



MINISTÉRIO DA CIÊNCIA E TECNOLOGIA
INSTITUTO NACIONAL DE PESQUISAS ESPACIAIS

INPE-10298-TDI/917

**ESTUDO DE ESTRUTURAS GEOEFETIVAS NO MEIO
ENTERPLANETÁRIO E DE SUAS CAUSAS SOLARES**

Alisson Dal Lago

Tese de Doutorado do Curso da Pós-Graduação em Geofísica Espacial orientada pelos
Drs. Walter Demétrio Gonzáles Alarcon e Alicia Luíza Clúa de Gonzáles-Alarcon,
aprovada em 28 de abril de 2003.

523.62

DAL LAGO, A.

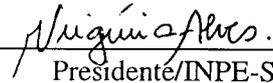
Um estudo de estruturas geofetivas no meio interplanetário e de suas causas solares / A. Dal Lago. – São José dos Campos: INPE, 2003.

209p – (INPE-10298-TDI/917).

1. Coronógrafos. 2. Ejeção de massa coronal. 3. Vento solar. 4. Meio interplanetário. 5. Nuvens magnéticas. 6. Tempestades Geo(magnéticas). 7. Física solar. 8. Interação sol-terra. 9. Clima espacial. I. Título.

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-SJCampos/SP

Dr. Walter Demetrio Gonzalez Alarcon



Orientador/INPE-SJCampos/SP

Dr^a Alicia Luiza Clua de Gonzalez Alarcon



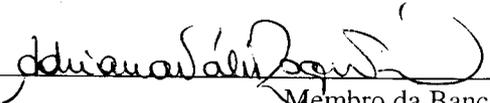
Orientadora/INPE-SJCampos/SP

Dr. José Humberto Andrade Sobral



Membro da Banca/INPE-SJCampos/SP

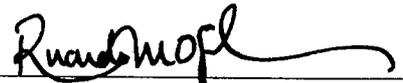
Dr^a Adriana Válio Roque da Silva



Membro da Banca

Convidada CRAAM, SPaulo/SP

Dr. Ricardo Magnus Osório Galvão



Membro da Banca

Convidado IF-USP, São Paulo/SP

Candidato (a): Alisson Dal Lago

São José dos Campos, 28 de abril de 2003.

Assim disse um grande campeão:

*É muito difícil você conseguir vencer numa boa.
Pra vencer você tem que lutar,
e essa luta muitas vezes significa se indispor de certa forma com algumas pessoas pra
prevalecer aquilo em que você acredita,
seu ponto de vista, a sua cabeça,
a sua personalidade, acima de tudo.
E se você não lutar pra valer, você acaba perdendo o seu próprio rumo.
E se você perde o próprio caminho você não é ninguém.
Então, pra conseguir manter essa linha de conduta você tem que lutar muito.
E muitas vezes tem que brigar mesmo.*

Ayrton Senna da Silva.

Por outro lado, assim disseram os muito experientes:

Nenhum de nós é mais inteligente que todos nós.

Provérbio chinês.

A luta pelos nossos objetivos deve ser constante,
mas nunca devemos esquecer a união e a diplomacia.
A união é forte, sábia, mas requer tempo, paciência e abandono do orgulho destrutivo.
É uma tarefa difícil de cumprir sem perder a própria personalidade.
Essa é a busca constante, a conciliação entre o indivíduo e a sociedade,
aceitar as diferenças e os diferentes.
Para isso devemos, pouco a pouco, nos livrarmos dos nossos preconceitos.

AGRADECIMENTOS

Em primeiro lugar, gostaria de agradecer ao meu pai **Prof. Osvaldo Dal Lago** e à minha mãe **Romi Julieta Dal Lago** (*i. m.*) fundamentalmente pelo exemplo que eles foram para mim. Da mesma maneira estendo esse agradecimento à minha irmã médica oncologista **Msc. Lissandra Dal Lago**, por quem tenho profunda admiração. Desde meu nascimento, minha querida madrinha **Frieda Rech Klöckner** (*i. m.*) e meu padrinho **Prof. Edgar Libino Klöckner** têm me acompanhado e torcido por mim. Igualmente valioso e especial foi o apoio de **Valdemir Maestri de Lima** e **Sirlene Herbst de Lima**, juntamente com seus filhos, tendo sido uma segunda família para mim. Além de todas as boas coisas que por mim fizeram, meus pais me levaram ao **Dr. Nelson Jorge Schuch**, meu sempre orientador, ao qual agradeço por estar constantemente me conduzindo nessa jornada. Foi sob sua orientação, e co-orientação do **Dr. Nalin B. Trivedi** e do **Dr. José Marques da Costa**, que tive meus primeiros contatos com as Ciências Espaciais. Ao Dr. Schuch também atribuo o inestimável privilégio de ter podido trabalhar até hoje com meus orientadores **Dr. Walter D. Gonzalez** e **Dra. Alicia L. Clúa de Gonzalez**, a quem gostaria de igualmente agradecer, em primeiro lugar por serem tão brilhantes, e em segundo lugar por dividirem parte de seu brilho comigo. Por sua vez, eles também me conduziram a outros notáveis que me foram muito instrutivos. O primeiro destes foi **Dr. Bruce T. Tsurutani**, que entre outras coisas, foi quem primeiro me deu a oportunidade de fazer uma apresentação oral em uma conferência internacional. O segundo foi o **Prof. Dr. Rainer Schwenn**, que me recebeu e me orientou durante meu estágio de 9 meses na Alemanha. Não poderia deixar de mencionar meu grande amigo **Dr. Guillermo Stenborg**, que me auxiliou valiosamente neste trabalho. Todos estes personagens da minha vida me respeitaram muito e me ensinaram a respeitar. Meus **colegas**, que são os meus **amigos**, foram quem me fizeram companhia sempre, ora ajudando nos trabalhos, ora dividindo o pouco dinheiro que tínhamos para as viagens aos congressos, mas fundamentalmente dividindo a ideologia da cooperação e do sonho de sermos cientistas, sempre em grupo, mas respeitando as individualidades. Deu certo, valeu a pena!

Agradeço a todo o pessoal técnico das missões espaciais, principalmente dos satélites **SOHO**, **ACE**, e **WIND**, que forneceram os dados utilizados neste trabalho. Igualmente gostaria de agradecer ao pessoal de apoio do Instituto Nacional de Pesquisas Espaciais (**INPE**) e do *Max-Planck-Institut für Aeronomie* (**MPAe**), da Alemanha, principalmente pessoal de rede e secretárias, pela ajuda constante.

Finalmente, gostaria de agradecer à Fundação de Amparo à Pesquisa do Estado de São Paulo (**FAPESP**), pelo valioso suporte financeiro direto através do projeto 98/15959-0.

RESUMO

Neste trabalho fizemos um estudo das estruturas geofetivas observadas no meio interplanetário nas proximidades da Terra, e de suas origens solares, abordando diversos aspectos de interesse científico básico e aplicado, relacionados à área de estudo conhecida pelo nome de Clima Espacial. Apresentamos um estudo das ejeções de massa coronal (CME) solares observadas pelo instrumento LASCO, a bordo do satélite SOHO, posicionado em L1, referentes ao período de janeiro de 1997 e abril de 2001. Estudamos a dinâmica das CMEs nas proximidades do Sol, utilizando uma técnica nova de análise de imagens. Definimos a velocidade de expansão lateral das CMEs como sendo a taxa de crescimento perpendicular ao movimento principal da CME, a qual concluímos, através de um estudo estatístico, estar relacionada à velocidade radial da CME. Este resultado nos permitiu utilizar esta velocidade de expansão para previsão de tempo de viagem de CMEs tipo halo até a Terra e de suas características. Analisamos as correspondências interplanetárias destas CMEs observadas no período de estudo, tendo sido possível associar 92 CMEs a eventos interplanetários de maneira unívoca. Destes, 38 possuíam estrutura de ejeção interplanetária, cujas velocidades obtivemos estarem correlacionadas com as velocidades de expansão medidas nas CMEs. A partir destas mesmas observações calculamos a aceleração média das CMEs na viagem desde o Sol até a Terra, tendo obtido o resultado de que o vento solar possivelmente tem um papel importante neste processo. A partir de um estudo de nuvens magnéticas interplanetárias interagindo com feixes rápidos, obtivemos uma estimativa quantitativa deste efeito em termos geomagnéticos, tendo concluído que interações desta natureza podem ser dominantes para a geofetividade de estruturas interplanetárias. Construimos um modelo empírico para prever o tempo de chegada das CMEs até a Terra, o qual utiliza nosso novo conceito de velocidade de expansão das CMEs. Este modelo nos fornece resultados bastante razoáveis, estando o erro médio de previsão da ordem de ± 28 horas. Construimos um esquema de previsão do pico do índice Dst a partir de medidas da velocidade de expansão das CMEs, para o caso de elas estarem relacionadas a estruturas interplanetárias do tipo nuvem magnética, tendo obtido resultados bastante bons. Apresentamos um estudo do conjunto completo de dados a partir de três pontos de vista: (1) desde o Sol, (2) desde o meio interplanetário, em 1 UA; e (3) desde a magnetosfera, a partir da observação de tempestades geomagnéticas. Analisamos em detalhes as 9 super tempestades ocorridas no período de estudo, com valor de pico Dst < -200 nT, acompanhando as causas solares, as estruturas interplanetárias envolvidas, observadas em 1UA, determinando quais as causas das tempestades.

STUDY OF THE INTERPLANETARY GEOEFFECTIVE STRUCTURES AND THEIR SOLAR ORIGINS

ABSTRACT

In this work we have studied geoeffective interplanetary structures observed near earth and their solar origins, involving several basic and applied scientific aspects, related to the research area named Space Weather. We present a study of the coronal mass ejections (CME) observed at the sun by the LASCO instrument, in the period of January 1997 to April 2001. We have studied the CME dynamics near the sun using a new image processing technique. We have defined the CME lateral expansion speed, which is the growth rate perpendicular to the main CME movement direction, concluding that it is empirically related to the radial CME speed. This result allowed us to use the halo CME expansion speed to predict its travel time to the earth, as well as to predict some of its characteristics. We have studied the interplanetary structures related to the CMEs observed during the period, finding 92 univocal CME-interplanetary correspondences, from which 38 had an ejecta structure, and whose interplanetary speeds were related to the corresponding halo CME expansion speed. Using these CME-interplanetary speed measurements we calculated the CME average acceleration from the sun to 1AU, which shows a strong evidence of solar wind influence in this process. From a study of interplanetary magnetic clouds interacting with high speed streams we conclude that interplanetary effects can increase geoeffectiveness substantially. A new model for 1 AU CME travel time prediction was then proposed using our new concept of halo CME expansion speed, which gave good prediction results, with average error of the order of ± 28 h. We have constructed a peak Dst prediction scheme, which is valid for magnetic clouds, with good results. Finally, we present a study of the complete set of data from three different points of view: (1) from the sun; (2) from the interplanetary medium, at 1 AU; and (3) from the Earth magnetosphere, in the light of the geomagnetic storms. A detailed analysis of the 9 super storms of the period, $Dst < -200$ nT, from the solar observations to the interplanetary observations at 1 AU was performed, pointing out the causes of the storms.

SUMÁRIO

1-INTRODUÇÃO.....	13
2-REVISÃO SOBRE OS ASPECTOS OBSERVACIONAIS E TEÓRICOS ACERCA DAS EJEÇÕES DE MASSA CORONAIS, ESTRUTURAS INTERPLANETÁRIAS CORRESPONDENTES E SUA GEOFETIVIDADE.....	17
2.1-Origem solar das ejeções de massa coronais (coronal mass ejections – CME).....	17
2.1.1-Observações das origens solares das ejeções de massa coronais.....	19
2.1.2-Explicações teóricas e modelos de ejeções de massa coronais – CME	27
2.1.2.1-O campo magnético solar.....	28
2.1.2.2-Modelos teóricos de ejeções de massa coronais.....	30
2.2-Características e geofetividade das ejeções de massa coronais (CME) no meio interplanetário	36
2.2.1-Origens interplanetárias das tempestades geomagnéticas.....	36
2.2.2-Características da ejeções de massa coronais no meio interplanetário.....	40
2.2.3-Geofetividade das ejeções de massa coronais.....	44
2.2.4-Ejeções de massa coronais do tipo "halo"	45
2.3-Estrutura, dinâmica e geofetividade das nuvens magnéticas interplanetárias.....	49
2.3.1-Estrutura das nuvens magnéticas.....	49
2.3.2-Dinâmica das nuvens magnéticas.....	58
2.3.2.1-Expansão radial das nuvens magnéticas.....	59
2.3.2.2-Aceleração de nuvens magnéticas/ICMEs.....	60
2.3.2.3-Relação com ondas de choque.....	62
2.3.2.4-Compressão de nuvens magnéticas no meio interplanetário.....	64
2.3.2.5-Relação V-B	64
2.3.3-Geofetividade das nuvens magnéticas.....	65
3-EJEÇÕES DE MASSA CORONAIS OBSERVADAS NO SOL.....	69
3.1-Aceleração e desaceleração de CMEs nas proximidades do sol.....	69
3.1.1-Introdução	70
3.1.2-A Técnica.....	71
3.1.3-A halo CME observada em 28 de setembro de 1997.....	73
3.1.4-A CME observada em 29 de junho de 1999.....	77
3.1.5-A CME observada em 25 de julho de 1999.....	79
3.1.6-Discussão e conclusões parciais.....	82
3.2-Relação entre velocidade de expansão e velocidade radial das CMEs.....	84
3.2.1-Definições e resultados empíricos.....	84
3.2.2-Conclusões parciais e observações.....	87
3.3-A velocidade de expansão nas CMEs halo.....	88
3.3.1-Definição da velocidade de expansão das CMEs halo.....	88
3.3.2-Conjunto de dados de CMEs halo.....	90

4-CORRESPONDÊNCIA INTERPLANETÁRIA DAS EJEÇÕES DE MASSA CORONAIS.....	95
4.1-Tipos de estruturas interplanetárias correlacionadas às CMEs.....	95
4.2-A velocidade de expansão das CMEs e a velocidade das ejeções observadas no meio interplanetário	100
4.3-Relação entre a velocidade média de propagação de um choque e a velocidade da ejeção interplanetária.....	103
4.4-Aceleração das CMEs no meio interplanetário.....	105
4.5-Nuvens magnéticas interplanetárias.....	107
4.6-Conclusões parciais.....	117
5-PREVISÃO DE DISTÚRBIOS GEOMAGNÉTICOS A PARTIR DE OBSERVAÇÕES INTERPLANETÁRIAS E SOLARES.....	119
5.1-Velocidade de expansão das CMEs e seu tempo de viagem até a Terra.....	119
5.2-Estimativa do pico de tempestades geomagnéticas a partir de observações interplanetárias e solares.....	135
5.3-Observações solares - observações interplanetárias - atividade geomagnética.....	141
5.4-Super Tempestades.....	145
6-CONCLUSÕES.....	167
REFERÊNCIAS BIBLIOGRÁFICAS.....	171
APÊNDICE A.....	185

CAPÍTULO 1

INTRODUÇÃO

Viver com uma estrela como o Sol é um desafio relativamente grande, principalmente para uma sociedade extremamente dependente de tecnologia espacial, como é o caso da nossa. A variabilidade solar está intimamente relacionada a distúrbios no geoespaço, afetando telecomunicações, causando danos em sistemas tecnológicos tanto espaciais, quanto terrestres, que envolvem grandes quantidades de recursos financeiros. Por outro lado, o cenário das relações Sol-Terra é fascinante do ponto de vista científico, e tem atraído a atenção da comunidade científica há vários séculos. Vivemos um momento histórico singular, no qual esforços internacionais combinados têm proporcionado um conjunto bastante amplo de observações *in situ* e sensoriamento remoto do geoespaço, do meio interplanetário e do Sol, possibilitando uma visão global de seus processos físicos. Esta área do conhecimento foi recentemente chamada “Clima Espacial”.

A Figura 1.1 ilustra os três principais fenômenos que afetam o Clima Espacial, indicando as energias envolvidas, os tempos de propagação destes fenômenos desde o Sol até a Terra, a duração de seus efeitos, e os tipos de impactos tecnológicos. Esta tese, enfoca o terceiro tipo de fenomenologia, relacionado às partículas de média e baixa energia.

Clima Espacial: Distúrbios no Geoespaço



Fig. 1.1 – Diagrama mostrando os três principais tipos de fenômenos que afetam o geoespaço, constituindo o Clima Espacial.
FONTE: Schwenn (comunicação pessoal).

Dentre os principais fenômenos solares, as ejeções de massa coronais são as principais causadoras de tempestades magnéticas intensas na Terra (Gosling et al., 1990, 1991). Estas ejeções lançam enormes quantidades de matéria do Sol para o meio interplanetário (Hundhausen, 1997 e referências daquele texto), as quais possuem características bastante distintas do vento solar normal quando observadas nas proximidades da Terra, como por exemplo, menor temperatura de prótons, campo magnético mais intenso e suave, entre outras (Neugebauer e Goldstein, 1997). Dentre as manifestações interplanetárias das ejeções de massa coronais solares, as mais importantes do ponto de vista geomagnético são as nuvens magnéticas (Burlaga et al., 1981), por possuírem fortes componentes de campo magnético anti-paralelo ao campo geomagnético, proporcionando maior eficiência na

transferência de sua energia para dentro da magnetosfera terrestre (Gonzalez et al, 1999 e referências daquele texto). É bastante comum observar essas ejeções de massa coronais se propagando desde o Sol até a Terra com velocidade superior à velocidade magnetosônica do vento solar normal, produzindo uma onda de choque, a qual pode produzir efeitos de compressão e intensificação do campo magnético do vento solar, tornando-o eficiente para causar tempestades geomagnéticas intensas (Tsurutani et al., 1988, Tsurutani et al., 1992). Igualmente, outros efeitos de compressão de nuvens magnéticas, como os devido a sua interação com feixes rápidos oriundos de buracos coronais, podem aumentar significativamente a eficiência em causar tempestades geomagnéticas (Fenrich e Luhmann, 1998, Dal Lago et al., 2001a, Dal Lago et al., 2002a).

Esta tese de doutoramento apresenta um estudo das ejeções de massa coronais observadas pelo instrumento LASCO a bordo do satélite SOHO, orbitando L1¹, feitas no período de janeiro de 1997 a abril de 2001, bem como das estruturas relacionadas a elas observadas nas proximidades da Terra, e de sua importância do ponto de vista geofísico. O Capítulo 2 apresenta uma revisão sobre a fenomenologia e alguns modelos presentes na literatura relacionados às ejeções de massa coronais tanto no Sol quanto nas proximidades da Terra. Em seguida, os resultados do presente trabalho são detalhados nos Capítulos 3, 4 e 5, abordando as ejeções de massa coronais, as estruturas interplanetárias a elas relacionadas, e os efeitos geomagnéticos por elas causados, respectivamente. Por fim, o Capítulo 6 apresenta as principais conclusões de forma sucinta.

Este trabalho teve o apoio financeiro direto da Fundação de Amparo à Pesquisa do Estado de São Paulo (FAPESP), que concedeu 4 anos de bolsa de doutoramento para o aluno. Vale também salientar o apoio indireto, mas sem dúvida muito significativo, em primeiro lugar do Instituto Nacional de Pesquisas Espaciais (INPE), que ofereceu a infra-estrutura necessária para o bom desenvolvimento de grande parte deste trabalho, em segundo lugar do *Max-Planck-Institut für Aeronomie* (MPAe), de Lindau, Alemanha, que acolheu e ofereceu sua infra estrutura para que o aluno desenvolvesse grande parte deste trabalho

¹ O ponto Lagrangeano interno L1 é o ponto na linha Sol-Terra onde as atrações gravitacionais de ambos se anulam, e está localizado a uma distância de aproximadamente 240 raios terrestres da terra.

durante os mais de 9 meses em que lá permaneceu. Difícil de estimar com exatidão seria, mas sem dúvida muito significativa, a contribuição financeira indireta oferecida pelos diversos satélites e missões espaciais que forneceram os dados aqui utilizados de maneira eficiente e completamente gratuita. Destacamos o satélite SOHO pela relevância de suas observações, principalmente as do instrumento LASCO, e os satélites de observação do meio interplanetário do programa ISTP (ACE e WIND). Por fim, destacamos o trabalho das universidades (ex. Kyoto) e institutos (ex. NOAA) que, utilizando dados dos diversos observatórios geomagnéticos terrestres espalhados pelo mundo forneceram os índices Dst e Kp utilizados neste trabalho, igualmente de maneira eficiente e gratuita.

CAPÍTULO 2

REVISÃO SOBRE OS ASPECTOS OBSERVACIONAIS E TEÓRICOS ACERCA DAS EJEÇÕES DE MASSA CORONAIIS, ESTRUTURAS INTERPLANETÁRIAS CORRESPONDENTES E SUA GEOEFETIVIDADE

Neste capítulo apresentamos uma revisão dos avanços observacionais e teóricos acerca das ejeções de massa coronais solares, ou CMEs, das estruturas interplanetárias a elas relacionadas, e dos efeitos geomagnéticos decorrentes. Será apresentada uma seção sobre as ejeções de massa coronais, destacando as observações e fenomenologia associada a sua gênese, seguida de uma breve apresentação de alguns dos principais modelos qualitativos de CMEs. A seguir as manifestações interplanetárias, principalmente observadas nas proximidades da Terra, serão discutidas do ponto de vista observacional. Finalizando, apresentaremos uma seção específica sobre as nuvens magnéticas interplanetárias, por se tratarem de estruturas interplanetárias de extrema importância do ponto de vista da geofetividade.

2.1 Origem solar das ejeções de massa coronais (coronal mass ejections – CME)

A estrutura solar interior e a atmosfera solar é representada no diagrama da Figura 2.1, que é uma adaptação de Kivelson e Russell (1995). Neste trabalho nos ateremos à atmosfera solar que, em função de suas características e processo físicos, é convencionalmente dividida em três grandes regiões: **Fotosfera**, com espessura da ordem de $0,5 \times 10^6$ m, ou 0,5 Mm, e temperatura da ordem de 5800 K; **Cromosfera**, com espessura em torno de 2,5 Mm, temperatura no intervalo de 4300 a 10^6 K; **Coroa**, acima da Cromosfera e sem limite exterior, apresenta uma temperatura da ordem de 10^6 K.

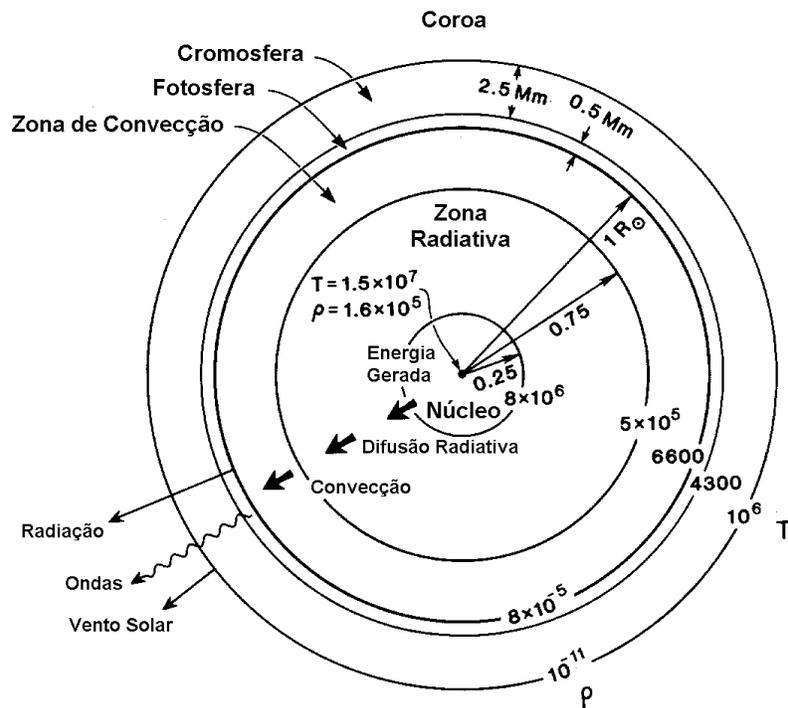


Fig. 2.1- Estrutura do interior solar e atmosfera.

FONTE: Kivelson e Russell (1995, p.61).

O Sol possui um campo magnético, cuja intensidade é 10^{-4} T na superfície da Fotosfera. Este campo é aproximadamente dipolar (Pneuman e Kopp, 1970) e se inverte a cada 11 anos aproximadamente.

De uma maneira geral, não só as ejeções de massa coronais (CME - do inglês “*coronal mass ejections*”), como também toda a atividade solar está associada ao fato do campo magnético solar ser variável. Por esta razão afirmou E. N. Parker: “Não fosse por sua variabilidade magnética, o Sol não seria uma estrela interessante” (extraído de Low, 1996). Estruturamos esta seção em duas partes principais, uma relacionada às observações de fenômenos associados às origens solares das ejeções de massa coronais e outro relacionado aos modelos teóricos das origens das mesmas.

2.1.1 Observações das origens solares das ejeções de massa coronais

Em 1859, Carrington observou um intenso e breve aumento de luminosidade nas vizinhanças de uma mancha solar, denominando-o explosão solar (do inglês *flare*). Um dia após este evento houve uma intensa tempestade geomagnética, levando Carrington a concluir que as explosões solares eram os causadores dos distúrbios geomagnéticos não-recorrentes (Gosling, 1993b). A partir de então explosões solares têm sido amplamente estudados e, dadas as altas energias por eles dissipadas (10^{31-32} ergs) passaram a ocupar um local de destaque no estudo da física solar. A primeira observação de uma CME foi feita em 14 de dezembro de 1971 pelo *Orbiting Solar Observatory*, OSO-7 (Howard et al., 1997). O termo “ejeção de massa coronal” (*coronal mass ejection*) foi usado pela primeira vez por Gosling et al. (1975). A seqüência de imagens da Figura 2.2 mostra uma ejeção de massa coronal observada pela *Solar Maximum Mission* em 14 de abril de 1980 (Hundhausen, 1997). Estudos mostraram que as CMEs muitas vezes estavam associadas a explosões solares e a proeminências (Munro et al, 1979; Sheeley et al., 1983; Webb e Hundhausen, 1987). A idéia imediata que surgiu destes estudos preliminares foi a de que as CMEs eram causadas pelas explosões solares (Dryer, 1982; Dryer e Wu, 1985). Uma CME libera energia da ordem de 10^{31-32} ergs (Illing e Hundhausen, 1986) sendo, juntamente com as explosões solares, os dois eventos mais energéticos da coroa solar. A diferença principal entre os dois eventos é que explosões solares liberam energia em forma de aquecimento e as CMEs em forma de trabalho (Low, 1996). Estudos posteriores mostraram, no entanto, que nem todas as CMEs estavam associadas a explosões solares e que quando estavam, geralmente ocorriam antes da explosão solar (Gosling, 1993a; Gosling, 1997). Também os intensos distúrbio geomagnéticos estavam associado às CMEs (Gosling, 1993a) e não às explosões solares, colocando as CMEs em uma posição de destaque no estudo da física solar-terrestre. A discussão entre as relações entre CMEs e explosões solares culminou com a publicação do artigo *The solar flare myth* (o mito das explosões solares) por J. T. Gosling em 1993b, onde este autor descartou a possibilidade de explosões solares causarem CMEs ou distúrbios geomagnéticos.

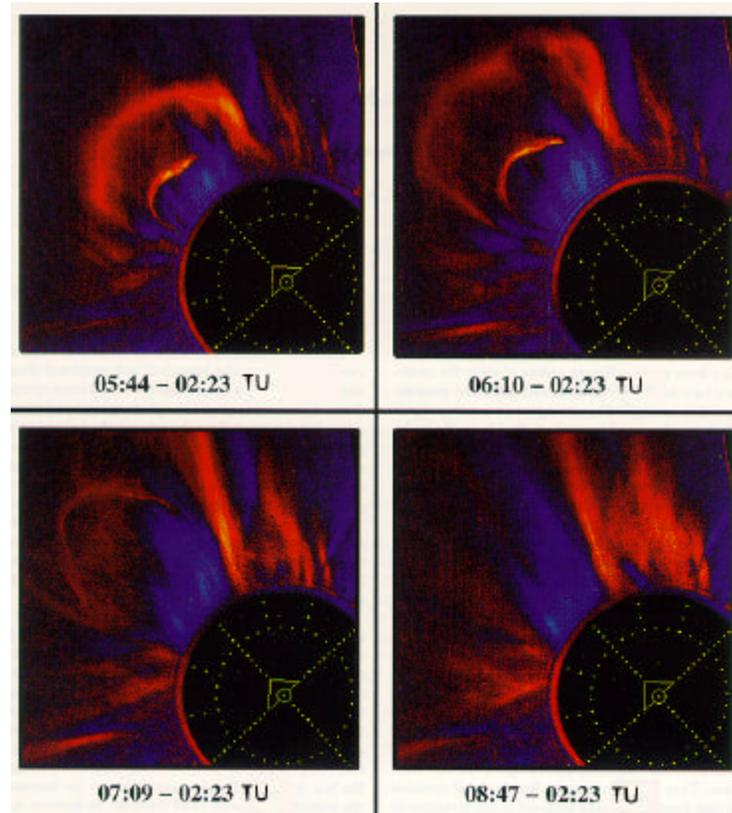


Fig. 2.2 - Seqüência de imagens obtidas pela missão *Solar Maximum Mission Spacecraft* durante uma Ejeção de Massa Coronal em 14 de Abril de 1980.

FONTE: Hundhausen (1997, p.2).

Recentemente, as CMEs têm sido divididas em dois tipos principais (Sheeley et al., 1999): (1) CMEs graduais, aparentemente formadas pela elevação de proeminências e suas cavidades, vindas da baixa coroa, apresentando aceleração gradual até valores máximos da ordem de 400-600 km/s; (2) CMEs impulsivas, associadas a explosões solares e ondas EIT (do inglês *Extreme Ultraviolet Image Telescope*), que são ondas observadas em comprimentos de onda de ultra-violeta, não apresentando aceleração e com velocidades iniciais maiores que 750 km/s. Portanto a relação entre explosões solares e CMEs não está esclarecida, não sendo possível afirmar que um é causa/efeito do outro ou que são eventos independentes.

Muitas CMEs se originam próximas a um *helmet streamer* (Illing e Hundhausen, 1986; Hundhausen, 1988). O *helmet streamer* é um feixe em forma de arcada ao longo e sobre

uma linha de inversão de polaridade magnética fotosférica (Sturrock e Smith, 1968). Têm uma estrutura tripla: camada externa de alta densidade; cavidade com baixa densidade; proeminência na cavidade (Saito e Hyder, 1968; Saito e Tandberg-Hanssen, 1973). Proeminências são comumente observadas em H α como estruturas de absorção (escuras) no disco solar – também chamadas filamentos - ou por sua própria emissão no limbo solar, podendo permanecer por muito tempo (até 14 dias) localizadas perpendicularmente a estreitas linhas de inversão de polaridade magnética fotosférica (Low, 1996). Em período de mínimo solar o campo magnético é quase dipolar e há uma linha principal de inversão de polaridade onde se observam *helmet streamers*. Em períodos de máximo solar, há várias linhas de inversão e vários *helmet streamers*, idênticos aos observados durante o mínimo solar.

A Figura 2.3 mostra um exemplo observado pela *Solar Maximum Mission* - SMM (Illing e Hundhausen, 1986), onde uma CME se origina de um *helmet streamer*. Esta CME apresenta estrutura tripla, parte externa brilhante, cavidade e proeminência, similar à estrutura dos *helmet streamers*.

Recentemente, um artigo de Subramanian et al. (1999) usando 2 anos de observações de CME feitas com o satélite SOHO, entre janeiro de 1996 e junho de 1998, mostrou que apenas 16 % das CMEs estavam claramente relacionadas à ruptura de um *helmet streamer*. Das demais, 46 % não pareciam afetar o *streamer*, embora estivessem latitudinalmente próximos, 27 % estavam latitudinalmente distantes do *streamer* e 8,5 % das CMEs pareciam criar *helmet streamers*.

