostrou-se que é possível prever se a magnetosfera atingirá um determinado nível de atividade (-80 nT) a partir da previsão do valor mínimo do componente norte-sul (B_z) do campo magnético e do tempo de duração deste evento com uma grande antecedência. Este algoritmo é capaz de prever a ocorrência de tempestades magnéticas intensas com uma antecedência de até 10 horas com um índice de acertos de aproximadamente 80%.

Os modelos propostos

Neste capítulo é apresentado um estudo do algoritmo proposto por [Chen *et al.*, 1996] utilizando as medidas realizadas pelas sondas WIND e ACE. Baseado nos resultados obtidos neste estudo são sugeridos três modelos de previsão de tempestades magnéticas que incorporam importantes parâmetros que descrevem o acoplamento entre o vento solar e a magnetosfera e que foram discutidos nos capítulos anteriores.

Organização do texto

Na segunda seção são descritos os conjuntos de dados utilizados neste estudo. Na terceira seção é descrito o uso do modelo de *Bayes* em Sistemas Baseados no Conhecimento e sua aplicação na previsão de tempestades magnéticas intensas. Na quinta seção são discutidos os resultados obtidos. Por último são apresentadas as conclusões deste estudo.

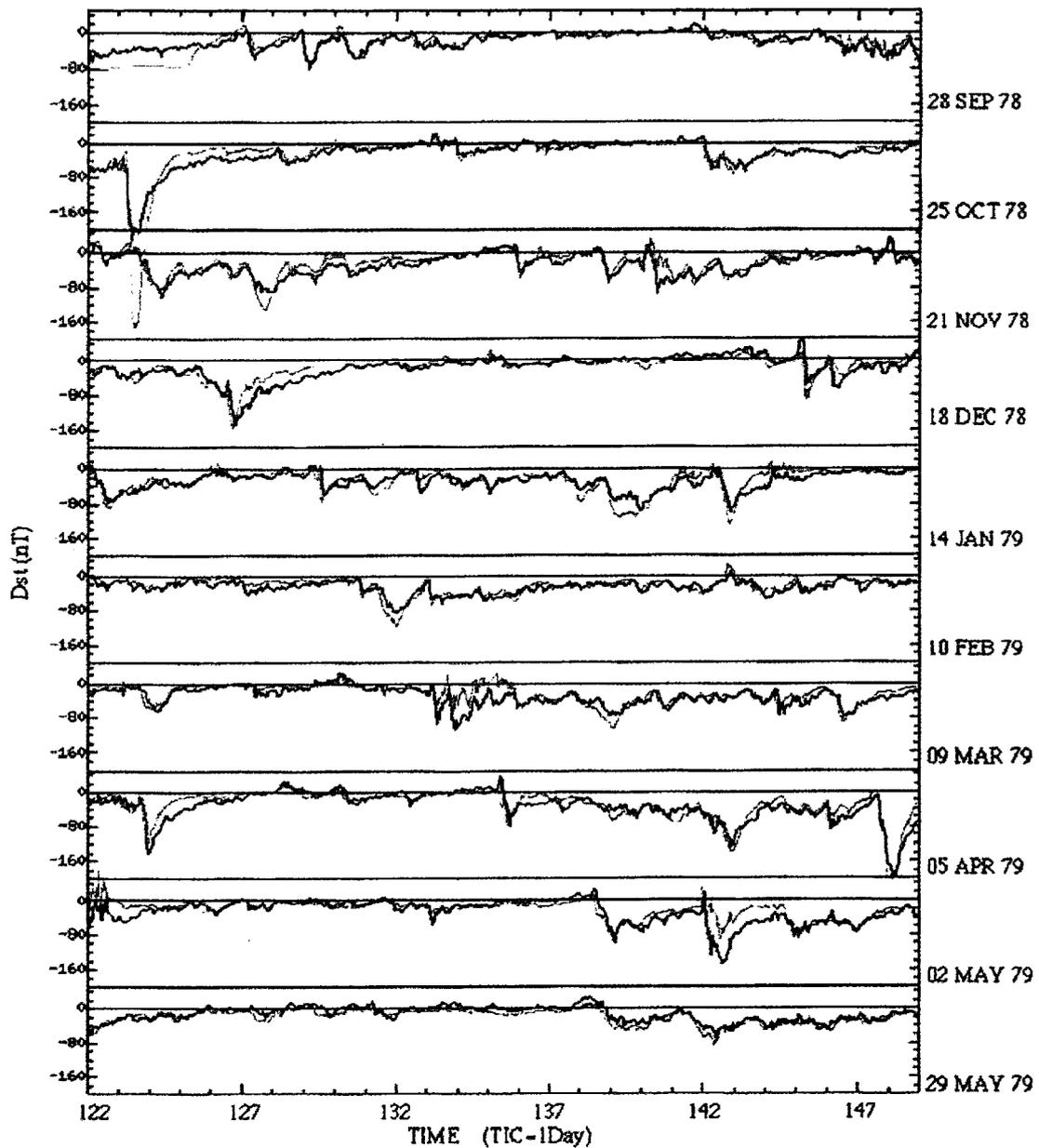


Figura 53: Comparação entre o índice Dst observado (preto) e o índice Dst previsto (vermelho) a partir de medidas do vento solar realizadas pela sonda ISEE-3 no período de 01/09/78 à 23/02/80. Figura mantida no idioma original. Fonte: Lindsay, G.M., C.T. Russell, e J.G. Luhmann, Predictability of Dst index based upon solar wind conditions monitored inside 1 AU, *J. Geophys. Res.*, 104 (A5), 10,335-10,344, 1999.

Bargatze et al. Reprise

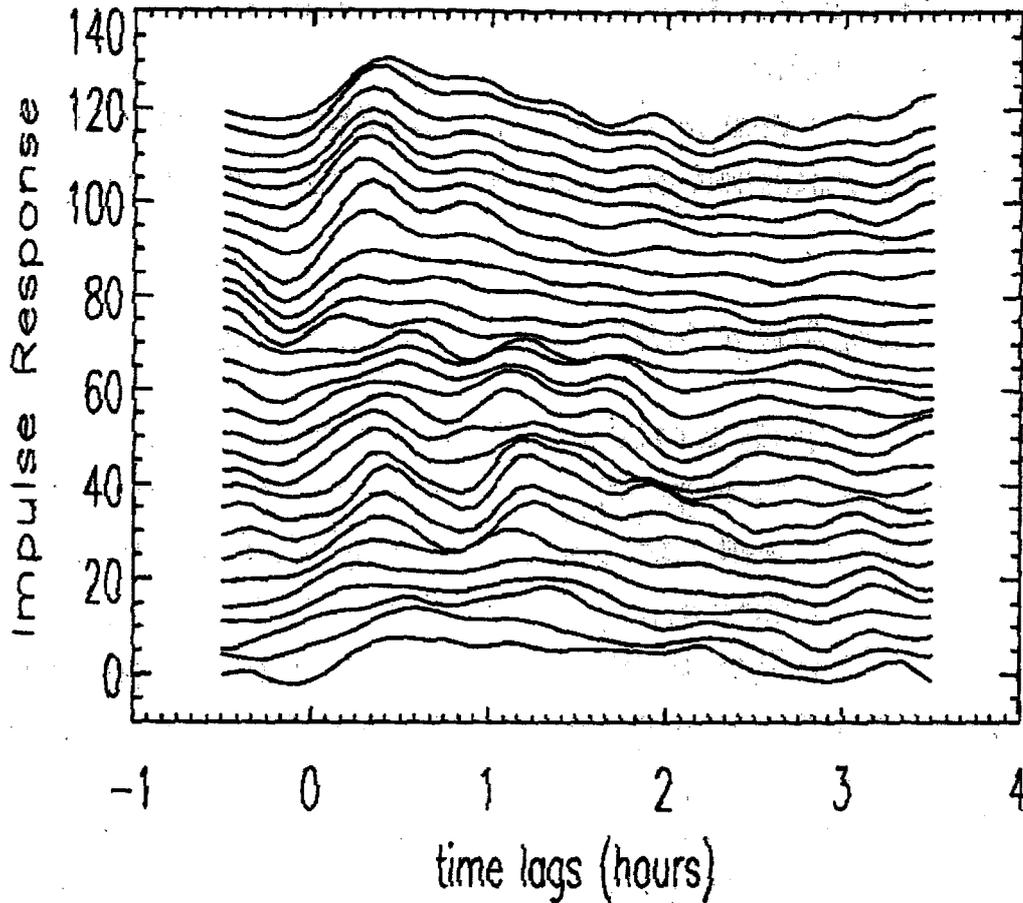


Figura 54: Gráfico apresentando os filtros lineares MA relacionando o campo elétrico interplanetário com o índice de atividade auroral AL. Os filtros foram ordenados pelo nível de atividade dos conjuntos de dados utilizados para computá-los. O nível de atividade aumenta de baixo para cima. Figura mantida no idioma original. Fonte: Recriação da Figura 3 de Bargatze et al. 1985, realizada por Detman, T.R., e D. Vassiliadis, Review of techniques for magnetic storm forecasting, in *Magnetic Storms*, edited by B.T. Tsurutani, W.D. Gonzalez, Y. Kamide, e J.K. Arballo, pp. 253-266, AGU, Washington DC, 1997.

2 Conjunto de Dados

Neste estudo foram utilizadas medidas dos parâmetros de plasma e campo magnético interplanetário obtidos pelas sondas WIND e ACE. Também foram utilizados os dados do meio interplanetário compilados de diversas sondas e disponibilizados pelo OMNI data base. Seguindo [Chen *et al.*, 1996], foi definido como um evento geofetivo aqueles em que o D_{st} (não corrigido para a pressão) apresenta valores menores que -80nT por pelo menos duas horas consecutivas. Como mostrado anteriormente, este limiar foi escolhido para maximizar o número de eventos geofetivos, compreendendo tempestades intensas e grande parte das tempestades moderadas.

Como foi discutido anteriormente, esta definição não leva em conta o *nível zero* do D_{st} antes de B_z rotar para o sul, isto é, não considera o estado da magnetosfera anterior ao início do evento. Quando o D_{st} é mantido negativo por longos períodos, este pode cair abaixo do limiar se ocorrerem pequenas perturbações do vento solar. No entanto, em quase todos os casos é possível identificar com pouca ou nenhuma ambigüidade um evento do vento solar associado com o menor valor do D_{st} . Assim como em [Chen *et al.*, 1996, 1997], neste trabalho o índice D_{st} é utilizado com este paradigma em vista.

Foram selecionados no conjunto de dados cerca de 200 eventos que satisfazem o critério estabelecido e que ao mesmo tempo apresentaram dados do meio interplanetário. Os eventos não geofetivos também foram selecionados no mesmo conjunto de dados.

3 Uso do modelo de Bayes em Sistemas Baseados no Conhecimento (SBS)

Os Sistemas Baseados no Conhecimento (SBS) têm utilizado o raciocínio probabilístico de Bayes, derivado da fórmula de probabilidade condicional, uma vez que tal modelo permite coletar evidências durante o uso do sistema e redirecionar o processo de inferência à medida que novas evidências surgem. O desempenho de um sistema que utiliza esta teoria para modelar a incerteza dependerá, na maioria das vezes, do domínio do problema que o sistema estiver modelando.

3.1 Terminologia da Teoria de Probabilidade

Antes de apresentar e discutir o teorema de Bayes, será apresentada a terminologia fundamental da Teoria da probabilidade, compilada de Spiegel [1978].

Os Experimentos Aleatórios

Os experimentos são fundamentais na ciência e na engenharia. Um princípio fundamental é que ao se efetuarem tais experimentos repetidas vezes, sob condições praticamente idênticas, obtêm-se resultados que são essencialmente os mesmos. Há, entretanto, experimentos em que os resultados não são essencialmente os mesmos, ainda que as condições de realização se mantenham praticamente as mesmas. Tais experimentos chamam-se *experimentos aleatórios*.

Os Espaços Amostrais

Um conjunto ζ que consiste de todos os resultados possíveis de um experimento aleatório é chamado *espaço amostral*, onde cada resultado é um *ponto amostral*. É comum haver mais de um espaço amostral para descrever os resultados de determinado experimento, mas em geral apenas um desses espaços nos dá o máximo possível de informações.

Os Eventos

Um *evento* é um subconjunto A do espaço amostral ζ , isto é, é um conjunto de resultados possíveis. Se o resultado do experimento é elemento de A, dizemos que o evento A ocorreu. Um evento que consiste de um único ponto de ζ costuma-se chamar de *evento simples*, ou *evento elementar*.

O Conceito de Probabilidade

Em qualquer experimento aleatório, há sempre uma incerteza quanto à ocorrência, ou não, de determinado evento. A fim de obtermos uma medida de *chance*, ou *probabilidade*, com que podemos esperar a ocorrência de determinado evento, é conveniente atribuímos um número entre 0 e 1. Se temos a certeza de que o evento ocorrerá, dizemos que sua probabilidade é de 100%, ou 1; se estamos certos que ele não ocorrerá, dizemos que sua probabilidade é zero.

Há dois processos importantes para se obter a estimativa da probabilidade de um evento.

1. Processo clássico, ou “a priori”. Se um evento pode ocorrer de h maneiras diferentes, em um total de n maneiras possíveis (todas igualmente prováveis), então a probabilidade do evento é h/n .
2. Processo de frequência, ou “a posteriori”. Se após n repetições de um experimento (n suficientemente grande), se observam h ocorrências de determinado evento, então a probabilidade do evento é h/n .

Probabilidade Condicional

Sejam A e B dois eventos, com $P(A) > 0$. Denotemos por $P(B|A)$ a probabilidade de ocorrência de B , na hipótese de A ter ocorrido. Ora, como A ocorreu, A passa a ser o novo espaço amostral, que vem substituir o espaço original ζ . Isso nos conduz a definição

$$P(B|A) = \frac{P(A \cap B)}{P(A)}, \quad (5.2)$$

isto é,

$$P(A \cap B) = P(A)P(B|A) \quad (5.3)$$

Em palavras, as equação acima nos diz que a probabilidade de ocorrência de A e B é igual à probabilidade de ocorrência de A vezes a probabilidade de ocorrência de B na hipótese de A ter ocorrido. Chamamos $P(B|A)$ a *probabilidade condicional* de B , dado A , isto é, a probabilidade de ocorrência de B , dado que A ocorreu.

A notação $P(A)$ é usada para designar a probabilidade a priori ou probabilidade incondicional de que a proposição A seja verdade. É importante lembrar que $P(A)$ pode ser usada apenas quando não existe outra informação. Uma vez que se obtenha alguma evidência com relação às proposições que fazem parte do domínio, probabilidades *a priori* não são mais aplicáveis. Ao invés delas, são usadas as probabilidades *a posteriori*, ou probabilidades condicionais.

É importante lembrar que a probabilidade condicional $P(B|A)$ pode ser usada quando tudo o que se sabe é A . Tão logo se saiba C , deve ser usada a probabilidade $P(B|A \cap C)$ ao invés de $P(B|A)$. Além disso, a probabilidade a priori $P(B)$ pode ser pensada como um caso especial da probabilidade condicional $P(B|)$, onde a probabilidade é condicionada a nenhuma evidência.

A inferência probabilística não opera da mesma forma que a inferência lógica. Existe, por exemplo, a tendência de se interpretar a expressão $P(B|A) = 0.8$ como "sempre que A for verdade, conclua que $P(B)$ é 0.8". Esta interpretação é incorreta devido a:

- $P(B)$ sempre denotar a probabilidade a priori de B e não a probabilidade a posteriori, dada alguma evidência;
- $P(B|A) = 0.8$ ser apenas aplicável quando B for a única evidência.

Quando uma evidência adicional C se torna disponível, deve-se calcular $P(B|A \cap C)$. Em um caso limite, C pode estabelecer diretamente se B é verdade ou falso.

A notação P (distribuição de probabilidades) também pode ser usada com probabilidades condicionais. Neste caso, $P(X|Y)$ é uma tabela bi-dimensional, que dá os valores de $P(X = x_i | Y = y_j)$ para todos os possíveis valores de i e j .

Dependência e Independência de Eventos

Quando se estuda simultaneamente dois eventos, existem duas possibilidades quanto à relação entre as suas probabilidades:

- **Eventos Dependentes:** Quando a ocorrência de um influencia a probabilidade de ocorrência do outro;
- **Eventos Independentes:** Quando a ocorrência de um em nada interfere na ocorrência do outro. Se $P(B|A) = P(B)$, isto é, se a probabilidade de ocorrência de B não é afetada pela ocorrência, ou não de A , dizemos que A e B são eventos independentes.

Teorema (ou Regra) de Bayes

Em 1762, o Reverendo Thomas Bayes demonstrou um procedimento bastante importante para se calcular a probabilidade de um evento dado que um outro tenha ocorrido. O seu método consiste na partição do espaço amostral em diversos subconjuntos cujas probabilidades sejam conhecidas.

O famoso *Teorema de Bayes*, como é conhecido o método, permite que se ajuste uma probabilidade *à priori* (conhecida) de um dado evento à luz de novas evidências envolvendo um outro evento que apresenta relação de dependência com o primeiro.

Sejam A_1, A_2, \dots, A_n eventos mutuamente excludentes, cuja união é o espaço amostral ζ , isto é, um dos eventos deve forçosamente ocorrer, Então, se A é um evento, temos o seguinte Teorema:

$$P(A_k | A) = \frac{P(A_k)P(A | A_k)}{\sum_{l=1}^n P(A_l)P(A | A_l)} \quad (5.4)$$

Portanto, este teorema nos permite determinar as probabilidades dos vários eventos A_1, A_2, \dots, A_n que podem ser a causa da ocorrência de A . Por esta razão, o teorema de Bayes é mencionado frequentemente como teorema da probabilidade das causas.

3.2 Aplicação do Teorema de Bayes na determinação da geofetividade das estruturas interplanetárias

À primeira vista, o Teorema de Bayes não parece ser de grande utilidade, uma vez que para aplicá-lo no cálculo de uma probabilidade condicional $P(B|A)$, são necessárias uma probabilidade condicional – $P(A|B)$ – e duas probabilidades incondicionais – $P(A)$ e $P(B)$. Entretanto, tal fórmula é útil na prática porque, em muitas situações, existem boas estimativas para $P(A|B)$, $P(A)$ e $P(B)$ e existe a necessidade de se obter $P(B|A)$.

Definição dos eventos

Seguindo os trabalhos de [Chen et al., 1996, 1997], definiu-se um evento interplanetário com sendo um feixe do vento solar entre duas mudanças consecutivas de sinal de B_z . Desta forma, cada evento é representado por características físicas tais como o campo magnético, a duração do evento, a velocidade média v ou a densidade do vento solar. Por exemplo, [Chen et al., 1996, 1997] descreveram duas características básicas: a duração do evento, δ , e o valor máximo de B_z ($B_{z_{max}}$). Os feixes do vento solar foram divididos em duas classes: (1) feixes geofetivos e (2) não-geofetivos.

A Figura 55 apresenta as condições do vento solar observadas pelo WIND entre 14 e 18 de maio de 1997 e a variação correspondente do Dst para o período de uma tempestade que apresenta a evolução da fase principal em duas etapas causada pela passagem de uma nuvem magnética com polaridade SN. É apresentado de cima para baixo: a velocidade térmica, a velocidade e a densidade de prótons, o campo magnético total e os componentes x, y e z (em GSM) e o índice Dst.

O choque frontal é indicado pela linha vertical tracejada (S_1) e as linhas verticais tracejadas seguintes (S_2 e S_3) indicam as fronteiras da nuvem. O choque ocorreu em 15/ 05/ 1997 01:00 UT. Associado com este choque é observado um salto positivo no D_{st} . Em 15/ 05/ 1997 05:15 UT, B_z rotou para o sul e em 06:00 UT atingiu o seu valor mínimo de $-23nT$. A primeira etapa da fase

Exemplo da aplicação do Teorema de Bayes (extraído de Spiegel [1978]):

A urna I contém três fichas vermelhas e 2 fichas azuis, e a urna II contém 2 fichas vermelhas e 8 fichas azuis. Joga-se uma moeda honesta. Se a moeda der *cara*, extrai-se uma ficha da urna I; se der *coroa*, extrai-se uma ficha da urna II. Supondo-se que não se conheça o resultado da jogada da moeda (e, conseqüentemente, não se saiba de qual urna se extraiu a ficha) mas se saiba que a ficha extraída é vermelha. Qual é a probabilidade de ter sido escolhida a urna I (isto é, qual é a probabilidade de ter aparecido *cara*)?

Seja R o evento *escolha uma ficha vermelha*, enquanto que I e II denotam, respectivamente, escolha da urna I e escolha da urna II. Usando a terminologia $A = R$, $A_1=I$ e $A_2=II$, procuraremos determinar a probabilidade de a urna I ter sido escolhida, sabendo-se que a ficha extraída é vermelha. Aplicando a regra de Bayes com $n=2$, a probabilidade procurada é dada por,

$$P(I | R) = \frac{P(I)P(R | I)}{P(I)P(R | I) + P(II)P(R | II)} = \frac{\left(\frac{1}{2}\right)\left(\frac{3}{3+2}\right)}{\left(\frac{1}{2}\right)\left(\frac{3}{3+2}\right) + \left(\frac{1}{2}\right)\left(\frac{2}{2+8}\right)} = \frac{3}{4}$$

Portanto, a chance em favor da escolha da urna I é de 3 para 1.

principal desta tempestade ocorreu quase coincidentemente com a rápida rotação do IMF na região da bainha magnética. O Dst atingiu o valor mínimo de -100nT as 08:00 UT. Após o B_z ter atingido seu valor mínimo, rapidamente rotou para o norte. Este decréscimo na intensidade do componente direcionado para o sul do campo magnético é seguido por uma recuperação no Dst . As 08:00 UT, o IMF rotou novamente para o sul e as 10:00 atingiu o valor mínimo de -25nT . Em resposta a rotação para o sul do IMF é observado um novo decréscimo no Dst . O Dst atingiu o valor mínimo de -115nT as 12:00UT. Após o B_z ter atingido o valor mínimo, lentamente rota para o norte. A fase de recuperação é iniciada a partir desta gradual rotação para o norte.

Aplicando a definição dos eventos a este período, pode-se facilmente distinguir dois eventos geofetivos. O primeiro evento teve uma duração de aproximadamente 2:30 horas e ocorreu após ser observado o choque, na região da bainha magnética, provavelmente devido ao empilhamento do campo magnético (*draping effect*). O segundo evento teve uma duração de aproximadamente 10 horas e ocorreu na parte dianteira da nuvem magnética SN, com uma duração de aproximadamente 10 horas.

É importante observar que estes eventos são facilmente distinguíveis de feixes do vento solar não-geofetivos após terem ocorrido. O grande desafio é estimar os principais parâmetros de plasma e campo magnético a partir da observação do segmento inicial de cada evento.

Geofetividade das estruturas interplanetárias

A técnica apresentada por [Chen *et al.*, 1996, 1997] é baseada em dois conceitos físicos: (1) a magnitude e a duração do componente direcionado para o sul do campo magnético interplanetário (B_s) são as duas principais características físicas que determinam a severidade e a duração de tempestades magnéticas; e, (2) os feixes do vento solar que contêm campos magnéticos intensos de longa duração estão contidos em estruturas interplanetárias que possuem campos magnéticos altamente organizados. A duração de B_s se refere à quantidade de tempo que o campo magnético interplanetário permanece direcionado para o sul, e a sua magnitude se refere ao valor mínimo de B_s observado.

Em [Chen et al., 1996], a classificação dos eventos do vento solar foi ilustrada usando um espaço amostral bidimensional definido por $\mathcal{z} = (B_{zm}, \delta)$. A Figura 56 apresenta o gráfico $B_{zm} \times \delta$. Observa-se que os eventos geofetivos estão aglomerados em valores intensos e negativos de B_{zm} e longos tempos de duração, enquanto que os eventos não-geofetivos apresentam valores distribuídos simetricamente entre $B_{zm} = \pm 5$ nT, mas com durações muito menores. [Chen et al., 1997] definiram a quantidade $Q = \delta * B_{zm}$ e computaram o seu valor para cada evento. A Figura 57 apresenta este resultado, onde a probabilidade condicional é normalizada de forma que a área sob cada uma das curvas é igual à unidade. Ambas as figuras mostram claramente que os eventos geofetivos e os eventos não-geofetivos são claramente distintos, com uma pequena região de sobreposição.

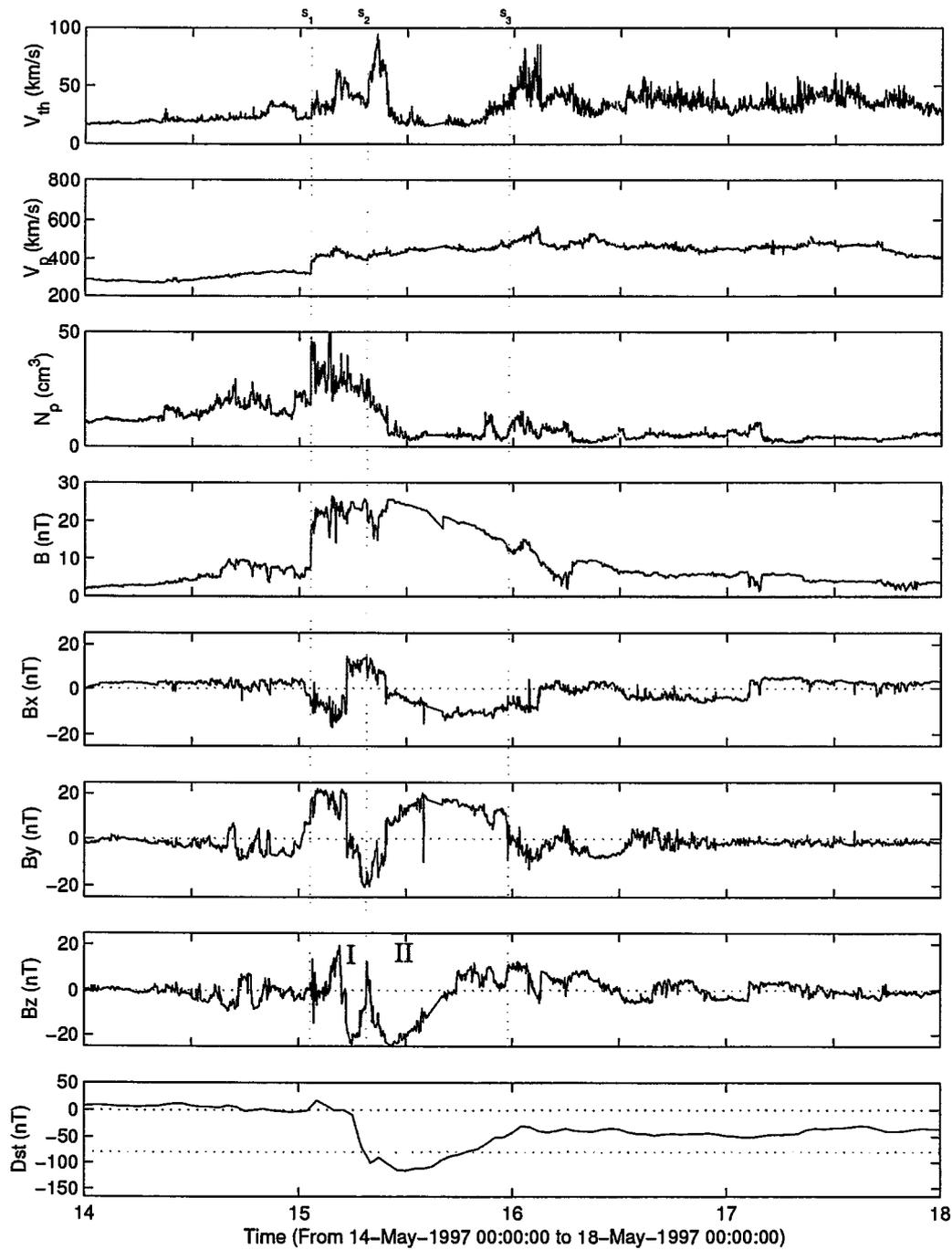


Figura 55: Condições do vento solar, observadas pelo WIND entre 14 e 16 de maio de 1997, e a variação correspondente do Dst para o período de uma tempestade que apresenta a evolução da fase principal em duas etapas causada pela passagem de uma nuvem magnética com polaridade SN.

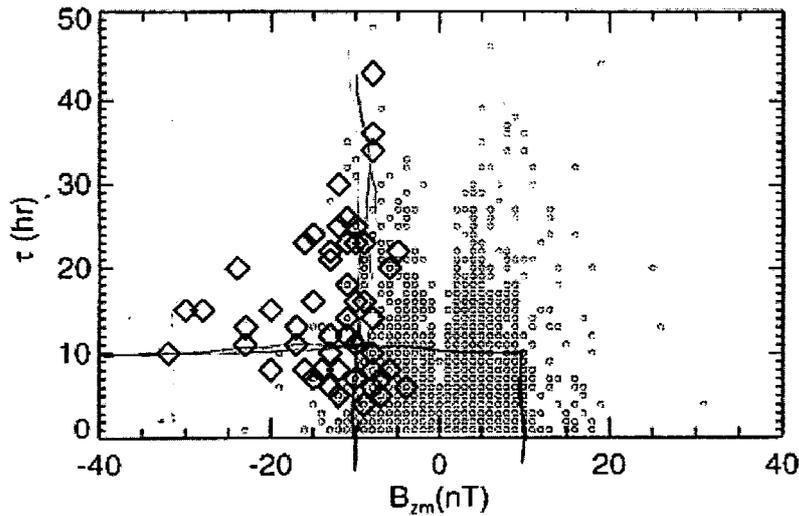


Figura 56: Classificação dos eventos do vento solar (\diamond) geofetivos e (\times) não-geofetivos. usando um espaço amostral bidimensional definido por $z = (B_{zm}, \delta)$. Fonte: Chen, J., P.J. Cargill, e P.J. Palmadesso, Real-time identification and prediction of geoeffective solar wind structures, Geophys. Res. Lett., 23 (6), 625-628, 1996.

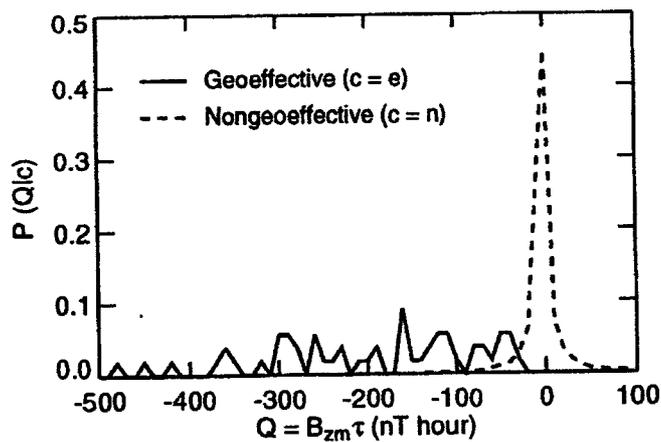


Figura 57: Quantidade quantidade $Q = \delta * B_{zm}$ estimada para para eventos geofetivos e (+) não-geofetivos. Fonte: Chen, J., P.J. Cargill, e P.J. Palmadesso, Predicting solar wind structures and their geoeffectiveness, J. Geophys. Res., 102 (A7), 14,701-14,720, 1997.

Estas duas características são suficientes para caracterizar estes eventos que são altamente organizados com estruturas magnéticas simples. No entanto, muitas nuvens magnéticas exibem vários graus de complexidade. Algumas complexidades podem ser tratadas introduzindo características físicas adicionais. Por exemplo, a velocidade média do vento solar pode ser uma característica útil. Uma maneira de incorporar V_p é definir $\chi = (Bz\mathcal{M}, \delta, V_p)$, descrevendo assim cada evento em um espaço amostral tridimensional. Outra maneira para usar V_p é relacioná-lo à estimação das quantidades separadamente. Para a última aproximação, é necessário compreender as relações relevantes tanto para o conjunto de dados quanto para o modelo físico das estruturas geoefetivas do vento solar. Se esta aproximação é adotada, um espaço amostral bidimensional pode ser suficiente.

Neste trabalho, é generalizada a técnica apresentada por [Chen *et al.*, 1996, 1997], utilizando para tanto conceitos físicos que descrevem de maneira mais precisa o acoplamento vento solar – magnetosfera. Estes processos/ conceitos foram discutidos nos capítulos anteriores da tese.

Consideraram-se os seguintes conceitos: (1) a magnitude e a duração de B , são as duas principais características físicas que determinam a severidade e a duração de tempestades magnéticas; (2) os feixes do vento solar que contêm campos magnéticos intensos de longa duração estão contidos em estruturas interplanetárias que possuem campos magnéticos altamente organizados; (3) A taxa de reconexão na magnetopausa diurna é proporcional ao componente leste-oeste do campo elétrico interplanetário (E_y); (4) o principal fator que controla a variabilidade de E_y é o campo magnético; (5) A variação do índice D_{st} é proporcional a diferença entre a taxa de injeção e a taxa de perda de energia na corrente de anel; (6) A taxa de injeção de energia (F) é proporcional a taxa de reconexão na magnetopausa diurna; (7) O principal processo de perda de partículas na corrente de anel durante a fase principal e nas primeiras horas da fase de recuperação é devido à perda dinâmica na magnetopausa diurna (controlado por E_y); e, (8) uma substancial fração de tempestades magnéticas apresenta o desenvolvimento de suas fases principais em duas ou mais etapas devido à ocorrência de eventos geoefetivos consecutivos.

A seguir, vamos discutir em detalhes três dos modelos estudados.

Modelo $E_y \times \tau$

Neste modelo se propõe utilizar o valor máximo do componente leste-oeste do campo elétrico interplanetário (E_{ym}) e o tempo de duração do evento (δ). Existem duas justificativas para utilizar E_{ym} ao invés de se considerar B_{zm} . Primeiro, a taxa de reconexão na magnetopausa diurna é proporcional a E_y . Segundo, [Gonzalez et al., 1998] mostraram que existe uma boa correlação entre a intensidade do campo magnético e a velocidade das nuvens magnéticas. Esta correlação pode ser explicada pela origem solar das nuvens magnéticas e pelo mecanismo físico de ejeção destas estruturas, onde parte da energia armazenada no campo magnético é convertida em energia cinética. [Owens e Cargill, 2002] mostraram que a correlação entre a intensidade e velocidade máxima apresenta um aumento significativo quando $B > 18$ nT por 3 horas ou mais. Também mostraram que existe uma baixa correlação entre a velocidade máxima e o componente direcionado para o sul do campo magnético. Ao contrário de [Gonzalez et al., 1998], eles não realizaram uma pré-seleção de eventos associados com *CMEs*, o que indica que esta é uma relação mais geral.

Modelo D_{p1}

Neste modelo é proposto que se utilize diretamente uma estimativa do nível de atividade da magnetosfera. No primeiro modelo foi sugerido estimar o valor máximo de E_{ym} . A partir do modelo proposto por [O'Brien e McPherron, 2000] é possível estimar o valor máximo da função de injeção de energia (F_m), como sendo

$$F_m = \begin{cases} -4.4(E_{ym} - 0.5), & \text{para } E_{ym} \geq 0 \\ 0, & \text{para } E_{ym} < 0 \end{cases} \quad (5.5)$$

e o tempo de decaimento no pico, τ_m , é dado por

$$\tau_m = 2.4e^{(9.74/4.69+E_{ym})} \quad (5.6)$$

Considerando uma função de injeção de energia retangular, estudada por [Chúa de Gonzalez e Gonzalez, 1998], o valor mínimo do *Dst* estimado, D_{p1} , é dado por

$$D_{p1} = \left| D_0 e^{-\delta/\tau_m} + F_m \tau_m (1 - e^{-\delta/\tau_m}) \right| \quad (5.7)$$

onde D_0 é o valor do Dst antes do início do evento atual. A escolha de uma função retangular tende a sobre-estimar o valor estimado do Dst . É importante observar que o parâmetro D_0 incorpora as condições da corrente de anel anteriores ao evento que está sendo atualmente analisado, de maneira que injeções múltiplas de energia podem ser avaliadas.

Modelo D_{p2}

Neste modelo também é proposto que se utilize diretamente uma estimativa do nível de atividade da magnetosfera. Contudo, é considerada uma função de injeção de energia senoidal para estimar o valor mínimo do D_{sp} D_{p2} , dado por

$$D_{p2} = \left| D_0 e^{-\delta/\tau_m} + \frac{F_m \left\{ \delta \tau_m \left[-\pi \tau \cos\left(\frac{\pi t_p}{\delta}\right) + \pi \tau e^{-\frac{t_p}{\tau_m}} + \delta \sin\left(\frac{\pi t_p}{\delta}\right) \right] \right\}}{\delta^2 + \pi^2 \tau_m^2} \right| \quad (5.8)$$

onde, t_p é o instante em que ocorre o pico do Dst e é obtido a partir da solução numérica da equação

$$\frac{dD_{p2}}{dt} = 0 \quad (5.9)$$

isto é,

$$\left[\pi \tau \sin\left(\frac{\pi t_p}{\delta}\right) - \delta e^{-\frac{t_p}{\tau_m}} + \delta \cos\left(\frac{\pi t_p}{\delta}\right) \right] = 0 \quad (5.10)$$

Este modelo é mais coerente com o método de estimação dos parâmetros, descrito a seguir.

3.3 Estimativa da estrutura do vento solar, da injeção de energia na magnetosfera e da intensidade da corrente de anel.

Como apresentado na Figura 55, eventos do vento solar com longos períodos de intenso campo B_z são identificados facilmente, após ocorrerem, dos feixes ordinários do vento solar. A seguir é apresentada a estimativa da duração dos eventos e do valor máximo de $B_{z_{\text{máx}}}$, compilado de [Chen et al., 1996, 1997]. Também são apresentadas as estimativas de $E_{\text{ym}}, F_m, \tau_m, t_p, D_{p1}$ e D_{p2} .

O desafio é estimar a estrutura magnética do evento que está sendo analisado a partir do segmento inicial com tanta precisão quanto possível. Isto é, busca-se prever a duração (δ) e o perfil do campo magnético de cada evento baseado nas quantidades medidas em tempo real. De maneira a quantificar as características do campo magnético nos definimos,

$$\theta(t) = \sin^{-1}(B_z / B) \quad (5.11)$$

onde $B = (B_y^2 + B_z^2)^{1/2}$, t é o instante atual e θ é a projeção y-z do vetor campo magnético e o plano eclíptico. Aqui, $\theta = \pm\pi/2$ ($B_y = 0$) indica um campo inteiramente direcionado para o norte.

A taxa de rotação média no instante atual t é definida por

$$\dot{\theta}(t) = \theta(t) / \Delta t_z, \quad (5.12)$$

onde $\Delta t_z = t - t_z$ é o tempo que decorreu desde o início do evento em t_z . Para cada evento, $B_z(t = t_z) = 0$ de forma que $\theta(t) = 0$.

O ângulo máximo de rotação, $\Delta\theta_m$, varia de evento para evento mas é restrito a $\pm\pi/2$. Em eventos geofetivos de longa duração tais como nuvens magnéticas, o ângulo θ normalmente apresenta uma grande rotação.

Na determinação de $\dot{\theta}$ nos distinguimos entre duas possibilidades, $|\theta|$ aumentando e $|\theta|$ diminuindo, e tratamos os dois casos de maneira diferenciada. Primeiro, considera-se o caso

quando $|\theta|$ está aumentando. Lembramos que $\theta(t) = 0$ no início do evento. Assim $|\theta|$ sempre aumenta quando um novo evento se inicia. No tempo t , $|\theta|$ é considerado aumentando se o valor em t é maior que 0.8 vezes o valor máximo do evento até t , isto é, entre t_z e t . Esta definição é uma maneira de tratar o ruído em uma série com uma tendência em escalas muito maiores: em média θ suavemente varia de $-\pi/2$ para $+\pi/2$ neste evento. A escolha de 0.8 foi feita para evitar rápidas variações na previsão. Para o segmento do evento onde $|\theta|$ é determinado como aumentando, definimos a duração do evento estimado no tempo t como sendo

$$\delta'(t) = \left| \frac{2\Delta\theta_c}{\dot{\theta}(t)} \right| \quad (5.13)$$

onde $\Delta\theta_c$ é determinado a partir de $P(\Delta\theta_c | e)$ com base em dados históricos. Neste trabalho se utilizou $\Delta\theta_c = \pi/2$. Isto tende a sobre-estimar a duração de eventos geofetivos significativamente. Então $B'_{zm}(t)$ é definido como

$$B'_{zm}(t) = B_z(t) / f_z(t) \quad (5.14)$$

que é a estimativa da máxima excursão de B_z durante o evento. A função $f_z(t)$ é especificada de forma a aproximar a forma funcional de B_z . Uma função conveniente é

$$f_z(t) = \sin(\pi\Delta t_z / \nu') \quad (5.15)$$

A função seno é usada meramente por conveniência, porque ela é igual a zero em ambos pontos finais, $t = t_z$ e $t = t_z + \tau$. Aqui o valor $B_z(t)$ é o valor de B_z medido em t .

Usando um procedimento similar $E'_y(t)$ é dado por

$$E'_{ym}(t) = E_y(t) / f_z(t) \quad (5.15)$$

A partir do modelo proposto por [O'Brien e McPherron, 2000], podemos estimar o valor máximo da função de injeção de energia, F'_m , como sendo

$$F'_m = \begin{cases} -4.4(E'_{ym} - 0.5), & \text{para } E'_{ym} \geq 0.5 \\ 0, & \text{para } E'_{ym} < 0.5 \end{cases} \quad (5.17)$$

e o tempo de decaimento no pico, τ'_m , é dado por

$$\tau'_m = 2.4e^{(9.74/4.69+E'_{ym})} \quad (5.18)$$

Considerando uma função de injeção de energia retangular, estudada por [de Gonzalez e Gonzalez, 1998], o valor mínimo do Dst estimado, D'_{p1} , é dado por

$$D'_{p1} = \left| D'_0 e^{-\delta' \tau'_m} + F'_m \tau'_m (1 - e^{-\delta' \tau'_m}) \right| \quad (5.19)$$

onde D'_0 é o valor estimado do Dst antes do início do evento atual. A estimativa de D'_0 pode ser obtido a partir dos dados do vento solar utilizando modelos ou através de medidas em tempo real do componente H do campo geomagnético obtidas em estações localizadas em latitudes médias. A escolha de uma função retangular tende a sobre-estimar o valor estimado do Dst.

Considerando uma função de injeção de energia senoidal, o valor mínimo do Dst estimado, D'_{p2} , é dado por

$$D'_{p2} = \left| D'_0 e^{-\delta' \tau'_m} + \frac{F'_m \left\{ \delta' \tau'_m \left[-\pi \tau \cos\left(\frac{\pi t'_p}{\delta'}\right) + \pi \tau e^{-\frac{t'_p}{\tau'_m}} + v' \sin\left(\frac{\pi t'_p}{\delta'}\right) \right] \right\}}{\delta'^2 + \pi^2 \tau'^2_m} \right| \quad (5.20)$$

onde, t'_p é o instante em que ocorre o pico do Dst e é obtido a partir da solução numérica da equação

$$\left[\pi \sin\left(\frac{\pi'_p}{\delta}\right) - \delta e^{-\frac{\delta'_p}{\tau}} + \delta \cos\left(\frac{\pi'_p}{\delta}\right) \right] = 0 \quad (5.21)$$

3.4 Funções de Distribuição de Probabilidade

Aplicando as definições descritas acima ao conjunto de dados foi possível construir várias funções de distribuição de probabilidade. As Figuras 58-62 apresentam os gráficos de espalhamento obtidos para os valores observados e estimados dos parâmetros utilizados para construir as funções de densidade de probabilidade para eventos (\diamond) geofetivos e (\times) não-geofetivos. Para a construção das funções de distribuição de probabilidade foram selecionados somente eventos não-geofetivos que apresentam o campo magnético direcionado para o sul.