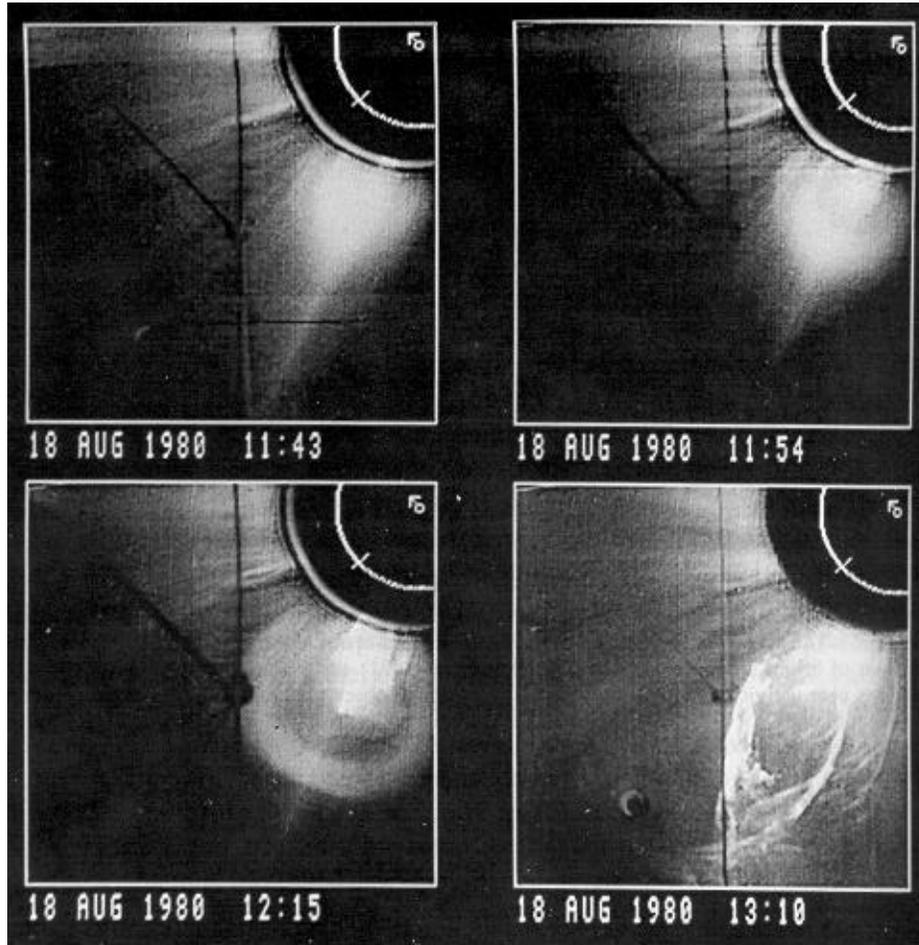


Fig. 2.3 – CME observada em 18 de agosto de 1980 pela SMM. A seqüência de imagens mostra a existência de um *helmet streamer* no mesmo local da CME.

FONTE: Illing e Hundhausen (1986, p.10954).

Um artigo publicado por Gonzalez et al. (1996) analisando as origens solares de 10 tempestades geomagnéticas intensas ocorridas entre agosto de 1978 e dezembro de 1979 apontou a coexistência de estruturas triplas, compostas de um buraco coronal¹, uma região ativa (explosão solar ou proeminência) e uma linha magnética neutra nestes eventos. A Figura 2.4 apresenta estes 10 eventos, onde os buracos coronais são as regiões escuras, as regiões ativas são os “X” (explosões solares) e linhas pontilhadas (proeminências) e as linhas magnéticas neutras são as linhas tracejadas. Supostamente todos os casos eram

ejeções de massa coronais (CME) e a proximidade das 3 estruturas pode estar relacionada às origens destas CMEs. Os buracos coronais em questão aumentavam sua área em direção à região ativa antes da ejeção. As linhas magnéticas neutras estavam associadas à lâmina de corrente, em torno da qual se observam os *helmet streamers*. Estas estruturas triplas foram denominadas CHARCS – *coronal hole active region current sheet* (buracos coronais, regiões ativas, lâmina de corrente).

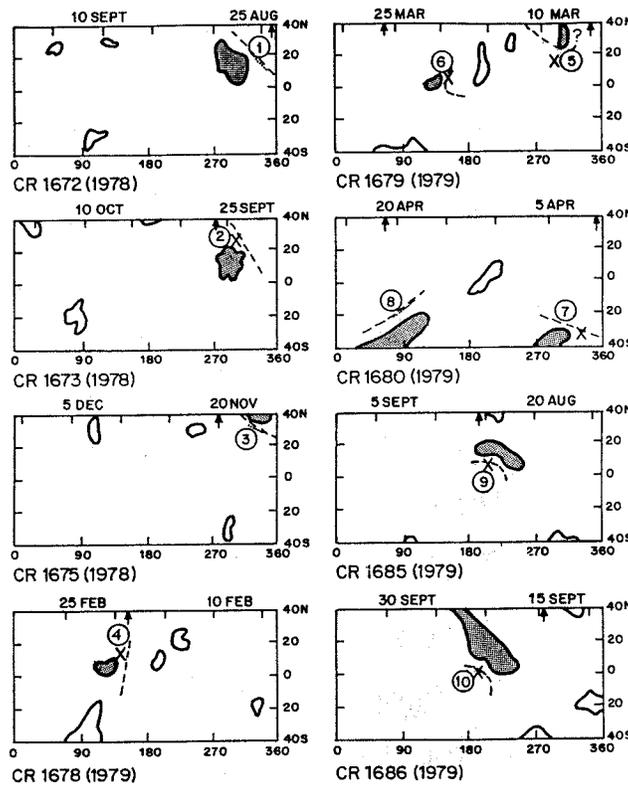


Fig. 2.4 – Buracos coronais, regiões ativas e linhas magnéticas neutras de dez eventos observados em 1978-1979.

FONTE: Gonzalez et al. (1996, p.2579).

Em 1989 uma estrutura denominada “estrutura magnética crescente”, EMS – *evolving magnetic structure*, pareceu estar relacionada a uma série de intensas CMEs (Feynman, 1997). Tais estruturas são regiões de campo magnético fotosférico dipolares que

¹ Buracos coronais são grandes regiões magneticamente unipolares (regiões magneticamente abertas), vistas como regiões escuras em comprimentos de onda de raios-X (Priest, 1987).

permanecem por várias rotações solares. A Figura 2.5 mostra 7 rotações (apenas hemisfério norte) solares, indicadas nos painéis de A a G, cobrindo o período de 15 de novembro até 25 de maio de 1989. A EMS está localizada entre as linhas verticais e permaneceu visível em todas as rotações.

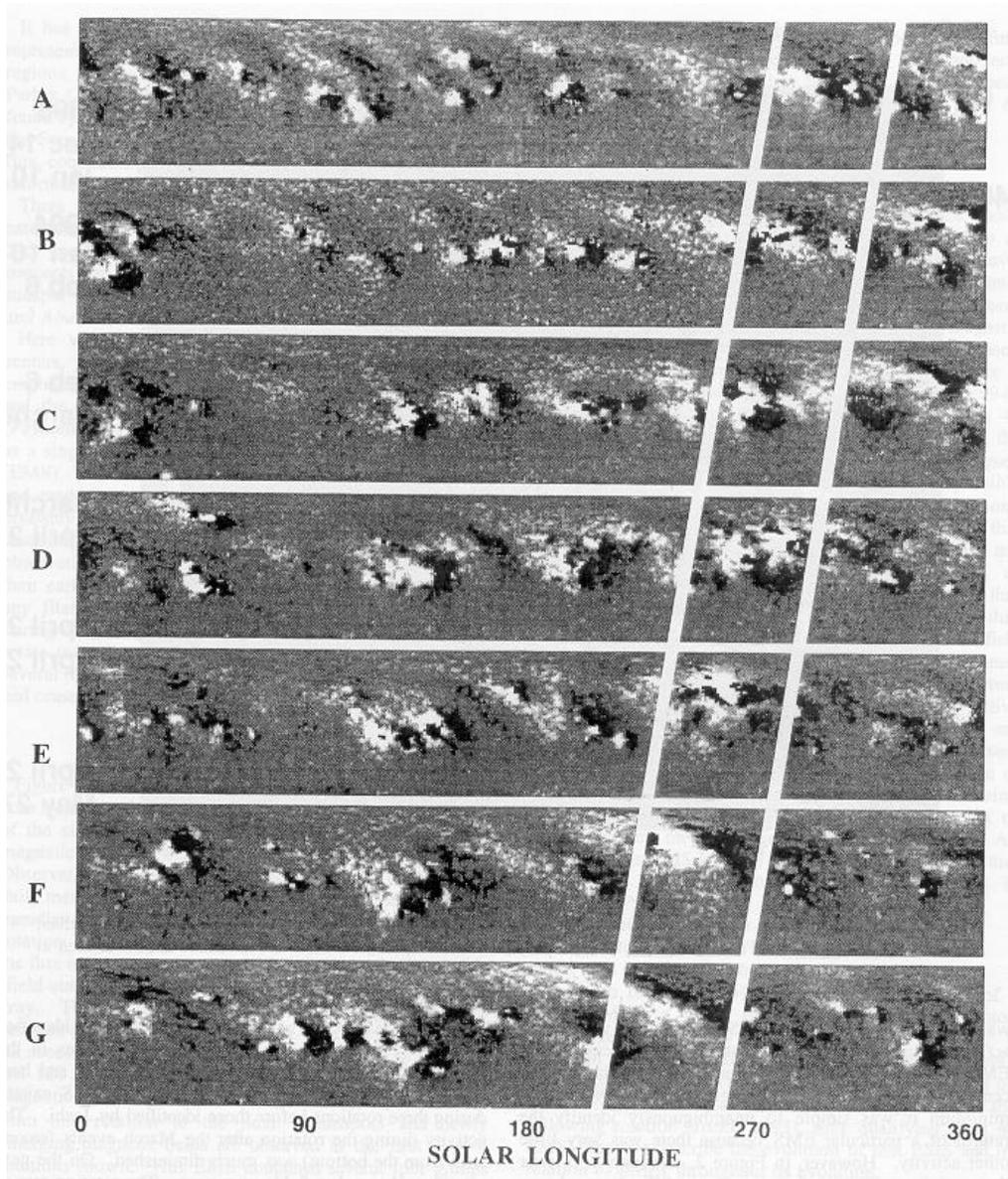


Fig. 2.5 – Mapas sinópticos do campo magnético da fotosfera durante 7 rotações solares de 15 de novembro a 25 de maio de 1989.

FONTE: Feynman (1997, p.52).

Durante este período 33 CMEs foram observadas quando a EMS estava próxima aos limbos, ou seja, quando podiam ser vistas pelos coronógrafos, e foi observada uma CME direcionada para a Terra em 10 de março de 1989, que causou a tempestade geomagnética mais intensa da história do índice Dst (-600 nT, ver Gonzalez et al. 1999).

Uma relação importante entre observações de CMEs em coronógrafos de luz branca e observações em raios-x feitas com o telescópio Yohkoh mostra uma diminuição na intensidade da emissão em raios-x logo após o instante da ejeção. A Figura 2.6 mostra uma sequência de observações em raios-x feitas pelo satélite Yohkoh em 16 de janeiro de 1993, onde a região demarcada pelo retângulo apresenta uma diminuição de intensidade de 2 a 3 vezes entre 00:30 e 12:46 UT. Pode-se observar a formação de uma estrutura em forma de “8” as 12:46 UT cujos lobos estão separados por uma linha magnética neutra, de onde uma proeminência desapareceu. Posteriormente, às 15:36 UT uma arcada brilhante se forma através da linha neutra (Handhausen, 1997).

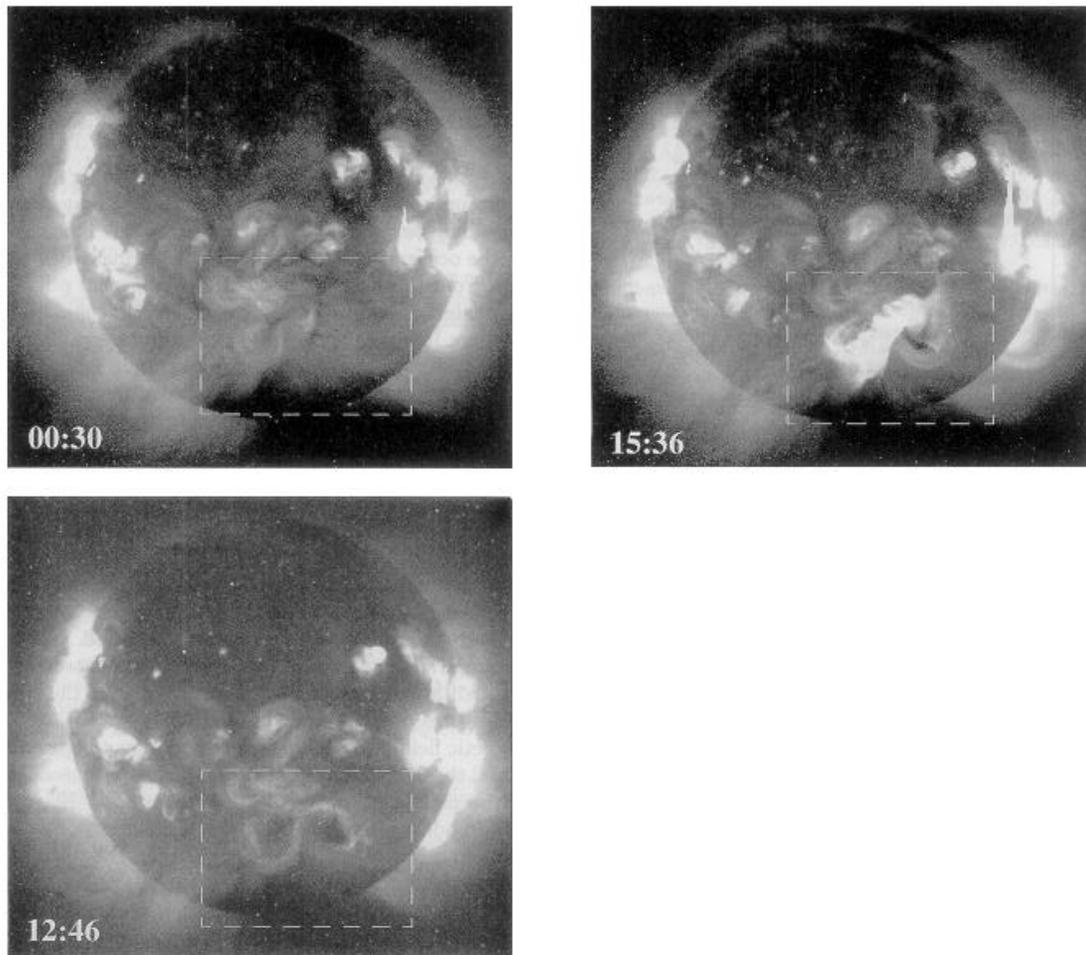


Fig. 2.6 – Seqüência de imagens obtidas pelo satélite Yohkoh em 16 de janeiro de 1993 mostrando diminuição da emissão de raios-x entre 00:30 e 12:46 UT e posterior formação de uma arcada brilhante em 15:36 UT.

FONTE: Hundhausen (1997, p.5).

Esta diminuição da emissão em raio-x pode estar relacionada a diminuição de densidade devida a CME e a formação do *loop* brilhante pode ser devida a reconexão de linhas de campo magnético abertas pela ejeção (Hundhausen,1997).

Para finalizar esta seção, apresentamos nas Tabelas 2.1 e 2.2 as estimativas de densidade de energia envolvida em uma CME moderada, e as possíveis fontes disponíveis na coroa solar, respectivamente (Forbes, 2000).

TABELA 2.1 – Estimativas de densidade de energia necessária para uma CME moderada.

Parâmetro	Valor
Energia cinética (CME, proeminência e choque)	10^{32} ergs
Calor e radiação	10^{32} ergs
Trabalho realizado sobre a força da gravidade	10^{31} ergs
Volume envolvido	10^{30} cm ³
Densidade de energia	100 ergs/cm ³

FONTE: Forbes (2000, p.23157)

TABELA 2.2 - Fontes de energia disponíveis na coroa solar.

Forma de energia	Valores médios observados	Densidade de energia ergs/cm ³
Cinética ($m_pNV^2/2$)	$N = 10^9$ cm ⁻³ , $V = 1$ km/s	10^{-5}
Térmica (NkT)	$T = 10^6$ K	0,1
Gravitacional (m_pNgh)	$h = 10^5$ km	0,5
Magnética ($B^2/8\mu$)	$B = 100$ G	400

FONTE: Forbes (2000, p.23158)

Observando o valor de densidade de energia necessário para que uma CME moderada aconteça, mostrado na Tabela 2.1, é fácil concluir que a única fonte de energia capaz de produzi-la é o campo magnético da coroa solar, conforme mostrado na Tabela 2.2.

2.1.2 Explicações teóricas e modelos de ejeções de massa coronais (CME)

Inicialmente começaremos por mostrar as teorias sobre o campo magnético solar e sua evolução ao longo do ciclo de 11 anos, e em seguida apresentaremos modelos teóricos de ejeções de massa coronais.

2.1.2.1 O campo magnético solar

Acredita-se que o campo magnético solar é gerado por um mecanismo de dínamo. O campo do dínamo é constantemente transformado de um dipolo poloidal para um campo toroidal (Figura 2.7) devido ao fato do Sol apresentar rotação diferencial (equador tem velocidade angular maior que os pólos). Esta rotação diferencial intensifica o campo magnético pelo acúmulo de linhas de campo fazendo com que fluxo magnético comece a emergir para fora da fotosfera, originando os pares de manchas solares fotosféricas, que na Figura 2.7 são representadas pelos “pontos” conectados pelos pequenos arcos de campo magnético que se elevam (baseado em Hoyt e Schatten, 1997).

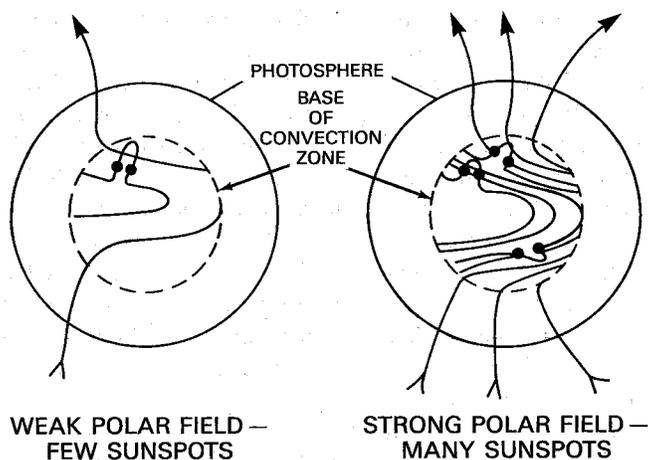


Fig. 2.7 – Campo inicial poloidal evoluindo para um campo toroidal devido à rotação diferencial solar.

FONTE: Hoyt e Schatten (1997, p.112).

Fica bastante evidente que as polaridades dos pares de manchas solares serão, no caso da Figura 2.7, [+ -] (“saindo”, “entrando”) no hemisfério sul e [- +] no hemisfério norte, como pode ser visto na Figura 2.8.

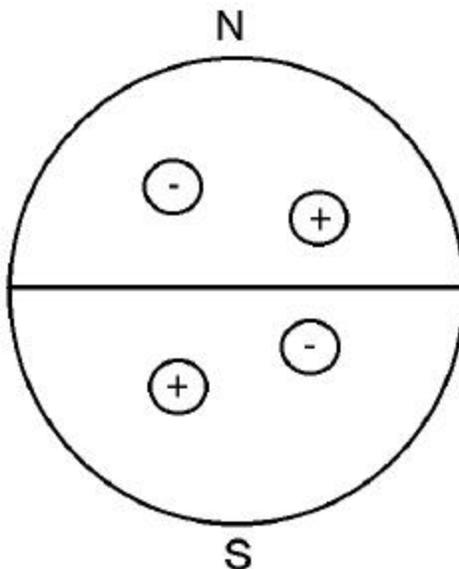


Fig. 2.8 – Polaridade das manchas solares nos diferentes hemisférios em um dado ciclo solar.

Após 11 anos, o campo magnético inverte a polaridade e, conseqüentemente a polaridade dos pares de manchas também se inverte para os diferentes hemisférios. Outro ponto importante a ser observado na Figura 2.7 é que as regiões de acúmulo de linhas de campo se aproximam gradativamente do equador ao longo do ciclo de 11 anos, de acordo com o mostrado pelas observações de que as manchas solares vão se aproximando do equador à medida que o ciclo avança (Priest, 1987).

Devido à ação da força de Coriolis, os fluxos de campo magnéticos emergentes da fotosfera apresentarão uma helicidade, que dependerá apenas do hemisfério em que o fluxo se encontra. Observando ao longo das linhas de campo, o sentido do “enrolamento” do fluxo será de acordo com a regra da mão direita no hemisfério sul e com a mão esquerda no hemisfério norte (*right-handed helicity* e *left-handed helicity*) (Bothmer e Rust, 1997). A Figura 2.9 apresenta a helicidade nos distintos hemisférios para dois ciclos de 11 anos consecutivos.

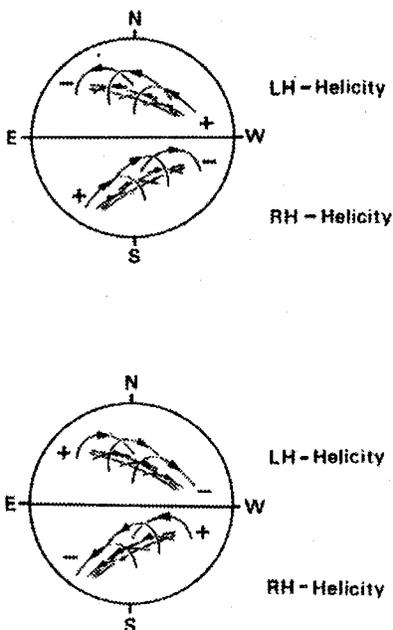


Fig. 2.9 – Helicidade nos distintos hemisférios em dois ciclos de 11 anos consecutivos.

Hemisfério sul: mão direita, RH. Hemisfério norte: mão esquerda. LH.

FONTE: Bothmer e Rust (1997, p.143).

As ejeções de massa coronais estão intimamente ligadas à estrutura do campo magnético da coroa solar, que se acredita ser resultante da elevação do campo magnético fotosférico e de regiões mais baixas. Na fotosfera, o campo magnético pode ser medido pelo efeito Zeeman na linha de emissão do Fe I, em $5250,2 \text{ \AA}$ (Hoeksema e Scherrer, 1986). No entanto, não é possível fazer medidas diretas do campo magnético na coroa solar.

2.1.2.2 Modelos teóricos de ejeções de massa coronais

Começaremos pela pergunta: Como os *helmet streamers* poderiam gerar CMEs ?

Em escalas da ordem de 1 raio solar, a coroa é controlada pela competição entre dois efeitos, a tendência à expansão devido a sua alta temperatura (1 milhão de K) e a tendência de seu plasma de alta condutividade à formação de estruturas magneticamente fechadas em regiões magneticamente bipolares que resistem à expansão. Os buracos coronais

representam regiões de campo aberto que originam o vento solar supersônico e os *helmet streamers* representam as regiões de campo fechado. Nestes últimos, a força de tensão do campo magnético fechado confina o plasma de alta densidade mantendo-o quase em equilíbrio (Low, 1994).

Antes da erupção de um *helmet streamer* em uma CME observa-se o aparecimento de uma proeminência, que se move a velocidades iniciais menores que 100 km/s e são aceleradas a velocidades maiores até a ejeção se completar (Low, 1996). A representação da Figura 2.10 mostra o campo magnético de um *helmet streamer* juntamente com suas 3 partes características, onde o pequeno traço indica uma proeminência que se elevou até a base do *loop* fechado (Low, 1997). Estamos considerando na Figura 2.10 que há uma linha magneticamente neutra perpendicular à página. A proeminência, neste caso se estende ao longo da linha de inversão de polaridade magnética, fato este consistente com as observações. Há a formação de um tubo de fluxo acima da proeminência, representado pelas linha de campo fechadas.

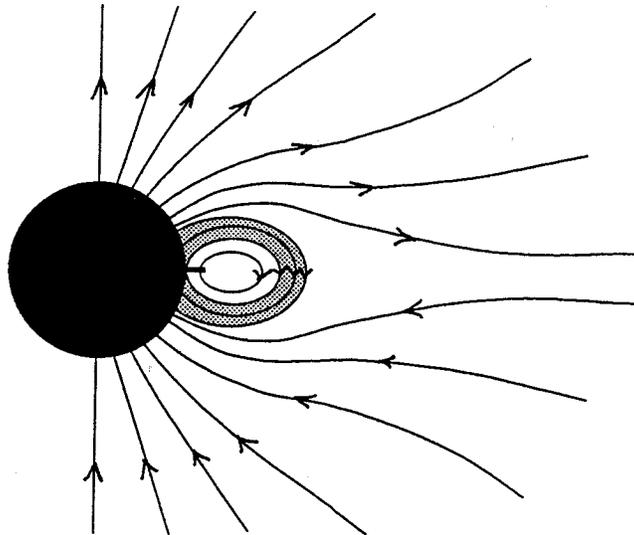


Fig. 2.10 - Representação do campo magnético de um *helmet streamer* mostrando as três partes constituintes.

FONTE: Low (1997, p.40).

Acredita-se que um tubo de fluxo seja a estrutura mais apropriada para armazenar energia suficiente para uma posterior expansão (Low, 1994). As proeminências são como âncoras que seguram o tubo de fluxo magnético do *helmet streamer* através de seu peso. As proeminências permanecem por vários dias, mas não são completamente estáticas, e são constantemente reabastecidas de massa por processos ainda não esclarecidos. Um decréscimo no peso da proeminência fará com que o tubo de fluxo seja impulsionado para cima, eventualmente erupcionando a proeminência e dando origem a uma CME. O tubo de fluxo ao subir, se expandirá e diminuirá o grau de confinamento do plasma até sua liberação completa e expansão livre, sendo portanto a CME uma liberação do plasma do *helmet streamer* (Low, 1996). Esta hipótese está de acordo com o fato de se observar uma estrutura tripla nas CME, semelhante aos *helmet streamers* (Low, 1994).

Na coroa há constante formação e ruptura de estruturas de duração relativamente longa, não apresentando comportamento explosivo (Low, 1996). A diferença entre o mínimo e o máximo do ciclo solar está na frequência de formação e ruptura, sendo as estruturas observadas basicamente iguais (explosões solares, *helmet streamers*, etc). A coroa evolui sistematicamente no sentido de inverter seu campo magnético dipolar ao longo do ciclo de 11 anos, claramente impulsionada pelo dínamo solar. O dínamo constantemente injeta fluxo magnético na coroa. Acredita-se que os tubos de fluxo são formados pela injeção de fluxo, manifestando-se como filamentos na cromosfera e como cavidades na coroa. A helicidade é constante nos hemisférios solares, que conseqüentemente têm o mesmo sentido de “torção”, que se acumula com a injeção de fluxo. As CME seriam então um mecanismo de expulsão de fluxo magnético e torção acumulados, até que finalmente ocorre a reversão completa do campo magnético (Low, 1994, 1996).

Um exemplo da aplicação das idéias de B. C. Low pode ser visto no trabalho de Wu et al. (1997), onde é feita uma comparação entre uma CME observada pelo satélite SOHO em 28-29 de julho de 1996 e um modelo magneto-hidrodinâmico tri-dimensional de um tubo de fluxo interagindo com um *helmet streamer*. Baseado na simulação os autores concluíram que a CME observada foi causada pela evacuação do tubo de fluxo da cavidade do *helmet streamer*. Inicialmente o *helmet streamer* e o tubo de fluxo estavam em equilíbrio. Para introduzir instabilidade no sistema, aumentou-se gradativamente o campo magnético

azimutal e diminuiu-se a densidade. Fisicamente isto corresponde a aumentar o cisalhamento (*shear*) na fotosfera e drenar a massa do tubo de fluxo. O tubo de fluxo fica então instável e se move para fora.

Estudos teóricos mostram que o distanciamento das bases do tubo de fluxo, ocasionado pela rotação diferencial da fotosfera, introduz torção no tubo de fluxo e que há uma distância máxima que as bases do tubo podem atingir até sua ruptura, como mostra a sequência da Figura 2.11. Esta torção mostrou-se ser da ordem de 1,6 vezes o raio do sol (Miki e Linker, 1997).

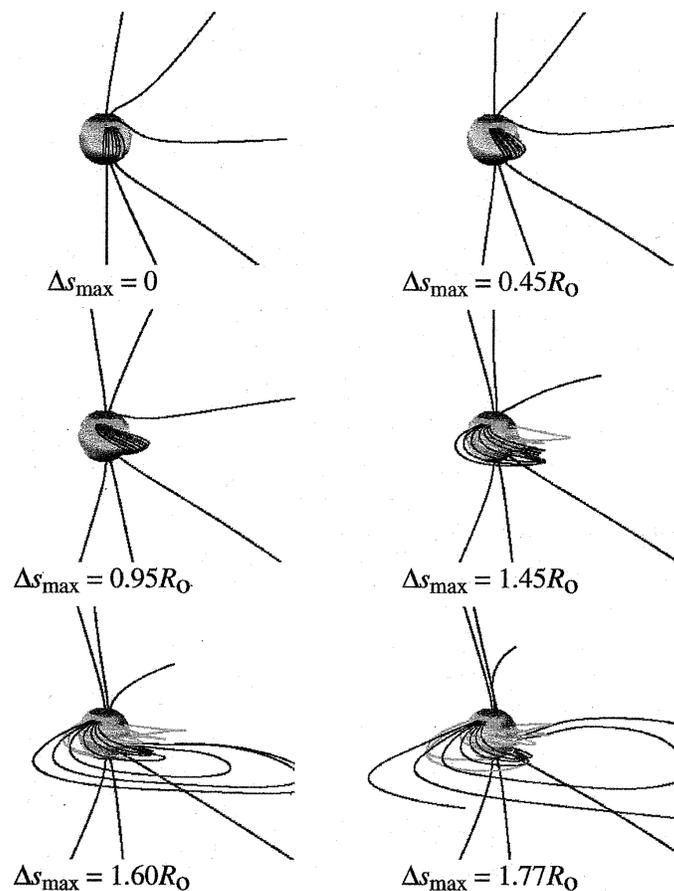


Fig. 2.11 – Evolução das linhas de campo magnético em um tubo de fluxo em função do distanciamento das bases. Quando o distanciamento atinge um valor da ordem de 1,6 raios solares ($1,6 R_{\odot}$) há um movimento ascendente rápido.

FONTE: Miki e Linker (1997, p.61).

A Figura 2.12 mostra imagens da CME observada em 28-29 de julho de 1996 e os resultados da simulação feita por Wu et al. (1997).

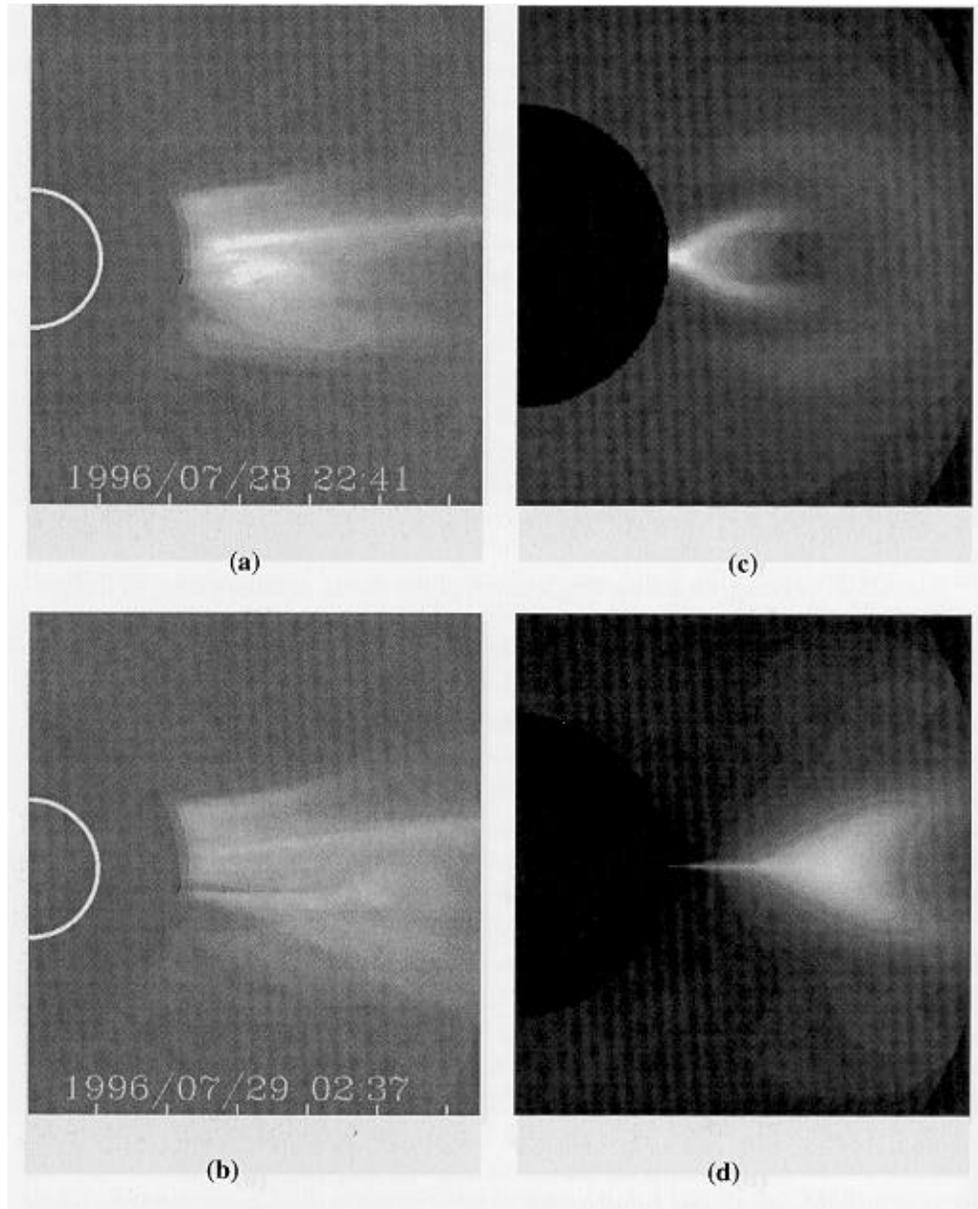


Fig. 2.12 – (a) e (b) CME observada em 28-29 de julho de 1996; (c) e (d) resultados da simulação.