A Figura 58 apresenta os gráficos de espalhamento para B_{zm} , B'_{zm} , δ e δ' utilizados para estimar as funções de distribuição de probabilidade $P(B_{zm}, \delta)$, $P(B'_{zm}, \delta)$, $P(B_{zm}, \delta')$ e $P(B'_{zm}, \delta')$ para eventos (\diamond) geofetivos e (\times) não-geofetivos. No painel superior esquerdo é apresentado $B_{zm} \times \delta$. Observa-se que os eventos geofetivos estão agrupados em valores de B_{zm} inferiores a $-8nT$ e δ superiores a 3 horas, com uma pequena sobreposição aos eventos não-geofetivos. Este resultado está de acordo com o resultado obtido por [Chen *et al.*, 1996] (ver Figura 56). No painel superior direito é apresentado $B'_{zm} \times \delta$. Nota-se que ao contrário de $B_{zm} \times \delta$, onde para cada evento se obtinha somente um valor para B_{zm} e um para δ , neste painel para cada evento temos um valor estimado de δ e várias estimativas B'_{zm} . No painel inferior esquerdo é apresentado $B_{zm} \times \delta'$. Neste painel se apresenta para cada evento um valor B_{zm} e várias estimativas δ' . Nos painéis $B'_{zm} \times \delta$ e $B_{zm} \times \delta'$ se observa que a região de sobreposição entre eventos geofetivos e não-geofetivos é superior à apresentada no painel $B_{zm} \times \delta$. No painel inferior direito é apresentado $B'_{zm} \times \delta'$, as estimativas dos valores máximos de B_{zm} e δ . Neste caso podemos observar que vamos existir uma grande sobreposição entre os eventos geofetivos e os não-geofetivos.

As Figuras 59 e 60 apresenta os gráficos de espalhamento obtidos para $E_{ym} \times \delta$ e para $F_m \times \delta$, respectivamente. Essas figuras são apresentadas no mesmo formato da Figura 58. Qualitativamente, estas figuras apresentam a mesma informação, uma vez que F_m é derivado a partir de E_{ym} . A partir de $E_{ym} \times \delta$ e $F_m \times \delta$ podemos observar que os eventos geofetivos e os não-geofetivos apresenta um pequena sobreposição, populando regiões diferentes do espaço amostral. A utilização em conjunto de B_z e V_p , implícita ao se estimar E_{ym} e F_m , permite diminuir a ambigüidade identificação das classes observada ao se utilizar somente B_z . Isto ocorre por que os eventos geofetivos estão associadas com feixes rápidos que possuem campos magnéticos intensos, e, portanto também estão associadas com campos elétricos interplanetários intensos e altas taxas de injeção de energia na magnetosfera.

Nas Figuras 61 e 62 são apresentados os gráficos de espalhamento obtidos para $D_{p1} \times \delta$ e $D_{p2} \times \delta$ utilizadas para construir as funções de densidade de probabilidade $P(D_{p1}, \delta)$, $P(D_{p1}, \delta')$, $P(D'_{p1}, \delta)$, $P(D'_{p1}, \delta')$, $P(D_{p2}, \delta)$, $P(D_{p2}, \delta')$, $P(D'_{p2}, \delta)$ e $P(D'_{p2}, \delta')$. Essas figuras também são apresentadas no mesmo formato da Figura 58. Observa-se nos painéis $D_{p1} \times \delta$ e $D_{p2} \times \delta$ que o uso das estimativas do valor mínimo do Dst permite distinguir quase sem ambigüidade a ocorrência de eventos geofetivos e não-geofetivos.

Nas Figuras 63 e 64 são apresentados os gráficos de espalhamento obtidos para $D_{p1} \times \tau$ e $D_{p2} \times \tau$. É importante lembrar que ambos os parâmetros foram estimados utilizando tanto E_{ym} quanto δ . É importante lembrar que estas funções de injeção foram derivadas a partir dos dados do meio interplanetário para os eventos geofetivos e não geofetivos. Tem-se que considerar que os coeficientes utilizados no modelo, derivados por [O'Brien e McPherron, 2000] são resultado de uma análise estatística dos parâmetros do meio interplanetário utilizando uma extensa base de dados, representam o melhor ajuste do modelo ao conjunto de dados. Portanto, os valores de D_{p1} e D_{p2} observados acima de $-80nT$ ocorrem em consequência desta variabilidade. Outro problema é que se consideram duas funções aproximadas da taxa de injeção de energia. Por simplicidade se considerou uma função retangular e uma função senoidal (modelo D_{p1} e D_{p2} , respectivamente). O modelo D_{p1} muitas vezes sobre-estima o valor da função de injeção de

energia, enquanto que no modelo D_{p2} se observa uma subestimação do seu valor. Apesar da imperfeição da escolha destes modelos eles servem como um diagnostico da atividade geomagnética.

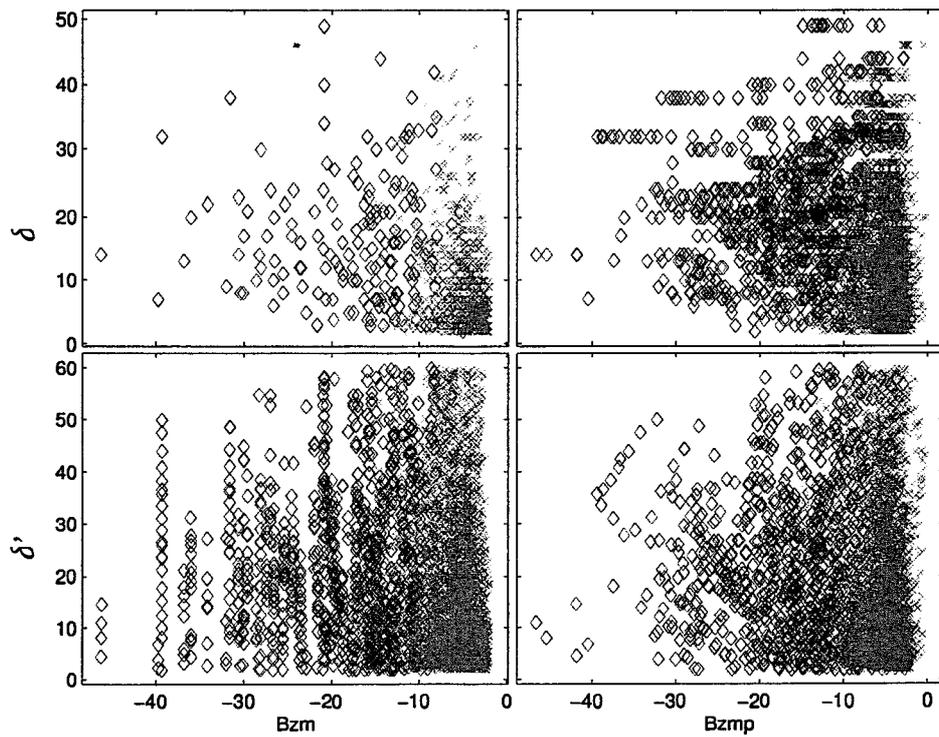


Figura 58: Gráficos de espalhamento de B_{zm}, B'_{zm}, δ e δ' utilizados para estimar as funções de densidade de probabilidade $P(B_{zm}, \delta)$, $P(B'_{zm}, \delta)$, $P(B_{zm}, \delta')$ e $P(B'_{zm}, \delta')$. Os eventos geofetivos são representados por (\diamond) e os não-geofetivos por (\times).

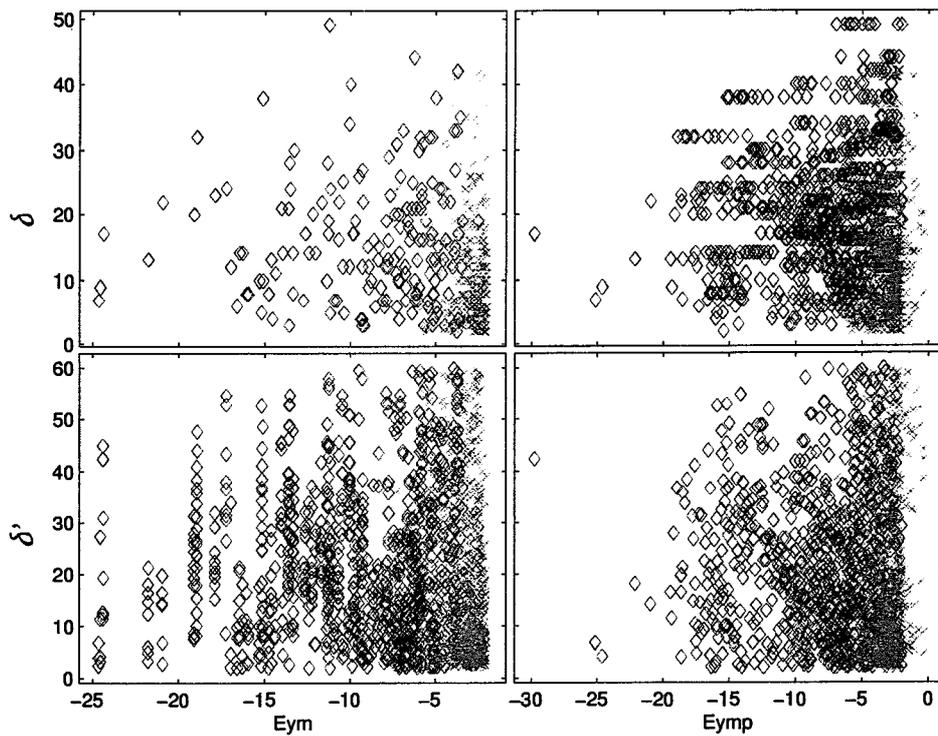


Figura 59: Gráficos de espalhamento de E_{ym} , E'_{ym} , δ e δ' utilizados para estimar as funções de densidade de probabilidade : $P(E_{ym}, \delta)$, $P(E_{ym}, \delta')$, $P(E'_{ym}, \delta)$ e $P(E'_{ym}, \delta')$. Os eventos geofetivos são representados por (\diamond) e os não-geofetivos por (\times).

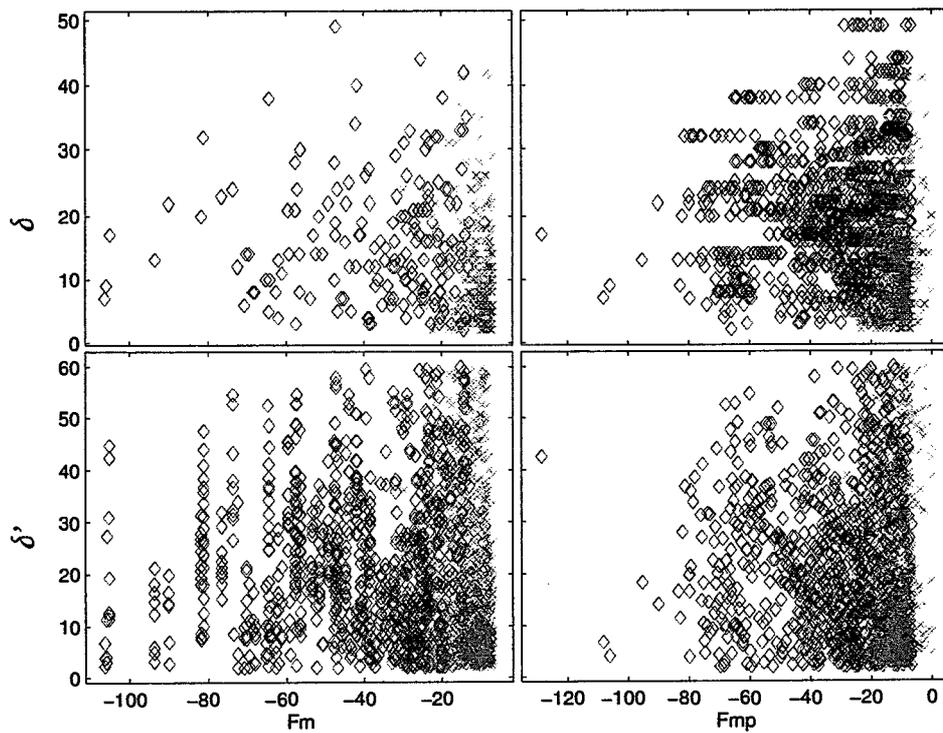


Figura 60: Gráficos de espalhamento de F_m, F'_{ym}, δ e δ' utilizados para estimar as funções de densidade de probabilidade : $P(F_m, \delta)$, $P(F'_{ym}, \delta')$, $P(F'_{ym}, \delta)$ e $P(F_m, \delta')$. Os eventos geofetivos são representados por (\diamond) e os não-geofetivos por (\times).

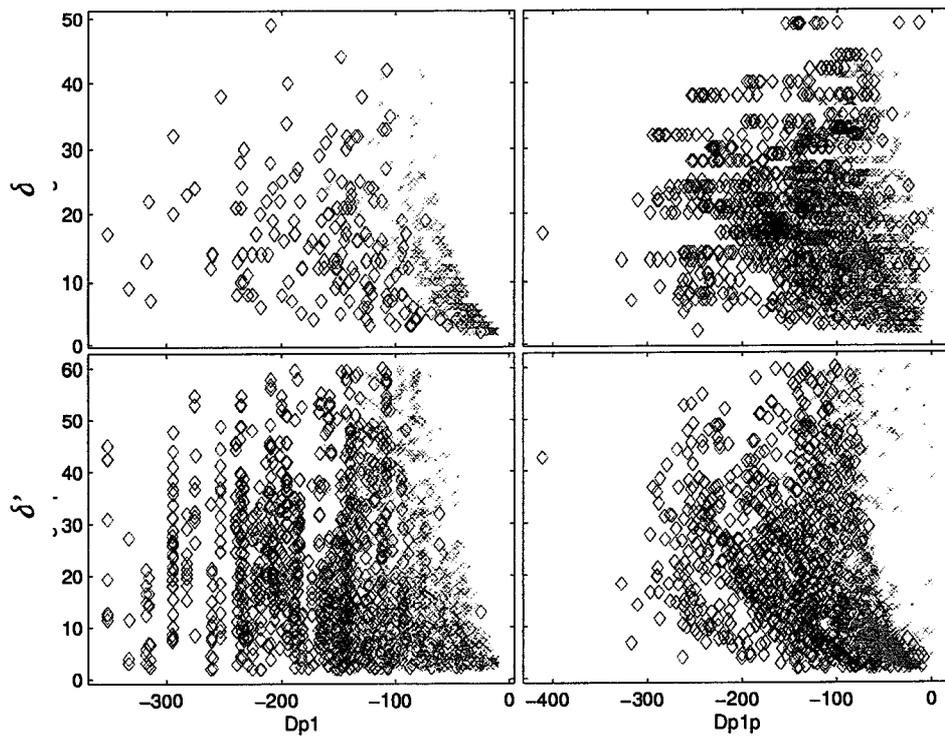
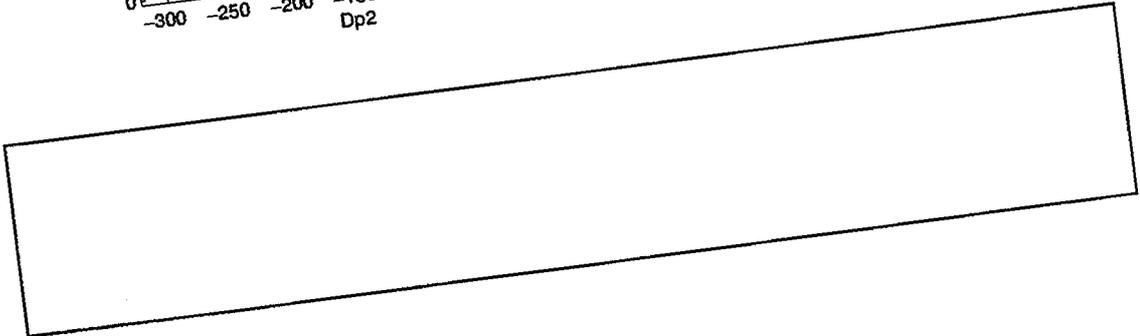
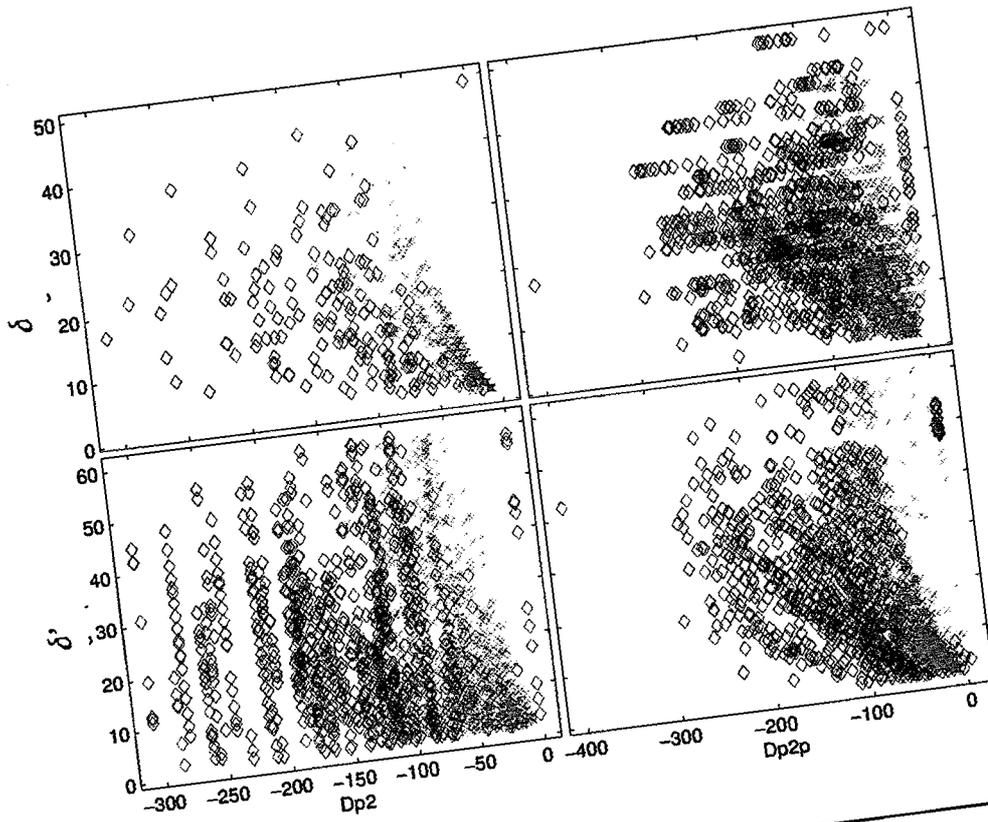


Figura 61: Gráficos de espalhamento de D_{p1} , D'_{p1} , δ e δ' utilizados para estimar as funções de densidade de probabilidade : $P(D_{p1}, \delta)$, $P(D_{p1}, \delta')$, $P(D'_{p1}, \delta)$ e $P(D'_{p1}, \delta')$. Os eventos geofetivos são representados por (\diamond) e os não-geofetivos por (\times).



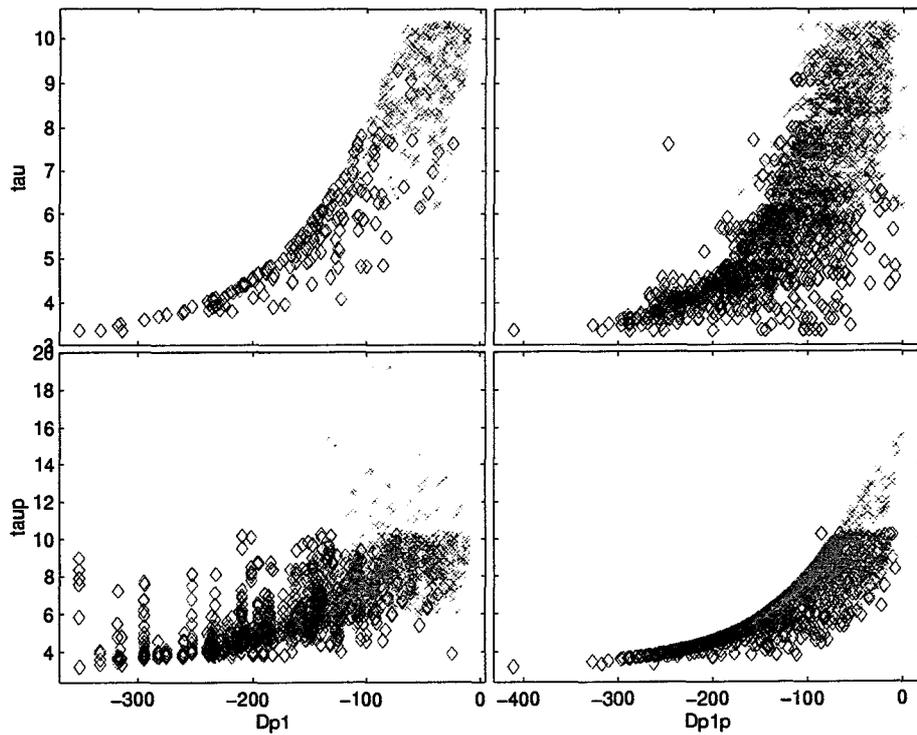


Figura 63: Gráficos de espalhamento de D_{p1} , D'_{p1} , τ e τ' utilizados para estimar as funções de densidade de probabilidade : $P(D_{p1}, \delta)$, $P(D_{p1}, \delta')$, $P(D'_{p1}, \delta)$ e $P(D'_{p1}, \delta')$. Os eventos geofetivos são representados por (\diamond) e os não-geofetivos por (\times).

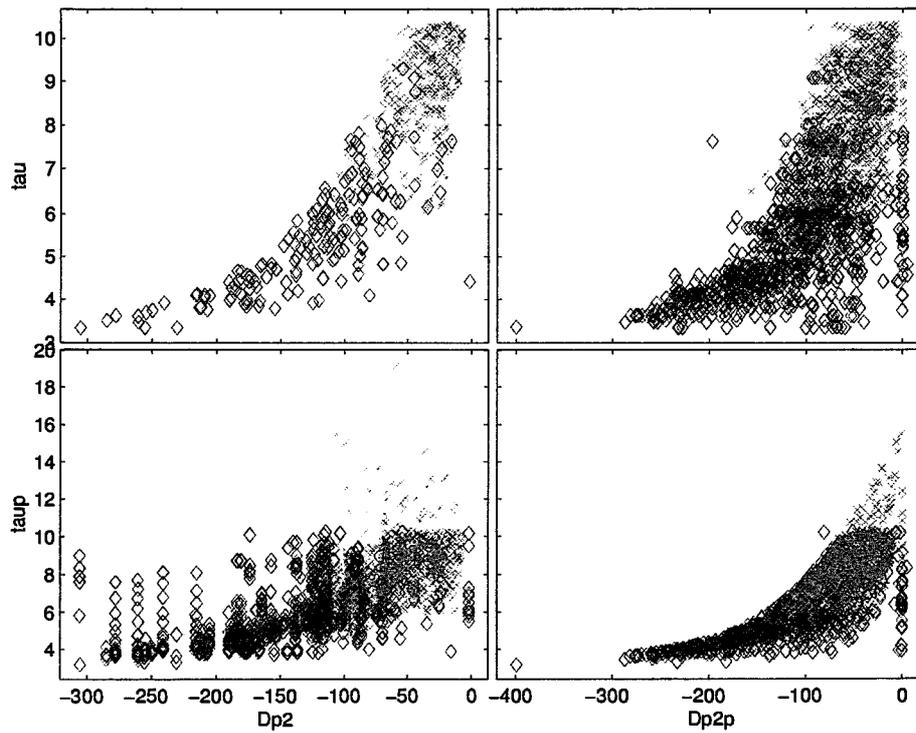


Figura 64: Gráficos de espalhamento de D_{p2} , D'_{p2} , τ e τ' utilizados para estimar as funções de densidade de probabilidade : $P(D_{p2}, \delta)$, $P(D_{p2}, \delta')$, $P(D'_{p2}, \delta)$ e $P(D'_{p2}, \delta')$. Os eventos geofetivos são representados por (\diamond) e os nãogeofetivos por (\times).

4 Resultados e Discussões

Inicialmente foi realizado um estudo preliminar do modelo original proposto por [Chen *et al.*, 1996] utilizando 3 anos (1998-2000) de dados do ACE. Neste estudo foram utilizados dados do nível 2 de processamento, que são mais confiáveis que os dados disponíveis em tempo real. Deve-se levar em consideração que a performance do modelo deve diminuir ao se utilizar dados em tempo real.

Durante este intervalo, ocorreram 43 períodos em que o índice Dst esteve abaixo de -80nT por mais de 2 horas, mas em dois casos os dados do ACE não estavam disponíveis. Dos 41 eventos onde havia dados do ACE, 33 (~80%) foram preditos com sucesso, isto é, a probabilidade de ocorrer uma tempestade magnética excedia 50% em algum momento durante o evento do IMF.

O tempo médio desde o instante em que um evento é identificado até o instante em que o Dst cai abaixo de -80nT é de aproximadamente 2.1 horas, com um desvio padrão de 2.5 horas, isto é, aproximadamente 67% dos eventos previstos foram identificados com uma antecedência de 0 a 4.6 horas. Um dos eventos foi identificado com uma antecedência de 10 horas, e em 8 casos o evento só foi identificado após o Dst apresentar valores menores que -80nT .

Uma maneira de quantificar o quanto boa é a nossa estimativa de B_{zm} é calcular $|B'_{zm} - B_{zm}| / B_{zm}$, isto é, a razão entre a diferença entre o valor máximo (positivo/negativo) estimado de B_{zm} e o valor realmente observado. Neste texto, esta quantidade será denominada de desvio fracionário. O valor médio desta quantidade para as 33 tempestades previstas depois de observado 10%, 20% e 30% da estrutura interplanetária é, respectivamente, 0.4, 0.3 e 0.3. Aplicando a mesma definição para o delta, obtemos os valores 0.8, 0.6 e 0.4. O desvio fracionário médio estimado no momento em que a probabilidade excedeu 50% para B_{zm} e delta é 0.2 e 0.5, respectivamente.

Estes resultados indicam que o modelo prevê melhor o valor mínimo (positivo/negativo) de B_z do que a duração do evento. Isto ocorre porque se assume que o campo magnético rota a uma taxa constante, o que não é verdade na maioria dos casos, como discutido no Capítulo II.

Ocorreram oito (8) tempestades que não foram previstas pelo modelo, isto é, o índice *Dst* apresentou valores menores que -80nT por mais de duas horas, mas as probabilidades estimadas não excederam 50%. Em quatro casos, o índice *Dst* apresentou valores próximos ao limiar de -80nT . Estes são eventos marginais que estão em regiões do espaço amostral que apresentam ambigüidade. Em 3 casos o índice *Dst* apresentava valores próximos ao limiar de -80nT antes do início do evento, indicando que a magnetosfera já estava ativa quando foi observada uma incursão para o sul do campo magnético. Estes eventos não apresentavam valores de B_{zm} e δ característicos dos eventos geofetivos, o que indica a importância do estado anterior da magnetosfera. A velocidade do vento solar é outro importante parâmetro que deve ser considerado. Em dois terços dos eventos que não foram previstos a velocidade do feixe excedia 550 km/s . É importante ressaltar que o modelo prevê com sucesso a ocorrência de tempestades intensas, falhando na identificação de somente uma.

Foram observados 20 casos onde a probabilidade excedeu 50% mas não ocorreu uma tempestade magnética. Estes casos foram divididos em duas categorias: advertências e alarmes falsos. As advertências foram definidas como sendo os casos em que a probabilidade de ocorrer uma tempestade excedeu 50% e foi menor que 70%. Os alarmes falsos foram definidos como sendo os casos em que a probabilidade foi maior que 70%.

[Arge, 2001] reportou que obteve resultados semelhantes num estudo realizado no *National Oceanic and Atmospheric Administration/Space Environment Center (NOAA/SEC)*. Neste estudo as funções de distribuição de probabilidade foram construídas usando o conjunto de dados do WIND e o modelo foi aplicado as observações realizadas pelo ACE.

Resultados obtidos utilizando os modelos novos

Os três modelos foram aplicados ao conjunto de dados do ACE de 1998-2001. A seguir é apresentada uma breve descrição de eventos selecionados para discutir a eficiência destes modelos.

Evento de 8-16 de março de 1998

A Figura 65 apresenta um exemplo dos resultados obtidos para uma tempestade magnética intensa causada pela interação entre um feixe do vento solar lento e um rápido. Nesta figura, as curvas em azul dos quatro painéis superiores apresentam: a velocidade de prótons (V_p); o componente norte-sul do campo magnético interplanetário (B_z); o componente leste-oeste do campo elétrico (E_y); e, a função de injeção de energia (F). As curvas em vermelho do segundo ao quarto painel apresentam os valores máximos de B_z (B'_{zm}), de E_y (E'_{ym}) e de F (F'_m), respectivamente, estimados no instante t utilizando o procedimento descrito anteriormente. No quinto painel, é apresentado o tempo de duração estimada do evento. Nos dois últimos painéis, as curvas em vermelho representam a probabilidade de ocorrer uma tempestade magnética e o valor mínimo estimado do D_{st} utilizando o modelo D_{p1} e as curvas em azul utilizando o modelo D_{p2} . A curva em preto no último painel apresenta o índice D_{st} observado. A curva em verde do penúltimo painel apresenta a probabilidade de ocorrer uma tempestade estimada a partir do modelo $E \times \delta$. As demais figuras utilizadas na discussão dos modelos de previsão propostos são apresentadas no mesmo formato.

Durante este período, observam-se dois eventos em que ocorrem campos magnéticos direcionados para o sul e que são relativamente intensos. O primeiro evento não apresenta uma injeção muito grande de energia, enquanto que o segundo apresenta uma injeção maior e está associado com a ocorrência da tempestade magnética. O valor máximo e a duração de B_z , E_y e F foram identificados com sucesso após se analisar os segmentos iniciais dos eventos. O nível de atividade do D_{st} também foi previsto com sucesso por ambos os modelos. Observa-se que o modelo D_{p1} super-estima o valor mínimo do D_{st} , enquanto que o modelo D_{p2} o subestima. Estes resultados podem ser explicados pela forma de onda utilizadas nestes modelos. Claramente se pode observar que no evento 2 a estimativa utilizando uma função de injeção de energia retangular considera que houve uma injeção total de energia superior ao que realmente foi observado. O contrário ocorre quando se considera uma função senoidal.

Evento de 1-5 de maio de 1998

Na Figura 66 é apresentado um exemplo de tempestade magnética causada por uma nuvem magnética e pela interação na parte traseira com um feixe rápido. Neste período se observam dois eventos geofetivos. O primeiro evento se inicia na bainha magnética e se estende no interior da nuvem, permanecendo direcionado para o sul por mais de 24 horas. No entanto, o campo não é muito intenso. Neste evento o Dst permanece abaixo do limiar estabelecido por duas horas. B_{zm} , E_{ym} e F_m são previstos logo no início do evento. No entanto, a duração do evento não é prevista adequadamente. Os três modelos identificam adequadamente a ocorrência da tempestade magnética. Os modelos D_{p1} e D_{p2} super-estimam o valor máximo do D_{st} . Como no evento anterior se observa que o modelo D_{p1} apresenta valores maiores que os do modelo D_{p2} .

O segundo evento ocorre na região de interação entre a nuvem magnética e o feixe rápido. É um evento bastante intenso, onde o D_{st} atinge um valor de -200nT . O modelo prevê adequadamente os valores máximos observados e a probabilidade de ocorrer uma tempestade magnética. Os dois modelos super-estimam o valor do Dst para este evento também.

Evento de 23-28 de junho de 1998

Na Figura 67 é apresentado um exemplo de tempestade magnética causada por uma nuvem magnética e pela interação na parte traseira com um feixe rápido. Este exemplo é apresentado para mostrar um exemplo de previsão bem sucedida da estimativa do valor máximo do Dst para uma interação entre nuvem magnética e feixe rápido. Neste período se observa claramente a ocorrência de um evento geofetivo na região de interação entre a nuvem magnética e o feixe rápido. Novamente as quantidades são previstas adequadamente e a probabilidade de ocorrer uma tempestade magnética também. O valor mínimo do Dst é identificado adequadamente. Novamente nesta figura observa-se que o modelo D_{p1} superestima o valor do Dst, enquanto que o modelo D_{p2} sub-estima.

Evento de 23-28 de setembro de 1998

A Figura 68 apresenta um exemplo de tempestade magnética causada por campos magnéticos na bainha, logo após a ocorrência de uma onda de choque. Neste exemplo se observa um evento geofetivo. Os valores máximos/mínimos são identificados logo no início do evento. A probabilidade de ocorrência da tempestade também é corretamente identificada. Mais uma vez o valor mínimo do Dst é corretamente identificado.

Evento de 16-21 de fevereiro de 1998

A Figura 69 apresenta um exemplo de tempestade magnética causado por um evento identificado como um ICME. Os valores mínimos/ máximos dos campos e o valor mínimo do Dst é prevista com sucesso.

Evento de 19-24 de março de 1998

A Figura 70 apresenta um exemplo de tempestade magnética causada pela interação entre um feixe lento e um feixe rápido. Neste período ocorreram três incursões para o sul do campo magnético. Os três eventos têm seus valores mínimos/ máximos identificados. No entanto, o valor mínimo do Dst estimado para o primeiro evento é muito mais intenso que o observado, isto é, simplesmente não se observa um evento. A probabilidade de ocorrer uma tempestade magnética também não é significativa, ficando em torno de 50%.

Evento de 16-21 de fevereiro de 1998

Um exemplo de tempestade magnética causada por campos na bainha é apresentado na Figura 71. Esta figura foi incluída para discutir duas coisas: (1) o primeiro evento indica uma boa probabilidade de ocorrer uma tempestade magnética, enquanto que o segundo evento identifica adequadamente a ocorrência da tempestade, mas superestima o valor mínimo do Dst.

Evento de 15-20 de abril de 1998

Um exemplo de tempestade magnética causada por uma nuvem magnética é apresentado na Figura 72. Este é um caso em que o valor mínimo do Dst é próximo ao limiar estabelecido para se considerar a ocorrência de uma tempestade magnética intensa. O algoritmo identifica corretamente a possibilidade de ocorrer uma tempestade magnética e o valor mínimo do Dst.

Evento de 20-25 de outubro de 1999

A Figura 73 apresenta um exemplo de tempestade magnética causada por um feixe rápido em que o primeiro evento causa um alarme falso, enquanto que o segundo evento é previsto com sucesso.

Evento de 5-10 de abril de 2000

A Figura 74 apresenta um exemplo de tempestade causada por campos na bainha. A ocorrência da tempestade magnética foi prevista com sucesso, mas o valor mínimo do Dst foi subestimado pelos dois modelos.

Evento de 10-15 de agosto de 2000

A Figura 75 apresenta um exemplo de tempestade magnética causada pela interação entre duas ICMEs. Os três modelos conseguem prever a ocorrência das duas tempestades e o valor mínimo do Dst é previsto com sucesso.

Evento de 12-17 de outubro de 2000

A Figura 76 apresenta um exemplo de tempestade causada por uma nuvem magnética NS. Observa-se dois períodos em que ocorrem campos direcionados para o sul e conseqüentemente injeção de energia na magnetosfera. O primeiro evento ocorreu na bainha magnética e não é geofetivo. O segundo ocorreu no interior da nuvem, parte traseira. Neste evento, o valor mínimo do Dst é previsto com sucesso várias horas antes de ser atingido.

Evento de 18-23 de março de 1998

A Figura 77 apresenta um exemplo de tempestade magnética causada estruturas associadas com um nuvem magnética e que evoluiu em duas etapas. Para o primeiro eventos o valor de pico d Dst é subestimado, enquanto que o pico do Dst é previsto com sucesso com várias horas de antecedência.

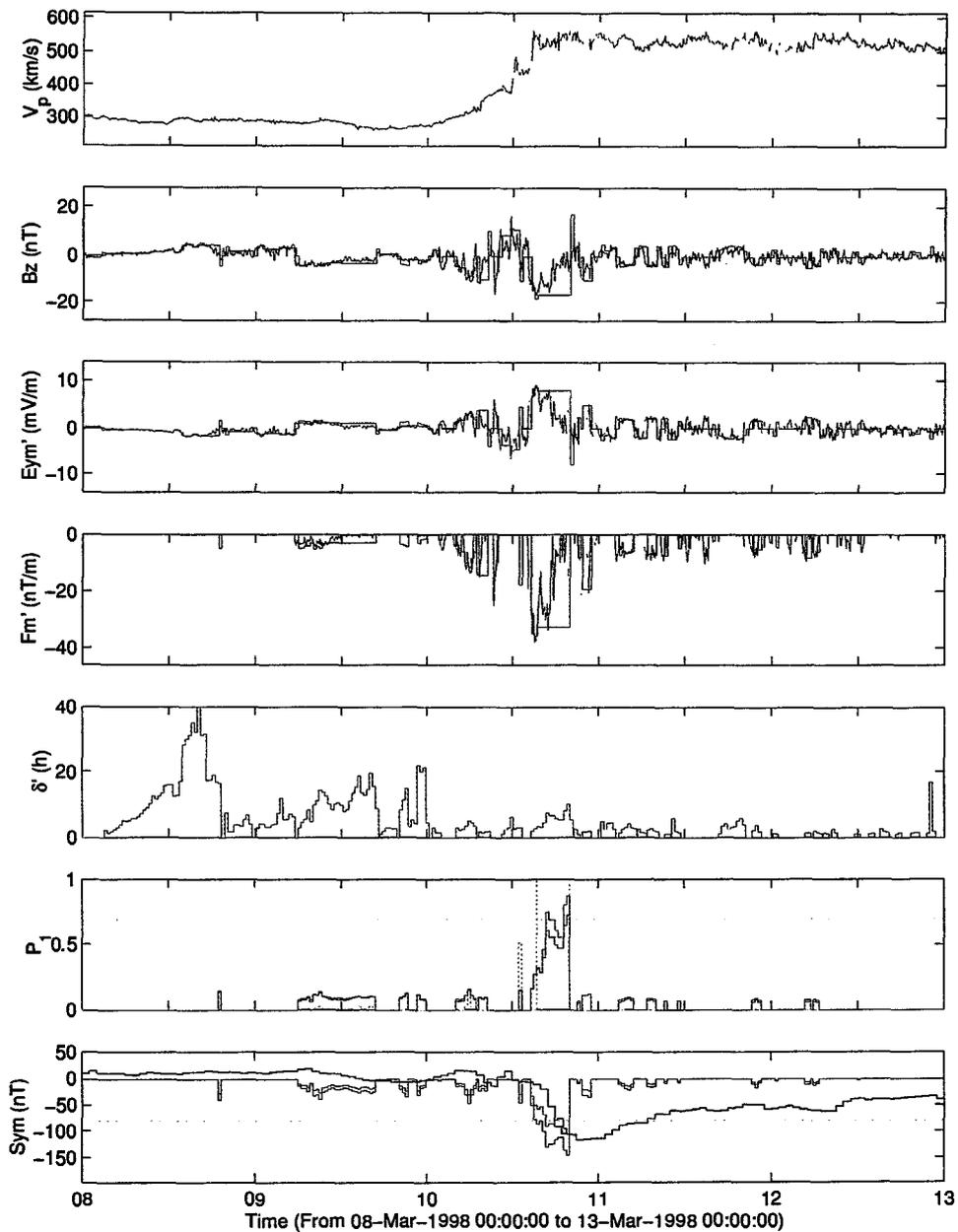


Figura 65: Exemplo de tempestade magnética causada pela interação entre um feixe do vento solar lento e um rápido. As curvas em azul dos quatro painéis superiores apresentam: a velocidade de prótons (V_p); o componente norte-sul do campo magnético interplanetário (B_z); o componente leste-oeste do campo elétrico (E_y); e, a função de injeção de energia (F). As curvas em vermelho do segundo ao quarto painel apresentam os valores máximos de B_z (B'_{zm}), de E_y (E') e de F (F'_m) estimados no instante t .

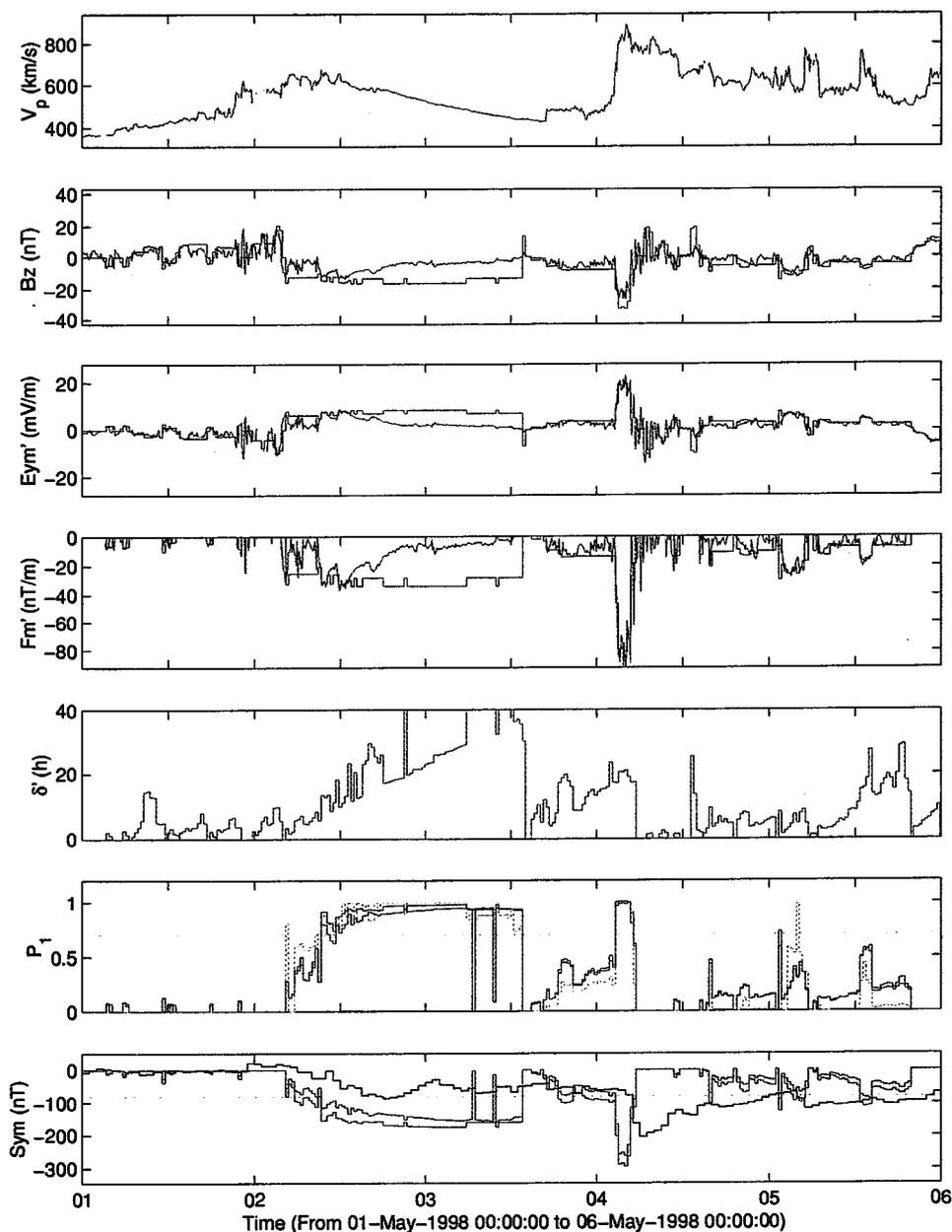


Figura 66: Exemplo de tempestade magnética causada pela interação entre uma *ICME* e um feixe rápido. As curvas em azul dos quatro painéis superiores apresentam: a velocidade de prótons (V_p); o componente norte-sul do campo magnético interplanetário (B_z); o componente leste-oeste do campo elétrico (E_y); e, a função de injeção de energia (F). As curvas em vermelho do segundo ao quarto painel apresentam os valores máximos de B_x (B'_m), de E_y (E'_m) e de F (F'_m) estimados no instante t .