FONTE: Wu et al. (1997, p.730).

Chama-se a atenção para o fato de a simulação reproduzir a interação entre a parte traseira da CME com o campo magnético bipolar local formando uma estrutura em forma de “Y”, comumente observada nas CMEs (Wu et al., 1997).

Em relação ao fato de terem sido observadas poucas CMEs claramente associadas a *helmet streamers*, duas suposições podem ser feitas:

- (1) A técnica de observação de CME não permite identificar que direção de propagação ela tem, apenas mostrando uma projeção no plano do céu, sendo deste modo difícil identificar a origem da CME no disco solar. Assim, pode ocorrer a comparação de um *helmet streamer* observado no limbo com a projeção de uma CME ocorrida mais para o centro do disco solar.
- (2) A relação inicial entre *helmet streamers* e CMEs foi feita baseada em dados da SMM, obtidos no declínio do ciclo solar e os dados recentes do trabalho de Subramanian et al. (1999) utilizaram dados que cobrem o mínimo e a fase ascendente, podendo haver diferenças nos mecanismos de geração de CMEs nas diferentes fases do ciclo solar.

Não se sabe ao certo se os buracos coronais, como os relatados por Gonzalez et al. (1996) estão relacionados à origem das CME, não tendo sido feito, para nosso conhecimento, nenhum estudo teórico a este respeito. Acredita-se no entanto que a presença destes buracos coronais possa estar relacionada com a geofetividade das CMEs.

A relação entre CMEs e proeminências é bastante clara, uma vez que os *helmet streamers* normalmente apresentam proeminências. A relação com as explosões solares ainda é objeto de estudo, tendo sido proposta a idéia de que a erupção das CMEs proporciona uma configuração de campo magnético aberta que, por reconexão, produziria explosões solares (Low, 1994). A formação de arcadas brilhantes vistas em raios-x (Figura 2.6) é interpretada como uma evidência da formação de *loops* magnéticos fechados após a ejeção.

2.2 Características e geofetividade das ejeções de massa coronais (CME) no meio interplanetário

As ejeções de massa coronais, quando observadas no meio interplanetário, são denominadas “ejeções de massa coronais interplanetárias”, ICMEs – *interplanetary coronal mass ejections*. As observações de CMEs no meio interplanetário são feitas por satélites orbitando a Terra fora da magnetosfera terrestre (ex.: IMP-8); orbitando o ponto Lagrangeano interno L1 do sistema Sol-Terra, localizado a 240 raios terrestres da Terra (ex.: ISEE-3, WIND, ACE); e por sondas em missões distantes da Terra (Helios e Ulysses). Todas elas medem intensidade e direção do campo magnético e parâmetros de plasma tais como, temperatura, densidade e velocidade de íons e elétrons.

Iniciaremos por introduzir o conceito “geofetividade” em termos das origens interplanetárias das tempestades geomagnéticas, em seguida apresentando as características e geofetividade das CMEs no meio interplanetário.

2.2.1 Origens interplanetárias das tempestades geomagnéticas

O parâmetro interplanetário mais importante para a ocorrência de tempestades geomagnéticas é a direção do campo magnético. Considerando um sistema de coordenadas como o da Figura 2.13, onde o eixo “x” aponta da Terra (“T”) para o Sol, mostrou-se que a direção do campo magnético interplanetário mais favorável para a ocorrência de tempestades geomagnéticas é a direção “z” negativa, ou direção “sul” (Rostoker e Falthammar, 1967; Russel et al., 1974, Burton et al., 1975).

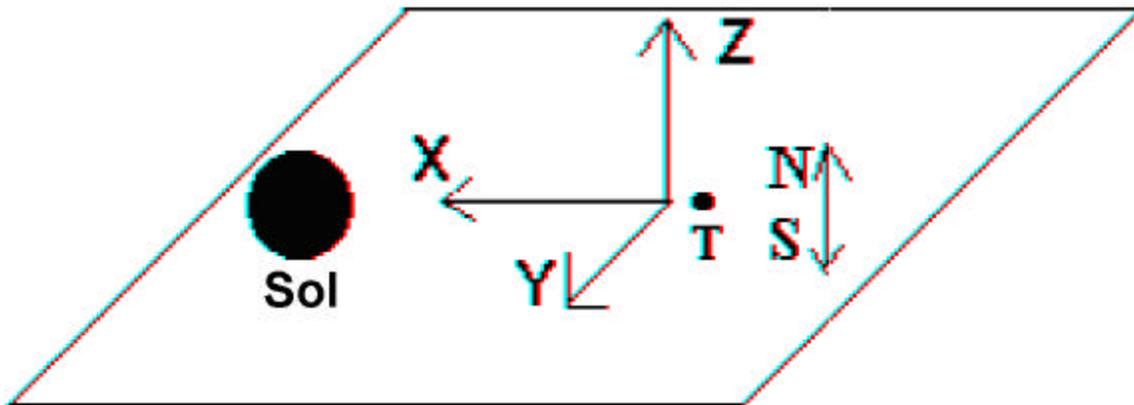
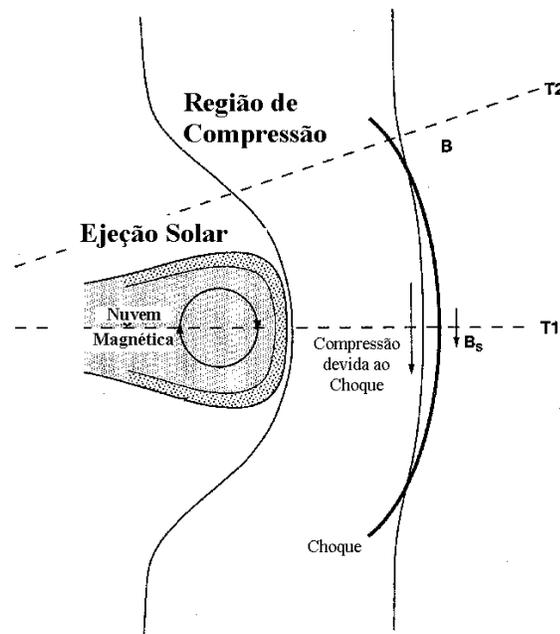


Fig. 2.13 – Sistema de coordenadas utilizado para definir a orientação do campo magnético interplanetário.

Gonzalez e Tsurutani (1987) empiricamente determinaram que um campo magnético interplanetário B_z negativo e intenso, que gere um campo elétrico de convecção direcionado para o anoitecer ou “-y” maior que 5 mV/m, dado por $E = V \times Bs$, onde V é a velocidade do vento solar e Bs é a componente “z” negativa do campo magnético, permanecendo por um período maior que 3 horas, é suficientes para causar uma tempestade magnética intensa, ou seja, $Dst < -100$ nT. Diz-se que estruturas que apresentam as características necessárias para causar tempestades geomagnéticas são estruturas “geoefetivas”. Analisando as origens dos campos magnéticos B_z negativos dos eventos estudados por Gonzalez e Tsurutani (1987), Tsurutani et al. (1988) encontraram 5 dos 10 eventos como sendo causados por ejeções interplanetárias, as quais foram denominadas gas indutor (do inglês *driver gas*) por aqueles autores, que mais adiante veremos serem oriundas das CMEs, e 4 por compressão e intensificação do campo magnético devido a passagem de uma onda de choque. Então, dois tipos de estruturas transientes são potencialmente causadores de tempestades geomagnéticas: (1) estruturas que possuem campo magnético interno B_z negativo e intenso (< -10 nT), como as ejeções interplanetárias; e (2) ondas de choque que intensificam um campo magnético B_z negativo pre-existente por compressão (Gonzalez et al., 1999). A Figura 2.14 esquematiza estes dois

efeitos, onde a ejeção (gas indutor) é a região hachurada (nuvem magnética), possuindo campo magnético circular (plano x-z).



T1: Passando no centro da estrutura da Nuvem Magnética/Choque

T2: Passando fora do centro da estrutura da Nuvem Magnética/Choque

Fig. 2.14 - Desenho esquemático mostrando as duas origens de campos B_z negativos: ejeção interplanetária (nuvem magnética) e compressão por ondas de choque. T1 e T2 são duas possíveis trajetórias de satélite interceptando a ejeção de maneiras diferentes.

FONTE: Tsurutani e Gonzalez (1997, p.79).

A Figura 2.14 também mostra duas trajetórias “T1” e “T2”, que ilustra o fato de que uma onda de choque observada sozinha pode ser causada por uma estrutura como uma ejeção interplanetária (*driver gas*), que apenas não está sendo vista por razões de trajetória. A trajetória “T2” veria apenas a onda de choque e não a estrutura causadora dela, como os 4 eventos do trabalho de Tsurutani et al. (1988). Sendo assim, 9 dos 10 eventos estudados por

estes autores, que representam todas as tempestades intensas ($Dst < -100$ nT) do período de 16 de agosto de 1978 a 28 de dezembro de 1979, teriam sido causados por ejeções interplanetárias.

Acredita-se que a razão pela qual campos B_z negativos estão associados à ocorrência de tempestades geomagnéticas é o fato da Terra ter seu campo magnético direcionado aproximadamente para o norte, ou seja, direção “z” positiva, propiciando a ocorrência de reconexão magnética e o cancelamento de parte do campo geomagnético. Este processo seria governado pelo campo elétrico interplanetário $V \times B_s$, como proposto por Dungey (1961). O acoplamento do meio interplanetário com a magnetosfera terrestre pode ser visualizado na Figura 2.15, onde os pontos “x” são pontos de reconexão magnética causados por campos magnéticos de polaridades opostas (Gonzalez e Tsurutani, 1992; Tsurutani e Gonzalez, 1997).

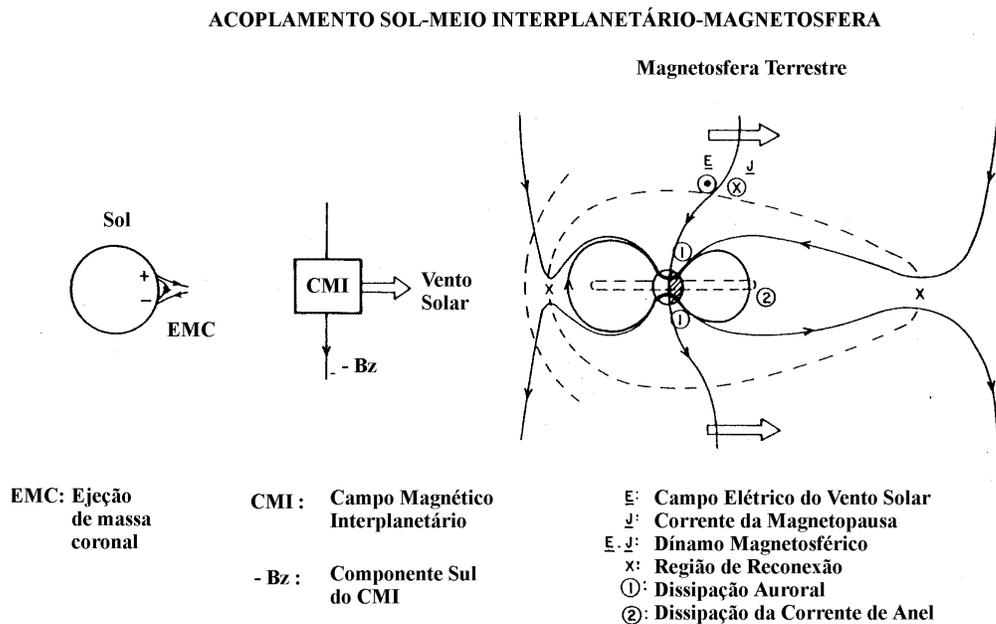


Fig. 2.15 – Acoplamento Sol-meio interplanetário-magnetosfera terrestre.

FONTE: Gonzalez e Tsurutani (1992, p.280).

Estruturas semelhantes às analisadas no trabalho de Gonzalez e Tsurutani (1987), porém com campo magnético B_z positivo foram estudadas por Tsurutani e Gonzalez (1995), tendo

estes autores observado que estas estruturas são pelo menos 30 vezes menos eficientes que as estruturas com Bz negativo na transferência de energia do vento solar para a magnetosfera. Estes resultados estão de acordo com os anteriores de que campos Bz negativos são geofetivos.

Em períodos de mínimo solar, muitos distúrbios geomagnéticos são causados por feixes de buracos coronais e suas interações com a lâmina de corrente heliosférica (Gonzalez et al., 1999), não estando aparentemente relacionados com as ejeções de massa coronais. Também flutuações causadas por ondas de Alfvén podem dar origem a reconexões intermitentes, influenciando a atividade auroral. Este fenômeno é conhecido por HILDCAAs – *High Intensity Long-Duration Continuous AE Activity* (atividade contínua de longa duração e alta intensidade do índice AE), tendo algumas destas flutuações sido observadas após a passagem de ejeções solares pelo campo magnético interplanetário (Tsurutani e Gonzalez, 1987).

2.2.2 Características das ejeções de massa coronais no meio interplanetário

Historicamente, a idéia de “nuvens de plasma magnetizado” ejetadas do sol começou com Morrison em 1954 para explicar as variações da radiação cósmica. Gold em 1955 argumentou que o início súbito das tempestades geomagnéticas só poderia ser explicado pela chegada de uma onda de choque supersônica produzida por uma nuvem magnetizada ejetada do sol. Após a verificação da existência do vento solar em 1962, também foi verificada a existência de ondas de choque produzidas por plasmas com características diferentes das do vento solar normal, surgindo a idéia de *driver gas*, ou “gás que produz uma onda de choque”. Apenas na década de 70 foram observadas as ejeções de massa coronais com coronógrafos das missões OSO-7 e Skylab, sendo os gases indutores associados a elas (Schwenn, 1996 e referências deste artigo). Atualmente a nomenclatura mais utilizada para *driver gas* é “ejeção de massa coronal interplanetária” – ICME (*interplanetary coronal mass ejection*), embora alguns autores não concordem com a

palavra “coronal”, preferindo “solar”, por não se tratar de uma ejeção de massa exclusivamente da coroa (ex.: Schwenn, 1996).

No meio interplanetário não há uma característica única exibida por todas as nuvens de plasma resultantes de CME solares. Várias características podem aparecer juntas ou isoladas, segundo Neugebauer e Goldstein (1997), tais como:

1) Temperatura cinética de íons ou elétrons baixa para uma dada velocidade do vento solar. A razão para tal característica é a expansão da estrutura;

2) Pronunciada anisotropia incomum da distribuição de prótons com temperatura paralela superior à temperatura perpendicular ao campo magnético interplanetário, $T_{\parallel} > T_{\perp}$, causada pela conservação do momento magnético dos íons à medida que o plasma se expande;

3) Abundância de hélio não usual. A razão entre a densidade de hélio e a de prótons dificilmente excede $\sim 0,08$, exceto nas vizinhanças de uma CME. Não se sabe ao certo a causa desta concentração atípica;

4) Abundância de outras espécies iônicas;

5) Feixes bidirecionais de elétrons supra-térmicos e íons energéticos. Isto caracteriza uma configuração de campo magnético fechado;

6) Suave (sem flutuações) e intenso campo magnético, que quando combinado com baixas temperaturas levam a baixos valores do parâmetro β de plasma. No plasma das CMEs o valor de β geralmente é da ordem de 0,1;

7) Presença de rotação da direção do campo magnético, que pode ser modelado como sendo um tubo de fluxo. Algumas destas configurações são chamadas de “nuvens magnéticas” quando possuem: aumento de seu campo magnético por um fator maior que 2; rotação suave em um amplo intervalo de ângulo; e baixa temperatura iônica;

8) Decréscimo no fluxo de raios cósmicos de baixa energia.

É importante salientar que algumas CMEs observadas próximas ao Sol através de coronógrafos apresentam estrutura tripla: (1) *loop* dianteiro, (2) cavidade, (3) proeminência.

No entanto, não se observam estas três estruturas no meio interplanetário, exceto em poucos casos (Burlaga et al., 1998; Tsurutani e Gonzalez, 1998).

As CMEs rápidas geralmente estão associadas a ondas de choque no vento solar. Gosling (1990) acredita que todas as ondas de choque transientes no vento solar em 1UA sejam causadas por CMEs. Alternativamente, os feixes de alta velocidade originados em buracos coronais podem ser os formadores das ondas de choque transientes, segundo Hewish e Bravo (1986).

A Figura 2.16 mostra um esquema idealizado de uma onda de choque causada por uma CME rápida. Por razões de ilustração, a CME foi desenhada como sendo um plasmóide magneticamente desconectado do Sol. No entanto, não se sabe ainda ao certo se há realmente total desconexão. A onda de choque é indicada pela linha curva e se propaga logo à frente da CME. Entre o choque e a ejeção há uma região onde o plasma e o campo magnético do vento solar são comprimidos, denominada “bainha” (Gosling e McComas, 1987; Gosling, 1990).

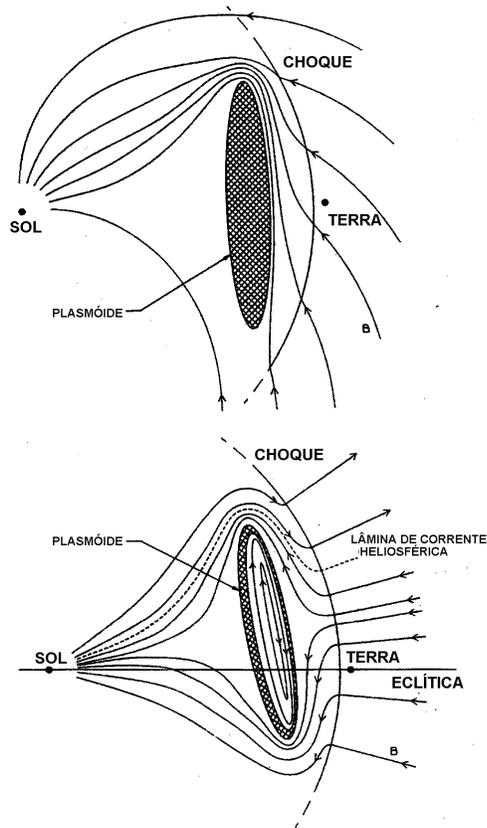


Fig. 2.16 - Esquema idealizado de uma onda de choque causada por uma CME rápida. A parte superior da figura mostra as estruturas vistas de cima, ou seja, do norte, e a parte inferior mostra um corte através do plano da eclíptica, girado 90 graus em relação à parte superior.

FONTE: Gosling e McComas (1987, p.356).

Não apenas o plasma e o campo magnético à frente da CME são comprimidos à medida em que são empurrados pela CME, como também é comprimida a parte interna frontal do plasmóide, como resultado da interação. Esta compressão tem um importante papel no aumento da magnitude do campo magnético dentro das CMEs (Gosling et al., 1987; Gosling, 1990).

2.2.3 Geofetividade das ejeções de massa coronais

A geofetividade das CMEs está associada a quatro aspectos principais: (1) o fato delas geralmente possuírem campo magnético interno intenso (> 10 nT), que pode permanecer direcionado para o sul por períodos de tempo maiores que 3 horas, atendendo aos critérios de Gonzalez e Tsurutani (1987) para a ocorrência de tempestades intensas; (2) o fato de muitas delas se propagarem com velocidades suficientemente grandes para gerarem ondas de choque; (3) o fato da alta velocidade também estar relacionada ao campo elétrico interplanetário, responsável pelo processo de reconexão magnética com a magnetosfera terrestre; (4) o fato de frequentemente estarem interagindo com feixes de alta velocidade, resultando em compressão e intensificação do campo magnético.

Como visto na sessão anterior, as CMEs podem ser encaradas como um meio de remover o excesso de fluxo magnético na coroa solar, sendo portanto natural que elas possuam campo magnético intenso no meio interplanetário. Um terço das ICMEs são estruturas identificadas por “nuvens magnéticas”, brevemente descritas no ítem anterior. As nuvens magnéticas apresentam campo magnético que, além de intenso, pode rotacionar no plano x-z (de norte para sul ou vice-versa), permanecendo na direção sul por longos períodos, propiciando o processo de reconexão magnética na magnetosfera.

Três das cinco maiores tempestades magnéticas ($Dst < -250$ nT) do período entre 1971 a 1986 foram causadas por compressão do campo magnético interplanetário por ondas de choque produzidas por ICMEs, as demais foram causadas pelo campo magnético interno das ICMEs (Tsurutani et al., 1992).

As interações entre CMEs e feixes de alta velocidade podem causar tempestades geomagnéticas muito intensas. Efeitos de compressão de ejeções solares causando aumento da intensidade do campo magnético destas estruturas foram estudados por vários autores (Burlaga et al., 1987; Bothmer and Schwenn, 1995; Badruddin, 1998; Gonzalez et al., 1998a; Dal Lago et al., 2002a) e serão melhor discutidos mais adiante.

Um trabalho de Gonzalez et al. (1998a) estudou 13 ICMEs caracterizadas como nuvens magnéticas e constatou que há uma tendência de ICMEs mais velozes apresentarem intensidade de campo magnético maiores. As conseqüências desta relação na

geofetividade são importantes, uma vez que tanto a velocidade quanto o campo magnético estão relacionados ao processo de reconexão magnética na magnetosfera. Tal relação também poderá servir como ferramenta para a previsão da geofetividade das CMEs, uma vez que medidas de velocidade podem ser feitas através de seqüências de imagens de coronógrafos. A partir dessas medidas de velocidade poder-se-ia inferir a intensidade do campo magnético das estruturas nas proximidades do sol, valor de campo este que não pode ser medido diretamente na coroa solar. Este fato foi confirmado pelo trabalho de Lindsay et al. (1999) que estudaram velocidades de CMEs observadas pelas missões espaciais *Solwind* e *SMM*, ocorridas no limbo solar, e as compararam com intensidades de campo magnético medidas no meio interplanetário por 2 sondas que se encontravam no “caminho” dessas CMEs, PVO e Helios-1. Estes autores encontraram uma tendência de quanto maior a velocidade da CME nas proximidades solares, maior a intensidade de seu campo magnético.

2.2.4 Ejeções de massa coronais do tipo “halo”

As observações das ejeções de massa coronais através de coronógrafos próximos à Terra têm uma limitação no sentido de mostrarem claramente apenas as CMEs que ocorrem no limbo solar, e não as direcionadas para a Terra. A colocação de coronógrafos deslocados entre 60 e 90 graus da linha Sol-Terra seria ideal para observar estas CMEs direcionadas para a Terra (Kamide et al., 1997).

Em 1982, Howard e colaboradores relataram a observação de uma CME que apresentava uma estrutura anular, que cobria quase toda o entorno do ocultador do coronógrafo da missão P78-1. Estes autores concluíram que se tratava de uma CME vindo em direção à Terra devido à observação de uma tempestade geomagnética subsequente, e devido à estrutura anular denominaram-na ejeção de massa coronal “halo”. Desde então, muitas CMEs halo têm sido observadas com os coronógrafos do satélite SOHO, como mostra o exemplo da Figura 2.17, observado em 17 de fevereiro de 2000 pelo coronógrafo LASCO/C2 do SOHO, que observa de 2 a 6 raios solares de distância nas proximidades solares.

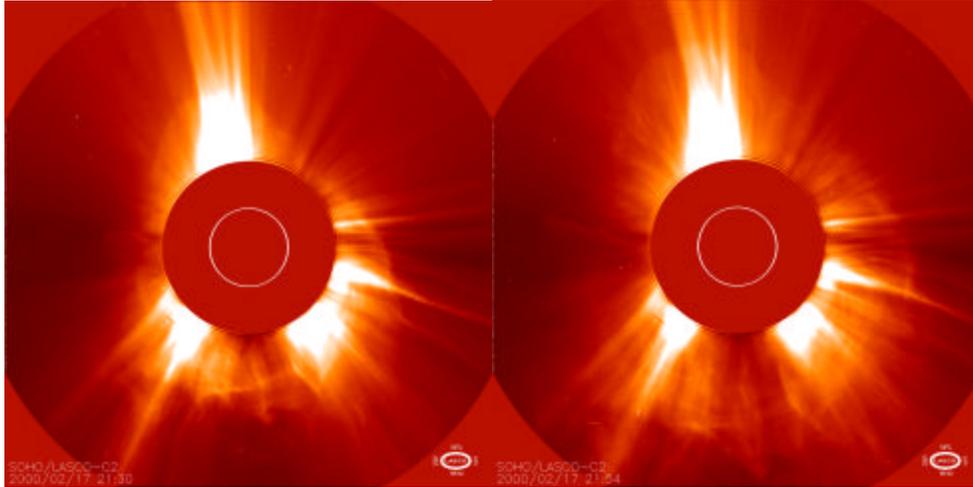


Fig. 2.17 – CME halo observada em 17 de fevereiro de 2000 pelo coronógrafo LASCO/C2 a bordo do satélite SOHO.

À exceção de duas, todas as tempestades geomagnéticas com $K_p \geq 6$ ocorridas no período de março de 1996 a junho de 1997 estavam associadas a CMEs observadas pelo satélite SOHO, segundo Brueckner et al. (1998). Essas ejeções de massa coronais eram de dois tipos: (1) halo ou semi-halos, descritas anteriormente, sendo que as semi-halo não cobrem totalmente os 360 graus; (2) toroidais, por apresentarem ejeções simultâneas nos dois lados do campo de visão do coronógrafo, próximo ao equador solar, levando à conclusão de que se tratavam de partes de uma ejeção ao redor de todo o sol. Este tipo (2) não foi confirmado até o momento, necessitando observações tridimensionais. Em geral todas as CMEs levaram aproximadamente 80 horas desde a observação no Sol até a chegada na Terra.

Uma destas CMEs halo, observada em 6 de janeiro de 1997, foi amplamente estudada em uma série de trabalhos publicados em uma edição especial do *Geophysical Research Letters*, v.25, n.14 de julho de 1998. Ela originou uma nuvem magnética na Terra que causou uma tempestade cujo índice Dst foi de -84 nT.

Plunket et al. (1998) reportaram uma CME halo observada em 12 de maio de 1997, que pode ser vista na Figura 2.18. Esta figura mostra duas imagens subsequentes do coronógrafo LASCO/C3 do SOHO.

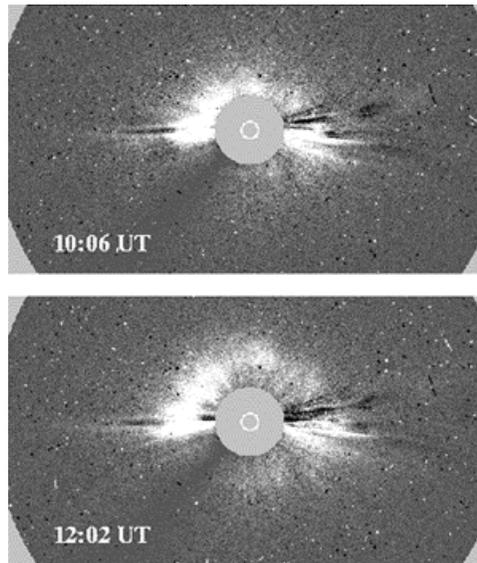


Fig. 2.18 – CME halo observada em 12 de maio de 1997 pelo LASCO/C3 do satélite SOHO.

FONTE: Plunket et al. (1998, p.2478).

Aproximadamente 3 dias depois, ocorreu uma tempestade geomagnética intensa, cujo índice Dst chegou a -115 nT, devido a chegada à Terra desta CME, que pode ser vista na Figura 2.19. Esta figura mostra a magnitude do campo magnético, componente B_z e a velocidade do vento solar, medidas nas proximidades da Terra, e o índice Dst. Pode-se ver um aumento do valor do campo magnético de aproximadamente 5 nT para mais de 20 nT, acompanhado de um aumento abrupto da velocidade, indicando a passagem de uma onda de choque. Pode-se ainda ver que o campo magnético na direção “z” permanece com valores menores que -10 nT por várias horas.

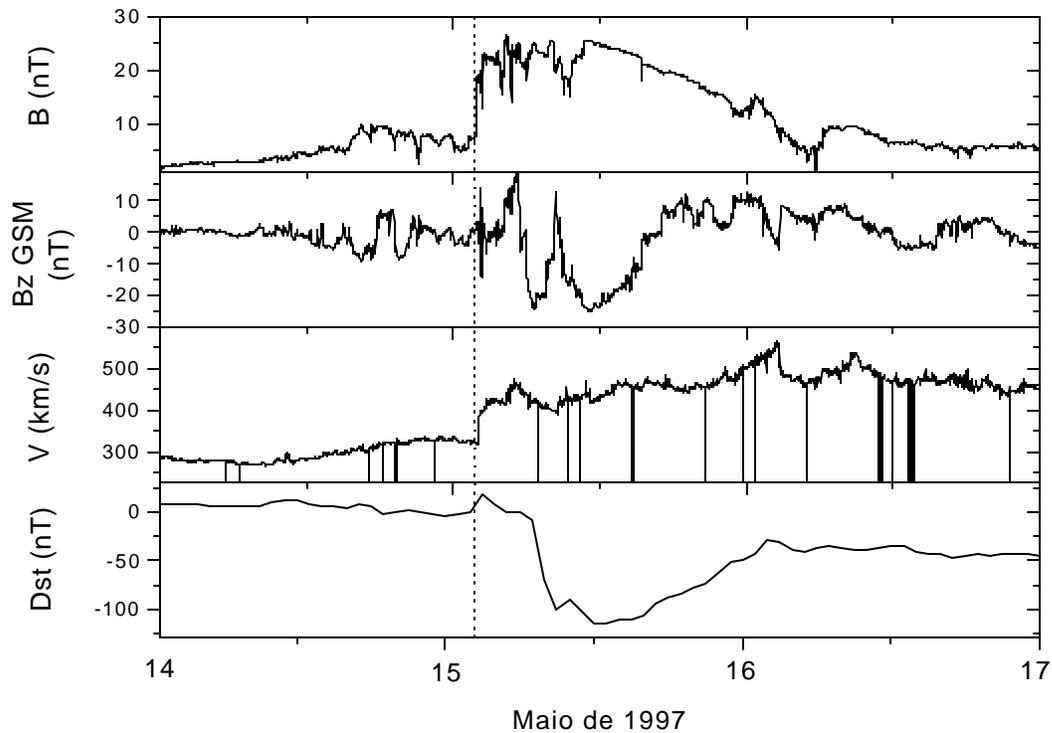


Fig. 2.19 – Intensidade do Campo magnético, componente B_z , velocidade do vento solar medidos pelo satélite WIND nas proximidade da Terra (ponto Lagrangeano L1), e índice Dst, do período de 14 a 16 de maio de 1997. A linha pontilhada indica a chegada de uma onda de choque seguida por uma nuvem magnética.

Este exemplo ilustra bem a relação entre as CMEs halo e a ocorrência de tempestades geomagnéticas. Observações como estas estão entre os esforços da comunidade científica para fazer estudos e previsões da ocorrência de tempestades geomagnéticas, constituindo a área de estudo chamada de “Clima Espacial”.

2.3 Estrutura, dinâmica e geofetividade das nuvens magnéticas interplanetárias

As nuvens magnéticas (*magnetic clouds*) são um subconjunto das ejeções de massa coronais observadas no meio interplanetário (ICME), representando aproximadamente 1/3 das ICME observadas em 1 UA² (Gosling, 1990). Elas apresentam estrutura bastante bem definida e estão relacionadas às principais causas de tempestades geomagnéticas não recorrentes devido as suas características de campo magnético.

Iniciaremos este tema apresentando a estrutura das nuvens magnéticas, obtida a partir de observações feitas por vários satélites no meio interplanetário e os modelos construídos a partir delas, seguida de sua dinâmica de evolução e interações com outras estruturas, finalizando com a apresentação de sua importância para a ocorrência de tempestades geomagnéticas.

2.3.1 Estrutura das nuvens magnéticas

O termo “nuvem magnética” foi utilizado pela primeira vez por P. Morrison em 1954 para propor a ejeção de plasma e campo magnético de regiões ativas do sol (Klein e Burlaga, 1982). Mais tarde, Burlaga et al. (1981) estudando ondas de choque observadas pelas sondas Voyager 1 e 2, e Helios 1 e 2, e pelo satélite IMP-8, identificaram uma região turbulenta logo atrás da onda de choque seguida por uma região onde o campo magnético apresentava rotação de direção, consistente com a passagem de um *loop* magnético. Constataram ainda que o campo magnético apresentava variação em apenas duas direções, e então denominaram esta configuração “nuvem magnética”.