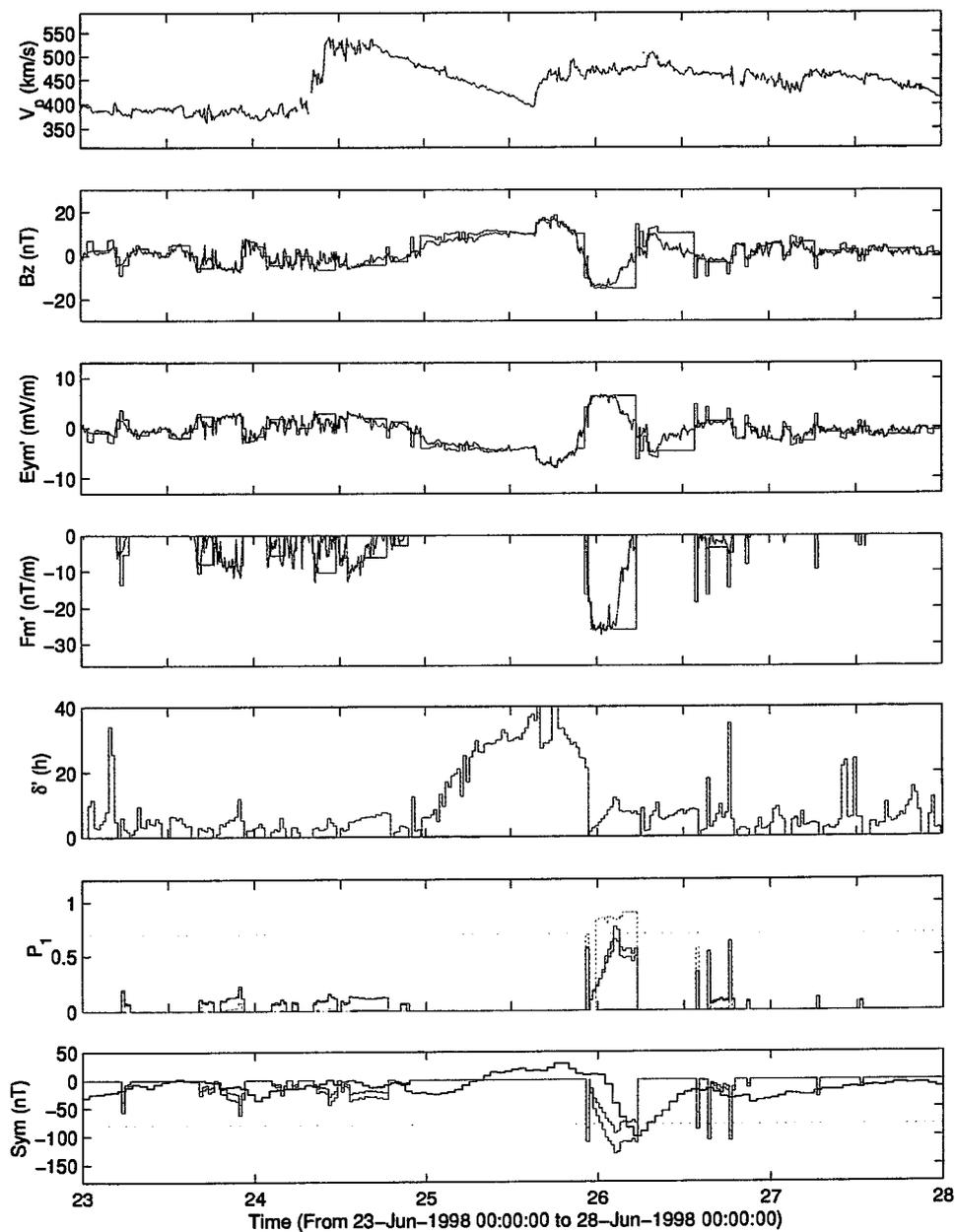


Figura 67: Exemplo de tempestade magnética causada pela interação entre uma *ICME* e um feixe rápido. As curvas em azul dos quatro painéis superiores apresentam: a velocidade de prótons (V_p); o componente norte-sul do campo magnético interplanetário (B_z); o componente leste-oeste do campo elétrico (E_y); e, a função de injeção de energia (F). As curvas em vermelho do segundo ao quarto painel apresentam os valores máximos de B_z (B'_z), de E_y (E'_y) e de F (F'_m) estimados no instante t .

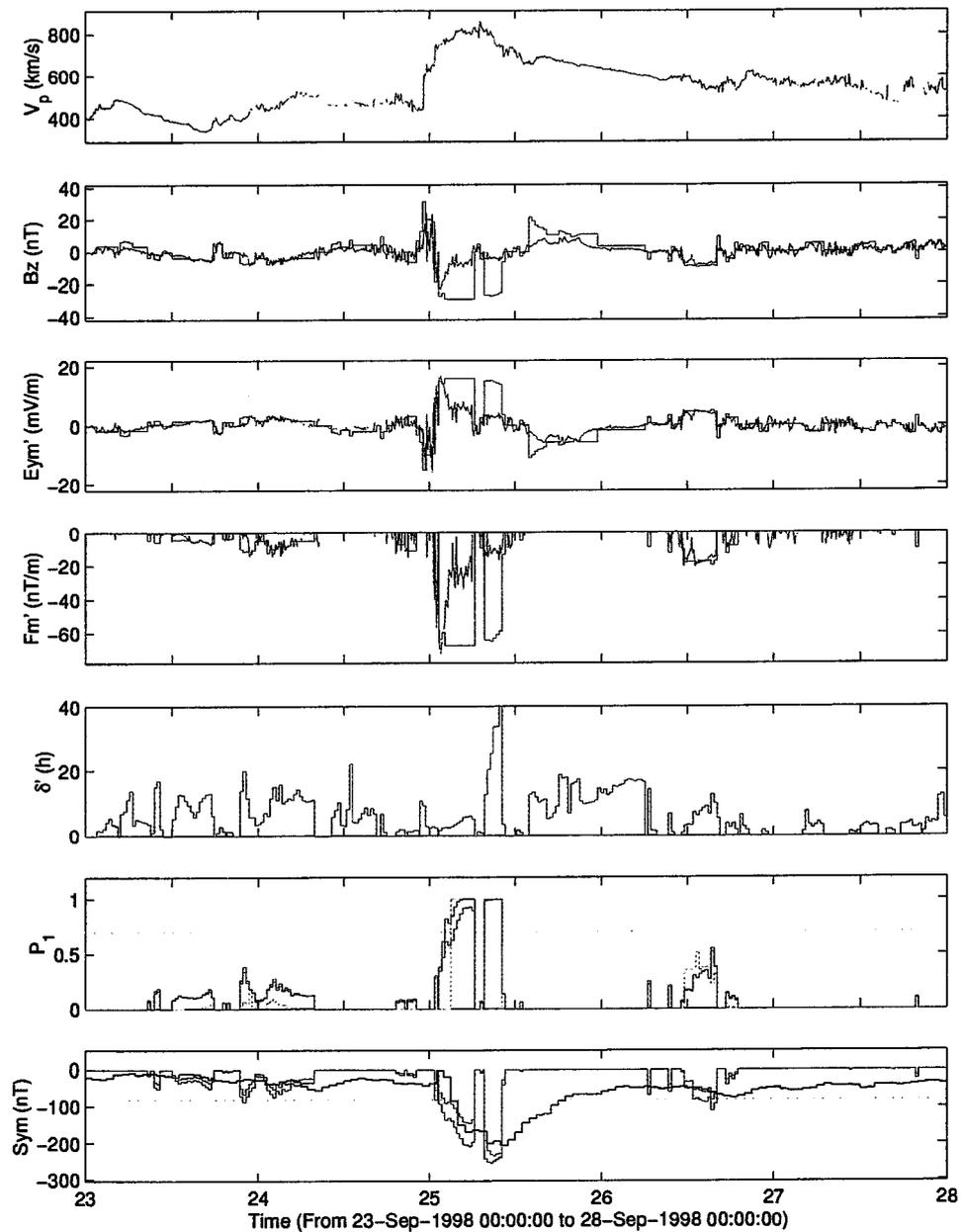


Figura 68: Exemplo de tempestade magnética causada por campos na região da bainha magnética à frente de uma *ICME*. As curvas em azul dos quatro painéis superiores apresentam: a velocidade de prótons (V_p); o componente norte-sul do campo magnético interplanetário (B_z); o componente leste-oeste do campo elétrico (E_y); e, a função de injeção de energia (F). As curvas em vermelho do segundo ao quarto painel apresentam os valores máximos de B_z (B'_m), de E_y (E'_y) e de F (F'_m) estimados no instante t .

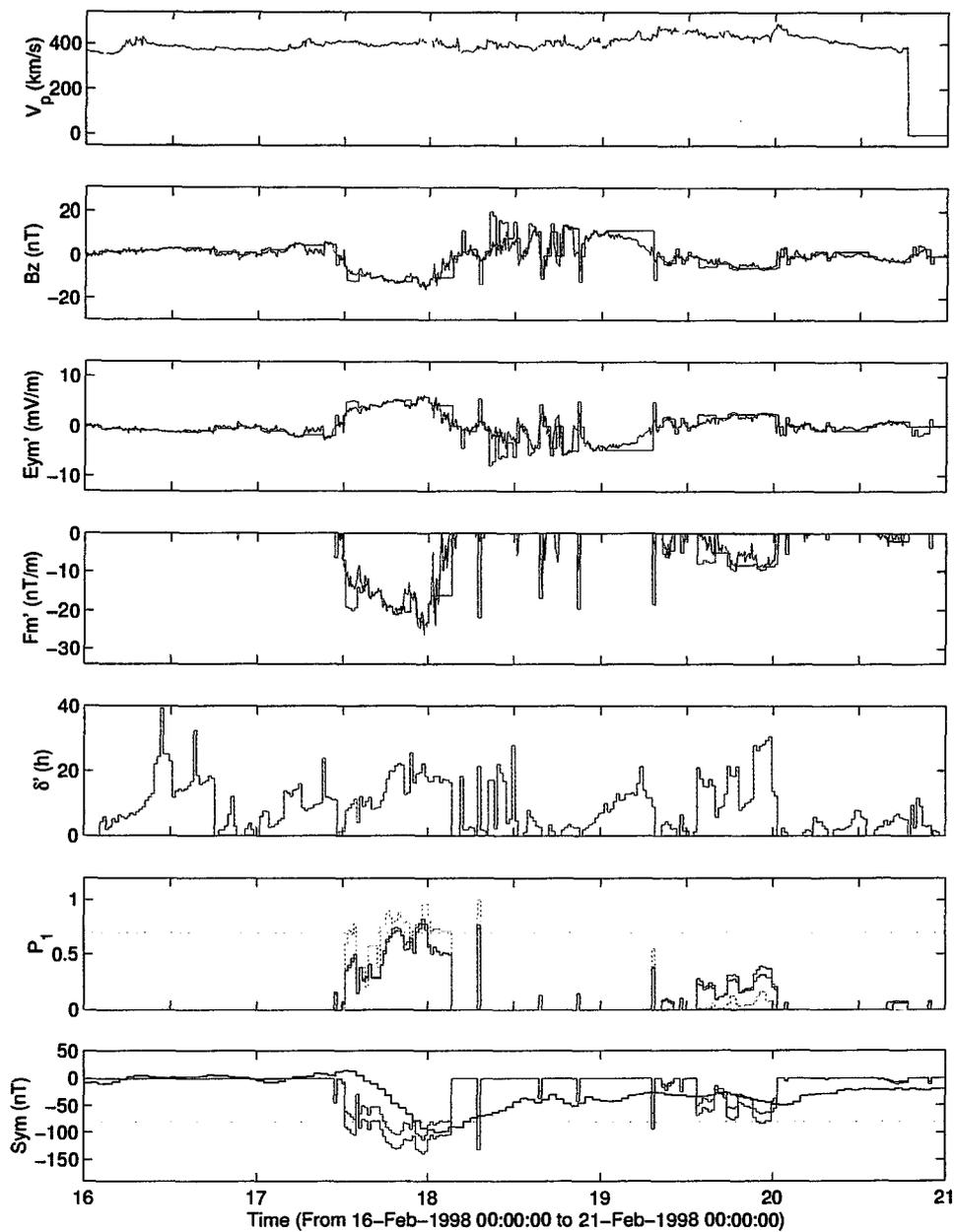


Figura 69: Exemplo de tempestade magnética causada por uma *ICME*. As curvas em azul dos quatro painéis superiores apresentam: a velocidade de prótons (V_p); o componente norte-sul do campo magnético interplanetário (B_z); o componente leste-oeste do campo elétrico (E_y); e, a função de injeção de energia (F). As curvas em vermelho do segundo ao quarto painel apresentam os valores máximos de B_z (B'_m), de E_y (E') e de F (F'_m) estimados no instante t .

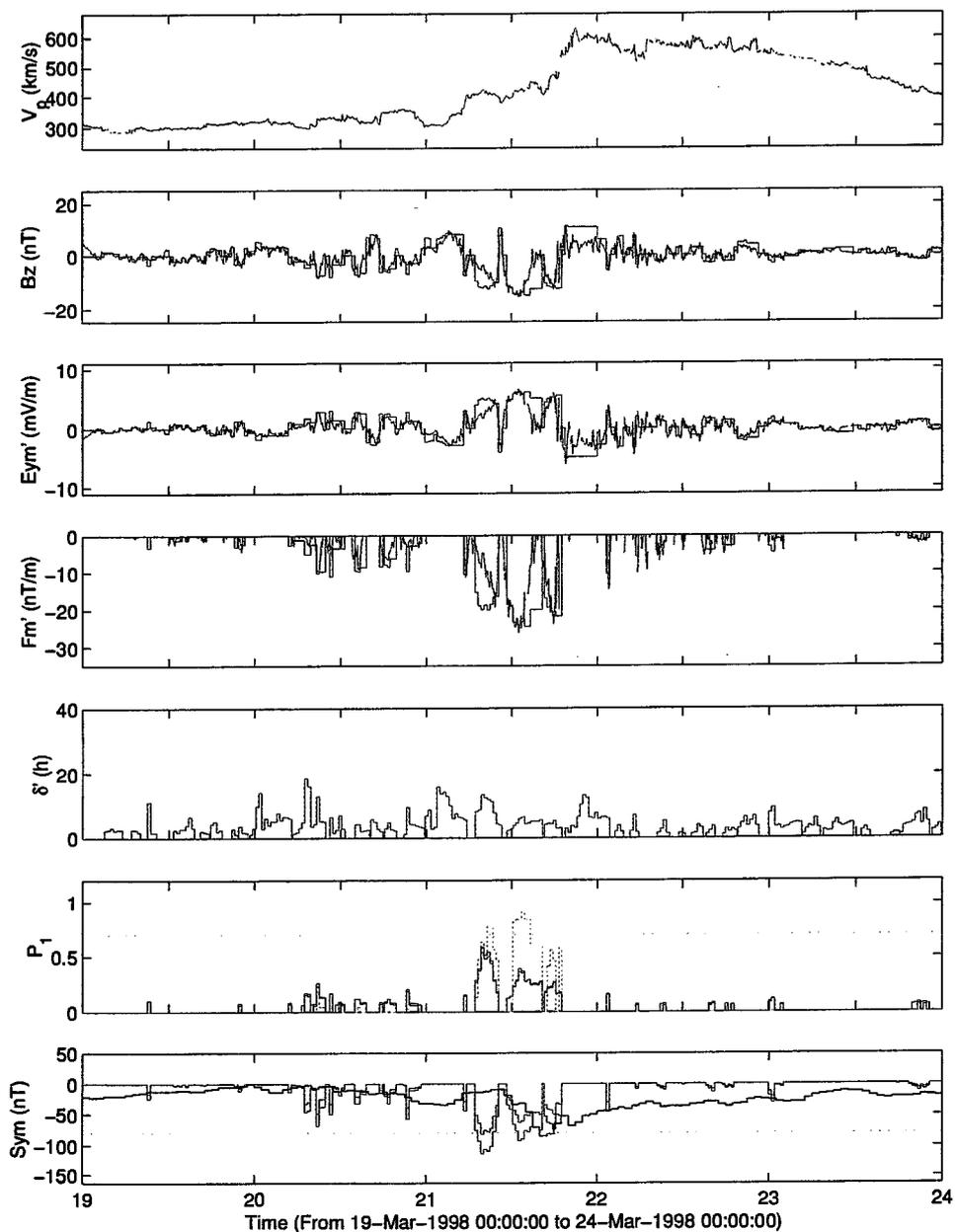


Figura 70: Exemplo de tempestade magnética causada pela interação entre um feixe do vento solar lento e um rápido. As curvas em azul dos quatro painéis superiores apresentam: a velocidade de prótons (V_p); o componente norte-sul do campo magnético interplanetário (B_z); o componente leste-oeste do campo elétrico (E_y); e, a função de injeção de energia (F). As curvas em vermelho do segundo ao quarto painel apresentam os valores máximos de B_z (B'_m), de E_y (E'_m) e de F (F'_m) estimados no instante t .

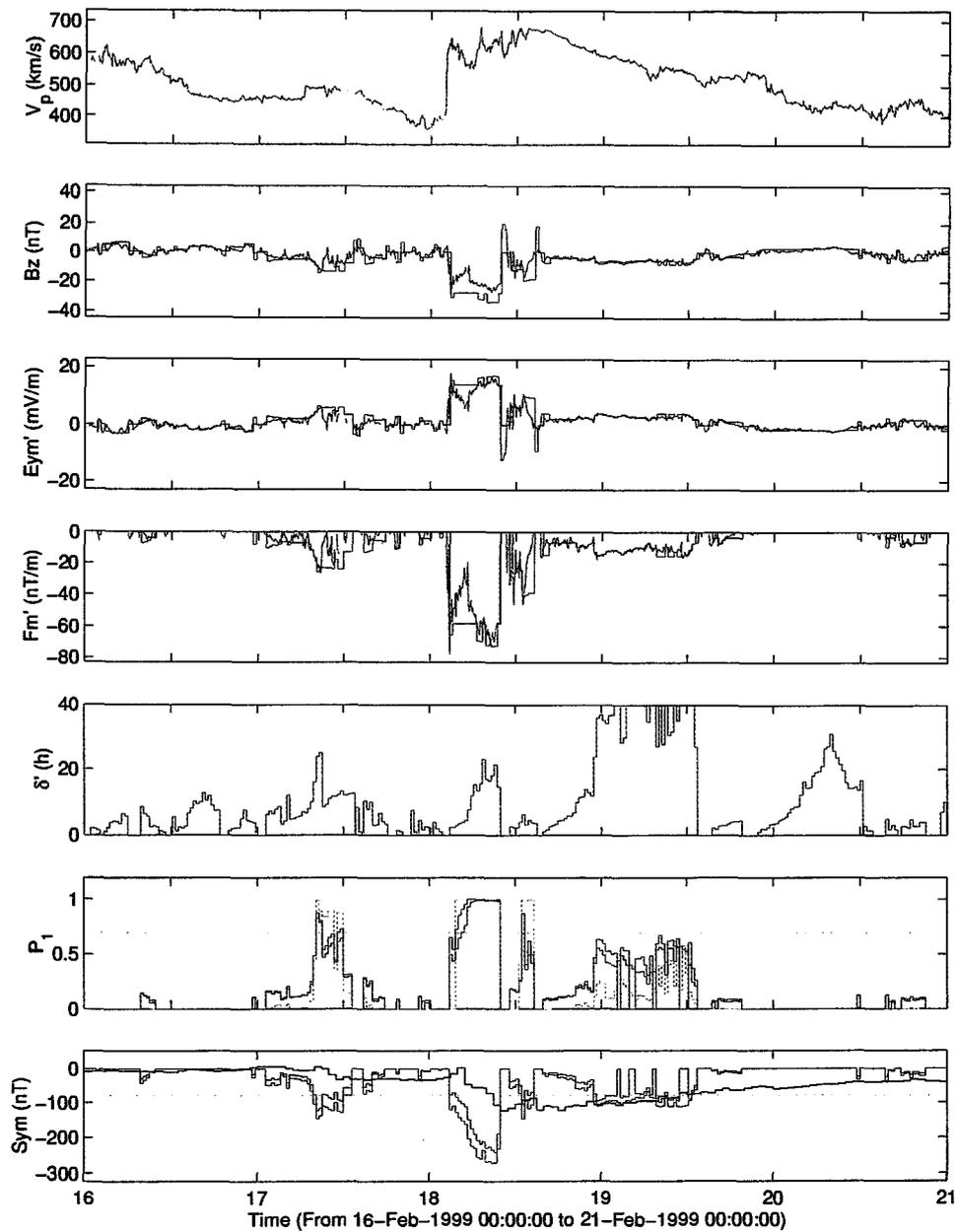


Figura 71: Exemplo de tempestade magnética causada pela interação de duas ICMEs. As curvas em azul dos quatro painéis superiores apresentam: a velocidade de prótons (V_p); o componente norte-sul do campo magnético interplanetário (B_z); o componente leste-oeste do campo elétrico (E_y); e, a função de injeção de energia (F). As curvas em vermelho do segundo ao quarto painel apresentam os valores máximos de B_z (B'_m), de E_y (E') e de F (F'_m) estimados no instante t .