Pouco tempo mais tarde, Klein e Burlaga (1982) definiram nuvem magnética como sendo uma estrutura com extensão radial de aproximadamente 0,25 UA (em 1 UA), levando aproximadamente 24 h para atravessar o satélite observador, campo magnético mais intenso que o do vento solar normal, tipicamente $B > 10$ nT, suave rotação da direção do campo magnético em um grande ângulo, próximo a 180°, baixa temperatura e baixo valor do

² Unidade Astronômica (UA) é a distância entre a Terra e o Sol, $\sim 1,5 \times 10^{11}$ metros.

parâmetro beta, $\beta \sim 0,1$. Tais características podem ser vistas na Figura 2.20 de uma nuvem magnética observada em 18-20 de outubro de 1995 pelo satélite WIND (Burlaga et al., 1996; Lepping et al., 1997; Farrugia et al., 1998). A Figura mostra de cima para baixo, a intensidade do campo magnético a 1 UA, componente “z” do campo magnético³, temperatura, densidade, velocidade e parâmetro beta. A linha vertical pontilhada (“S”) mostra uma onda de choque, caracterizada pelo aumento abrupto da velocidade e do campo magnético. As duas outras linhas verticais sólidas delimitam a nuvem magnética. Observa-se uma rotação da componente “z” do campo magnético de valores negativos para valores positivos (sul para norte). O parâmetro beta dentro da nuvem apresenta valores menores ou iguais a 0,1, indicando que a pressão magnética dentro da nuvem é maior que a pressão de plasma.

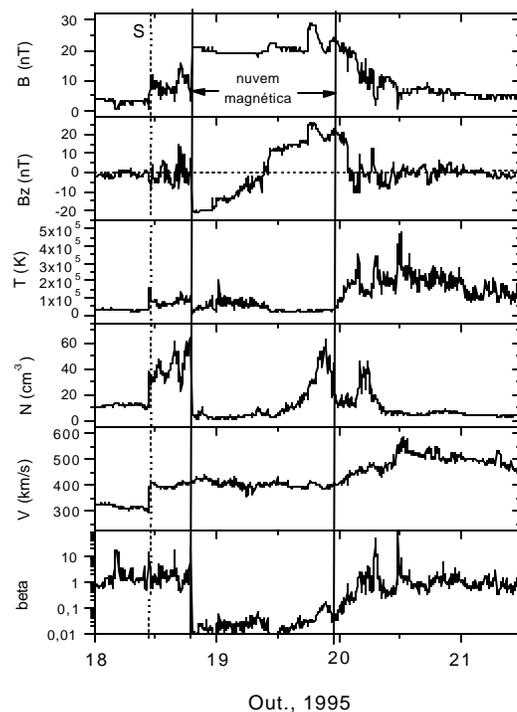


Fig. 2.20 – Nuvem magnética observada em 18-20 de outubro de 1995 pelo satélite WIND.

FONTE: adaptada de Burlaga et al. (1996, p.280).

³ Sistema de referência igual ao da Figura 2.13.

Logo após o choque, o campo magnético se intensifica de aproximadamente 5 nT para aprox. 10 nT. Esta intensificação aumenta as flutuações do campo magnético pré-existente, podendo ser observado no 2º painel (“Bz”). Esta região é conhecida por bainha (*sheath*). Uma nuvem magnética observada por vários satélites possibilitou o estabelecimento de sua geometria, ilustrada no diagrama da Figura 2.21, adaptado de Burlaga et al. (1990). Na Figura 2.21 estão indicados os satélites que observaram o evento ocorrido em 5 de Janeiro de 1978: IMP-8, Helios-1 (“A”), Helios-2 (“B”) e Voyager-2. Na Figura, os “x” representam a fronteira dianteira da nuvem magnética vista por cada um dos satélites, e os círculos, a fronteira traseira. As setas indicam a direção do campo magnético observado por cada um dos satélites. Esta situação é bastante rara pois normalmente não é possível observar estruturas com mais de um satélite simultaneamente. Os autores (Burlaga et al., 1990) concluíram que esta nuvem magnética tinha forma de um tubo, que poderia ou não estar conectado ao sol.

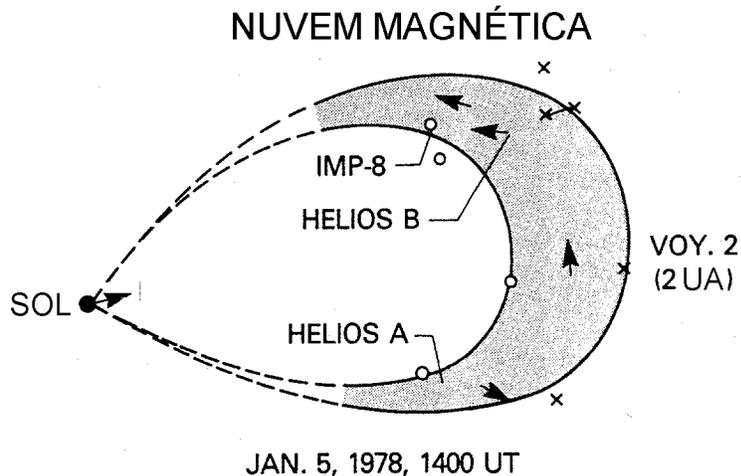


Fig. 2.21 - Geometria de uma nuvem magnética.

FONTE: adaptada de Burlaga et al. (1990, p.376).

A configuração de tubo de fluxo para as nuvens magnéticas é amplamente aceita na comunidade científica (ver Burlaga, 1995). Para dimensões menores que 0,5 UA pode-se considerar o tubo de fluxo como sendo um cilindro (Burlaga et al., 1981). Goldstein (1983)

considerou uma configuração cilíndrica em equilíbrio “livre de forças” (*force-free*), ou seja, configurações de campo dadas por $\nabla \times \vec{B} = \alpha \vec{B}$, onde \vec{B} é um campo magnético de duas dimensões $\vec{B} = (0, B_\phi(r), B_z(r))$, e α é uma função de r . Marubashi (1986), considerando funções especiais para α , obteve soluções favoráveis para alguns eventos observados. Burlaga (1988) mostrou que, em 1 UA, nuvens magnéticas podem ser bem explicadas considerando uma geometria cilíndrica, campo livre de forças e α constante.

Partindo da equação de movimento:

$$\frac{d}{dt}\vec{V} = -\nabla p + (\vec{J} \times \vec{B}) \quad (2.1)$$

onde \vec{V} é a velocidade, p é a pressão, \vec{J} é a densidade de corrente, e \vec{B} é o campo magnético. A configuração livre de força diz respeito a força magnética $(\vec{J} \times \vec{B})$ ser nula. Esta força é composta por dois termos:

$$\vec{J} \times \vec{B} = \frac{(\vec{B} \cdot \nabla)\vec{B}}{\mu_0} - \frac{\nabla(\vec{B} \cdot \vec{B})}{2\mu_0} \quad (2.2)$$

onde o primeiro termo do lado direito da equação é o termo de curvatura e o segundo é o termo de gradiente de pressão magnética. O termo de pressão magnética tende a expandir o cilindro enquanto que o termo de curvatura tende a manter a estrutura (Burlaga, 1995).

Para $(\vec{J} \times \vec{B}) = 0$, temos que $\mu_0 \vec{J} = \alpha \vec{B}$. Como $\nabla \times \vec{B} = \mu_0 \vec{J}$, temos:

$$\nabla \times \vec{B} = \alpha \vec{B} \quad (2.3)$$

Aplicando o rotacional nos dois lados da igualdade:

$$\nabla \times \nabla \times \vec{B} = \alpha(\nabla \times \vec{B}) = \alpha^2 \vec{B} \quad (2.4)$$

Utilizando a identidade vetorial $\nabla \times \nabla \times \vec{B} = \nabla(\nabla \cdot \vec{B}) - \nabla^2 \vec{B} = -\nabla^2 \vec{B}$, uma vez que $\nabla \cdot \vec{B} = 0$, temos:

$$\nabla^2 \vec{B} = -\mathbf{a}^2 \vec{B} \quad (2.5)$$

A solução desta equação em coordenadas cilíndricas é dada em termos da Função de Bessel e foi obtida por Lundquist em 1950 (Burlaga, 1988; Lepping et al, 1990), sendo as componentes dadas por:

$$\begin{aligned} B_r &= 0 \\ B_f &= \pm B_0 J_1(\mathbf{a}R) \\ B_z &= B_0 J_0(\mathbf{a}R) \end{aligned} \quad (2.6)$$

onde B_0 é a amplitude do valor máximo do campo magnético, R é a distância radial do eixo do cilindro e o sinal \pm indica a helicidade. Todos os termos dependem apenas de R , sendo portanto possível comparar os valores estimados por essa solução com as observações feitas com satélites individuais.

Uma construção tridimensional do campo magnético descrito pelo modelo de Burlaga (1988) pode ser vista na Figura 2.22.

MAGNETIC CLOUD
(BURLAGA MODEL)

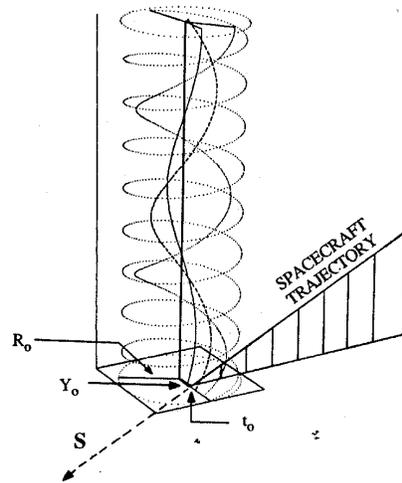


Fig. 2.22 – Simulação das linhas de campo magnético obtidas pela solução (2.6).

FONTE: Lepping et. al. (1990, p.11962).

R_0 é o raio do cilindro, dado por $R_0 = 2,4/\alpha$. Este valor é obtido considerando $B_z = 0$, na equação 2.6, significando que o campo axial é nulo nas bordas da estrutura. Os perfis de campo magnético de uma nuvem magnética com helicidade negativa (*left-handed*) que seriam observados por um satélite estão mostrados na Figura 2.23.

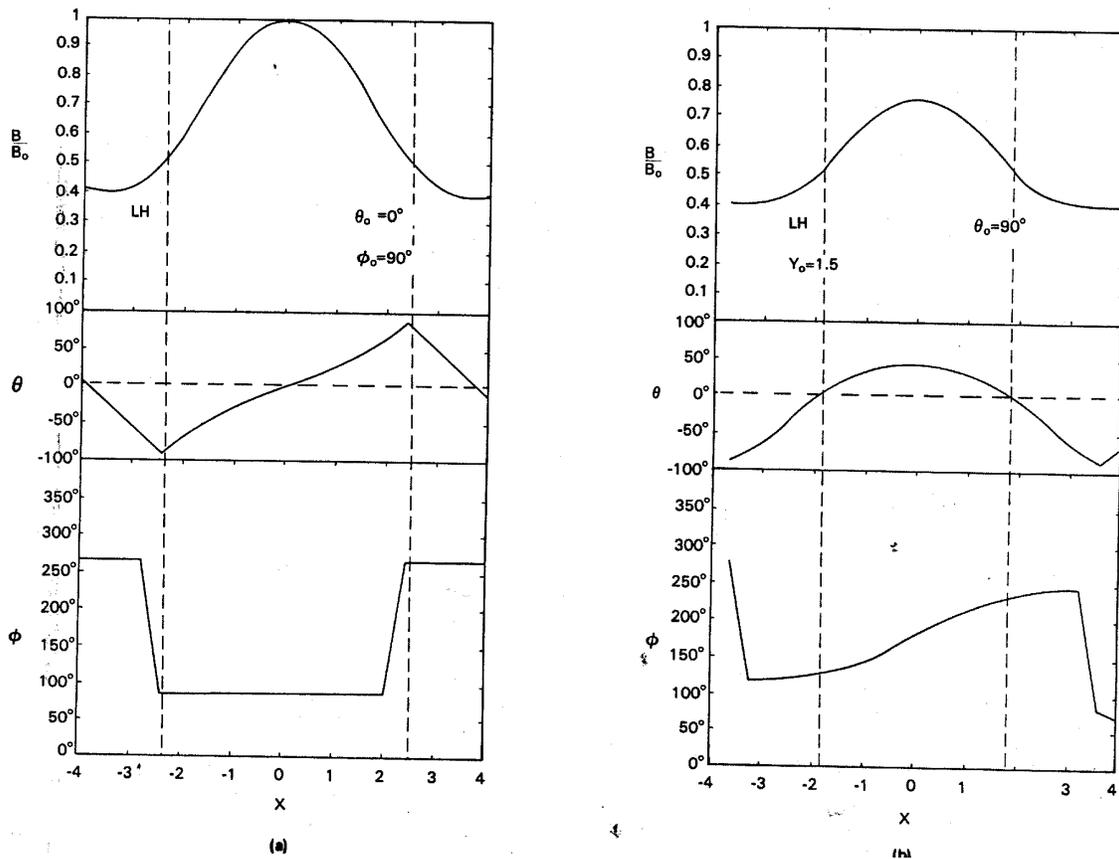


Fig. 2.23 – Perfis teóricos de campo magnético de uma nuvem magnética observados por um satélite.

FONTE: Burlaga (1988, p.7221).

Na Figura 2.23 estão mostrados: (1) intensidade do campo magnético normalizada, B/B_0 ; (2) ângulo de rotação da componente B_z do vetor em relação ao plano da eclíptica, $\theta = \sin^{-1}(B_z/B)$; (3) ângulo de rotação da componente B_y no plano da eclíptica, $\phi = \tan^{-1}(B_y/B_x)$. Observa-se pelos perfis que o campo magnético é mais intenso no centro da estrutura, ou seja, no eixo axial do tubo.

O lado esquerdo da Figura 2.23 representa os perfis de um cilindro “deitado” no plano da eclíptica e o lado direito da figura representa os perfis de um cilindro inclinado 90° , como representado na Figura 2.24 (a) e (b), respectivamente.

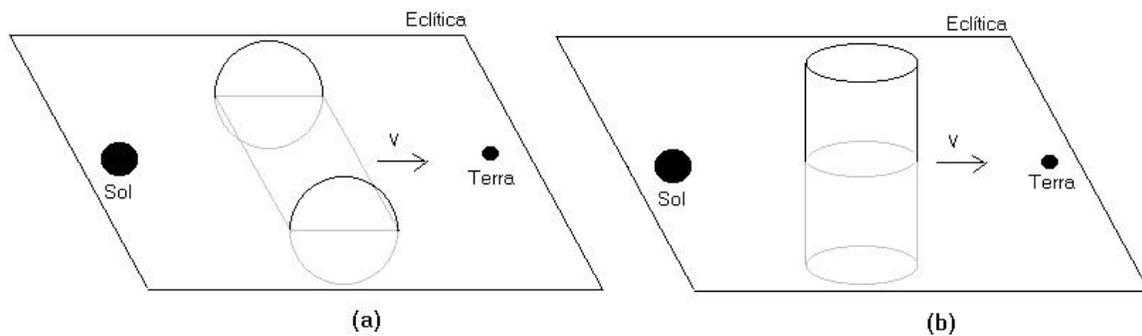


Fig. 2.24 - Orientação dos cilindros cujos perfis estão representados na Fig. 2.23.

Em escala mais global, uma nuvem magnética seria representada por um tubo de fluxo como o da Figura 2.25.

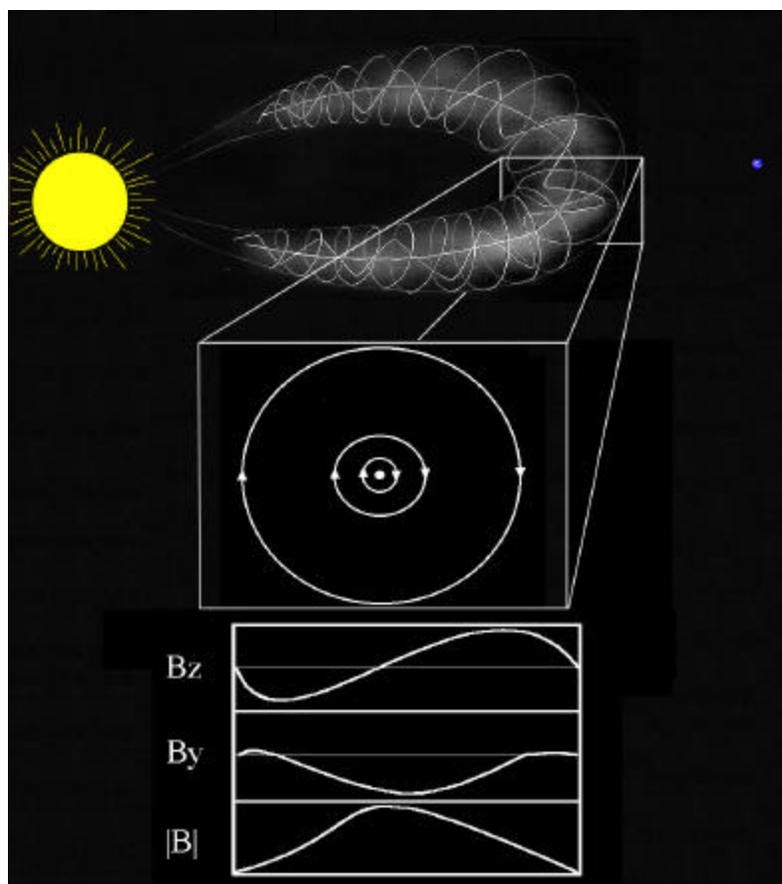


Fig. 2.25 - Ilustração da configuração do campo magnético de uma nuvem magnética.

FONTE: Dal Lago, (1999, p.48).

Uma comparação entre uma nuvem magnética observada em 27-28 de agosto de 1978 pelos satélites IMP-8 e ISEE-3 e o modelo de Burlaga pode ser vista na Figura 2.26.

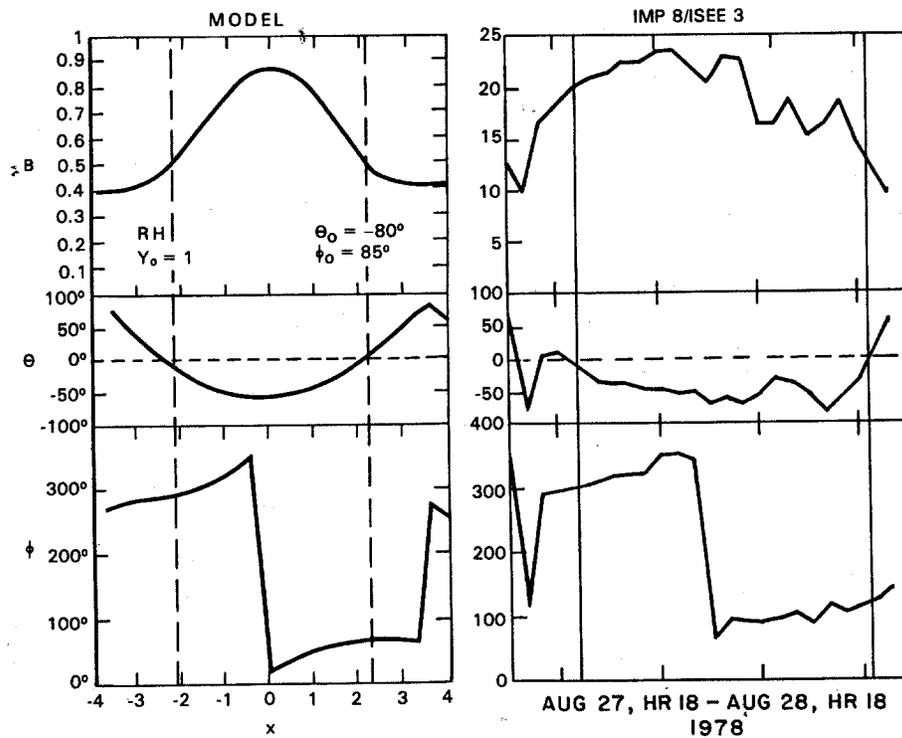


Fig. 2.26 – Comparação entre o modelo (à esquerda) e uma nuvem magnética observada (à direita) em 27-28 de agosto de 1978 pelos satélites IMP-8 e ISEE-3.

FONTE: Burlaga (1988, p.7223).

Nota-se que o modelo prevê razoavelmente bem os perfis de campo magnético, com algumas diferenças principalmente na região posterior da nuvem magnética, onde o ângulo θ permanece mais tempo negativo que o previsto pelo modelo. Isto pode ser devido ao fato de haver um feixe de alta velocidade seguindo a nuvem magnética, que a pode estar comprimindo. A Figura 2.27 mostra a intensidade do campo magnético, as componentes B_y (pontilhado) e B_z (linha cheia), a densidade e a velocidade deste mesmo evento observado em 26-28 de agosto de 1978. Nota-se que há um aumento de velocidade na parte posterior da nuvem magnética, indicando a presença de um feixe de maior velocidade.

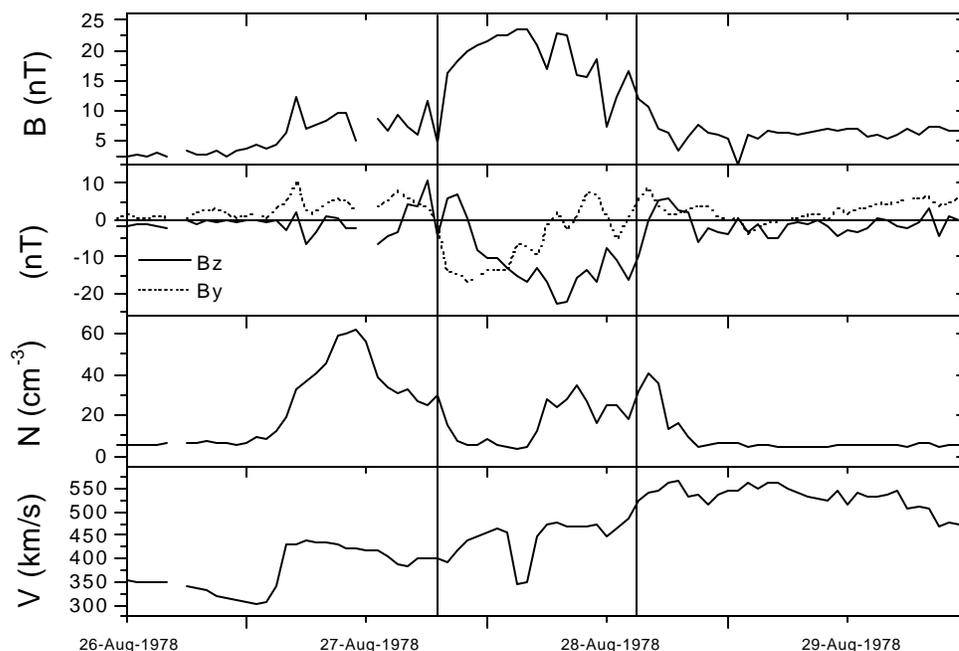


Fig. 2.27 – Intensidade do campo magnético, componentes B_y (curva pontilhada) e B_z (curva cheia), densidade e velocidade de uma nuvem magnética observada em 26-28 de agosto de 1978.

2.3.2 Dinâmica das nuvens magnéticas

Nuvens magnéticas apresentam uma dimensão radial de aproximadamente 0,25 UA nas vizinhanças da Terra, indicando que elas devem sofrer expansão durante seu trajeto. Sua estrutura deve apresentar aceleração ou desaceleração, uma vez que se observou que as CMEs próximas ao Sol também apresentam. Se apresentarem velocidade de propagação maior que a soma da velocidade de propagação do meio mais sua velocidade magnetoacústica, as nuvens magnéticas produzirão ondas de choque, que por sua vez podem deformar a estrutura do tubo de fluxo. Feixes de alta velocidade são freqüentemente

observados seguindo nuvens magnéticas com velocidades maiores que as delas, podendo deformar a região posterior do tubo de fluxo.

2.3.2.1 Expansão radial das nuvens magnéticas

Klein e Burlaga (1982) observaram que a velocidade tipicamente decresce ao longo da nuvem magnética. Estes autores interpretaram este decréscimo de velocidade como sendo uma evidência de expansão da nuvem, que ocorreria a uma taxa da ordem de metade da velocidade de Alfvén. Evidências adicionais foram encontradas por Burlaga e Behannon (1982), estudando nuvens magnéticas entre 2 e 5 UA, observando que nestas distâncias maiores as nuvens são em geral maiores.

Quando uma nuvem magnética se expande, realiza trabalho no vento solar ambiente. Yang (1990) mostrou que o trabalho realizado é igual à perda de energia magnética da nuvem. Portanto, podemos concluir que a situação livre de forças (*force free*) não é exatamente o que ocorre, havendo uma predominância do gradiente de pressão magnética sobre o termo de curvatura.

O perfil da intensidade do campo magnético das nuvens magnéticas geralmente é assimétrico, apresentando seu valor máximo deslocado para a região frontal da nuvem. Este fato pode ser devido à interação das nuvens magnéticas com o meio a sua frente, uma vez que geralmente se movem mais rápido que ele (Burlaga et al., 1987; Gonzalez et al., 1998). De fato, Gonzalez et al. (1998) encontraram que nuvens magnéticas que se movem com maior velocidade apresentam campo magnético mais intenso, podendo esta intensificação ser devida à compressão do tubo de fluxo na parte frontal. Mesmo sem efeitos de compressão, seria esperada uma assimetria no campo magnético devido a expansão da nuvem. À medida que se expande, o campo magnético da nuvem diminui. Como o satélite medidor observa a parte frontal da nuvem primeiro que a parte posterior, haveria um deslocamento do pico para frente, como mostra a simulação de Farrugia et al. (1993) na

Figura 2.28, que mostra vários perfis instantâneos que diminuem ao longo do tempo, e o perfil de um único observador que atravessa a estrutura.

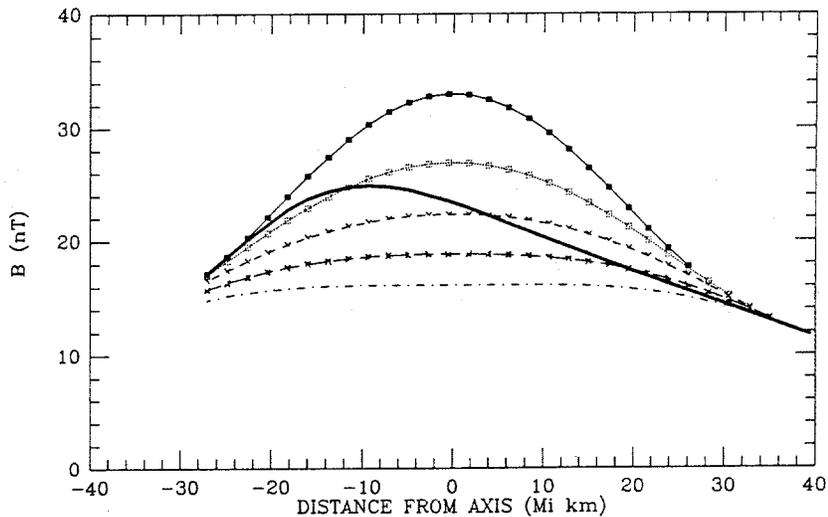


Fig. 2.28 – Assimetria do perfil do campo magnético de uma nuvem magnética. As curvas com símbolos representam a variação do perfil no tempo vista por vários observadores simultaneamente (cada símbolo), enquanto a curva cheia representa o perfil observado por um único observador que atravessa a estrutura.

FONTE: Farrugia et al. (1993, p.15499).

A expansão das nuvens magnéticas faz com que seu campo magnético diminua, fazendo com que estas estruturas não sejam mais identificadas após ~10 UA, tendo a mais distante nuvem magnética sido observada a 11,5 UA (Burlaga et al., 1985).

2.3.2.2 Aceleração de nuvens magnéticas/ICMEs

Gopalswamy et al. (2000) observando velocidades de 28 CMEs próximas ao Sol (SOHO/LASCO) e correspondentes ICMEs no vento solar (WIND, 1 UA) determinaram

uma aceleração “efetiva” destas estruturas. Destas 28 ICMEs, 20 foram identificadas como sendo nuvens magnéticas. Esta aceleração efetiva é dada por:

$$a = \frac{(\text{velocidade ICME} - \text{velocidade LASCO / CME})}{\text{tempo de trânsito}} \quad (2.7)$$

A Figura 2.29 mostra a velocidade inicial versus a aceleração efetiva dos 28 eventos, sendo as cruces as nuvens magnéticas e os círculos os demais eventos.

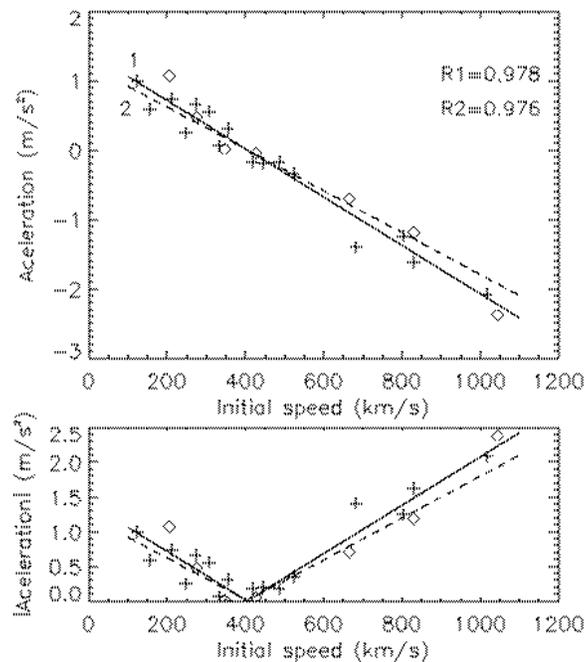


Fig. 2.29 – Velocidade inicial de CME versus aceleração efetiva de 28 eventos.

FONTE: Gopalswamy et al. (2000, p.147).

Há uma evidente relação linear entre a velocidade inicial e a aceleração efetiva ocorrida no meio interplanetário. Há também uma velocidade crítica, ~400 km/s, que separa os eventos em rápidos e lentos, sendo os rápidos desacelerados e os lentos acelerados. Essa velocidade crítica foi determinada como sendo a velocidade média do vento solar no período de observação dos eventos.

Estes autores ainda apresentam um modelo que estima o tempo de trânsito de uma ICME/nuvem magnética do Sol até a Terra, que pode ser visto na Figura 2.30.

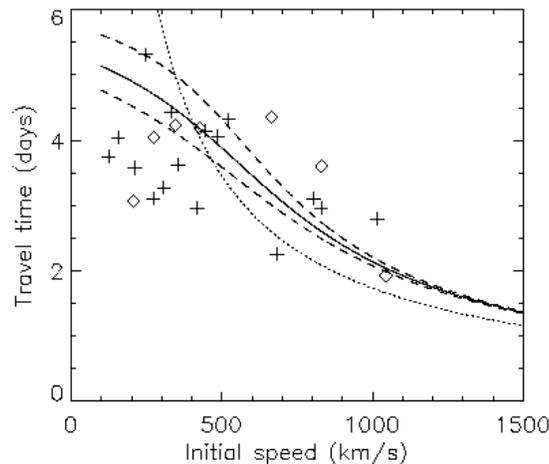


Fig. 2.30 – Tempo de trânsito (Sol - 1 UA) de uma ICME obtido a partir da velocidade inicial observada no Sol. As curvas tracejadas indicam o erro de estimação e a curva pontilhada indica o tempo de trânsito sem aceleração.

FONTE: Gopalswamy et al. (2000, p.148).

2.3.2.3 Relação com ondas de choque

Se a velocidade de uma nuvem magnética for maior que a soma da velocidade magnetosônica com a velocidade de deslocamento do vento solar normal, uma onda de choque se formará na parte frontal da estrutura.

Aproximadamente 1/3 das nuvens magnéticas observadas em 1 UA são precedidas por ondas de choque (Klein e Burlaga, 1982). A região entre a onda de choque e a nuvem magnética é conhecida por bainha (*sheath*). Gosling (1990) mostrou através de um modelo computacional que uma região de alta pressão se desenvolve na parte frontal da ejeção, à medida que a ejeção “carrega” o meio a sua frente. Esta região de alta pressão é delimitada na parte frontal por um choque dianteiro.

A Figura 2.31 mostra uma nuvem magnética observada em 25-26 de abril de 1979 que está produzindo uma onda de choque “S”.

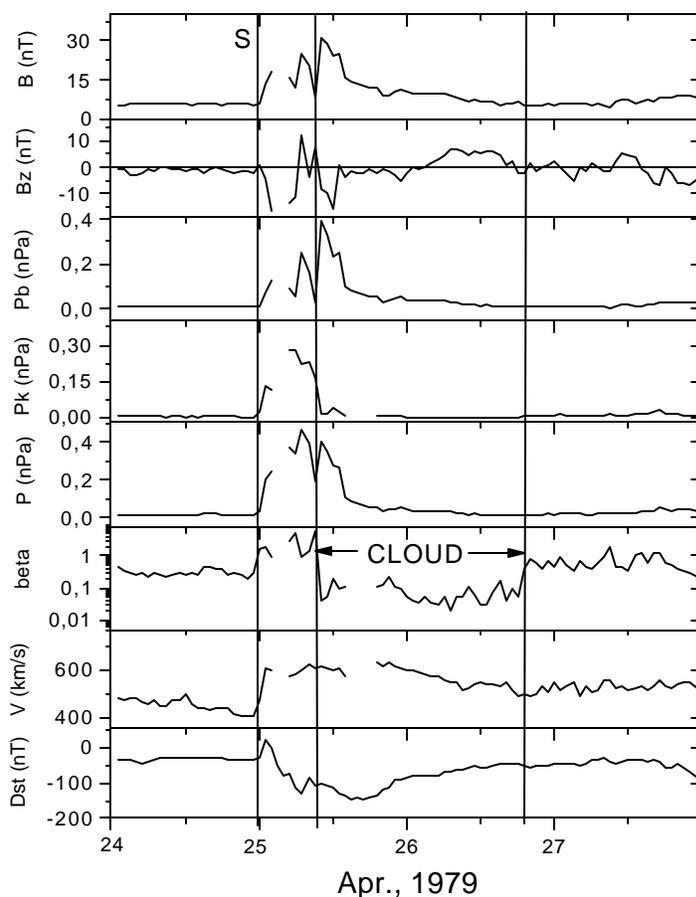


Fig. 2.31 - Nuvem magnética produzindo uma onda de choque observada em 25-26 de abril de 1979.

FONTE: Dal Lago et al. (2001a).

Os painéis da Figura 2.31 mostram intensidade do campo magnético (“B”), componente Bz, pressão magnética (“Pb”), dada por $B^2/8\pi$, pressão térmica (“Pk”), dada por NkT , soma das pressões magnética e térmica (“P”), $Pb + Pk$, beta de plasma dado por Pk/Pb , velocidade e índice Dst. A primeira linha vertical indica a onda de choque (“S”) e as linhas

verticais subseqüentes delimitam a nuvem magnética. Observa-se que na bainha a pressão térmica, P_k , apresenta um aumento devido a compressão. Dentro da nuvem magnética o campo magnético apresenta-se comprimido na região frontal da nuvem magnética, possivelmente devido à interação com a bainha.

2.3.2.4 Compressão de nuvens magnéticas no meio interplanetário

A interação de nuvens magnéticas com estruturas circunvizinhas foi primeiramente observada por Klein e Burlaga (1982), que identificaram interações entre nuvens magnéticas e ondas de choques dianteiras e entre nuvens magnéticas e feixes corrotantes de altas velocidades. Mudanças substanciais no perfil do campo magnético da nuvem podem ocorrer devido à presença de feixes com velocidades maiores que a da nuvem seguindo nuvens magnéticas. Um estudo com 29 nuvens magnéticas mostrou que 40-45% dos eventos são seguidos por um feixe de alta velocidade que comprime a parte traseira da nuvem, resultando em aumento de densidade e em 64% desses casos em aumento do campo magnético da parte posterior da nuvem magnética (Fenrich e Luhmann, 1998). As consequências dessas interações para a geofetividade das nuvens magnéticas serão abordadas na próxima seção.

2.3.2.5 Relação V-B

Gonzalez et al. (1998a) estudaram as relações entre a velocidade de propagação de nuvens magnéticas e o valor do pico da intensidade do campo magnético e encontraram fortes evidências de que nuvens magnéticas que se movem com maior velocidade possuem campo magnético mais intenso. A Figura 2.32 mostra os valores de pico da velocidade e pico do campo magnético para 14 nuvens magnéticas. O ajuste linear tem coeficiente de correlação 0,7.

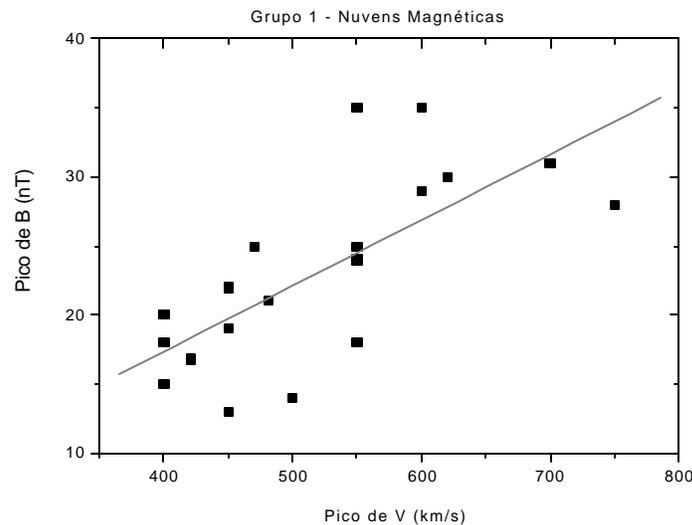


Fig. 2.32 – Pico da velocidade versus pico do campo magnético de 14 nuvens magnéticas.

FONTE: Gonzalez et al. (1998a, p.964).

2.3.3 Geofetividade das nuvens magnéticas

Grande parte das tempestades geomagnéticas intensas ($Dst \leq -100$ nT) não recorrentes são causadas por nuvens magnéticas (ver *review* de Gonzalez et al., 1999). Burlaga et al.(1987) identificaram 17 tempestades geomagnéticas no período de 1972 a 1983, onde pelo menos 10 foram associadas a nuvens magnéticas. Duas das cinco tempestades magnéticas mais intensas, com $Dst < -249$ nT do período de 1971 a 1986, foram associadas a nuvens magnéticas por Tsurutani et al. (1992).

A razão principal pela qual nuvens magnéticas estão entre as principais causas de tempestades magnéticas é o fato de frequentemente apresentarem campo magnético B_z negativo e intenso ($|B| > 10$ nT) por intervalos de tempo superiores a 3h, cumprindo os critério de Gonzalez e Tsurutani (1987) para a ocorrência de tempestades intensas. A Figura 2.33 ilustra o acoplamento Sol-meio interplanetário-magnetosfera terrestre via nuvens magnéticas oriundas das CMEs.

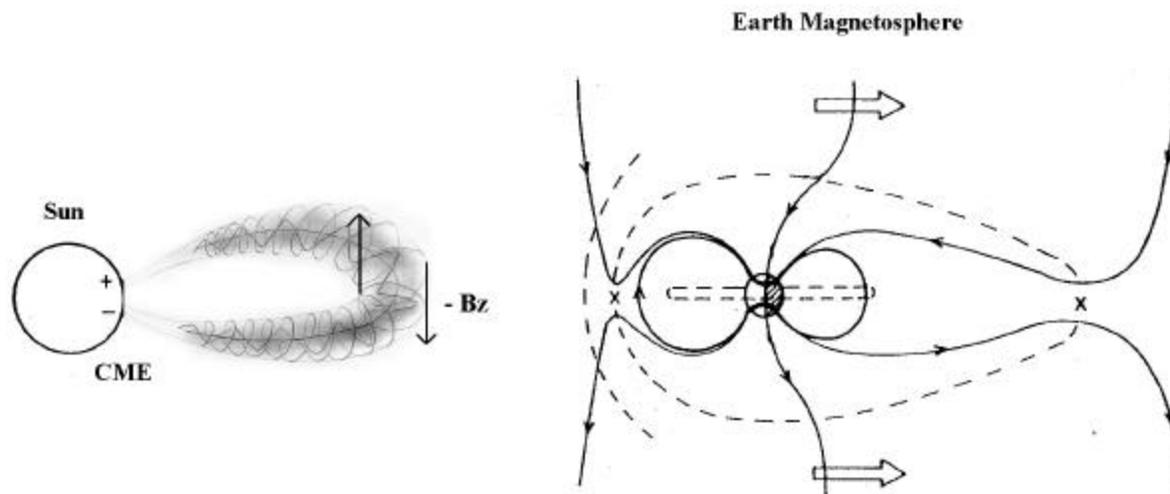


Fig. 2.33 – Acoplamento Sol (*Sun*)- meio interplanetário-magnetosfera terrestre (*Earth Magnetosphere*) via nuvens magnéticas interplanetárias oriundas de CMEs solares.

FONTE: adaptado de Tsurutani e Gonzalez (1997, p.82).

Os resultados obtidos por Gonzalez et al. (1998a) acerca da relação entre velocidade de propagação e intensidade do campo magnético de nuvens magnéticas (ver Figura 2.32) é especialmente importante para a ocorrência de tempestades geomagnéticas, uma vez que ambos os parâmetros, velocidade e campo magnético, estão associados ao campo elétrico interplanetário, $\vec{E} = \vec{V} \times \vec{B}_s$, que se acredita ser o responsável pelo processo de reconexão magnética na magnetosfera terrestre (Dungey, 1961).

A presença de compressão na região da bainha, entre a onda de choque e a nuvem magnética pode ocasionar dupla injeção de partículas na magnetosfera terrestre, levando a tempestades magnéticas em duas etapas (*two-step magnetic storms*), definidas por Kamide et al. (1998). A Figura 2.34 mostra a mesma nuvem magnética da Figura 2.31, observada em 25 de abril de 1979. Observa-se a presença de uma forte componente B_z negativa na bainha (“ B_z 1”), que decresce o índice Dst a -129 nT. Em seguida o campo B_z negativo da nuvem magnética rebaixa o índice Dst, não havendo tempo suficiente para a recuperação da tempestade, chegando a um pico de -149 nT.

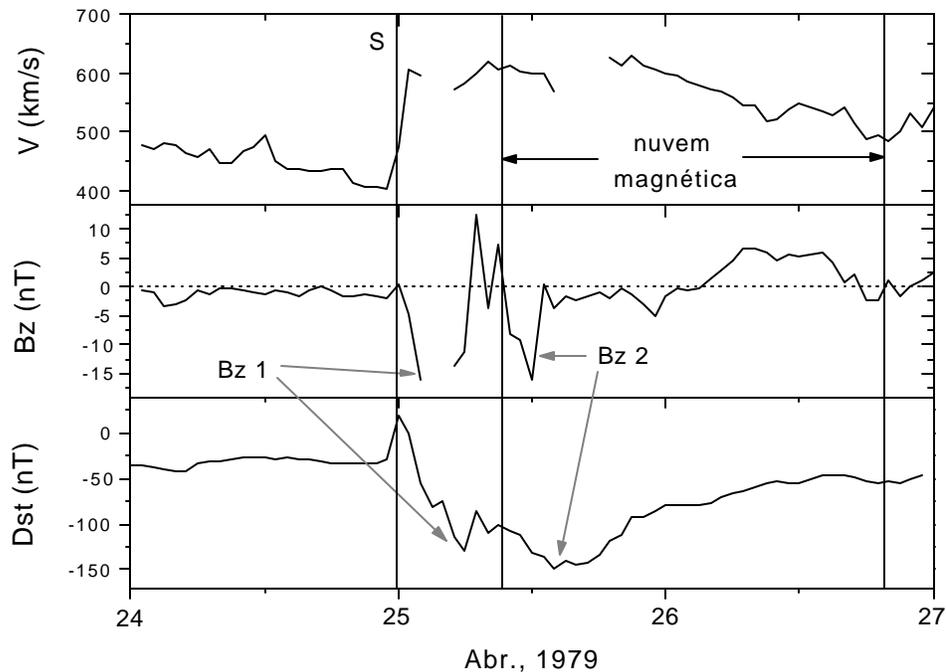


Fig. 2.34 – Velocidade, componente Bz do campo magnético e índice Dst referentes à nuvem magnética observada em 25 de abril de 1979.

Eventos compostos por nuvens magnéticas e feixes de alta velocidade normalmente estão ligados à ocorrência de tempestades magnéticas intensas, de acordo com o estudo feito por Burlaga et al. (1987). Se a nuvem magnética tiver polaridade “norte-sul” da componente Bz, então a compressão na parte traseira pode intensificar sua geofetividade.

Em resumo, a Figura 2.35 sintetiza o cenário da fenomenologia pertinente para este trabalho, apresentando uma comparação entre uma observação de uma nuvem magnética em 18-20 de outubro de 1995 e uma ilustração da estrutura solar-interplanetária envolvida. Na figura está ilustrada uma nuvem magnética oriunda de uma CME. A configuração do campo magnético observado na Terra é de um tubo de fluxo que viaja a uma velocidade suficientemente grande para produzir uma onda de choque a sua frente. Esta onda de choque está representada na Figura 2.35 pela seta superior, tanto nos dados quanto na

ilustração. A seta seguinte, mostra a região de compressão ou bainha, formada logo após o choque. Nota-se que há turbulência nesta região indicada pela forte flutuação do campo magnético. A terceira seta indica a nuvem magnética, que apresenta um campo magnético sem flutuações e mais intenso que as demais regiões. A rotação da componente B_z é de sul para norte e é mostrada pela quarta seta, condizente com a ilustração do tubo de fluxo. Devido a esta forte componente B_z negativa, ou B_s , houve uma tempestade geomagnética intensa, que está indicada pela ultima seta na parte inferior, mostrando a queda no índice Dst devida à intensificação da corrente de anel ilustrada ao lado.

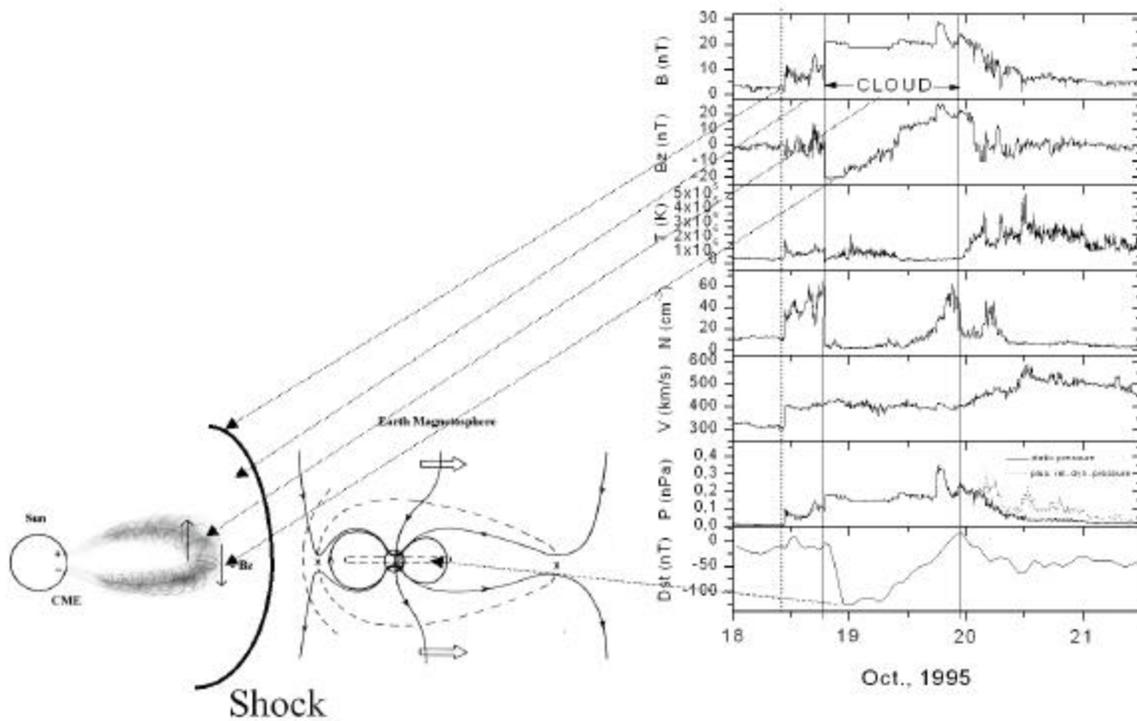


Fig. 2.35 - Composição entre a observação de uma nuvem magnética observada em 18-20 de outubro de 1995 nas proximidades da Terra e uma ilustração do cenário solar-interplanetário relacionado.

CAPÍTULO 3

EJEÇÕES DE MASSA CORONAIIS OBSERVADAS NO SOL

Neste Capítulo serão estudadas as ejeções de massa coronais a partir de observações solares feitas pelo instrumento *Large Angle and Spectroscopic Coronagraph* (LASCO) a bordo do satélite *Solar and Heliospheric Observatory* (SOHO). Este instrumento é capaz de observar a coroa solar desde 2 até 32 raios solares (Ro) e é constituído por dois coronógrafos, C2 (2 a 6 Ro) e C3 (4 a 32 Ro) (Brueckner et al., 1995). Na primeira parte deste capítulo será mostrado um estudo da aceleração e desaceleração das CMEs utilizando análise de imagens. A seguir, será apresentado um novo conceito de velocidade medida em ejeções de massa coronais, a velocidade de expansão lateral, sendo abordadas a sua definição, características, e correlação com a velocidade observada na direção radial através de um estudo estatístico.

3.1 Aceleração e desaceleração de CMEs nas proximidades do sol

Nesta seção apresentaremos digramas altura-tempo de 3 ejeções de massa coronais observadas em 28 de setembro de 1997, 29 de junho de 1999 e 25 de julho de 1999, observadas pelo instrumento LASCO. Para obter estes diagramas foi desenvolvida uma técnica de análise de imagens que permite uma fácil visualização de estruturas com movimento radial ao redor do sol. Com esta técnica foi possível seguir estruturas tênues a longas distâncias radiais do Sol, sendo possível identificar a presença de aceleração/desaceleração radial das CMEs nas proximidades do sol. Estes resultados foram submetidos para publicação em duas revistas (Dal Lago et al., 2002b; Dal Lago et al., 2002c), tendo um dos artigos já sido aceito em forma final.

3.1.1 Introdução

Ejeções de massa coronais são lançamentos de plasma contra o campo gravitacional do Sol observados em sua coroa (Hundhausen et al., 1984; Schwenn, 1996; Hundhausen, 1997). As observações destes fenômenos são feitas por instrumentos chamados “coronógrafos”, os quais registram a radiação fotosférica visível espalhada pelos elétrons livres presentes na coroa ionizada (Brueckner et al., 1995). Através de seqüências temporais destas observações é possível identificar estas ejeções solares. Os mais recentes coronógrafos espaciais em operação são os do instrumento LASCO, a bordo do satélite SOHO, o qual é um projeto conjunto entre *European Space Agency* (ESA) e *National Aeronautics and Space Administration* (NASA). O LASCO proporciona observações do plano do céu da dinâmica da coroa solar através de dois instrumentos, chamados LASCO C2 e LASCO C3, os quais são capazes de observar a coroa de 2 a 6 e de 4 a 32 raios solares, respectivamente. Quando acontece de uma ejeção de massa coronal ocorrer na direção da linha Sol-Terra, no sentido da Terra ou atrás do Sol, ela aparece nos coronógrafos como um “halo” se expandindo em todas as direções, e são conhecidas por “halo CMEs” (Howard et al., 1982). Quando vêm em direção à Terra, estas ejeções podem causar tempestades geomagnéticas (Gosling, 1990). Uma das dificuldades com a qual a comunidade científica tem se deparado é a quantificação das observações do instrumento LASCO. Neste sentido, apresentamos uma nova técnica que auxilia na quantificação das imagens das CMEs, a qual foi aplicada a três eventos, observados em 28 de setembro de 1997, 29 de junho de 1999 e 25 de julho de 1999. Esta técnica também fornece informações qualitativas de fácil interpretação acerca da presença ou não de aceleração/desaceleração das CMEs. Esta técnica já foi apresentada por Dal Lago et al. (2002b) e ela apresenta algumas semelhanças com um trabalho apresentado por Sheeley et al. (1999), porém com diferenças básicas, as quais destacaremos na seção a seguir.

3.1.2 A Técnica

Como já mencionado, desenvolvemos uma técnica de análise das imagens do instrumento LASCO que apresenta semelhanças com a técnica apresentada por Sheeley et al. (1999), porém com diferenças básicas bastante significativas. A técnica de Sheeley et al. (1999) consiste em selecionar uma fatia retangular em uma dada imagem do LASCO, a qual se estende das proximidades do centro da imagem (próximo do ocultador) até a borda, em uma dada direção. Tomando uma série de imagens do LASCO, em instantes diferentes, e extraíndo o retângulo escolhido de cada uma delas, todos na mesma posição, e os colocando lado a lado, temos um diagrama qualitativo altura-tempo. Aqueles autores utilizaram imagens do tipo diferença corrida, o que significa que é subtraída de uma dada imagem a imagem do instante anterior. Além disso, são necessárias correções de intensidade radial, para tornar visíveis as estruturas à medida que elas se afastam do Sol. Isto se deve ao fato das ejeções se expandirem à medida que se afastam do Sol, portanto se tornando mais tênues. Nós recomendamos uma leitura cuidadosa do artigo de Sheeley et al. (1999) para maiores detalhes desta técnica.

Nossa técnica consiste em dividir uma dada imagem do LASCO em setores angulares, e não retangulares, cada setor começando no centro da imagem com abertura de 5 graus. Desta maneira, a área coberta por cada fatia cresce com o raio, como se fossem fatias de uma pizza. Em seguida, círculos concêntricos, centrados no centro da imagem, são demarcados sobre esta figura, cada um com um raio 2 pixels maior que o anterior. Lembrando que cada imagem tem resolução de 1024 x 1024 pixels, os círculos foram definidos desde o raio 50 até o raio 510 pixels, dando uma boa cobertura da área visível do instrumento LASCO. As intersecções das fatias angulares com os círculos definem pequenos blocos, os quais têm tamanho maior à medida que nos afastamos do centro da imagem. Adicionar os valores dos pixels dentro de cada um desses blocos é equivalente a uma integração angular discreta na imagem. Se tomarmos uma seqüência temporal de imagens do instrumento LASCO e selecionarmos uma mesma fatia angular para todas elas, fizermos a integração angular, e em seguida posicionarmos cada fatia ao lado da fatia no instante seguinte, teremos a história temporal de qualquer estrutura que apresente

movimento radial dentro da fatia. Portanto somos capazes de construir um diagrama altura-tempo para cada posição angular, o qual torna fácil a obtenção de um conjunto quantitativo de pontos. Este processo está ilustrado na Figura 3.1.

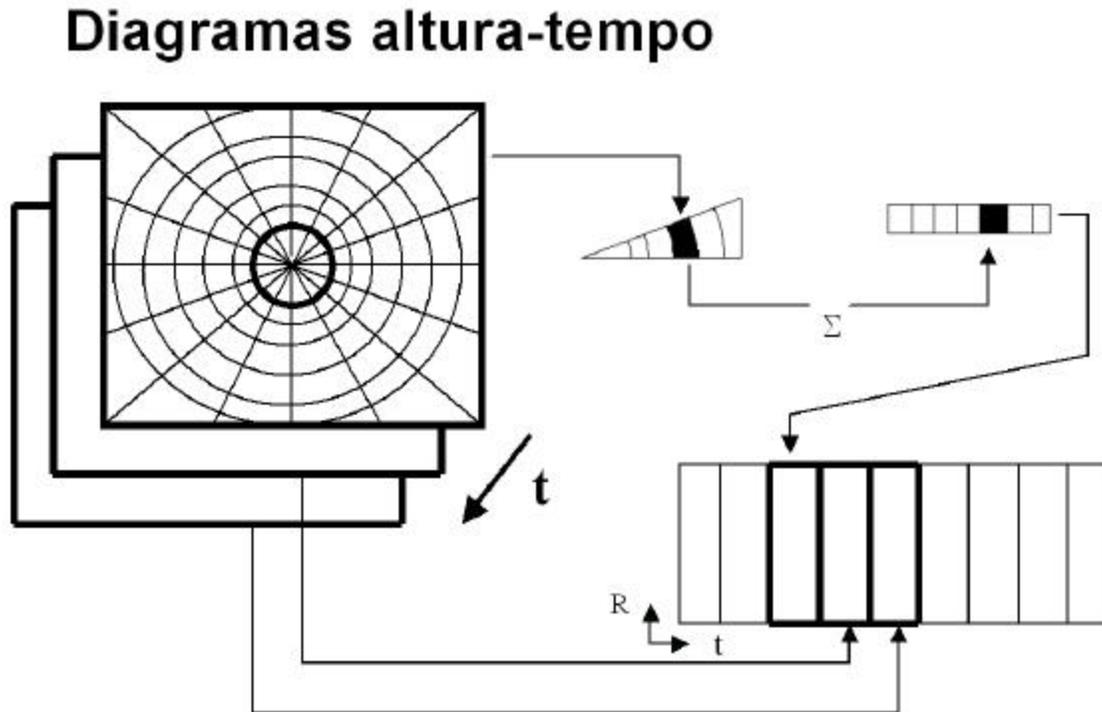


Fig. 3-1. Ilustração do processo de obtenção dos diagramas altura-tempo obtidos pela técnica apresentada neste trabalho. Na parte superior esquerda está representada uma seqüência temporal de imagens do LASCO, com as divisões angulares e os círculos concêntricos. Seguindo a seta à direita ilustra-se a integração angular. Na parte inferior direita ilustra-se o diagrama altura-tempo resultante, onde a abscissa representa o tempo e a ordenada a distância radial desde o centro do Sol.

FONTE: Dal Lago et al. (2002b).

A componente angular da velocidade é perdida nesse processo, mas isto não constitui um problema por estarmos interessados apenas em CMEs halo, as quais apresentam a maior

parte de seu movimento na direção radial. A informação radial é inteiramente preservada. A integração angular compensa a atenuação das estruturas conforme elas se afastam do centro da imagem, ou seja, se afastam do Sol, tornando-as visíveis a longas distâncias heliográficas na coroa. Portanto, não é necessária nenhuma correção radial de intensidade, havendo menos intervenção artificial na imagem. Utilizamos imagens das quais foi subtraída uma mesma imagem de *background* obtida antes do evento, ao invés de diferença corrida, o que significa que uma única imagem de referência para cada evento foi utilizada. É importante ressaltar que imagens de diferenças corridas, como as utilizadas por Sheeley et al. (1999), são de difícil interpretação por apresentarem resíduos da imagem anterior, podendo confundir a análise.

3.1.3 A CME halo observada em 28 de setembro de 1997

A CME observada em 28 de setembro de 1997 foi uma halo completa, observada ao redor de todo o disco solar, tendo sido frontal, ou seja, na direção da Terra. Ela foi primeiramente observada no campo de visão do coronógrafo LASCO C2 às 01:49 UT e se manteve visível até 11:55 UT no campo de visão do coronógrafo LASCO C3. Nós aplicamos nossa técnica para as posições angulares N75E, N70E, N65E e N55E¹. A Figura 3.2 apresenta um quadro do LASCO C2 observado às 03:30 UT. Para todas as posições mencionadas anteriormente nós aplicamos nossa técnica e os diagramas altura-tempo resultantes são também mostrados na Figura 3.2. Em cada um dos diagramas, a abscissa representa o tempo em horas e a ordenada representa a distância radial a partir do centro do Sol medida em unidades de raios solares. Diagramas suavizados também foram incluídos ao lado dos diagramas altura-tempo originais para um melhor reconhecimento qualitativo das estruturas. Este evento apresenta uma aceleração positiva, indicada pela concavidade voltada para cima da estrutura frontal da CME, em todas as direções escolhidas. Pode-se notar também uma estrutura dupla nas direções N55E e N65E, sendo a superior a parte frontal da CME e a inferior a estrutura interna que segue a parte frontal, ambas podendo ser reconhecidas na

imagem central. A aceleração na estrutura interna da CME não é tão evidente quanto na estrutura frontal da CME.

A Figura 3.3 mostra, para as mesmas posições da Figura 3.2, diagramas altura versus tempo obtidos a partir de observações do coronógrafo LASCO C3, ou seja, de 4 a 32 raios solares. É interessante notar que a estrutura dupla se torna bem evidente em todas as direções. Qualitativamente, é possível notar que a aceleração não é tão pronunciada quanto no campo de visão do LASCO C2, Figura 3.2. A Figura 3.4 mostra pontos obtidos a partir da combinação dos diagramas das Figuras 3.2 e 3.3. Um ajuste polinomial de segunda ordem foi adicionado aos gráficos permitindo o cálculo das acelerações em cada direção. Se considerarmos apenas o campo de visão do instrumento LASCO C3, podemos desprezar a aceleração e considerar que o movimento é com velocidade constante, o que nos permite concluir que para este caso a aceleração ocorreu apenas no campo de visão do instrumento LASCO C2, de 2 a 6 raios solares.

¹ Lembrando que nas imagens solares, Norte aponta para cima e Leste para a esquerda, posição angular 0 na direção norte, crescendo no sentido anti-horário.

Sept. 28, 1997

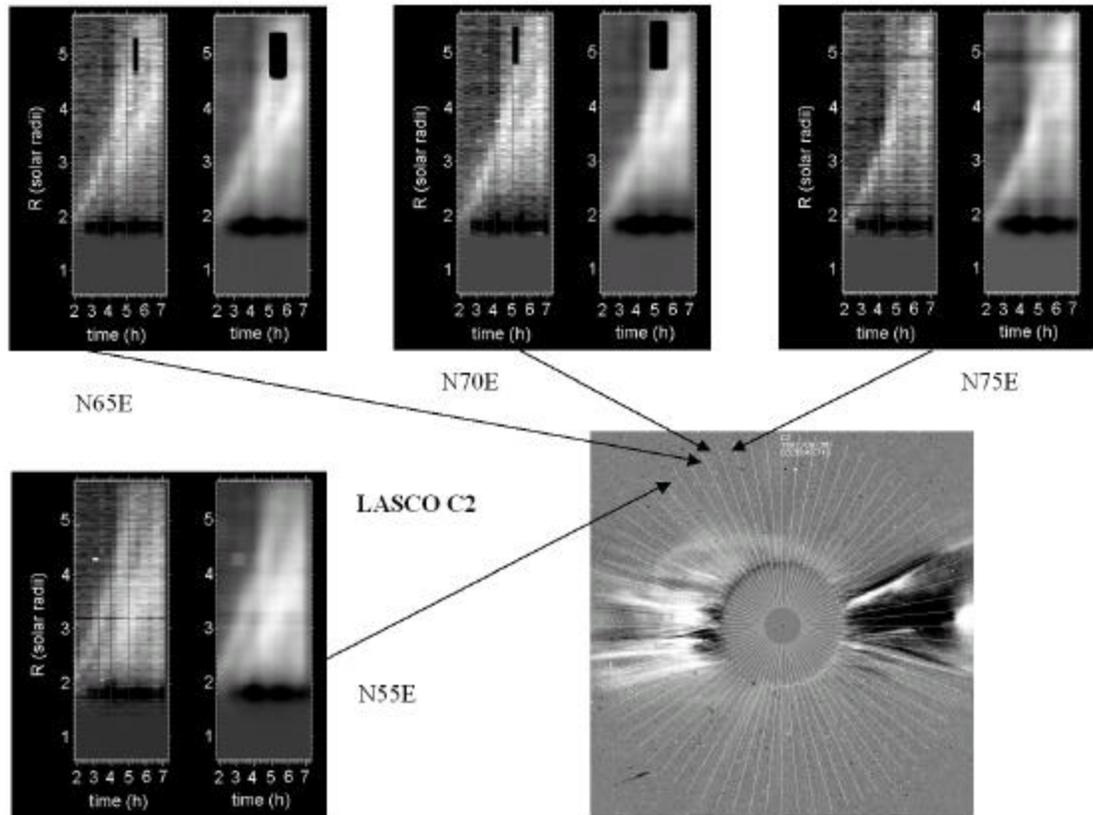


Fig. 3.2 – Uma imagem do LASCO C2 observada em 28 de setembro de 1997 às 03:30 UT mostrando quatro direções angulares selecionadas no pólo nordeste, N75E, N70E, N65E e N55E. Os respectivos diagramas altura-tempo obtidos usando nossa técnica estão dispostos ao redor da imagem, cada um com uma versão suavizada ao seu lado.

FONTE: Dal Lago et al. (2003a).

Sept. 28, 1997

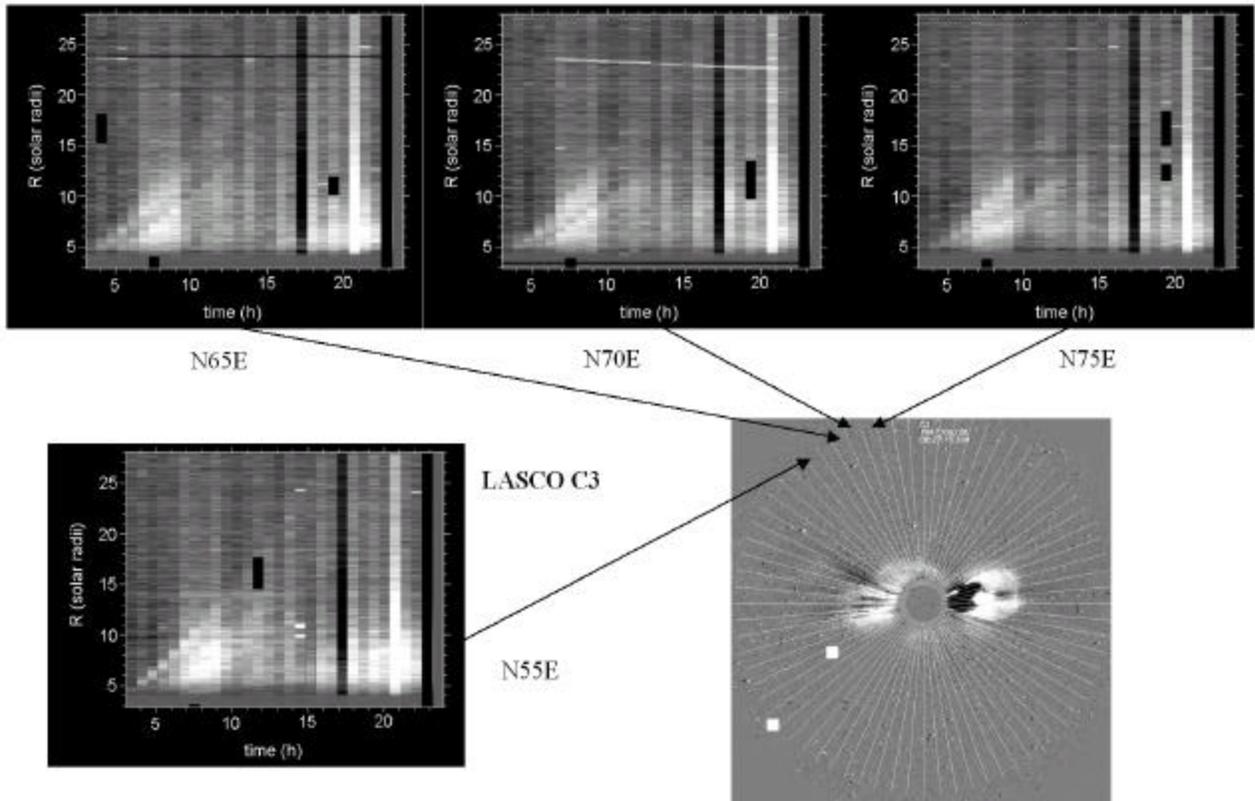


Fig. 3.3 – Uma imagem do LASCO C2 observada em 28 de setembro de 1997 às 06:27 UT mostrando as mesmas quatro direções angulares da Figura 3.2. Os respectivos diagramas altura-tempo obtidos usando nossa técnica estão dispostos ao redor da imagem.