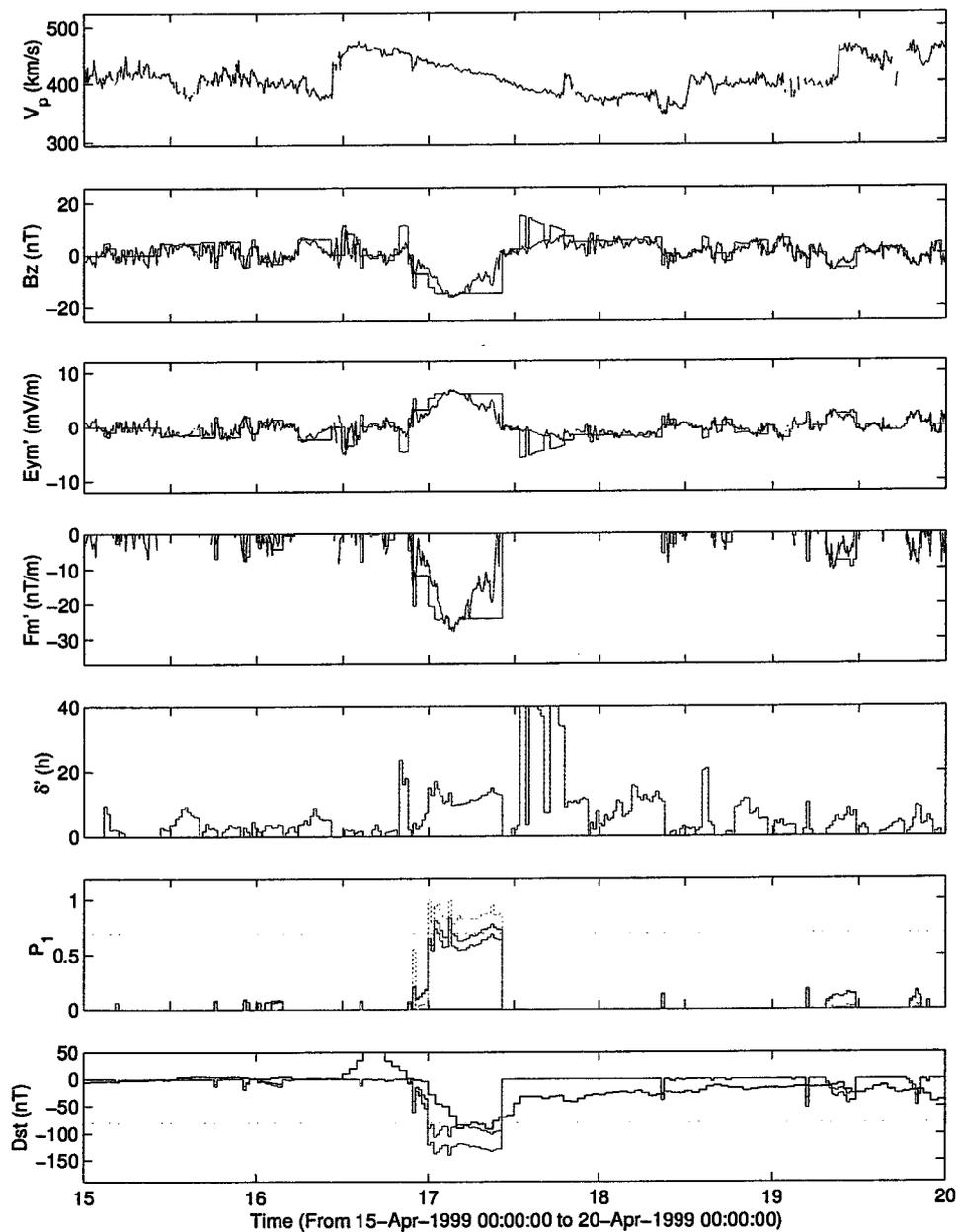


Figura 72: Exemplo de tempestade magnética causada por uma nuvem magnética. As curvas em azul dos quatro painéis superiores apresentam: a velocidade de prótons (V_p); o componente norte-sul do campo magnético interplanetário (B_z); o componente leste-oeste do campo elétrico (E_y); e, a função de injeção de energia (F). As curvas em vermelho do segundo ao quarto painel apresentam os valores máximos de B_z (B'_m), de E_y (E') e de F (F'_m) estimados no instante t .

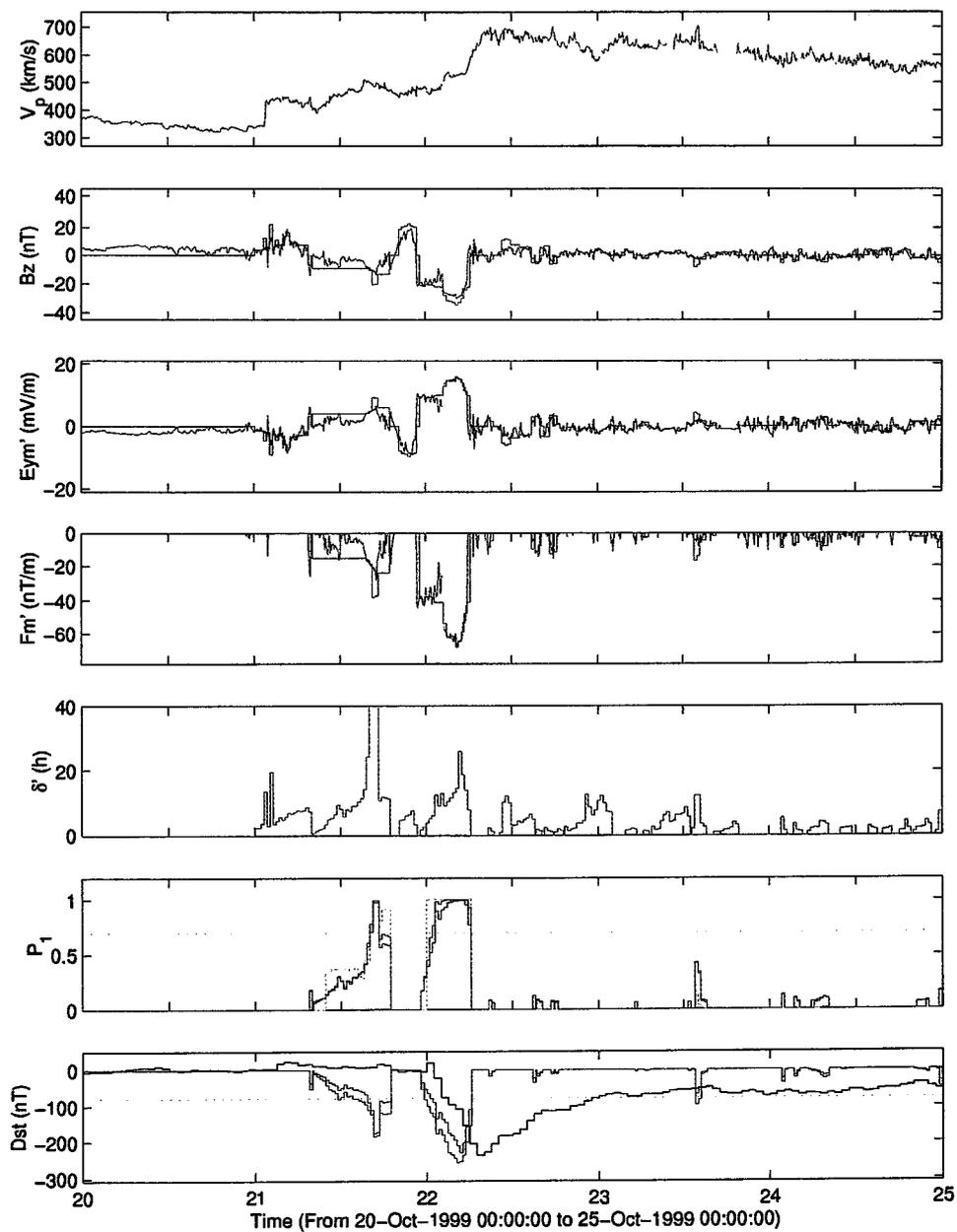


Figura 73: Exemplo de tempestade magnética causada pela interação entre um feixe do vento solar lento e um rápido. As curvas em azul dos quatro painéis superiores apresentam: a velocidade de prótons (V_p); o componente norte-sul do campo magnético interplanetário (B_z); o componente leste-oeste do campo elétrico (E_y); e, a função de injeção de energia (F). As curvas em vermelho do segundo ao quarto painel apresentam os valores máximos de B_z (B'_m), de E_y (E'_y) e de F (F'_m) estimados no instante t .

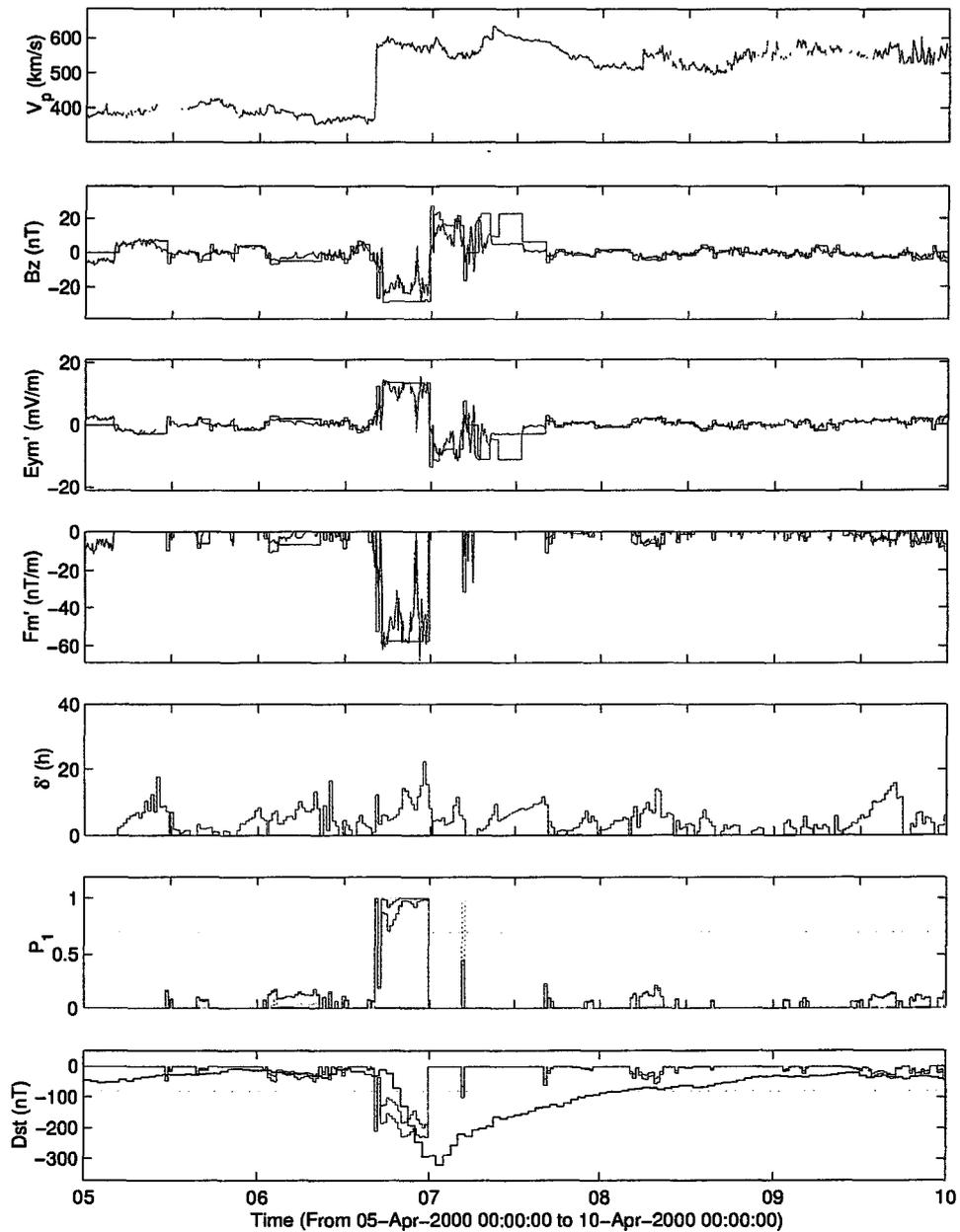


Figura 73: Exemplo de tempestade magnética causada por campos na bainha magnética. As curvas em azul dos quatro painéis superiores apresentam: a velocidade de prótons (V_p); o componente norte-sul do campo magnético interplanetário (B_z); o componente leste-oeste do campo elétrico (E_y); e, a função de injeção de energia (F). As curvas em vermelho do segundo ao quarto painel apresentam os valores máximos de B_z (B'_m), de E_y (E') e de F (F'_m) estimados no instante t .

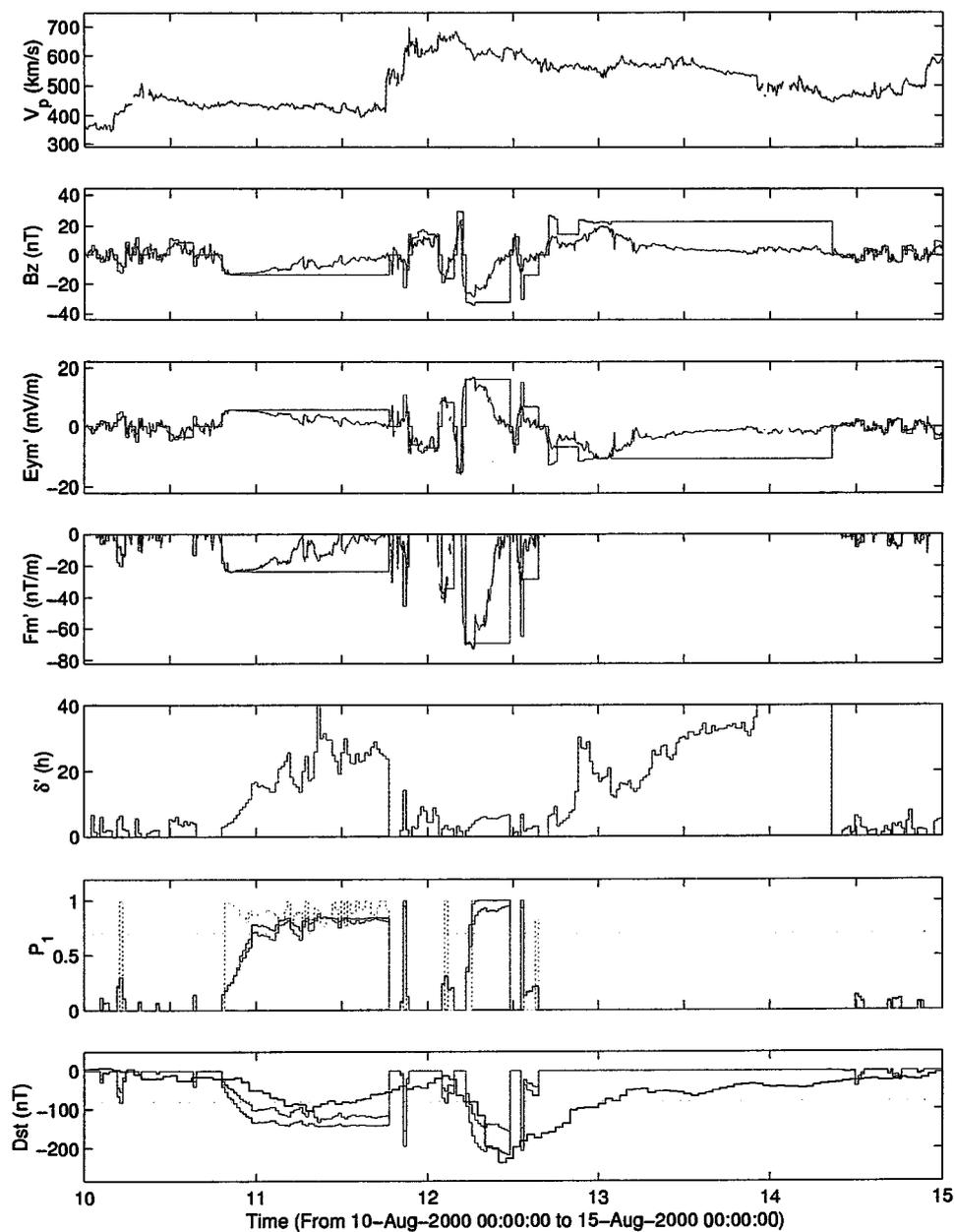


Figura 75: Exemplo de tempestade magnética causada pela interação entre duas ICMEs. As curvas em azul dos quatro painéis superiores apresentam: a velocidade de prótons (V_p); o componente norte-sul do campo magnético interplanetário (B_z); o componente leste-oeste do campo elétrico (E_y); e, a função de injeção de energia (F). As curvas em vermelho do segundo ao quarto painel apresentam os valores máximos de B_z (B'_m), de E_y (E') e de F (F'_m) estimados no instante t .

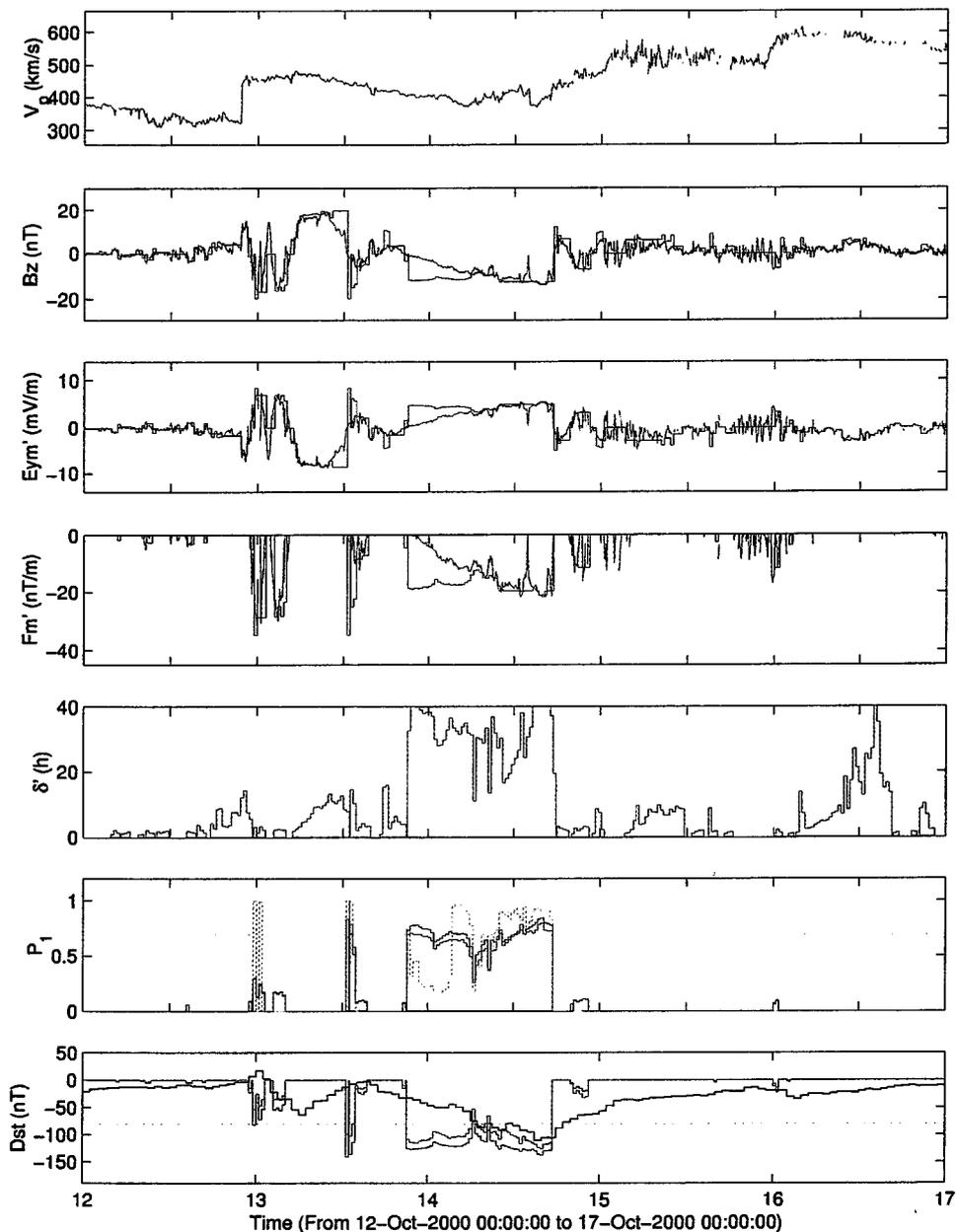


Figura 76: Exemplo de tempestade magnética causada por uma nuvem magnética NS. As curvas em azul dos quatro painéis superiores apresentam: a velocidade de prótons (V_p); o componente norte-sul do campo magnético interplanetário (B_z); o componente leste-oeste do campo elétrico (E_y); e, a função de injeção de energia (F). As curvas em vermelho do segundo ao quarto painel apresentam os valores máximos de B_z (B'_m), de E_y (E') e de F (F'_m) estimados no instante t .

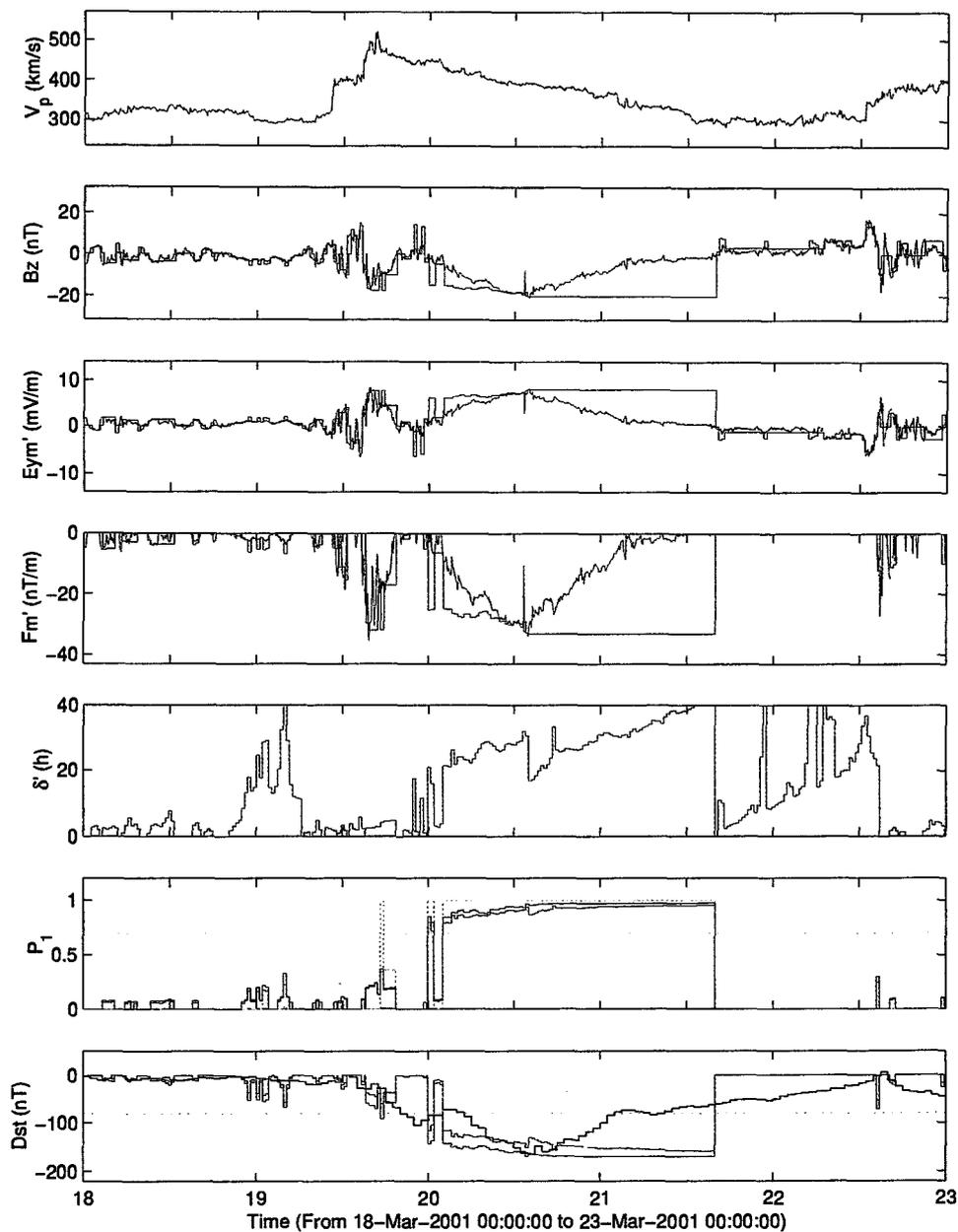


Figura 77: Exemplo de tempestade magnética causada por uma nuvem magnética SN. As curvas em azul dos quatro painéis superiores apresentam: a velocidade de prótons (V_p); o componente norte-sul do campo magnético interplanetário (B_z); o componente leste-oeste do campo elétrico (E_y); e, a função de injeção de energia (F). As curvas em vermelho do segundo ao quarto painel apresentam os valores máximos de B_z (B'_m), de E_y (E') e de F (F'_m) estimados no instante t .

5 Conclusões

Neste capítulo foi apresentado um método de previsão da ocorrência e da intensidade de tempestades magnéticas intensas baseado nas características físicas das estruturas interplanetárias geofetivas e do acoplamento vento solar–magnetosfera. As estruturas geofetivas foram identificadas a partir de observações dos parâmetros de plasma e campo magnético realizadas no ponto Lagrangeano interno L1 do sistema Sol-Terra e o estado da magnetosfera foi monitorado pelo índice Dst. O ponto inicial foi o modelo estatístico de identificação e previsão de estruturas interplanetárias proposto por [Chen *et al.*, 1996]. Um estudo detalhado deste algoritmo utilizando o conjunto de dados do ACE para o período de 1998-2000 mostrou que este algoritmo é capaz de prever se a magnetosfera atingirá um determinado nível de atividade ($Dst < -80nT$) com uma precisão de aproximadamente 80% e antecedência desde algumas horas até 10 horas. Verificou-se que a ocorrência de alarmes falsos e de períodos em que o algoritmo não é capaz de prever a ocorrência de tempestades magnéticas são devidos principalmente a três fatores: (1) a taxa de rotação do campo magnético durante eventos geofetivos não é constante, como assumido; (2) o componente direcionado para o sul do campo magnético interplanetário é o parâmetro mais importante no acoplamento vento solar – magnetosfera, mas não é o único; e, (3) o algoritmo não leva em consideração as condições da magnetosfera anteriores a ocorrência do evento que está sendo analisado, isto é, não é capaz de acompanhar adequadamente a ocorrência de injeções múltiplas de energia.

No algoritmo proposto neste capítulo foram incorporadas duas importantes características físicas do acoplamento vento solar – magnetosfera durante a ocorrência de tempestades magnéticas intensas. Primeiro foram estudados três parâmetros indicativos da geofetividade das estruturas interplanetárias: Eym, o valor máximo do campo elétrico interplanetário na direção leste-oeste; $Dp1$, o valor máximo da variação do Dst devido ao evento analisado, considerando uma função de injeção de energia constante durante a duração do evento; e, $Dp2$, o valor máximo da variação do Dst devido ao evento analisado, considerando uma função de injeção de energia senoidal. O segundo aspecto é a inclusão de uma estimativa do valor do Dst anterior ao início do evento que está sendo analisado. A estimativa do valor do Dst anterior ao início do evento pode ser obtida através dos parâmetros do vento solar observados utilizando modelos tais como o de [Burton *et*

al., 1975] ou através de estimativas em tempo real do índice Dst obtidas através de medidas do componente H do campo magnético realizado em estações localizadas em latitudes médias. Com a incorporação destas duas características ao modelo houve um aumento da precisão do algoritmo e se introduziu a estimativa dos valores futuros de importantes parâmetros do acoplamento do vento solar – magnetosfera, tais como o E_{ym} , F_m , τ_m , e do valor mínimo do D_{st} (D_p). Com isto é possível não só prever se o Dst atingirá um determinado limiar, mas também é possível estimar com razoável precisão o valor do Dst, com um nível de antecedência muito superior aos algoritmos que utilizam processamento de séries temporais. A Tabela 11 apresenta os parâmetros estimados para cada modelo e a Tabela 12 apresenta os principais processos considerados dos modelos D_{p1} e D_{p2} .

Apesar dos avanços incontestáveis obtidos com a incorporação destas duas características, o algoritmo ainda não realiza uma estimativa precisa do tempo de duração do evento. Isto ocorre porque a taxa de rotação do campo magnético não é constante durante o transcorrer do evento, como mostrado através da análise por ondeletas do ângulo θ . Várias tentativas foram realizadas para superar este problema. Tendo em vista que a variação do ângulo θ ocorre em várias escalas de tempo, uma boa solução seria decompor a série temporal do ângulo θ em várias escalas temporais e estimar a duração do evento em cada uma delas. Esta idéia falhou devido à incerteza nas bordas do sinal. Até o momento ainda não se tem uma maneira eficiente de resolver este problema.

Conclui-se que previsões bem sucedidas podem ser feitas após examinar cerca de 20% de uma estrutura geofísica. Para eventos de longa-duração com campo magnético direcionado para o sul, tais como nuvens magnéticas o tempo de previsão pode ser desde algumas horas até 10 horas.

Tabela 11: Parâmetros estimados nos modelos estudados.

Parâmetro	Modelo Chen	$E_y \times \tau$	D_{p1}	D_{p2}
B_{zm} (valor máximo de B_z)	Sim	Sim	Sim	Sim
δ (tempo de duração do evento)	Sim	Sim	Sim	Sim
E_{ym} (valor máximo de E_y)		Sim	Sim	Sim
F_m (valor máximo de F)			Sim	Sim
D_{p1} (valor máximo de D_{st})			Sim	
D_{p2} (valor máximo de D_{st})				Sim
t_p (tempo para atingir o valor máximo do B_z)				Sim

Tabela 12: Características físicas do acoplamento vento solar- magnetosfera considerados nestes modelos D_{p1} e D_{p2} .

- As tempestades magnéticas são causadas por campos magnéticos intensos, de longa duração e direcionados para o sul.
- As estruturas geofetivas são organizadas magneticamente de forma que as estruturas como um todo pode ser inferida a partir do segmento inicial.
- A taxa de reconexão na magnetosfera diurna é proporcional ao campo elétrico interplanetário na direção leste-oeste.
- A variação do índice Dst é proporcional a diferença entre a taxa de injeção de energia e a taxa de perda.
- A taxa de injeção de energia é proporcional e E_y .
- O principal processo de perda de partículas na corrente de anel durante a fase principal é devido a perda dinâmica na magnetopausa diurna, controlada por E_y .
- Uma substancial fração de tempestades intensas apresenta o desenvolvimento de suas fases principais em duas ou mais fases, devido a ocorrência de eventos geofetivos consecutivos.

* O modelo de Chen et al. [1996] leva em consideração somente as duas primeiras características.

CAPITULO VI

CONCLUSÕES

1 Sumário

Nesta tese foram abordados vários aspectos do acoplamento vento solar – magnetosfera. Esta foi dividida em quatro tópicos principais: (1) estruturas geoféticas; (2) condições interplanetárias necessárias para ocorrer tempestades magnéticas intensas; (3) condições da magnetosfera durante tempestades magnéticas; e, (4) previsão de tempestades magnéticas.

No Capítulo II se enfocou a origem interplanetária das tempestades magnéticas intensas. A partir da análise dos parâmetros de plasma, composição, grau de ionização e campo magnético medidos no meio interplanetário por instrumentos a bordo das sondas WIND, SOHO e ACE, foi possível verificar a ocorrência de ICMEs e feixes corrotantes que causaram tempestades magnéticas intensas. Neste estudo, foram consideradas estruturas geoféticas aquelas associadas com períodos em que o índice Dst registrou valores mínimos menores que -80nT ($D_{st} < -80\text{nT}$). No conjunto de dados estudado foram selecionados 60 eventos. Os eventos foram classificados quando à intensidade em três classes: Classe I ($-80\text{nT} < Dst < -150\text{nT}$); Classe II ($-150\text{nT} < Dst < -250\text{nT}$); e, Classe III ($Dst < -250\text{nT}$). Foram identificados 38 (63.3%) eventos da Classe I, 17 (28.3%) eventos da Classe II e 5 (8.3%) eventos da Classe III. Os eventos também foram classificados de acordo com as assinaturas dos parâmetros como: (a) ejeções de massa (40%); (b) feixes corrotantes (13%); (c) ejeções de massa + feixes corrotantes (22%); e, (d) indeterminados (25%). Cerca de 70% dos eventos ICME e 76% dos eventos ICME+HSS foram identificados como nuvens magnéticas.

Observou-se que aproximadamente 54% das tempestades causadas por ICMEs são da Classe I, 33% da Classe II e 12% da Classe III, enquanto que 61% das tempestades causadas por ICMEs+HSS são da Classe I e 38% são da Classe II. As tempestades da Classe II tendem a serem causadas por ICMEs seguidos ou não por HSS enquanto que tempestades da classe III tendem a serem causadas por ICMEs não seguidos por HSS. Os resultados obtidos sugerem que

as tempestades superintensas (Classe III) são causadas por ICMEs isolados. Isto ocorre porque estes ICMEs são mais rápidos que os feixes corrotantes o que inibe as interações na parte traseira. Estes eventos rápidos também estão associados com fortes compressões na parte frontal da nuvem. Verificou-se a ocorrência de campos magnéticos intensos direcionados para o sul na região da bainha magnética, na própria ejeção e na parte traseira.

No Capítulo II também foi realizada uma análise espectral do ângulo de rotação do vetor campo magnético, em GSM, no plano y-z. A análise por ondeletas permite identificar as principais escalas temporais, sem comprometer sua identificação temporal dos eventos. Esta análise é essencial para se realizar a previsão do perfil do campo magnético durante a passagem de estruturas geoféticas.

No terceiro capítulo foi apresentado um estudo das condições necessárias para ocorrerem tempestades magnéticas intensas, diferenciando a origem interplanetária destas tempestades. Neste estudo foram investigadas 12 tempestades magnéticas causadas por estruturas associadas com a passagem de nuvens magnéticas, que foram selecionadas dentro do conjunto de nuvens observadas entre 1973 e 2000. Foram selecionados eventos em que a fase principal apresentava evolução em uma etapa e que existiam dados dos parâmetros de plasma suficientes para identificar a ocorrência de campos na bainha e/ou a estrutura da nuvem magnética e sua polaridade. Os eventos foram agrupados de acordo com a polaridade da nuvem magnética como: (1) SN se apresentam uma rotação do campo magnético da direção sul para norte; (2) NS se apresentam uma rotação da direção norte para sul; e, (3) Y se o eixo da nuvem apresenta uma substancial inclinação em relação ao plano eclíptico. As tempestades que evoluíram devido a ocorrência de campos magnéticos na região da bainha foram classificados com eventos S. Conforme proposto por [O'Brien e McPherron, 2000], neste estudo utilizamos uma função de injeção de energia e o tempo de decaimento proporcional ao campo elétrico interplanetário na direção amanhecer-anoitecer. Como medida da geofetividade foi utilizado o tempo de integração da equação de balanço de energia necessário para atingir um limiar pré-estabelecido. Para cada evento foi estimado o tempo de integração para os níveis de -25, -50, -75 e -100. Os resultados obtidos indicam que as tempestades causadas por campos na região da bainha magnética evoluem de forma mais rápida que os demais grupos e as tempestades causadas por nuvens Y apresentam a evolução mais lenta. O elemento determinante para a diferente evolução

destas tempestades parece ser o perfil de B_z e, portanto, da função de injeção de energia. Na região da bainha se observam rotações rápidas do campo magnético para o sul o que conduz a uma alta taxa de injeção de energia na magnetosfera e conseqüentemente a uma evolução mais rápida da fase principal. No interior da nuvem magnética ocorrem rotações suaves por um longo período de tempo. Apesar destes campos serem intensos e de longa duração, a taxa de injeção de energia é menor que as apresentadas em campos na bainha. A polaridade das nuvens magnéticas também se mostrou um fator determinante no tempo de integração. Novamente, o perfil de B_z conduz a uma taxa de injeção de energia diferenciada para cada configuração. Observou-se que as nuvens SN causam tempestades que evoluem de maneira mais rápida que as nuvens NS e Y. Para investigar em mais detalhes a dependência do tempo de integração em relação ao perfil do campo magnético utilizamos o modelo de nuvens magnéticas *force-free* proposto por Bulaga [1988]) para construir perfis do campo magnético. Utilizamos a dependência da velocidade em relação ao valor máximo de B proposto por [Gonzalez et al., 1998] para estimar o campo elétrico e a função de injeção de energia e de decaimento. Os resultados obtidos confirmaram a dependência do tempo de integração em relação à polaridade do campo magnético. Em uma extensão deste estudo investigamos tempestades magnéticas intensas que ocorreram entre 1998 e 2001. Conforme discutido no capítulo II, uma importante fonte de campos intensos direcionados para o sul são compressões na região traseira das ejeções devidas a feixes rápidos ou a outras ejeções. Estes eventos também apresentam tempos de integração similares aos dos campos na bainha. Um fator que pode ser importante na eficiência da injeção de energia é que campos na bainha e na parte traseira ocorrem em regiões de beta alto, enquanto que os campos que ocorrem nas nuvens ocorrem em regiões de baixo beta.

No capítulo IV é investigada a resposta global da magnetosfera durante a passagem de estruturas interplanetárias geofetivas. Para estudar a resposta da magnetosfera a diferentes configurações do campo magnético foram investigadas 85 nuvens magnéticas observadas entre 1965 e 1997. Para todo este conjunto de dados, foram selecionados 49 eventos para os quais os parâmetros de plasma e campo magnético foram contínuos o suficiente para identificar a estrutura do campo magnético das nuvens.

Um segundo conjunto de tempestades magnéticas intensas, estudadas anteriormente no capítulo II, também foram analisados quanto à evolução da fase principal. Estas tempestades estão

associadas com um conjunto mais amplo de estruturas geofetivas que o primeiro conjunto, e foi utilizado para comparar com os resultados obtidos para o primeiro conjunto. Os eventos selecionados foram subdivididos de acordo com a rotação do campo magnético de sul para norte (SN) ou vice versa (NS). Para estas configurações as nuvens magnéticas geralmente possuem seu eixo axial sobre o plano eclíptico. No entanto, também foram identificadas nuvens que possuem uma substancial inclinação do eixo axial em relação ao plano eclíptico, isto é, o eixo axial da nuvem é próximo a direção z. Estas nuvens foram classificadas como nuvens Y por apresentarem a rotação do campo no eixo y. O conjunto de dados foi agrupado em três classes de acordo com a intensidade das tempestades magnéticas, definidas pelo valor mínimo do Dst: fracas ($Dst > -50nT$), moderadas ($-50nT < Dst < -100nT$) e intensa ($Dst < -100nT$). As tempestades magnéticas foram classificadas de acordo com a evolução do índice Dst através da fase principal até atingir o valor mínimo. Elas foram classificadas em três grupos: Tipo I, Tipo II e Tipo III. As tempestades do Tipo I são aquelas que apresentam a assinatura clássica das tempestades magnéticas, consistindo de uma fase principal e uma fase de recuperação subsequente. As tempestades do Tipo II são aquelas que apresentam uma evolução da corrente de anel em duas etapas, isto é, um decréscimo em duas etapas no Dst. Por fim, as tempestades do Tipo III são aquelas em que se observa uma evolução da corrente de anel em três ou mais etapas.

A investigação estatística e a associadas à resposta da magnetosfera, medida pelo índice Dst, indica a existência de distintas classes de tempestades magnéticas que se desenvolvem em três ou mais etapas. Nos encontramos que cerca de 20% das tempestades magnéticas intensas apresentam o desenvolvimento de sua fase principal em três ou mais etapas. As características mais importantes observadas neste estudo com relação a polaridade das nuvens magnéticas são: (a) nuvens magnéticas SN tendem a causar tempestades magnéticas moderadas ou intensas com um desenvolvimento em duas etapas devido aos campos magnéticos na região da bainha magnética e na própria nuvem; (b) nuvens magnéticas NS tendem a causar tempestades magnéticas com o desenvolvimento em uma fase devido a grande separação entre os campos direcionados para o sul e na nuvem; (c) nuvens magnéticas com uma substancial inclinação do eixo axial em relação ao plano eclíptico parecem conduzir a tempestades magnéticas quando campos magnéticos de longa duração são observados.

No Capítulo IV também se apresenta uma metodologia para estimar o índice geomagnético simétrico (Sym) baseada na análise por ondeletas das séries temporais do componente H do campo geomagnético medidas em médias latitudes localizadas em Kakioka (KAK), Honolulu (HON), Hermanus (HER) e San Juan (SJG). A tempestade magnética observada em fevereiro de 1999, causada por campos magnéticos intensos direcionados para o sul após um choque frontal, é apresentada para exemplificar o procedimento de derivação do índice Sym e as capacidades desta análise no estudo do acoplamento entre o vento solar e a magnetosfera. Mostra-se que variações de longo período do índice Sym se correlacionam linearmente com as variações de mesmo período do componente H do campo geomagnético e que a contribuição de variações de curtos períodos ao índice Sym é contaminada por sistemas de correntes localizadas tais como a corrente parcial e as correntes alinhadas.

Sabe-se há muito tempo que durante a fase principal de tempestades magnéticas se observa uma corrente parcial que se desenvolve no setor do anoitecer. Neste trabalho também é proposta uma metodologia original para se separar variações espaciais e temporais observadas no campo magnético em médias latitudes. Como discutido anteriormente, os registros do campo magnético em médias latitudes tem sido utilizados como monitor do estado da corrente de anel e foi cedo reconhecido que apesar de ser um bom monitor é contaminado por sistemas de correntes assimétricas tais como a corrente de anel parcial. Desta forma, durante uma tempestade magnética as estações geomagnéticas amostram diferentes sistemas de correntes. Desta forma, as variações registradas são devido a variações espaciais e temporais destes sistemas de correntes.

No quinto capítulo é apresentado um método de previsão da ocorrência e da intensidade de tempestades magnéticas intensas baseado nas características físicas das estruturas interplanetárias geofetivas e do acoplamento vento solar–magnetosfera. As estruturas geofetivas foram identificadas a partir de observações dos parâmetros de plasma e campo magnético realizadas no ponto Lagrangeano interno L1 do sistema Sol-Terra e o estado da magnetosfera foi monitorado pelo índice Dst. O ponto inicial foi o modelo estatístico de identificação e previsão de estruturas interplanetárias proposto por [Chen *et al.*, 1996]. Um estudo detalhado deste algoritmo utilizando o conjunto de dados do ACE para o período de 1998-2000 mostrou que este algoritmo é capaz de prever se a magnetosfera atingirá um determinado nível de atividade ($Dst < -80nT$) com uma precisão de aproximadamente 80% e antecedência desde algumas horas até 10 horas. Verificou-

se que a ocorrência de alarmes falsos e de períodos em que o algoritmo não é capaz de prever a ocorrência de tempestades magnéticas são devidos principalmente a três fatores: (1) a taxa de rotação do campo magnético durante eventos geofetivos não é constante, como assumido; (2) o componente direcionado para o sul do campo magnético interplanetário é o parâmetro mais importante no acoplamento vento solar – magnetosfera, mas não é o único; e, (3) o algoritmo não leva em consideração as condições da magnetosfera anteriores a ocorrência do evento que está sendo analisado, isto é, não é capaz de acompanhar adequadamente a ocorrência de injeções múltiplas de energia.

No algoritmo proposto no Capítulo V são incorporadas duas importantes características físicas do acoplamento vento solar – magnetosfera durante a ocorrência de tempestades magnéticas intensas. Primeiro são estudados três parâmetros indicativos da geofetividade das estruturas interplanetárias: E_{ym} , o valor máximo do campo elétrico interplanetário na direção leste-oeste; $Dp1$, o valor máximo da variação do Dst devido ao evento analisado, considerando uma função de injeção de energia constante durante a duração do evento; e, $Dp2$, o valor máximo da variação do Dst devido ao evento analisado, considerando uma função de injeção de energia senoidal. O segundo aspecto é a inclusão de uma estimativa do valor do Dst ($Dst0$) anterior ao início do evento que está sendo analisado. A estimativa do valor do Dst anterior ao início do evento pode ser obtida através dos parâmetros do vento solar observados utilizando modelos tais como o de [Burton *et al.*, 1975] ou através de estimativas em tempo real do índice Dst obtidas através de medidas do componente H do campo magnético realizado em estações localizadas em latitudes médias. Com a incorporação destas duas características ao modelo houve um aumento da precisão do algoritmo e se introduziu a estimativa dos valores futuros de importantes parâmetros do acoplamento do vento solar – magnetosfera, tais como o E_{ym} , F_m , τ_m , e do valor mínimo do Dst (D_p). Com isto é possível não só prever se o Dst atingirá um determinado limiar, mas também é possível estimar com razoável precisão o valor do Dst , com um nível de antecedência muito superior aos algoritmos que utilizam processamento de séries temporais.

2 Conclusões

Em conclusão, os resultados obtidos indicam que a magnetosfera responde de forma diferenciada a passagem de estruturas interplanetárias que apresentam diferentes configurações magnéticas. Especificamente, mostrou-se para um conjunto limitado de eventos de nuvens magnéticas que a orientação da nuvem é um importante parâmetro para a determinação do tempo necessário para a magnetosfera atingir um determinado nível de atividade.