FONTE: Dal Lago et al. (2003a).

Esta CME foi frontal, ou seja, direcionada para a terra, e ela produziu uma onda de choque no meio interplanetário que atingiu a terra 71 horas mais tarde, em 1º de outubro de 1997. A ejeção acompanhando esta onda de choque produziu uma tempestade geomagnética intensa cujo pico do índice Dst foi de -98 nT neste mesmo dia.

Sept. 28, 1997

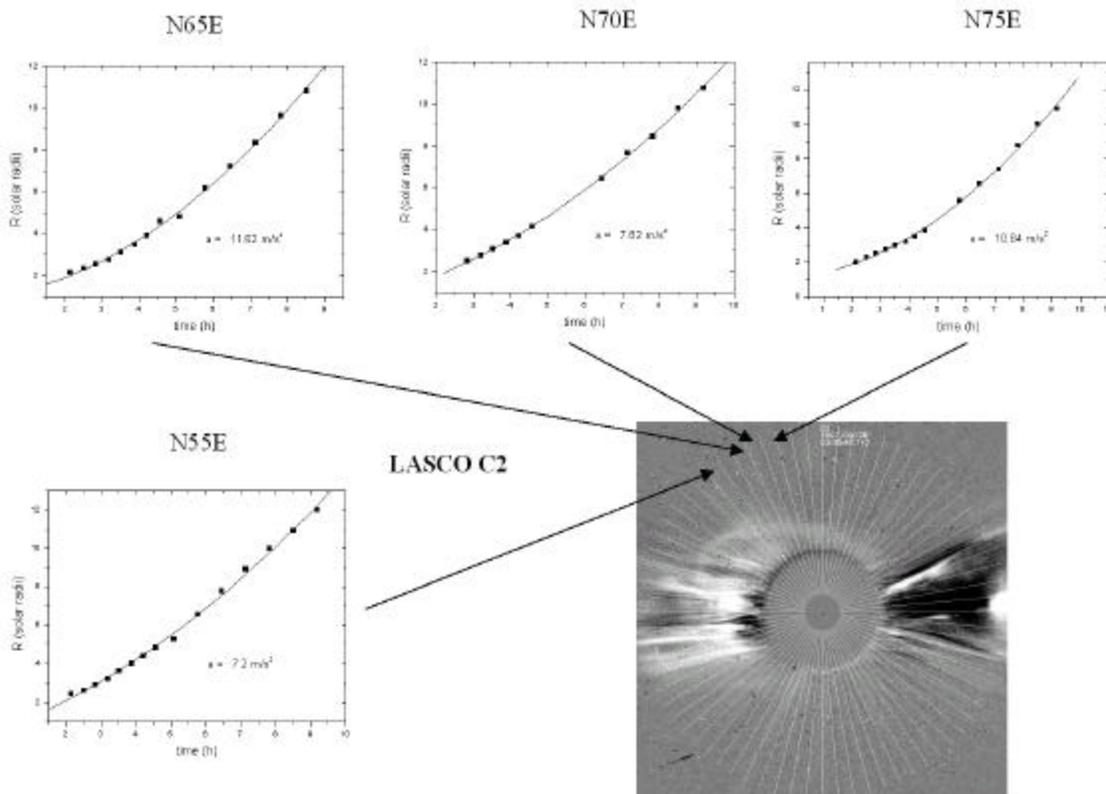


Fig. 3.4 – Gráficos quantitativos correspondentes obtidos a partir das Figuras 3.2 e 3.3 combinadas.

FONTE: Dal Lago et al. (2003a).

3.1.4 A CME observada em 29 de junho de 1999

O evento observado em 29 de junho de 1999 foi uma CME halo completa, cuja origem estava na parte traseira do Sol. Ela foi primeiramente observada no campo de visão do LASCO C2 às 07:54 UT e permaneceu visível até pouco depois das 1800 UT, no campo de visão do LASCO C3. Esta CME apresentou uma estrutura bastante circular e simétrica. A Figura 3.5 mostra uma imagem do LASCO C3 juntamente com os diagramas altura-tempo para as posições angulares N70E, N30E, S05E, S85W, S35W e N60W. Analisando

qualitativamente estes diagramas é possível reconhecer uma pequena desaceleração da parte frontal da CME em todas as direções. Também se pode observar, especialmente nas direções N70E e N60W, uma estrutura dupla viajando com velocidade diferente da parte frontal, sendo esta última mais rápida. Da mesma maneira que no evento anterior, gráficos quantitativos foram obtidos a partir dos diagramas da Figura 3.5 e são mostrados na Figura 3.6. Um ajuste de segunda ordem foi adicionado à figura, indicando uma pequena desaceleração em todas as direções. É importante salientar que esta CME, por ser rápida, permaneceu pouco tempo no campo de visão do LASCO C2, ~3 quadros, e que sua desaceleração ocorreu dentro do campo de visão do LASCO C3, aproximadamente depois de 6 raios solares, portanto em uma região substancialmente diferente do evento anterior. Uma vez que este foi um evento cuja origem estava na parte traseira do Sol, nenhuma atividade geomagnética associada foi observada.

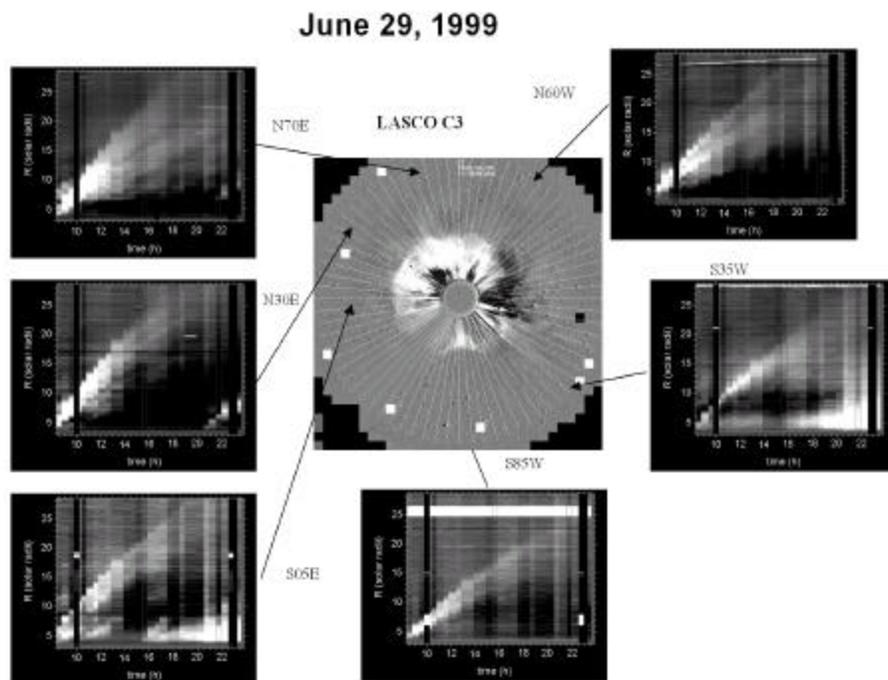


Fig. 3.5 – Uma imagem do LASCO C3 observada em 29 de junho de 1999 às 11:18 UT mostrando seis direções angulares selecionadas, N70E, N30E, S05E, S85W, S35W e N60W. Os respectivos diagramas altura-tempo obtidos usando nossa técnica estão dispostos ao redor da imagem.

FONTE: Dal Lago et al. (2003a).

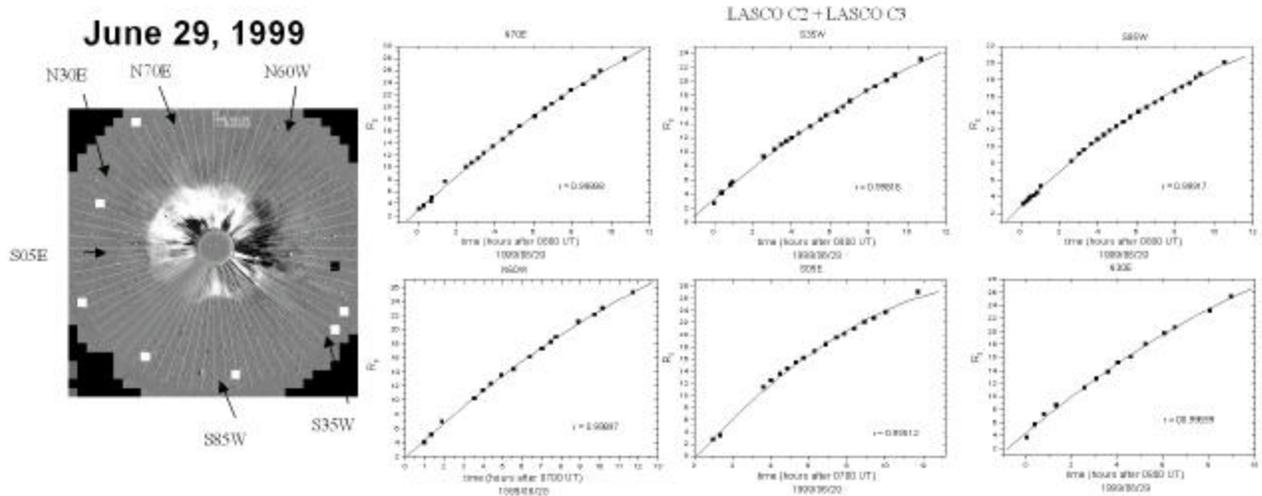


Fig. 3.6 – Gráficos quantitativos correspondentes obtidos a partir da Figura 3.5.

FONTE: Dal Lago et al. (2003a).

3.1.5 A CME observada em 25 de julho de 1999

O evento observado em 25 de julho de 1999 foi uma CME halo completa, visível se expandindo ao redor de todo o Sol. Ela foi primeiramente observada às 14:54 UT no LASCO C2 e permaneceu visível até aproximadamente 22:00 UT no campo de visão do LASCO C3. Aplicamos nossa técnica para as posições S75E, S85E, S85W, S70W e S55W, ao redor do pólo sul. A Figura 3.7 mostra uma imagem do LASCO C3 obtida às 1942 UT, juntamente com os respectivos diagramas altura-tempo disposto abaixo. Utilizando os diagramas da Figura 3.7, pudemos obter gráficos quantitativos para todas as 5 posições angulares, os quais são mostrados na Figura 3.8. Um ajuste de segunda ordem foi adicionado à Figura 3.8, mostrando uma pequena desaceleração em todas as direções escolhidas. Da mesma maneira que no evento observado em 29 de junho de 1999, esta CME também permaneceu pouco no campo de visão do coronógrafo LASCO C2, apresentando desaceleração apenas após aproximadamente 6 raios solares.

A origem desta CME estava próxima ao limbo oeste do Sol, no entanto, uma CME halo completa foi observada, ejetando material ao redor de todo o Sol, o que indica que ela apresentava uma componente de sua velocidade na direção Sol-Terra. No entanto, nenhuma

perturbação interplanetária foi observada nas proximidades da Terra nos dias que se seguiram a essa CME.

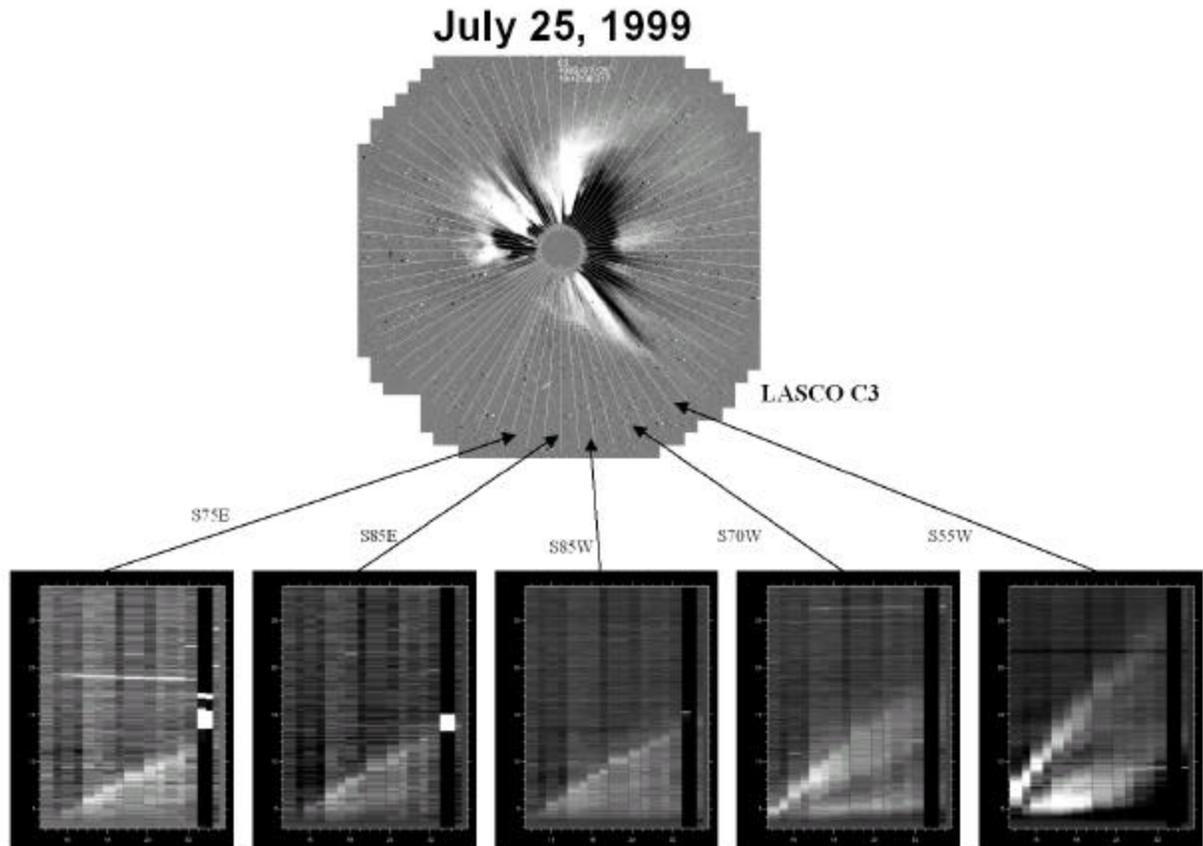


Fig. 3.7 – Uma imagem do LASCO C3 observada em 25 de julho de 1999 às 19:42 UT mostrando cinco direções angulares selecionadas ao redor do pólo sul, S75E, S85E, S85W, S70W e S55W. Os respectivos diagramas altura-tempo obtidos usando nossa técnica estão dispostos abaixo da imagem.

FONTE: Dal Lago et al. (2002b).

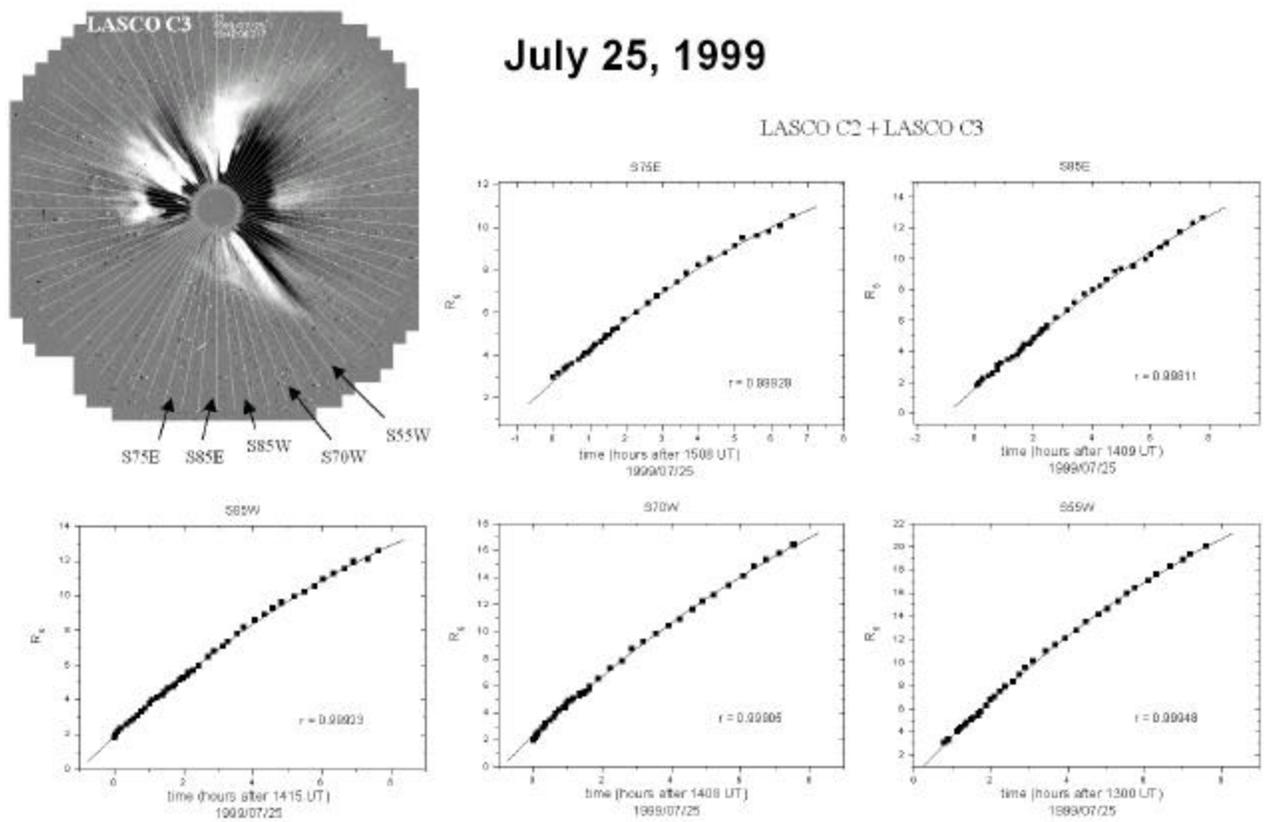


Fig. 3.8 – Gráficos quantitativos correspondentes obtidos a partir da Figura 3.7.

FONTE: Dal Lago et al. (2002b).

A Tabela 3.1 reúne os valores de velocidade inicial e final, bem como das acelerações/desacelerações medidas para as 3 CMEs estudadas neste trabalho, para as respectivas direções angulares previamente escolhidas, e para as quais os diagramas altura-tempo foram obtidos com a nossa técnica.

TABELA 3.1 – Velocidades inicial e final e aceleração/desaceleração das 3 CMEs							
28 de setembro de 1997				29 de junho de 1999			
	V_0 (km/s)	V_f (km/s)	a (m/s ²)		V_0 (km/s)	V_f (km/s)	a (m/s ²)
N70E	107	402	10,8	N60W	486	274	-5,1
N65E	161	353	7,8	S35W	458	249	-5,1
N60E	130	416	11,6	S85W	435	187	-6,2
N50E	178	374	7,2	S05E	648	192	-11,0
				N30E	578	321	-7,5
				N70E	578	329	-6,0
25 de julho de 1999							
	V_0 (km/s)	V_f (km/s)	a (m/s ²)				
S75E	310	146	-6,5				
S85E	336	210	-4,2				
S85W	368	175	-6,5				
S70W	466	261	-7,1				
S55W	650	326	-12,3				

3.1.6 Discussão e conclusões parciais

Inicialmente, é importante ressaltar que as imagens do LASCO, devido à limitação geométrica da órbita em L1, observam velocidades das CMEs projetadas no plano do céu, sem fornecer informação acerca da projeção na direção Sol-Terra. Portanto, todas as afirmações feitas ou por fazer, se referirão à projeção da velocidade no plano do céu.

Em relação à origem solar, as 3 CMEs estudadas nesta seção apresentam características distintas umas das outras, sendo uma relacionada à atividade na parte frontal (28 de setembro de 1997), uma relacionada à atividade na parte traseira do Sol (29 de junho de 1999), e uma relacionada à atividade próxima ao limbo solar (25 de julho de 1999). Nos dois primeiros eventos, é esperada a formação de um halo completo ao redor do disco solar, porém no terceiro caso, devido a atividade solar se apresentar próxima ao limbo, é curioso observarmos um halo completo, como foi o caso. Duas hipóteses podem ser propostas para explicar este fato: (1) a atividade no limbo solar não representa o centro da ejeção de massa, sendo este muito mais para o centro do disco, neste caso; (2) a ejeção de massa é fortemente não-radial, ejetando material tangencialmente. Atualmente é mais aceita a

primeira hipótese, tendo sido observado que *flares* comumente ocorrem nos pés de uma CME (Hudson e Webb, 1997).

Com relação às velocidades, resumimos as características da 3 CMEs: (a) a CME observada em 28 de setembro de 1997 iniciou bem lentamente, com velocidades iniciais variando de 107 a 178 km/s, dependendo da direção, acelerando em distâncias dentro do campo de visão do LASCO C2 (2-6 Ro), atingindo velocidades variando de 352 a 400 km/s no campo de visão de LASCO C3 (4-32 Ro); (b) a CME observada em 29 de junho de 1999 iniciou com velocidades entre 435 e 650 km/s, desacelerando levemente no campo de visão de LASCO C3 e atingindo velocidades entre 150 e 330 km/s, dependendo da direção angular; (c) a CME observada em 25 de julho de 1999 iniciou com velocidades entre 311 e 650 km/s, desacelerando no campo de visão de LASCO C3, atingindo velocidades entre 146 e 326 km/s, dependendo da direção angular. Então de imediato concluímos que os mecanismos de aceleração das CMEs ocorrem dentro do campo de visão do LASCO C2, ou seja até distâncias projetadas de 6 raios solares, e que a desaceleração ocorre após essa distância, dentro do campo de visão de LASCO C3, a distância projetadas superiores a 6 raios solares. Estes resultados estão de acordo com um estudo realizado por Sheeley et al.(1999) e Sheeley et al. (2000), utilizando uma estatística um pouco maior. Devemos especular, no entanto, que em se tratando de CMEs halo completas, estamos diante de ejeções cuja velocidade radial principal tem forte projeção na direção Sol-Terra. Portanto, os processos de aceleração e desaceleração nestes três eventos, se vistos de uma perspectiva mais favorável, como será a da missão *Solar-TERrestrial RElationship Observatory* (STEREO), provavelmente ocorreriam a distâncias maiores que as observadas pelo LASCO. Portanto, processos de desaceleração devem ocorrer em distâncias radiais superiores a 32 raios solares, ou seja, fora do campo de visão de LASCO C3, o que explicaria o fato de nunca ter sido observada desaceleração na direção principal (de maior velocidade) em CMEs relacionadas à atividade no limbo solar. Nosso exemplo de CME relacionada com atividade no limbo solar, observado em 25 de julho, também não apresenta desaceleração na direção principal da CME, em torno da posição angular N45W, à noroeste do Sol, e sim, em direções mais afastadas do centro, como foi o caso das direções escolhidas.

Para fins de utilização de observações do instrumento LASCO para estudos do Clima Espacial, especialmente para modelos de previsão de tempo de viagem das CMEs desde o Sol até a Terra, concluímos que devemos utilizar as imagens do instrumento LASCO C3, uma vez que os mecanismos de aceleração das estruturas já não atuam mais de forma significativa. Portanto, de agora em diante neste trabalho, utilizaremos velocidades medidas nas imagens do LASCO C3 apenas.

Na próxima seção apresentaremos um estudo sobre a relação entre a velocidade de expansão lateral e a velocidade radial das CMEs, dando continuidade ao nosso estudo.

3.2 Relação entre velocidade de expansão e velocidade radial das CMEs

Selecionamos 57 ejeções de massa coronais relacionadas à atividade próxima ao limbo solar, durante o período de janeiro de 1997 a abril de 2001. Foram utilizadas observações do instrumento *Extreme Ultraviolet Imaging Telescope* (EIT) a bordo do satélite SOHO para identificar a atividade no disco solar. A seguir medimos a velocidade radial principal da parte frontal da CME, próxima ao centro da estrutura, e a velocidade lateral de expansão, perpendicular ao movimento da CME. Comparações entre estas velocidades revelaram uma alta correlação entre elas, sendo a velocidade radial principal aproximadamente 88% da velocidade lateral de expansão. Esta velocidade lateral de expansão também pode ser medida nas CMEs halo, e portanto ser usada para inferir a velocidade radial principal. Esta propriedade será de grande importância no próximo capítulo. Estes resultados foram submetidos para publicação em Dal Lago et al. (2003b).

3.2.1 Definições e resultados empíricos

A Figura 3.9 apresenta uma imagem do instrumento LASCO C3 observada em 23 de abril de 1998, às 0844 UT. Esta CME estava associada à atividade bem próxima ao limbo solar, conforme imagens do instrumento SOHO/EIT, que é capaz de observar a coroa solar em

comprimentos de onda do ultravioleta extremo, por exemplo 19,5 nm, na baixa coroa. A CME da Figura 3.9 apresentava movimento de grupo na direção leste, ao longo da posição angular (PA) aproximada de 105 graus, sendo portanto definida, nesta direção, a velocidade radial principal da CME, denominada na figura “Vrad”. A velocidade lateral de expansão é então definida como sendo a taxa de crescimento aproximadamente perpendicular à direção da velocidade radial principal, e está indicada na Figura 3.9 por “Vexp”. A velocidade radial medida para este evento, ao longo da PA 105 foi de 1522 km/s e a velocidade de expansão lateral, conforme indicada na figura, foi de 1671 km/s. Ambas as velocidades foram medidas utilizando apenas imagens do instrumento LASCO C3 para diminuir efeitos de aceleração, conforme mencionados na seção anterior.

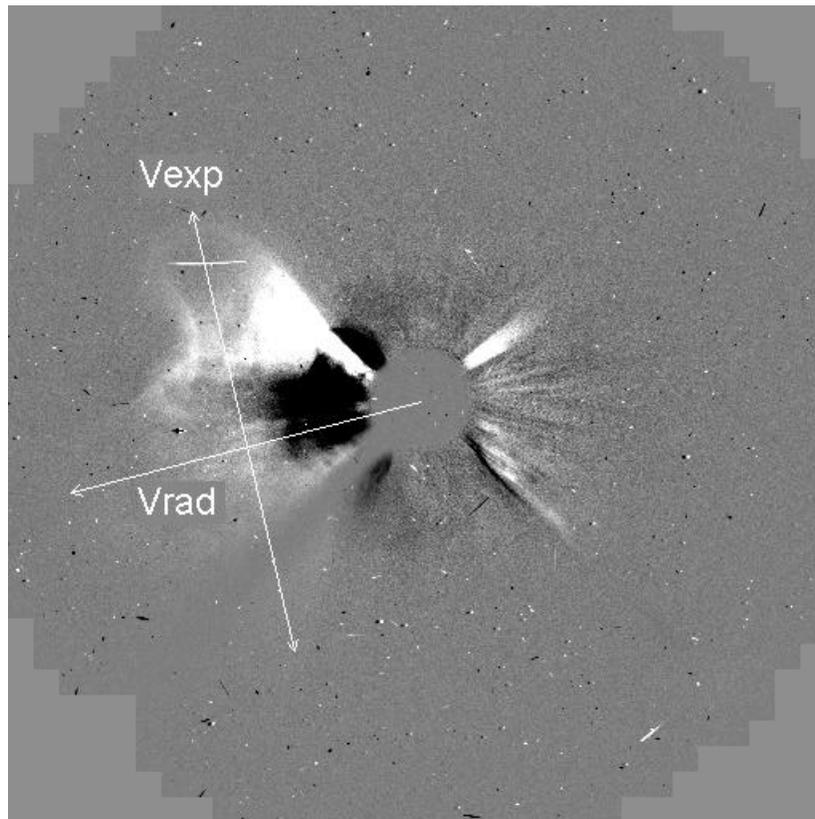


Fig. 3-9. Imagem de uma CME observada pelo SOHO/LASCO C3 em 23 de abril de 1998, às 0844 UT. A velocidade radial principal “Vrad” está indicada ao longo da posição angular 105, e a velocidade lateral de expansão “Vexp” é perpendicular à direção de Vrad.

FONTE: Dal Lago et al. (2003b).

O mesmo critério utilizado no evento de 23 de abril de 1998 da Figura 3.9 foi utilizado para identificar um conjunto de 56 outros eventos, observados entre janeiro de 1997 e abril de 2001, todos relacionados à atividade próxima ao limbo solar, conforme observações do instrumento EIT. Seguindo o procedimento utilizado na Figura 3.9, medimos as velocidades radiais e as velocidades de expansão de todos os 57 eventos. A Figura 3.10 apresenta as velocidades radiais em função das velocidades de expansão de todos os 57 eventos selecionados. Um ajuste linear para todo o conjunto de dados foi adicionado à figura, e está representado pela linha (1), cujo coeficiente de correlação é $R = 0,85$ e cuja equação é dada por:

$$V_{rad} = 0,88 V_{exp} \quad (3.1)$$

onde “ V_{rad} ” e “ V_{exp} ” são as velocidades radial e de expansão lateral, respectivamente. Os símbolos diferentes na figura indicam 3 intervalos de tamanho angular da CMEs. Ajustes lineares independentes para os três grupos são representados pelas linhas tracejadas: linha (2), $V_{rad}=1,01 V_{exp}$ ($R=0,85$); linha (3), $V_{rad}=0,86 V_{exp}$ ($R=0,83$); linha 4, $V_{rad}=0,83 V_{exp}$ ($R=0,92$). Estes ajustes indicam uma pequena dependência em relação ao tamanho angular das CMEs. Dois efeitos causam a expansão das CMEs na direção não-radial, um deles sendo apenas geométrico, devido ao fato de que os extremos da estrutura se propagam para fora seguindo linhas radiais. Esta expansão é proporcional ao tamanho angular da CME. As linhas pontilhadas (5) e (6) na Figura 3.10 representam esta expansão geométrica para CMEs com tamanhos angulares de 80 e 120 graus, respectivamente. O outro efeito de expansão não-radial se deve exclusivamente à dinâmica interna da CME, a qual causa deformações em sua estrutura. Na direção radial, as CMEs também têm 2 tipos de movimentos, uma expansão devido a sua dinâmica interna e um movimento de grupo. É muito interessante e curioso o fato de haver uma relação simples entre a velocidade de expansão e a velocidade radial das CMEs, como a da Equação 3.1.

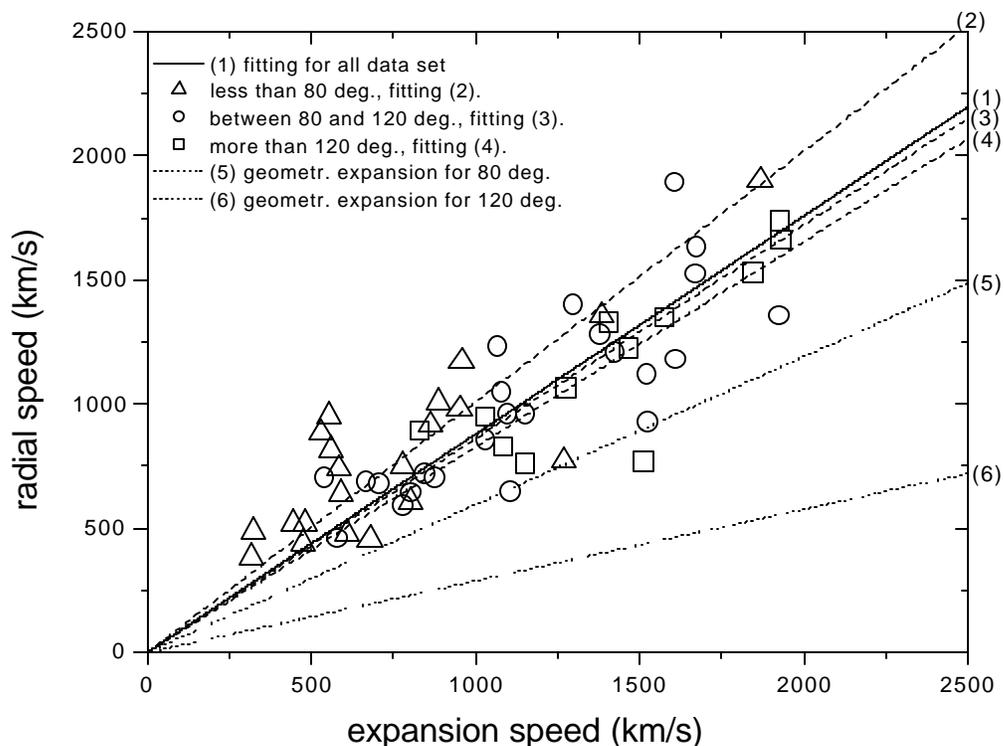


Fig. 3-10. A velocidade radial das CMEs em função da velocidade lateral de expansão obtida para 57 eventos observados pelos instrumentos LASCO e EIT de janeiro de 1997 a abril de 2001.