Mostrou-se também que durante a passagem de nuvens magnéticas, os períodos com campo magnético direcionado para o sul são responsáveis por injeções múltiplas de energia na magnetosfera e a conseqüente evolução das tempestades em duas ou mais etapas.

A análise da variabilidade do componente H do campo geomagnético medido em latitudes médias utilizando a análise por ondeletas pode ser uma importante ferramenta para a compreensão dos diversos sistemas de correntes presentes na magnetosfera.

Os resultados obtidos indicam que é possível realizar previsões do nível de atividade da corrente de anel após examinar cerca de 20% de uma estrutura geofetiva. Para eventos de longa-duração com campo magnético direcionado para o sul, tais como nuvens magnéticas o tempo de previsão pode ser desde algumas horas até 10 horas.

Referências Bibliográficas

- Arge, Boston, 2001.
- Baker, D.N., Statistical Analysis in the Study of Solar Wind-Magnetosphere Coupling, in *Solar Wind-Magnetosphere Coupling*, edited by Y. Kamide, e J. Slavin, pp. 17-38, Terra Scientific Publishing Co., 1986.
- Baker, D.N., Effects of the Sun on the Earth's environment, *Journal of Atmospheric and Solar-Terrestrial Physics*, 62, 1669-1681, 2000.
- Bargatze, L.F., D.N. Baker, R.L. Mcpherron, e E.W. Hones, Magnetospheric Impulse-Response for Many Levels of Geomagnetic-Activity, *Journal of Geophysical Research-Space Physics*, 90 (NA7), 6387-6394, 1985.
- Bothmer, V., e D.M. Rust, The field configuration of magnetic clouds and the solar cycle, in *Coronal mass ejections*, edited by N. Crooker, J.A. Joselyn, e J. Feynman, pp. 137-146, AGU, Washington DC, 1997.
- Brandt, J.C., *Introduction to the solar wind*, Freeman and Company, San Francisco, 1970.
- Burlaga, L., E. Sittler, F. Mariani, e R. Schwenn, Magnetic Loop Behind an Inter-Planetary Shock - Voyager, Helios, and Imp-8 Observations, *Journal of Geophysical Research-Space Physics*, 86 (NA8), 6673-6684, 1981.
- Burlaga, L.F., Magnetic Clouds and Force-Free Fields with Constant-Alpha, *Journal of Geophysical Research-Space Physics*, 93 (A7), 7217-7224, 1988.
- Burlaga, L.F., *Interplanetary magnetohydrodynamics*, x, 256 pp., Oxford University Press, New York, 1995.
- Burlaga, L.F., R.M. Skoug, C.W. Smith, D.F. Webb, T.H. Zurbuchen, e A. Reinard, Fast ejecta during the ascending phase of solar cycle 23: ACE observations, 1998-1999, *Journal of Geophysical Research-Space Physics*, 106 (A10), 20957-20977, 2001.
- Burton, R.K., R.L. Mcpherron, e C.T. Russell, Empirical Relationship between Interplanetary Conditions and Dst, *Journal of Geophysical Research-Space Physics*, 80 (31), 4204-4214, 1975.
- Cargill, P.J., J. Chen, D.S. Spicer, e S.T. Zalesak, Geometry of Interplanetary Magnetic Clouds, *Geophysical Research Letters*, 22 (5), 647-650, 1995.
- Chen, J., P.J. Cargill, e P.J. Palmadesso, Real-time identification and prediction of geoeffective solar wind structures, *Geophys. Res. Lett.*, 23 (6), 625-628, 1996.
- Chen, J., P.J. Cargill, e P.J. Palmadesso, Predicting solar wind structures and their geoeffectiveness, *J. Geophys. Res.*, 102 (A7), 14,701-14,720, 1997.
- Clauer, C.R., e Mcpherro.RI, Mapping Local Time-Universal Time Development of Magnetospheric Substorms Using Mid-Latitude Magnetic Observations, *Journal of Geophysical Research*, 79 (19), 2811-2820, 1974.
- Clúa de Gonzalez, A.L., e W.D. Gonzalez, Analytical study of the energy rate balance equation for the magnetospheric storm-ring current, *Annales Geophysicae*, 16, 1445-1454, 1998.
- Daglis, I.A., The role of magnetosphere-ionosphere coupling in magnetic storm dynamics, in *Magnetic Storms*, edited by B.T. Tsurutani, W.D. Gonzalez, Y. Kamide, e J.K. Arballo, pp. 107-116, AGU, Washington DC, 1997.
- Daglis, I.A., The storm-time ring current, *Space Science Reviews*, 98 (3-4), 343-363, 2001.

- Dal Lago, A., W.D. Gonzalez, A.L.C. de Gonzalez, e L.E. Vieira, Stream-interacting magnetic clouds causing very intense geomagnetic, *Advances in Space Research*, *in press*, 2002.
- de Gonzalez, A.L.C., e W.D. Gonzalez, Analytical study of the energy rate balance equation for the magnetospheric storm-ring current, *Annales Geophysicae-Atmospheres Hydrospheres and Space Sciences*, 16 (11), 1445-1454, 1998.
- Dessler, A.J., e E.N. Parker, Hydromagnetic theory of magnetic storms, *J. Geophys. Res.*, 64, 2239-2259, 1959.
- Detman, T.R., e D. Vassiliadis, Review of techniques for magnetic storm forecasting, in *Magnetic Storms*, edited by B.T. Tsurutani, W.D. Gonzalez, Y. Kamide, e J.K. Arballo, pp. 253-266, AGU, Washington DC, 1997.
- Farrugia, C.J., L.F. Burlaga, e R.P. Lepping, Magnetic clouds and the quiet-storm effect at Earth, in *Magnetic Storms*, edited by B.T. Tsurutani, W.D. Gonzalez, Y. Kamide, e J.K. Arballo, pp. 91-106, AGU, Washington DC, 1997.
- Feldstein, Y.I., Modeling of the Magnetic-Field of Magnetospheric Ring Current as a Function of Interplanetary Medium Parameters, *Space Science Reviews*, 59 (1-2), 83-165, 1992.
- Fenrich, F.R., e J. Luhmann, Geomagnetic response to magnetic clouds of different polarity, *Geophysical Research Letters*, 25 (15), 2999-3002, 1998.
- Galvin, A.B., G. Gloeckler, F.M. Ipavich, C.M. Shafer, J. Geiss, e K. Ogilvie, Solar-Wind Composition Measurements by the Ulysses Swics Experiment During Transient Solar-Wind Flows, *Advances in Space Research*, 13 (6), 75-78, 1993.
- Gonzalez, W.D., A Unified View of Solar-Wind Magnetosphere Coupling Functions, *Planetary and Space Science*, 38 (5), 627-632, 1990.
- Gonzalez, W.D., A.L.C. de Gonzalez, A. Dal Lago, B.T. Tsurutani, J.K. Arballo, G.K. Lakhina, B. Buti, C.M. Ho, e S.T. Wu, Magnetic cloud field intensities and solar wind velocities, *Geophysical Research Letters*, 25 (7), 963-966, 1998.
- Gonzalez, W.D., A.L.C. de Gonzalez, J.H.A. Sobral, A. Dal Lago, e L.E. Vieira, Solar and interplanetary causes of very intense geomagnetic storms, *Journal of Atmospheric and Solar-Terrestrial Physics*, 63 (5), 403-412, 2001.
- Gonzalez, W.D., J.A. Joselyn, Y. Kamide, H.W. Kroehl, G. Rostoker, B.T. Tsurutani, e V.M. Vasylunas, What Is a Geomagnetic Storm?, *Journal of Geophysical Research-Space Physics*, 99 (A4), 5771-5792, 1994.
- Gonzalez, W.D., e B.T. Tsurutani, Criteria of Interplanetary Parameters Causing Intense Magnetic Storms (Dst Less-Than - 100-Nt), *Planetary and Space Science*, 35 (9), 1101-1109, 1987.
- 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.
- Gonzalez, W.D., B.T. Tsurutani, A.L.C. Gonzalez, E.J. Smith, F. Tang, e S.I. Akasofu, Solar Wind-Magnetosphere Coupling During Intense Magnetic Storms (1978-1979), *Journal of Geophysical Research-Space Physics*, 94 (A7), 8835-8851, 1989.
- Gonzalez, W.D., B.T. Tsurutani, R.P. Lepping, e R. Schwenn, Interplanetary phenomena associated with very intense geomagnetic storms, *Journal of Atmospheric and Solar-Terrestrial Physics*, 64 (2), 173-181, 2002.
- Haykin, S., *Adaptative filter theory*, Prentice Hall, New Jersey, 1996.
- Henke, T., J. Woch, U. Mall, S. Livi, B. Wilken, R. Schwenn, G. Gloeckler, R. von Steiger, R.J. Forsyth, e A. Balogh, Differences in the O7+/O6+ ratio of magnetic cloud and non-cloud Coronal Mass Ejections, *Geophysical Research Letters*, 25 (18), 3465-3468, 1998.

- Henke, T., J. Woch, R. Schwenn, U. Mall, G. Gloeckler, R. von Steiger, R.J. Forsyth, e A. Balogh, Ionization state and magnetic topology of coronal mass ejections, *Journal of Geophysical Research-Space Physics*, 106 (A6), 10597-10613, 2001.
- Hovestadt, D., M. Hilchenbach, A. Burgi, B. Klecker, P. Laeverenz, M. Scholer, H. Grunwaldt, W.I. Axford, S. Livi, E. Marsch, B. Wilken, H.P. Winterhoff, F.M. Ipavich, P. Bedini, M.A. Coplan, A.B. Galvin, G. Gloeckler, P. Bochsler, H. Balsiger, J. Fischer, J. Geiss, R. Kallenbach, P. Wurz, K.U. Reiche, F. Gliem, D.L. Judge, H.S. Ogawa, K.C. Hsieh, E. Mobius, M.A. Lee, G.G. Managadze, M.I. Verigin, e M. Neugebauer, CELIAS - Charge, element and isotope analysis system for SOHO, *Solar Physics*, 162 (1-2), 441-481, 1995.
- Iyemori, T., H. Maeda, e K. Kamei, Impulse response of geomagnetic indices to interplanetary magnetic field, *J. Geomag. Geoelectr.*, 31 (1), 1979.
- Jacobs, J.A., *Geomagnetism*, Academic Press, London, 1991.
- Joselyn, J.A., The human impact of solar flares and magnetic storms, in *From the Sun*, edited by S. Suess, e B.T. Tsurutani, Amer. Geophys. Union Press, Washington, D.C., 1998.
- Kamide, Y., W. Baumjohann, I.A. Daglis, W.D. Gonzalez, M. Grande, J.A. Joselyn, R.L. McPherron, J.L. Phillips, E.G.D. Reeves, G. Rostoker, A.S. Sharma, H.J. Singer, B.T. Tsurutani, e V.M. Vasyliunas, Current understanding of magnetic storms: Storm-substorm relationships, *Journal of Geophysical Research-Space Physics*, 103 (A8), 17705-17728, 1998a.
- Kamide, Y., N. Yokoyama, W. Gonzalez, B.T. Tsurutani, I.A. Daglis, A. Brekke, e S. Masuda, Two-step development of geomagnetic storms, *Journal of Geophysical Research-Space Physics*, 103 (A4), 6917-6921, 1998b.
- Kivelson, M.G., e C.T. Russell, Introduction to space physics, pp. xv, 568, Cambridge University Press, Cambridge ; New York, 1995.
- Klein, L.W., e L.F. Burlaga, Inter-Planetary Magnetic Clouds at 1-Au, *Journal of Geophysical Research-Space Physics*, 87 (NA2), 613-624, 1982.
- Kozyra, J.U., J.E. Borovsky, M.W. Chen, M.-C. Fok, e V.K. Jordanova, Plasma sheet preconditioning, enhanced convection and ring current development, in *Substorms-4*, edited by S. Kokubun, e Y. Kamide, Terra Scientific Publishing Company / Kluwer Academic Publishers, 1998.
- Lepping, R.P., M.H. Acuna, L.F. Burlaga, W.M. Farrell, J.A. Slavin, K.H. Schatten, F. Mariani, N.F. Ness, F.M. Neubauer, Y.C. Whang, J.B. Byrnes, R.S. Kennon, P.V. Panetta, J. Scheifele, e E.M. Worley, The Wind Magnetic-Field Investigation, *Space Science Reviews*, 71 (1-4), 207-229, 1995.
- Liemohn, M.W., J.U. Kozyra, V.K. Jordanova, G.V. Khazanov, M.F. Thomsen, e T.E. Cayton, Analysis of early phase ring current recovery mechanisms during geomagnetic storms, *Geophysical Research Letters*, 26 (18), 2845-2848, 1999.
- Liemohn, M.W., J.U. Kozyra, G.V. Khazanov, e P.D. Craven, Effects of various transport processes on the streaming ion density during the first stage of plasmaspheric refilling, *Journal of Atmospheric and Solar-Terrestrial Physics*, 62 (6), 437-447, 2000.
- Lindsay, G.M., C.T. Russell, e J.G. Luhmann, Predictability of Dst index based upon solar wind conditions monitored inside 1 AU, *J. Geophys. Res.*, 104 (A5), 10,335-10,344, 1999.
- Linker, J.A., Z. Mikic, D.A. Biesecker, R.J. Forsyth, S.E. Gibson, A.J. Lazarus, A. Lecinski, P. Riley, A. Szabo, e B.J. Thompson, Magnetohydrodynamic modeling of the solar corona during Whole Sun Month, *Journal of Geophysical Research-Space Physics*, 104 (A5), 9809-9830, 1999.

- Lundstedt, AI techniques in geomagnetic storm forecasting, in *Magnetic Storms*, edited by B.T. Tsurutani, W.D. Gonzalez, Y. Kamide, e J.K. Arballo, pp. 243-252, AGU, Washington DC, 1997a.
- Lundstedt, Solar Wind Magnetosphere Coupling: Predicted and modeled with Intelligent Hybrid Systems, *Physics and Chemistry of The Earth*, 22 (7-8), 623-628, 1997b.
- Lundstedt, H., Solar origin of geomagnetic storms and predictions, *Journal of Atmospheric and Terrestrial Physics*, 58 (7), 821-830, 1996.
- MacMahon, R.M., e W.D. Gonzalez, Energetics during the main phase of geomagnetic superstorms, *Journal of Geophysical Research-Space Physics*, 102 (A7), 14199-14207, 1997.
- Mac-Mahon, R.M., e W.D. Gonzalez, Energetics during the main phase of geomagnetic superstorms, *J. Geophys. Res.*, 102 (A7), 14,199-14,208, 1997.
- McPherron, R.L., The role of substorms in the generation of magnetic storms, in *Magnetic Storms*, edited by B.T. Tsurutani, W.D. Gonzalez, Y. Kamide, e J.K. Arballo, pp. 131-148, AGU, Washington DC, 1997.
- Mulligan, T., C.T. Russell, e J.G. Luhmann, Solar cycle evolution of the structure of magnetic clouds in the inner heliosphere, *Geophysical Research Letters*, 25 (15), 2959-2962, 1998.
- Mulligan, T., C.T. Russell, e J.G. Luhmann, Interplanetary Magnetic Clouds: Statistical Patterns and Radial Variations, *Advances in Space Research*, 26 (5), 801-806, 2000.
- O'Brien, T.P., e R.L. McPherron, Forecasting the ring current index Dst in real time, *Journal of Atmospheric and Solar-Terrestrial Physics*, 62, 1295-1299, 1999.
- O'Brien, T.P., e R.L. McPherron, An empirical phase space analysis of ring current dynamics: Solar wind control of injection and decay, *Journal of Geophysical Research-Space Physics*, 105 (A4), 7707-7719, 2000.
- Ogilvie, K.W., D.J. Chornay, R.J. Fritzenreiter, F. Hunsaker, J. Keller, J. Lobell, G. Miller, J.D. Scudder, E.C. Sittler, R.B. Torbert, D. Bodet, G. Needell, A.J. Lazarus, J.T. Steinberg, e J.H. Tappan, Swe, a Comprehensive Plasma Instrument for the Wind Spacecraft, *Space Science Reviews*, 71 (1-4), 55-77, 1995.
- Oppenheim, A., e R. Shafer, *Discrete-time signal processing*, Prentice Hall, New Jersey, 1989.
- Owens, M.J., e P.J. Cargill, Correlation of magnetic field intensities and solar wind speeds of events observed by ACE, *Journal of Geophysical Research*, 107 (A5), 10.1029/JA000238, 2002, 2002.
- Parks, G.K., *Physics of space plasmas : an introduction*, ix, 538 p. pp., Addison-Wesley, Redwood City, Calif., 1991.
- Percival, D.B., e T.W. Andrew, *Wavelet methods for time series analysis*, Cambridge University Press, 2000.
- Prestes, A., Estudo Estatístico da Variabilidade dos Índices Geomagnéticos e sua Relação com o Ciclo Solar, Master thesis, Instituto Nacional de Pesquisas Espaciais, São José dos Campos, 2002.
- Richardson, I.G., E.W. Cliver, e H.V. Cane, Sources of geomagnetic activity over the solar cycle: Relative importance of coronal mass ejections, high-speed streams, and slow solar wind, *Journal of Geophysical Research-Space Physics*, 105 (A8), 18203-18213, 2000.
- Rostoker, G., S.I. Akasofu, J. Foster, R.A. Greenwald, Y. Kamide, K. Kawasaki, A.T.Y. Lui, R.L. McPherron, e C.T. Russell, Magnetospheric Substorms - Definition and Signatures, *Journal of Geophysical Research-Space Physics*, 85 (NA4), 1663-1668, 1980.
- Rostoker, G., E. Friedrich, e M. Dobbs, Physics of magnetic storms, in *Magnetic Storms*, edited by B.T. Tsurutani, W.D. Gonzalez, Y. Kamide, e J.K. Arballo, pp. 149-160, AGU, Washington DC, 1997.

- Schwenn, R., An essay on terminology, myths, and known facts: Solar transient, flare, CME, driver gas, piston, BDE, magnetic cloud, shock wave, geomagnetic storm, *Astrophysics and Space Science*, 243 (1), 187-193, 1996.
- Sckopke, N., A General Relation between Energy of Trapped Particles and Disturbance Field near Earth, *Journal of Geophysical Research*, 71 (13), 3125-&, 1966.
- Stone, E.C., A.M. Frandsen, R.A. Mewaldt, E.R. Christian, D. Margolies, J.F. Ormes, e F. Snow, The Advanced Composition Explorer, *Space Science Reviews*, 86 (1-4), 1-22, 1998.
- Sugiura, M., A Note on Harmonic Analysis of Geophysical Data with Special Reference to the Analysis of Geomagnetic Storms, *Journal of Geophysical Research*, 65 (9), 2721-2725, 1960.
- Sugiura, M., Hourly values of equatorial Dst for the IGY, in *Annual International Geophysical Year*, pp. 9, Pergamon, New York, 1964.
- Sugiura, M., e S. Chapman, The average morphology of geomagnetic storms with sudden commencement, *Abandl. Akad. Wiss., Göttingen Math. Phys.*, K1 (4), 1960.
- Tsurutani, B.T., e W.D. Gonzalez, The Cause of High-Intensity Long-Duration Continuous Ae Activity (Hildcaas) Interplanetary Alfvén-Wave Trains, *Planetary and Space Science*, 35 (4), 405-412, 1987.
- Tsurutani, B.T., e W.D. Gonzalez, The interplanetary causes of magnetic storms: A review, in *Magnetic Storms*, edited by B.T. Tsurutani, W.D. Gonzalez, Y. Kamide, e J.K. Arballo, pp. 77-90, AGU, Washington DC, 1997.
- Tsurutani, B.T., W.D. Gonzalez, F. Tang, S.T. Akasofu, e E.J. Smith, Origin of interplanetary southward magnetic fields responsible for major magnetic storms near solar maximum (1978-1979), *J. Geophys. Res.*, 93 (A8), 8519-8531, 1988.
- Valdivia, J.A., A.S. Sharma, e K. Papadopoulos, Prediction of magnetic storms by nonlinear models, *Geophys. Res. Lett.*, 23 (21), 2899-2902, 1996.
- Vassiliadis, D., A.J. Klimas, D.N. Baker, e D.A. Roberts, A description of the solar wind-magnetosphere coupling based on nonlinear filters, *J. Geophys. Res.*, 100 (A3), 3495-3512, 1995.
- Wang, Y.M., e N.R. Sheeley, Magnetic-Flux Transport and the Sunspot-Cycle Evolution of Coronal Holes and Their Wind Streams, *Astrophysical Journal*, 365 (1), 372-386, 1990a.
- Wang, Y.M., e N.R. Sheeley, Solar-Wind Speed and Coronal Flux-Tube Expansion, *Astrophysical Journal*, 355 (2), 726-&, 1990b.
- Wilson, R.M., Geomagnetic Response to Magnetic Clouds, *Planetary and Space Science*, 35 (3), 329-335, 1987.
- WU, J.-G., L. Eliasson, H. Lundstedt, A. Hilgers, L. Andersson, e O. Norberg, Space Environment Effects on Geostationary Spacecraft: Analysis and Prediction, *Advances in Space Research*, 26 (1), 31-36, 2000.
- Zaitzev, A.N., e R. Bostrom, Methods of Graphical Displaying of Polar Magnetic Disturbances, *Planetary and Space Science*, 19 (6), 643-&, 1971.
- Zhang, G., e L.F. Burlaga, Magnetic Clouds, Geomagnetic Disturbances, and Cosmic-Ray Decreases, *Journal of Geophysical Research-Space Physics*, 93 (A4), 2511-2518, 1988.
- Zhao, X.P., e J.T. Hoeksema, Central axial field direction in magnetic clouds and its relation to southward interplanetary magnetic field events and dependence on disappearing solar filaments, *Journal of Geophysical Research-Space Physics*, 103 (A2), 2077-2083, 1998.
- Zhao, X.P., J.T. Hoeksema, e K. Marubashi, Magnetic cloud B-s events and their dependence on cloud parameters, *Journal of Geophysical Research-Space Physics*, 106 (A8), 15643-15656, 2001.