FONTE: Dal Lago et al. (2003b).

3.2.2 Conclusões parciais e observações

A relação empírica entre a velocidade radial e a velocidade de expansão lateral de CMEs associadas à atividade próxima ao limbo solar tem conseqüências importantíssimas no estudo e na previsão do Clima Espacial. Se pensarmos nas ejeções de massa coronais tipo “halo”, ou seja, cuja velocidade radial principal apresenta substancial componente na direção Sol-Terra, veremos que a velocidade de expansão lateral pode ser medida com aproximadamente a mesma precisão, portanto permitindo inferir a velocidade radial de halo

CMEs! Esse sempre foi o ponto mais frágil dos coronógrafos LASCO, uma vez que se encontram no ponto Lagrangeano interno L1 e não podem observar outra que as projeções das velocidades das CMEs no plano do céu. Esta relação empírica está sendo usada com bons resultados para a previsão de parâmetros das CMEs na sua viagem desde o Sol até a Terra, resultados que serão tema do próximo capítulo.

É importante salientar, no entanto, que mesmo sendo a correlação do gráfico da Figura 3.10 alta, $R = 0,85$, o intervalo de velocidades envolvidas também o é, variando de ~ 300 a ~ 2000 km/s, portanto, para uma dada velocidade de expansão medida em uma CME, a velocidade radial correspondente pode variar aproximadamente ± 300 km/s. Para CMEs lentas, este erro se torna dramático enquanto que para CMEs mais rápidas esta proporcionalidade se torna mais significativa. Esta observação está perfeitamente de acordo com o fato de todos os gráficos de tempo de chegada de CMEs até a Terra em função da velocidade das CMEs medidas com o LASCO apresentam maior espalhamento para valores menores de velocidade.

3.3 A velocidade de expansão nas CMEs halo

Na seção anterior, apresentamos a velocidade lateral de expansão medida em ejeções de massa coronais relacionadas à atividade próxima ao limbo solar. Nesta seção apresentaremos a velocidade de expansão medida em CMEs halo, a qual pela definição já apresentada, pode ser medida com precisão aproximadamente igual nos dois tipos de CMEs. Em seguida apresentaremos o conjunto de dados de CMEs halo frontais observados pelo LASCO de janeiro de 1997 a abril de 2001.

3.3.1 Definição da velocidade de expansão das CMEs halo

Analogamente à definição da velocidade lateral de expansão das CMEs associadas à atividade próxima ao limbo solar, definimos a velocidade de expansão das CMEs halo como sendo a velocidade de crescimento lateral perpendicular à direção da maior velocidade da CME no plano do céu (Schwenn et al., 2001). Na Figura 3.11, a ejeção esquematizada na esquerda representa uma CME observada no limbo solar e a ejeção

esquemática na direita representa uma CME tipo “halo”, ou seja, direcionada para a Terra. Em ambos os casos a velocidade de expansão pode ser determinada com aproximadamente a mesma precisão.

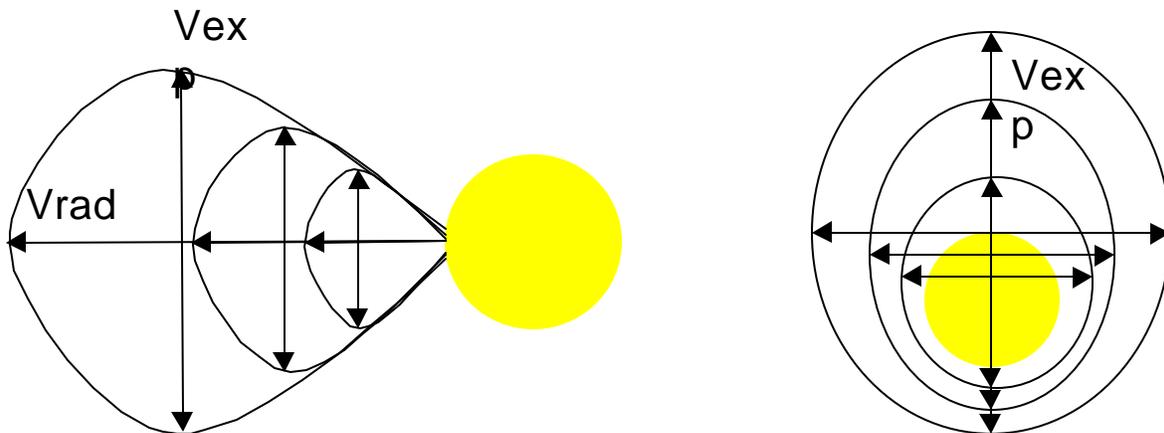


Fig. 3.11 – Esquema mostrando as posições da velocidade de expansão de uma ejeção de massa coronal em uma ejeção observada no limbo (à esquerda), e em uma ejeção tipo “halo” (à direita).

A Figura 3.12 mostra um exemplo de velocidade de expansão medida em uma CME halo frontal, observada em 24 de setembro de 2001. Esta CME estava associada com a região ativa AR9632, que produziu um *flare* às 0936 UT, localizado na posição heliográfica S16E23. Por tratar-se de uma CME halo, este evento apresentava uma forte projeção de sua velocidade radial principal na direção Sol-Terra, e outra projeção menor aproximadamente na direção da posição angular 135 graus, ou seja, na direção sudeste solar. Portanto, de acordo com a definição acima apresentada, a velocidade de expansão desta CME halo é a velocidade de crescimento da CME na direção perpendicular à direção da posição angular 135 graus, e está representada pelas setas nas duas imagens do LASCO C3 apresentadas na Figura 3.12. Abaixo, nesta figura, está apresentado um diagrama mostrando o tamanho da CME na direção das setas versus tempo, dados em unidades de raios solares e horas, respectivamente. Nota-se que o tamanho da CME na direção indicada cresce linearmente com o tempo, podendo ser ajustado por um modelo linear simples, cujo coeficiente é a velocidade de expansão desta CME halo. O valor medido neste exemplo foi de 3811 km/s.

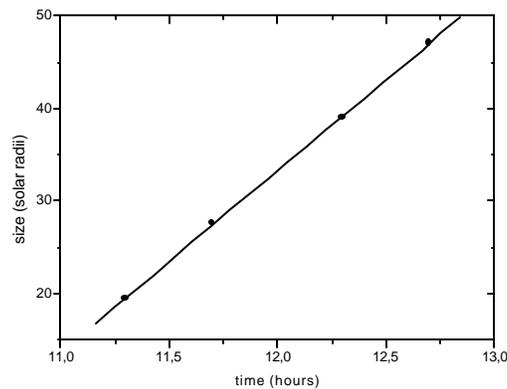
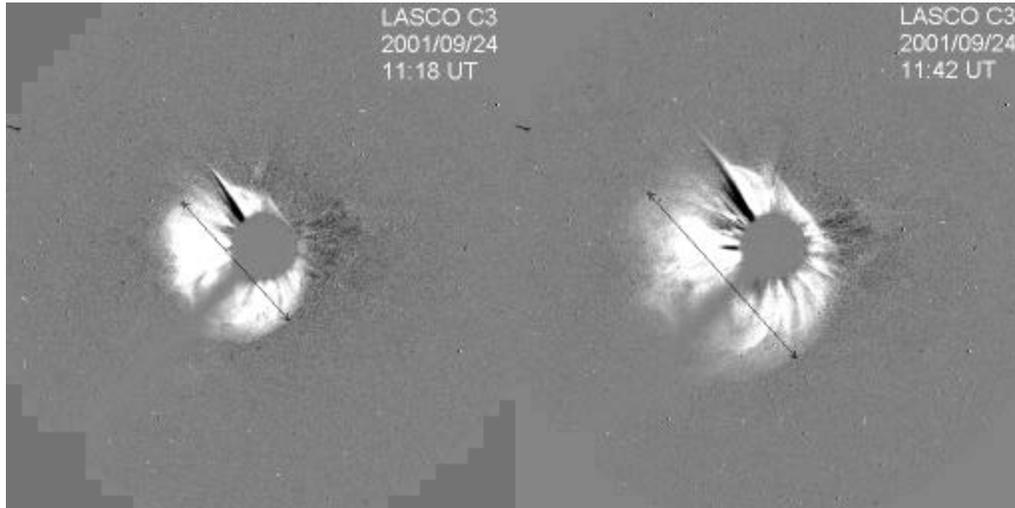


Fig. 3.12 – CME halo frontal observada pelo instrumento LASCO C3 em 24 de setembro de 2001, às 11:18 UT (esquerda acima) e 11:42 UT (direita acima). A direção da velocidade de expansão está indicada nas duas imagens. Abaixo está o diagrama tamanho versus tempo da CME compreendida entre as setas das imagens acima, dados em unidades de raios solares e horas, respectivamente.
 FONTE: Dal Lago et al. (2002c)

3.3.2 Conjunto de dados de CMEs halo

No período de janeiro de 1997 a abril de 2001 foram observadas 180 CMEs halo frontais pelos instrumentos LASCO e EIT a bordo do satélite SOHO, sendo 85 halos completos e 95 halos parciais, ou seja, CMEs que apresentam ejeção de material ao redor de grande parte do Sol, porém sem cobrir todas as direções. A Figura 3.13 mostra, na parte superior,

um diagrama do número total de halos frontais por ano. É importante lembrar que durante o ano 1998 o satélite SOHO teve uma pane e permaneceu inoperante por um período de aproximadamente 4 meses, e o ano de 2001 apresenta observações apenas até o mês de abril, devido ao fato de esta parte do trabalho ter sido feita durante um estágio no Instituto Max-Planck para Aeronomia, em Lindau, Alemanha, que dispunha, na época, de dados do LASCO até o mês de abril de 2001. Por isso, na parte inferior da Figura 3.13 apresentamos o mesmo diagrama do número de CMEs halos frontais normalizado pelos intervalos sem observação.

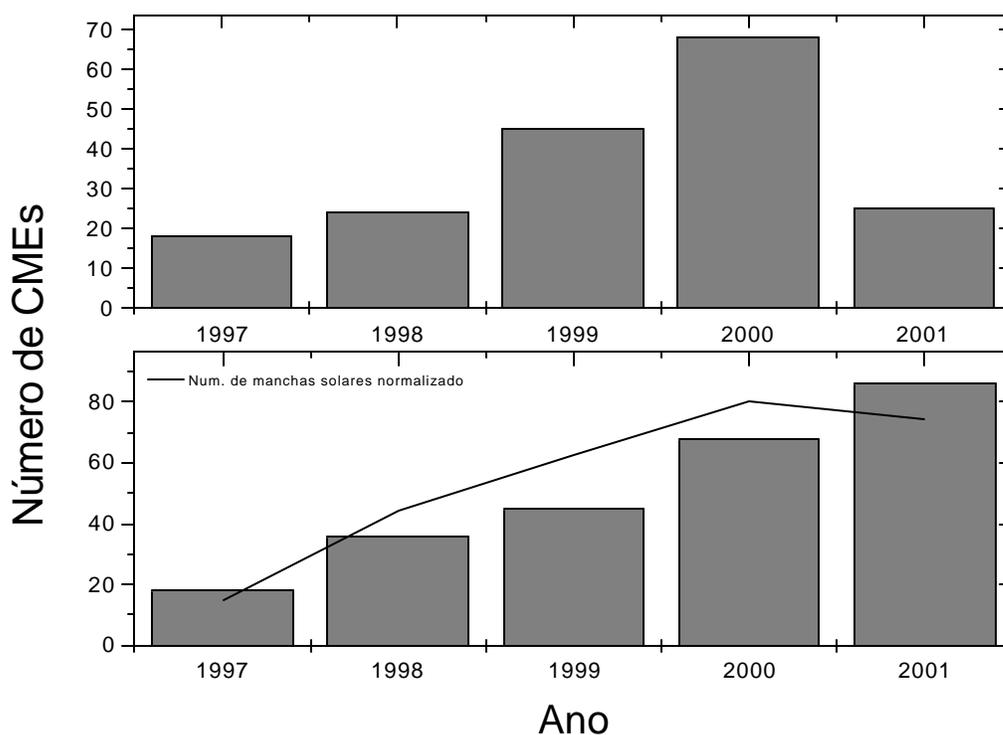


Fig. 3.13 – Na parte superior, número anual de CMEs observadas pelo LASCO. Na parte inferior, o número anual de CMEs observadas corrigido pelos intervalos de não observação do LASCO e pelo truncamento dos dados em 2001. Sobreposto está o número de manchas solares normalizado (curva cheia).

Nota-se claramente uma tendência de aumento do número de CMEs halo frontais com o tempo, acompanhando a fase ascendente do ciclo solar. A partir da análise da Figura 3.13 conclui-se que a frequência aproximada de observação de CMEs halo frontais por ano foi: (a) 1 CME a cada 20 dias em 1997; (b) 1 CME a cada 10 dias em 1998; (c) 1 CME a cada 8 dias em 1999; (d) 1 CME a cada 5 dias em 2000; e (e) 1 CME a cada 4 dias em 2001.

Foram medidas as velocidades de expansão de todas as CMEs halo observadas nesse período, utilizando imagens do instrumento LASCO C3. Todas estas CMEs apresentaram velocidade de expansão constante, sem aceleração ou desaceleração significativa. É importante mencionar que as extensões laterais totais das ejeções permaneceram visíveis nas imagens do LASCO C3 por no máximo 6 quadros, tendo a maioria sido observada em 3 ou 4 quadros, portanto poucos pontos para o ajuste. No entanto, o ajuste linear em todos os eventos se mostrou bastante razoável, indicando claramente que as CMEs halo apresentaram crescimento lateral linear com o tempo, e portanto, velocidade de expansão constante no campo de visão do instrumento LASCO C3. Os valores de velocidade de expansão das CMEs medidos neste conjunto de dados variou de 282 a 3165 km/s. A Figura 3.14 mostra as médias anuais das velocidades de expansão das CMEs. Nota-se que também há uma tendência do valor médio das velocidades variar com o ciclo solar, embora haja um pico no ano de 1998.

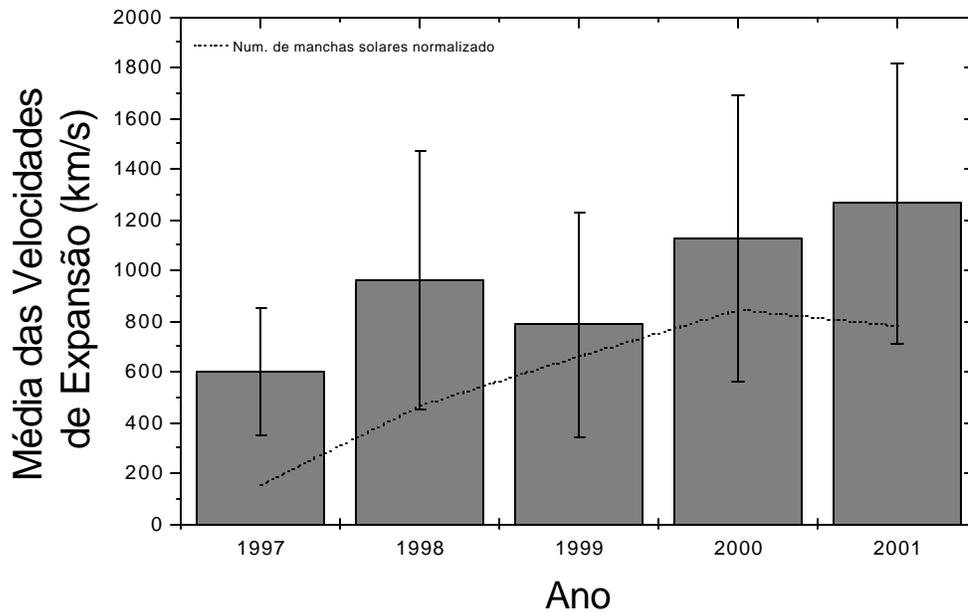


Fig. 3.14 – Média anual das velocidades de expansão das CMEs observadas de janeiro de 1997 a abril de 2001.

De posse desses eventos e de suas velocidades de expansão, procedeu-se uma análise caso a caso das correlações entre estas CMEs e distúrbios observados no meio interplanetário nas vizinhanças da Terra. Este será o tema do próximo capítulo.

CAPÍTULO 4

CORRESPONDÊNCIA INTERPLANETÁRIA DAS EJEÇÕES DE MASSA CORONAIS

Durante o período de tempo correspondente às observações das ejeções de massa coronais apresentadas no Capítulo 3, de janeiro de 1997 a abril de 2001, houve observações contínuas de plasma e campo magnético nas proximidades da Terra, no ponto Lagrangeano interno L1 e órbita da Terra, pelos satélites *Advanced Composition Explorer (ACE)* e SOHO, e WIND. Esta combinação tornou possível associar um grande número de CMEs observadas no Sol a assinaturas interplanetárias observadas nas proximidades da Terra, tais como choques interplanetários e estruturas das ejeções vistas no meio interplanetário. Do conjunto de 180 CMEs para as quais foi possível medir a velocidade de expansão, foi possível identificar um sub-grupo de 92 ejeções, as quais estavam relacionadas univocamente a um dado distúrbio interplanetário nas proximidades da Terra. Este conjunto de dados será utilizado a partir de agora para nossa análise das relações entre CMEs observadas no Sol e distúrbio interplanetários.

4.1 Tipos de estruturas interplanetárias correlacionadas às CMEs

É bastante aceito pela comunidade científica que as ejeções de massa coronais são a origem das ondas de choque interplanetárias transientes observadas em 1 UA, ou seja, na Terra (Gosling, 1990). Propôs-se que estas ondas de choque são do tipo “*piston-driven*”, ou seja, que são criadas e mantidas por uma estrutura ejetada a uma velocidade maior que a velocidade magnetossônica do vento solar. Esta estrutura ejetada seria a própria ejeção de massa coronal que é observada nas imagens dos coronógrafos como o LASCO, e apresenta características interplanetárias bastante distintas do vento solar normal (Neugebauer e Goldstein, 1997). Espera-se que a onda de choque seja uma estrutura de dimensões muito

maiores que a ejeção que a impulsiona, portanto é esperado que ela seja mais frequentemente observada que as ejeções que a impulsionam (ver Figura 2.14, Capítulo 2). Num primeiro momento, identificamos a correlação entre as CMEs frontais do nosso conjunto de dados com distúrbios interplanetários observados nas proximidades da Terra e, conforme já mencionado, obtivemos 92 associações unívocas.

Das 92 CMEs, 78 estavam associadas a uma onda de choque interplanetária, enquanto que as demais apresentaram aumentos anômalos de densidade ou campo magnético. Dentre as 78, 38 apresentaram evidência clara de uma ejeção impulsionando uma onda de choque interplanetária.

A seguir mostraremos 1 exemplo de observação interplanetária que estava relacionada a um dos 78 eventos solares estudados neste projeto, ou seja, relacionada a uma onda de choque. A Figura 4.1 apresenta um exemplo de uma estrutura interplanetária observada pelo satélite ACE nas proximidades da Terra em 06 de abril de 2000. São mostrados, de cima para baixo: campo magnético total $|B|$ e suas componentes B_x , B_y e B_z em coordenadas GSM; densidade de íons (“SW H Density”); velocidade (“SW bulk speed”) e temperatura de íons (“H temp radial”). Está indicada a presença de uma onda de choque em “1”. Seguindo esta onda de choque está a bainha em “2”, porém não há sinal evidente de uma ejeção logo atrás, não havendo campo magnético intenso após a região “2”. No entanto se pode observar uma região de baixa temperatura após a região “2”, que se estende desde aproximadamente 0900UT do dia 7 até aproximadamente 09:00 UT do dia 8. Não sabemos se essa configuração indica que a Terra estava em uma rota tipo T2 conforme anteriormente descrita na Figura 2.14, Capítulo 2, ou se estamos observando um tipo especial de ejeção.

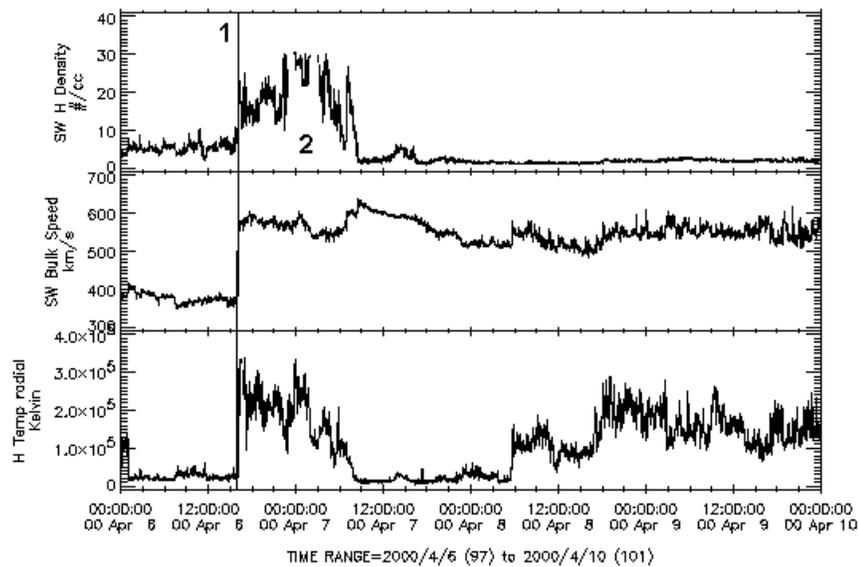
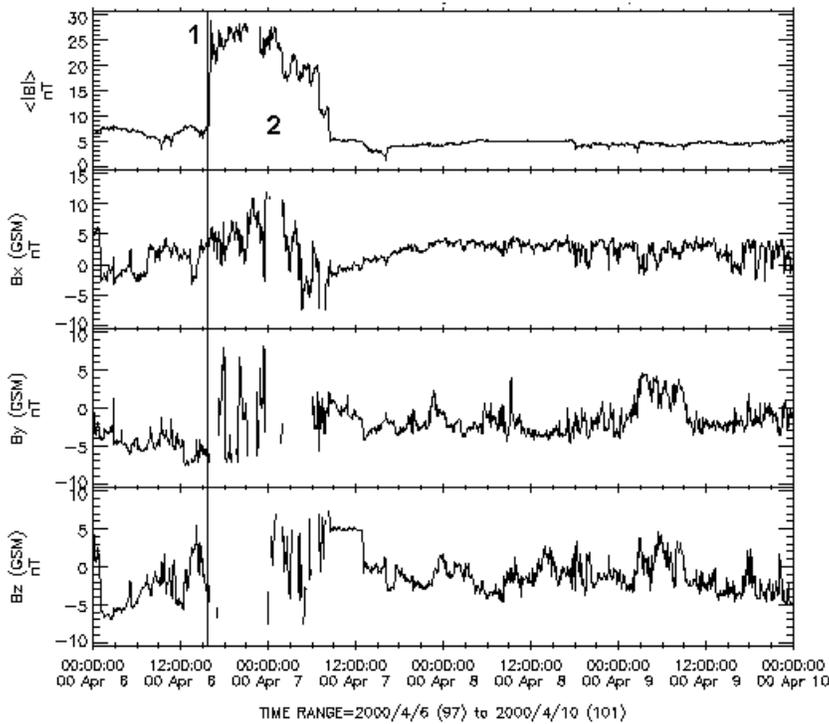


Fig. 4.1 – Campo magnético e parâmetros de plasma observados pelo satélite ACE no ponto Lagrangeano L1 no período de 6 a 10 de abril de 2000.

A Figura 4.2 apresenta observações de campo magnético e de plasma obtidas nas vizinhanças da Terra pelos satélites ACE e WIND, respectivamente, no período de 16 a 23 de março de 2001. São mostrados, de cima para baixo nas duas figuras: campo magnético total $|B|$ e suas 3 componentes B_x , B_y e B_z em coordenadas GSM; velocidade na direção Sol-Terra (“flow speed”) e nas direções Leste-Oeste e Norte-Sul; velocidade térmica (“SW V_{th} ”) e densidade numérica (“ion N”). Notam-se destacadas a onda de choque em “1”, a bainha em “2” e a ejeção em “3”. Esta ejeção é uma nuvem magnética pois apresenta campo magnético mais intenso que o vento solar normal e rotação do campo magnético nas componentes B_z e B_y (hachurados na figura). Nota-se também que a velocidade térmica (“SW V_{th} ”, penúltimo painel) apresenta um aumento na bainha (região 2) devido à compressão. Devido à alta intensidade do campo magnético desta estrutura e sua baixa temperatura e densidade, seu beta é baixo.

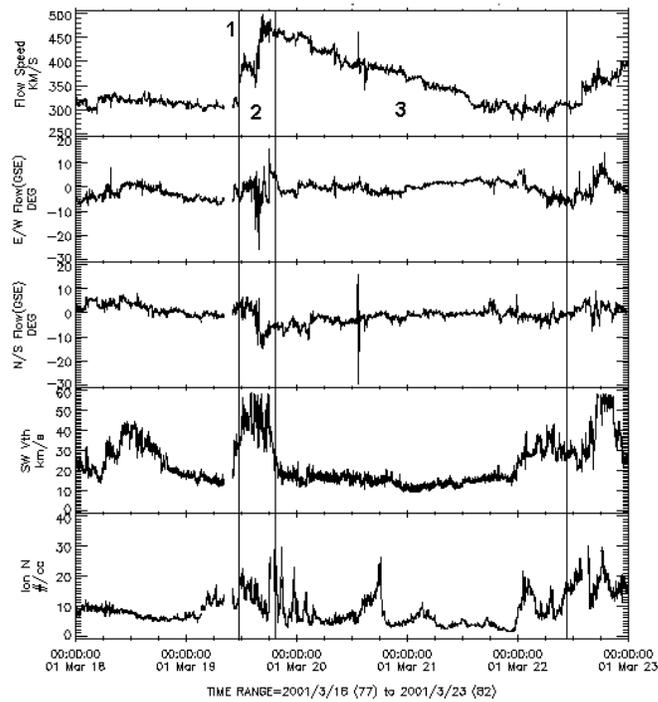
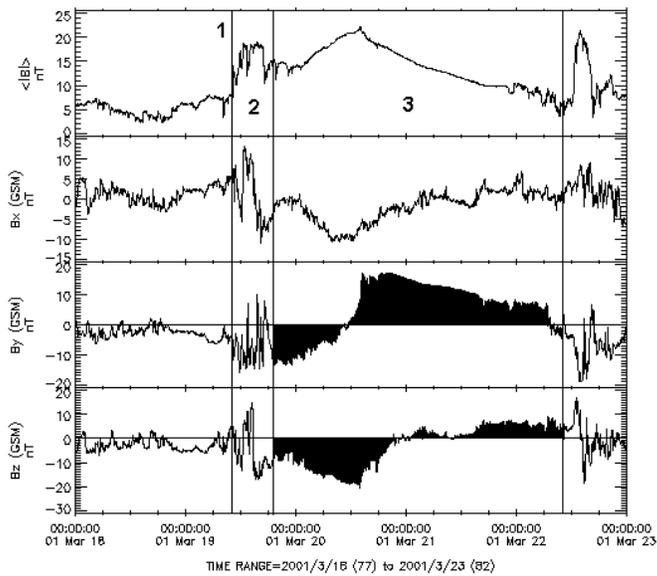


Fig. 4.2 – Campo magnético e parâmetros de plasma observados pelos satélites ACE e WIND, no ponto Lagrangeano L1 e nas proximidades da Terra, respectivamente, no período de 16 a 23 de março de 2001.

Dos 92 eventos observados no meio interplanetário neste estudo, fizemos um levantamento completo para identificar a que tipo de estrutura estavam associados. Obteve-se que 18 eventos apresentavam estrutura clara de nuvem magnética, como o exemplo da Figura 4.2, resultados estes confirmados por outro estudo prévio de Lepping et al. (2002) publicado na internet (http://lepmfi.gsfc.nasa.gov/mfi/mag_cloud_pub1.html); 20 outros eventos apresentavam estruturas que se aproximavam de nuvens magnéticas, porém não tão claras. Esses últimos foram classificados como “possíveis nuvens magnéticas”. Os demais 54 eventos apresentavam apenas a onda de choque seguida de uma região de bainha, sem características evidentes de uma estrutura de ejeção, como o exemplo da Figura 4.1.

4.2 A velocidade de expansão das CMEs e a velocidade das ejeções observadas no meio interplanetário

Um dos principais objetivos a serem apresentados a seguir é verificar a possibilidade de inferir a velocidade de uma ejeção em 1 UA a partir da velocidade de expansão das CMEs, medida a partir de observações feitas pelo instrumento LASCO C3. Para tanto, utilizamos o conjunto de dados anteriormente mencionado de 38 eventos CME-ejeção interplanetária. Medimos o pico da velocidade da ejeção em 1UA, utilizando as observações de plasma feitas pelos satélites ACE, WIND e pelo detector de plasma do satélite SOHO. A identificação de ondas de choque no meio interplanetário é relativamente fácil, uma vez que essas representam uma descontinuidade nos parâmetros de plasma e campo magnético. Já a identificação da ejeção que está produzindo e impulsionando o choque é uma tarefa mais difícil e delicada. Este trabalho exigiu a cuidadosa inspeção visual, caso a caso, dos eventos individuais, para fins de definir as fronteiras da ejeção interplanetária. Uma série de critérios definidos por Neugebauer e Goldstein (1997) foram utilizados para este fim, lembrando que nem todas as características listadas por estes autores estão presentes em todos os eventos.

A seguir, comparou-se a velocidade de expansão anteriormente medida nas CMEs com a velocidade interplanetária das estruturas correspondentes, que foi determinada como sendo

o valor de pico dentro da ejeção. A Figura 4.3 mostra um gráfico da velocidade interplanetária das ejeções em função da velocidade de expansão medida nas CMEs solares a partir de imagens do instrumento LASCO C3.

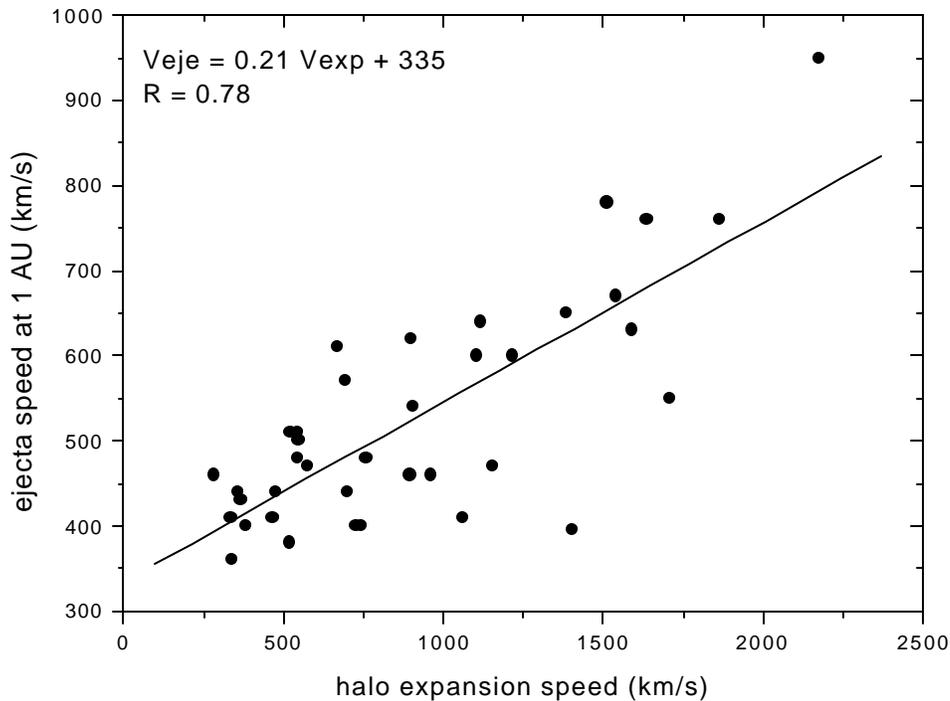


Fig. 4.3 – Velocidades de 38 ejeções interplanetárias em função das velocidades de expansão das CMEs associadas medidas a partir de imagens do instrumento LASCO C3. A curva sólida representa um ajuste linear, cuja equação é dada por $V_{aje} = 0,21V_{exp} + 335$, e cujo coeficiente de correlação é $R = 0,78$.
 FONTE: Dal Lago et al. (2002d)

Um ajuste linear do conjunto de pontos da Figura 4.3 apresenta um coeficiente de correlação bom, $R = 0,78$, e pode ser descrito pela equação:

$$V_{aje} = 0,21 V_{exp} + 335 \text{ km/s} \quad (4.1)$$

onde V_{eje} é o pico da velocidade da ejeção observada no meio interplanetário em 1 UA, e V_{exp} é a velocidade de expansão da CME observada no Sol, ambas dadas em km/s. Esta relação empírica nos permite inferir, com boa precisão, a velocidade interplanetária de uma ejeção, com antecedência de mais de 1 dia, quando da observação da CME no Sol. Esta capacidade constitui um grande avanço para a previsão dos distúrbios geomagnéticos, uma vez que a velocidade do plasma do meio interplanetário nas vizinhanças da Terra é um parâmetro que está diretamente relacionado ao processo de transferência de energia do vento solar para a magnetosfera terrestre, causando as tempestades geomagnéticas (Gonzalez et al., 1987, Gonzalez et al., 1999).

Utilizando a expressão apresentada no Capítulo 3, que relaciona a velocidade de expansão e a velocidade radial das CMEs, podemos reescrever a Equação 4.1 da seguinte maneira:

$$V_{\text{eje}} = 0,24 V_{\text{rad}} + 335 \text{ km/s} \quad (4.2)$$

onde V_{rad} é a velocidade radial inferida a partir da velocidade de expansão da CME a partir da relação empírica derivada no Capítulo 3, dada em km/s. A equação 4.2 nos permite comparar nosso modelo empírico com observações solares feitas no passado pelos coronógrafos Solwind e *Sola Maximum Mission* (SMM), e observações interplanetárias feitas pelas sondas Helios-1 e *Pioneer Venus Orbiter* (PVO), no período de 1979 a 1988, e apresentado por Lindsay et al. (1999). Neste estudo, foram comparadas velocidades de mais de 30 CMEs observadas por estes coronógrafos e posteriormente pelas sondas interplanetárias, quando elas estavam a ± 30 graus do limbo solar, entre 0,7 e 1 UA de distância do Sol. A relação empírica entre a velocidade das CMEs e a correspondente velocidade interplanetária foi $V_{\text{eje}} = 0,25 (\pm 0,04) V_{\text{CME}} + 340 \text{ km/s}$, portanto muito semelhante à relação mostrada pela Equação 4.2. Vale ressaltar que as quantidades usadas nas duas equações são as mesmas, isto é, V_{CME} é a velocidade radial da CME medida diretamente e V_{rad} é a velocidade radial inferida a partir da velocidade de expansão da CME.

No entanto, devemos ressaltar aqui que no mesmo período de observação desse conjunto de dados, houve muitas (54) CMEs halo parcial e total frontais, que estavam associadas a

ondas de choque em 1 UA, porém, não seguidas por uma ejeção, conforme já discutido anteriormente. Portanto, em termos de previsão das características de uma estrutura interplanetária e da possibilidade de ocorrência de distúrbios geomagnéticos, é correto afirmar que se uma dada CME halo, parcial ou total, frontal, ejetar material na direção da Terra, podemos prever sua velocidade em 1UA através da Equação 4.1. Atualmente não somos capazes de prever, a partir de observações solares, se uma CME estará associada ou não à uma ejeção no meio interplanetário em 1 UA.

4.3 Relação entre a velocidade média de propagação de um choque e a velocidade da ejeção interplanetária

Nesta seção, desejamos nos ater à relação empírica entre a velocidade média de propagação de choques associados a CMEs, desde o Sol até 1 UA, e a velocidade da ejeção relacionada a este choque. Um estudo feito por Cliver et al. (1990) abordou este ponto porque estes autores desejavam estimar a velocidade de ejeções em 1 UA para eventos ocorridos em períodos para os quais não havia observações interplanetárias. Naquele trabalho foram utilizados 48 choques tipo II observados em comprimentos de onda de rádio, todos ocorridos antes de 1990, e os inícios súbitos de tempestades geomagnéticas para inferir a velocidade média de propagação das ondas de choque. Aqueles autores consideraram que os choques tipo II eram um bom indício do início da CME próximo ao Sol. Conjuntamente, foram utilizadas observações de plasma nas proximidades da Terra para medir a velocidade das ejeções em 1 UA. A relação obtida por estes autores foi:

$$V_{\max} = 0,775 V_{\text{avg}} + 44 \text{ km/s} \quad (4.3)$$

onde V_{\max} é o pico da velocidade da ejeção em 1 UA e V_{avg} é a velocidade média de propagação da onda de choque desde o Sol até 1 UA.

Utilizando nosso conjunto de dados, nós também derivamos a velocidade média de propagação das ondas de choque desde o Sol até 1 UA, utilizando o tempo de viagem desde a primeira aparição da CME no campo de visão do instrumento LASCO C2 e a detecção da onda de choque nos instrumentos dos satélites ACE, WIND ou SOHO. A Figura 4.4 mostra

a velocidade das ejeções em 1 UA em função da velocidade média de propagação da onda de choque até 1 UA. O coeficiente de correlação é bastante alto, $R = 0,92$, e um ajuste linear também é mostrado na figura, cuja equação é dada por:

$$V_{\text{eje}} = 0,54 V_{\text{pr}} + 161 \text{ km/s} \quad (4.4)$$

onde V_{eje} é o pico da velocidade da ejeção em 1 UA e V_{pr} é a velocidade média de propagação da onda de choque desde o Sol até 1 UA.

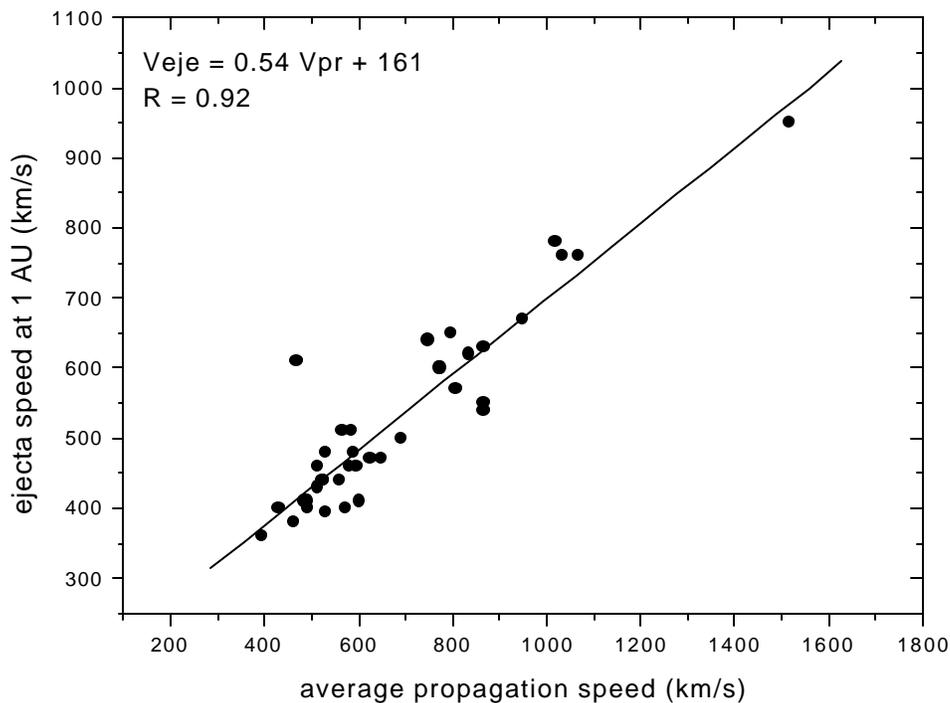


Fig. 4.4 – Velocidade das ejeções observadas em 1 UA em função da velocidade média de propagação das ondas de choque relacionadas.

FONTE: Dal Lago et al. (2002d)

A relação empírica que nós obtivemos é substancialmente diferente da obtida por Cliver et al. (1990). As razões para essa diferença podem ser duas: (1) os instantes de tempo iniciais e finais considerados nos dois trabalhos para o cálculo da velocidade média de propagação das ondas de choque não são exatamente iguais; (2) os dois conjuntos de eventos provêm

de períodos distintos de observação e refletem CMEs e ondas de choque com características distintas.

4.4 Aceleração das CMEs no meio interplanetário

A partir do conjunto de medidas das velocidades de expansão das CMEs no Sol e das correspondentes velocidades observadas nas proximidades da Terra, em 1 UA, conjuntamente com o tempo de viagem das mesmas desde o Sol até a Terra, foi possível calcular a aceleração média de cada uma das CMEs utilizando a relação simples:

$$a_{\text{med}} = (V_{\text{eje}} - V_{\text{exp}}) / t \quad (4.5)$$

onde a_{med} é a aceleração média da CME desde o Sol até a Terra, V_{eje} é a velocidade da ejeção em 1 UA, V_{exp} a velocidade de expansão da CME no Sol, e t é o tempo de viagem da CME desde o Sol até a 1 UA. Alternativamente, podemos escrever esta relação em função da velocidade radial inferida pela velocidade de expansão, conforme deduzida no Capítulo 3:

$$a_{\text{med}} = (V_{\text{eje}} - V_{\text{rad}}) / t \quad (4.6)$$

onde V_{rad} é a velocidade radial da CME inferida a partir da velocidade de expansão.

A Figura 4.5 mostra a aceleração média das CMEs no meio interplanetário em função de sua velocidade de expansão nas proximidades do sol. Nota-se que é possível fazer um ajuste para estes pontos através de um polinômio do 2º grau, conforme é mostrado na figura, e cuja equação é:

$$a_{\text{med}} = 0,212 + 5,558e-4 V_{\text{exp}} - 2,4236e-6 V_{\text{exp}}^2 \quad (4.7)$$

onde a_{med} é dada em m/s^2 e V_{exp} em km/s .

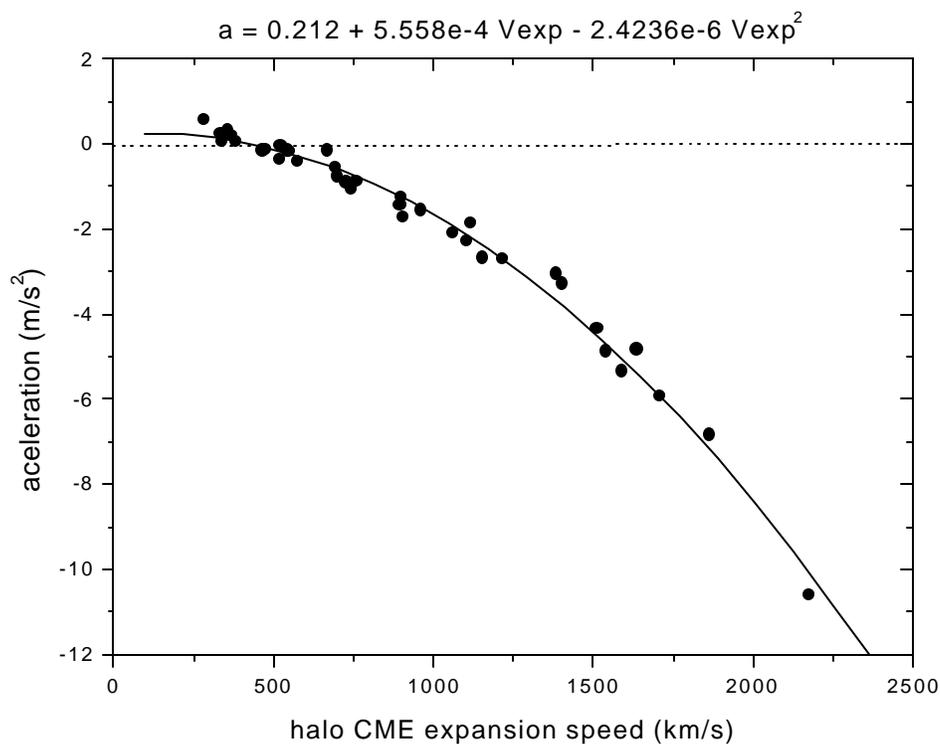


Fig. 4.5 – Aceleração média das CMEs no meio interplanetário, desde o sol até 1 UA em função da velocidade de expansão observada no Sol.

A partir da análise da Figura 4.5 pode-se concluir que a maior parte das CMEs desacelera no caminho entre o Sol e 1UA, à exceção de algumas poucas, que foram ejetadas com velocidades mais lentas. A linha tracejada horizontal mostrada na figura indica $a=0$, ou seja, CMEs que apresentaram velocidade constante no caminho até a Terra. Este ponto ocorre para valores de velocidade de expansão de aproximadamente $V_{exp} = 450$ km/s. Este valor se aproxima muito do valor da velocidade do vento solar lento normal e nos leva a concluir que as CMEs ejetadas com velocidade superior à velocidade do vento solar são desaceleradas, enquanto que as ejetadas com velocidades inferiores, são aceleradas. Esta conclusão já havia sido apresentada por Gopalswamy et al. (2000), que fizeram um trabalho utilizando outro tipo de medida de velocidades nas CMEs. O vento solar seria então, o fator determinante para a aceleração ou desaceleração das CMEs em seu caminho desde o Sol até a Terra. A Figura 4.6 ilustra esse fato, apresentando o valor absoluto da aceleração em função da velocidade de expansão das CMEs.

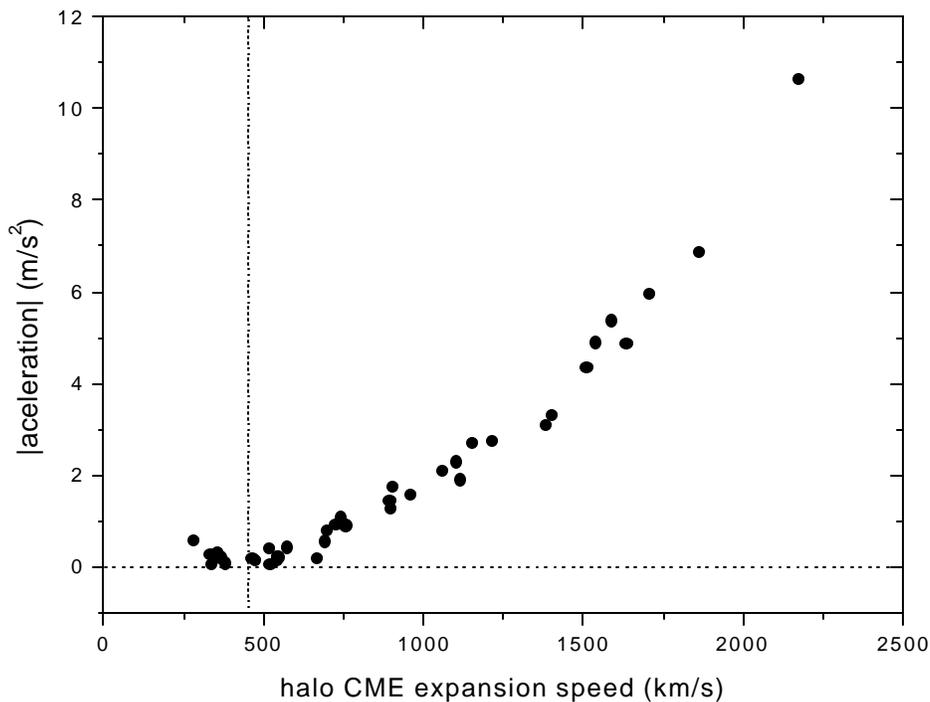


Fig. 4.6 – Valor absoluto da aceleração média das CMEs no meio interplanetário, desde o Sol até 1 UA em função da velocidade de expansão observada no Sol. O traço pontilhado vertical indica o ponto onde o valor da velocidade de expansão das CMEs vale 450 km/s.

Nota-se claramente na Figura 4.6 que o valor absoluto da aceleração tende a zero para valores de velocidade de expansão em torno de 450 km/s.

4.5 Nuvens magnéticas interplanetárias

Conforme mencionado anteriormente, do conjunto de 92 distúrbios interplanetários correlacionados com CMEs solares, 18 apresentavam estrutura de nuvem magnética interplanetária, conforme os critérios de Burlaga et al. (1981). As nuvens magnéticas estão entre as estruturas interplanetárias mais importantes causadoras de tempestades geomagnéticas, por frequentemente possuírem velocidade alta e campo magnético intenso e

direcionado para o Sul por longos períodos de tempo. Procedemos a seguir a um estudo sobre as nuvens magnéticas interplanetárias, utilizando além do conjunto de 18 eventos descritos anteriormente, um conjunto de 54 nuvens observadas desde 1965 até 1997.

Da análise destes eventos ocorridos entre 1965 e 1997 encontrou-se que a relação entre a velocidade de propagação e o campo magnético total de nuvens magnéticas sugerida por Gonzalez et al. (1998) é válida para a maioria dos casos, como mostra a Figura 4.7.

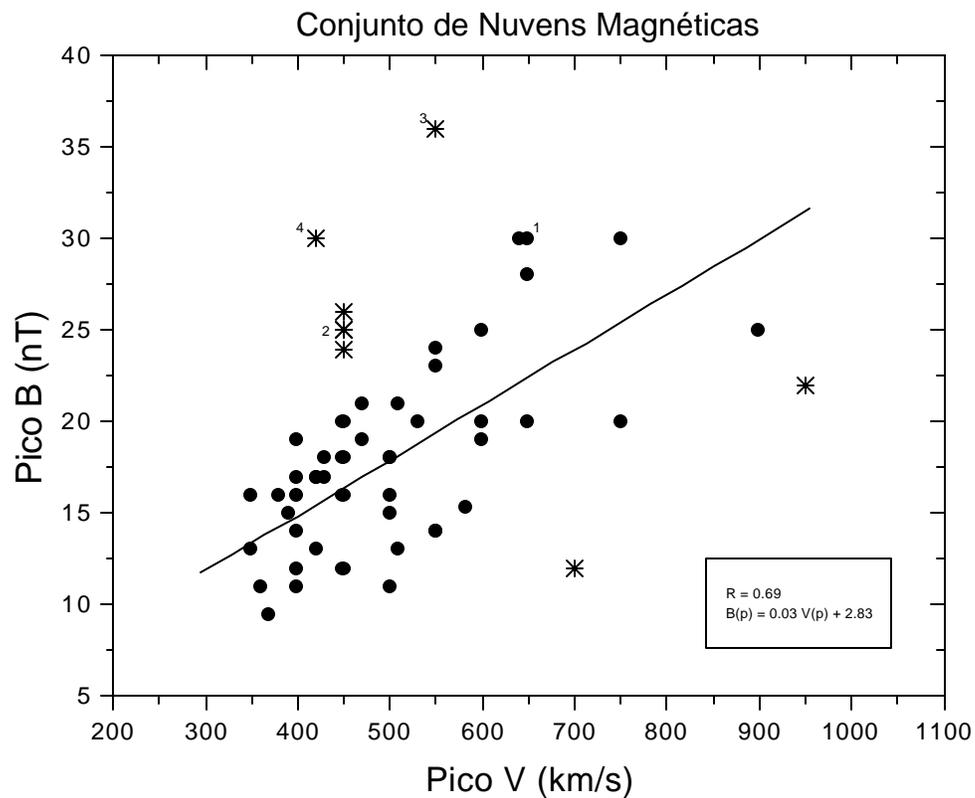


Fig. 4.7 – Relação entre o pico do campo magnético e o pico da velocidade de nuvens magnéticas.

FONTE: Dal Lago et al. (2001a, p.452).

Conforme Gonzalez et al. (1998a), esta relação é extremamente importante do ponto de vista geofetivo porque ambos os parâmetros estão diretamente relacionados à transferência de energia do vento solar para a magnetosfera interna.

No entanto nota-se que alguns eventos não seguem a relação velocidade/campo magnético, como os pontos 2, 3 e 4 da Figura 4.7. As nuvens magnéticas referentes a estes pontos apresentam em comum o fato de estarem sendo comprimidas por feixes mais velozes na parte traseira, justificando portanto valores maiores de campo magnético que o esperado para uma nuvem magnética. Por exemplo, a nuvem magnética referente ao ponto de número 2 da Figura 4.7 é mostrada na Figura 4.8.

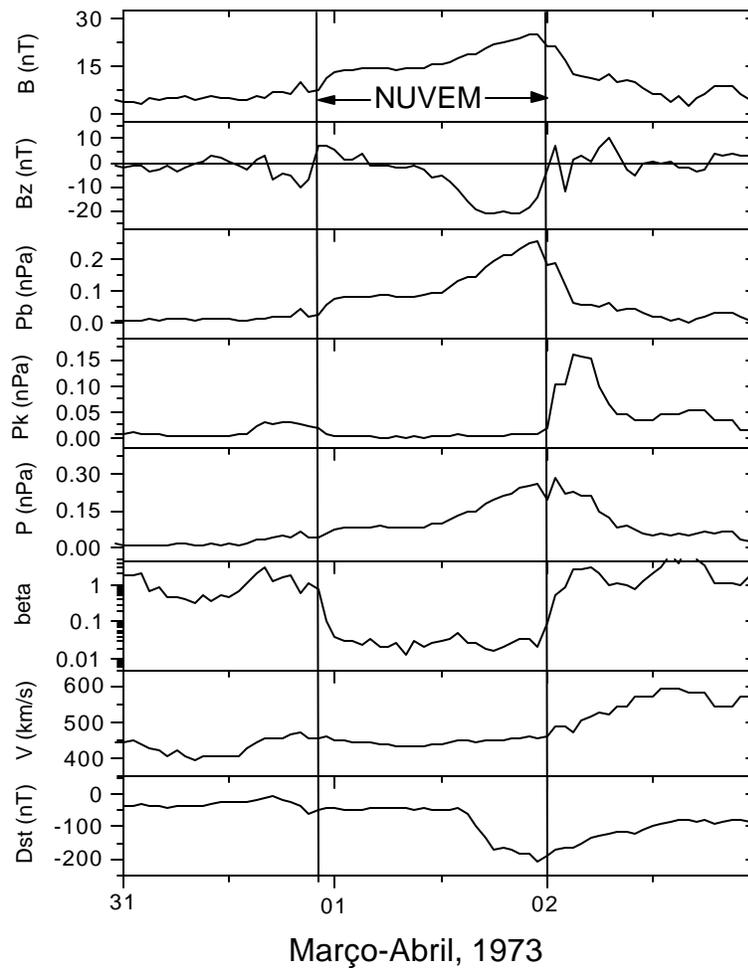


Fig. 4.8 – Nuvem magnética observada em 01 de abril de 1973.

FONTE: Dal Lago et al. (2001a, p.453).

É interessante notar a assimetria acentuada do campo magnético total na parte traseira interna na nuvem magnética, vista no 1º painel superior da Figura 4.8. Este valor acentuado

de B se deu justamente em uma região onde ele estava direcionado para o sul, causando uma tempestade bastante intensa, cujo pico negativo do índice da atividade da corrente de anel foi $Dst = -211$ nT. Para investigar as possíveis causas desta assimetria de B e de seu valor, a Figura 4.8 também apresenta, no painel “Pb”, a pressão magnética ao longo da estrutura da nuvem e de sua vizinhança. Esta pressão é dada por $P_b = B^2/2\mu_0$, onde B é o campo magnético total. Naturalmente esta pressão é maior dentro da nuvem que nas vizinhanças, uma vez que a estrutura possui campo magnético mais intenso que o vento solar normal por onde ela se propaga. Da mesma forma, a pressão magnética é mais intensa na parte traseira interna da nuvem, onde B é mais intenso. O painel “Pk” apresenta a pressão térmica dos prótons ao longo da estrutura e de suas vizinhanças, dada por $P_k = NkT$, onde N e T são a densidade numérica e a temperatura de prótons, e k é a constante de Boltzmann. Nota-se neste diagrama “Pk” da Figura 4.8 que há um aumento desta pressão logo atrás da nuvem magnética, causado por um feixe mais veloz que a nuvem, que se aproximava dela pela parte traseira. Observando o painel da velocidade de plasma “V”, nota-se a presença deste feixe, indicado pelo aumento gradativo da velocidade. O diagrama “P” desta mesma figura é a soma das pressões magnética e térmica, $P_b + P_k$, chamada pressão estática total. Pode-se observar um balanço de pressões através da fronteira traseira da nuvem, sendo que na parte externa, estava atuando principalmente a pressão térmica, e na parte interna, a pressão magnética. É provável que o feixe rápido tenha causado um pulso de pressão térmica na parte exterior traseira na nuvem, comprimindo-a, intensificando seu campo magnético até que a pressão magnética interna equilibrasse a pressão térmica externa. Como consequência, este aumento de B da nuvem tornou-a mais geofetiva, uma vez que ocorreu em um ponto onde ele estava direcionado para o sul (Dal Lago et al., 2001a). De maneira análoga, é possível avaliar a importância das pressões magnética e térmica pelo β , que é a razão entre P_k e P_b , mostrado também na Figura 4.8. Dentro da nuvem magnética o valor de β é baixo, em torno de 0,1.

Desejamos agora avaliar os efeitos quantitativos desta compressão em termos geofetivos. Para tanto, utilizou-se um modelo de nuvens magnéticas desenvolvido por Burlaga (1988), que considera que nuvens magnéticas são tubos de fluxo com simetria cilíndrica, cujo campo magnético é helicoidal. Na Figura 4.9 estão mostrados os parâmetros observados e os obtidos pelo modelo para a nuvem magnética observada em 01 de abril de 1973.

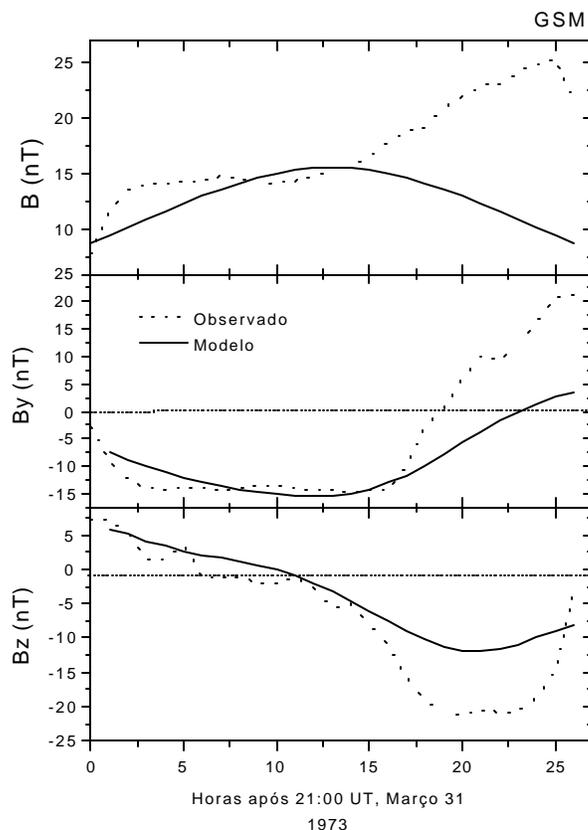


Fig. 4.9 – Comparação entre o campo magnético observado (curva pontilhada) e o campo magnético calculado pelo modelo de Burlaga (1988) (curva cheia) para a nuvem magnética de 01 de abril de 1973.

FONTE: Dal Lago et al. (2002a, p.2227).

Nota-se que o modelo representa bem o campo magnético da nuvem magnética à exceção da parte traseira, onde os efeitos da compressão externa intensificaram o campo magnético observado. Para obter uma estimativa quantitativa do aumento da geofetividade causada por esta compressão, calculou-se o índice Dst através do método de Burton et al. (1975). A fórmula de Burton et al. (1975) para o cálculo do índice Dst a partir de parâmetros interplanetários é dada, de maneira simplificada, por:

$$dDst/dt = F(E) - Dst/t \quad (4.8)$$

onde t é o tempo de decaimento da corrente de anel; e $F(E)$ é a função de injeção de energia linear, que é uma função do campo elétrico interplanetário $E_y = -(\mathbf{V} \times \mathbf{B})_y = -VB_z$, dada por:

$$F(E) = d \cdot (E_y) \quad (4.9)$$

onde $d = -1,5 \times 10^{-3} \text{ nT}/(\text{s mV/m})$.

Utilizamos a Equação 4.8 para os dois casos: (1) utilizando como parâmetro de entrada o campo magnético observado, representado pela curva pontilhada na Figura 4.9 (BF_Data); (2) utilizando como parâmetro de entrada o campo magnético calculado pelo modelo de Burlaga representado pela curva cheia na Figura 4.9 (BF_Model). Os parâmetros calculados pelo modelo não incluem a compressão interplanetária. Os resultados podem ser vistos na Figura 4.10.

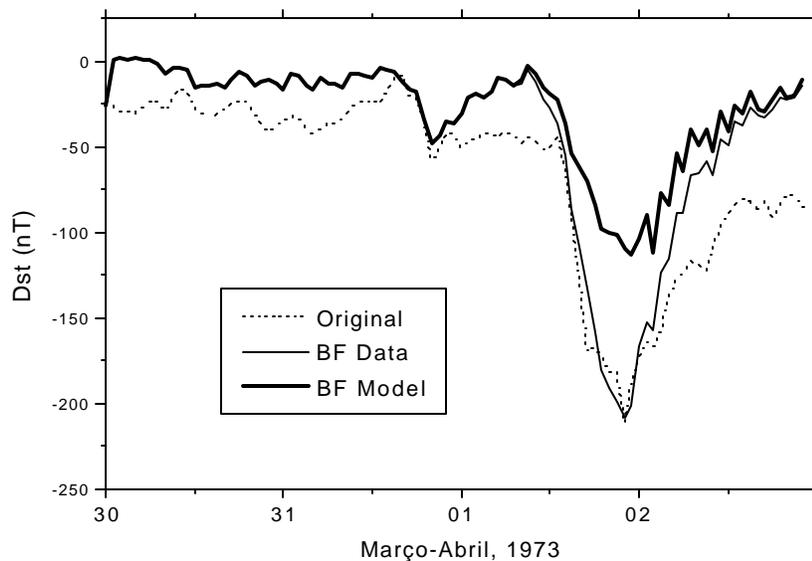


Fig. 4.10 – Índice Dst original (pontilhado), calculado com a fórmula de Burton et al. (1975) utilizando como entrada o campo magnético observado (BF_Data) e utilizando como entrada o campo magnético calculado pelo modelo de Burlaga (1988), em 01 de abril de 1973 (BF_Model).

FONTE: Dal Lago et al. (2002a, p.2228).

O efeito da compressão interplanetária foi responsável pelo decréscimo de quase 100 nT no índice Dst, de -112 nT para -211 nT.

A seguir, analisaremos em detalhes mais um evento onde as interações interplanetárias foram importantes intensificadoras de geofetividade. A Figura 4.11 mostra parâmetros geomagnéticos e interplanetários observados entre 21 e 23 de outubro de 1999. Os parâmetros mostrados na Figura 4.11 são, de cima para baixo, índice Dst, campo magnético total e componente Bz, velocidade de prótons, densidade de prótons, e pressão. Uma onda de choque foi observada a 01:40 UT do dia 21, indicada pela linha tracejada “S” na figura. A seguir, uma ejeção bastante complexa foi observada, a qual não apresentava estrutura de nuvem magnética interplanetária, indicada entre as setas ‘ejecta’. A tempestade produziu um pico negativo no índice Dst de -258 nT às 06:00 UT do dia 22 de outubro, exatamente na interface da ejeção com um feixe rápido que a seguia. Esta interface se faz visível pela mudança abrupta do campo magnético total e da densidade numérica “N”. A interação do feixe com a ejeção produziu uma compressão e intensificação de seu campo magnético interno, justamente em um ponto em que este já estava direcionado para o sul, o que pode ser visto no painel “Bz” da Figura 4.11. O feixe rápido pode ser identificado pelo aumento da velocidade logo após a estrutura, passando gradativamente de ~540 km/s para ~700 km/s. Neste ponto de interface, houve um aumento de densidade, o qual pode ser observado no painel “N”, provavelmente resultado de uma compressão. Da mesma maneira que no caso da nuvem magnética observada em abril de 1973, procedemos ao cálculo da pressão estática total, para verificar se houve semelhante equilíbrio na interface. A pressão estática total na interface traseira desta ejeção pode ser vista no ultimo painel inferior da Figura 4.11, representada pela curva cheia ‘ $P=P_b+P_k$ ’, pela qual nota-se que não ocorre um equilíbrio de pressão estática que justifique um aumento do campo magnético interno da ejeção. Cogitamos, a seguir, a hipótese de ter havido um fenômeno dinâmico nesta interface, o qual descreveremos a seguir.

Observemos que a ejeção se propaga com uma velocidade média na parte traseira da ordem de 540 km/s. Atrás da ejeção, o feixe se move com uma velocidade maior, que aumenta em pouco menos de 2h para valores da ordem de 700 km/s. Portanto há uma velocidade

relativa entre a ejeção e o feixe. De um sistema de referência que se move com a ejeção, ou seja, com velocidade de aproximadamente 540 km/s, há uma pressão dinâmica exercida pelo feixe sobre a ejeção dada por:

$$P_{dyn} = (1/2) \cdot N \cdot m_p \cdot V_r^2 \quad (4.B)$$

onde P_{dyn} é a pressão dinâmica, devida à densidade numérica N dos prótons de massa m_p com velocidade relativa V_r em relação à ejeção. Os valores de pressão dinâmica relativa a um sistema de referência se movendo com a ejeção “ P_{dyn} ” adicionados à pressão estática total “ P_b+P_k ” pode ser visto no ultimo painel inferior da Figura 4.11 na curva pontilhada. Nota-se que através da interface entre a ejeção e a estrutura agora há um balanço de pressões, o qual provavelmente foi o responsável pela compressão do campo interno da ejeção até que ele pudesse equilibrar a pressão externa. No capítulo 5 voltaremos a analisar este evento, uma vez que ele foi responsável por uma das 9 super-tempestades ocorridas no período de janeiro de 1997 a abril de 2001.

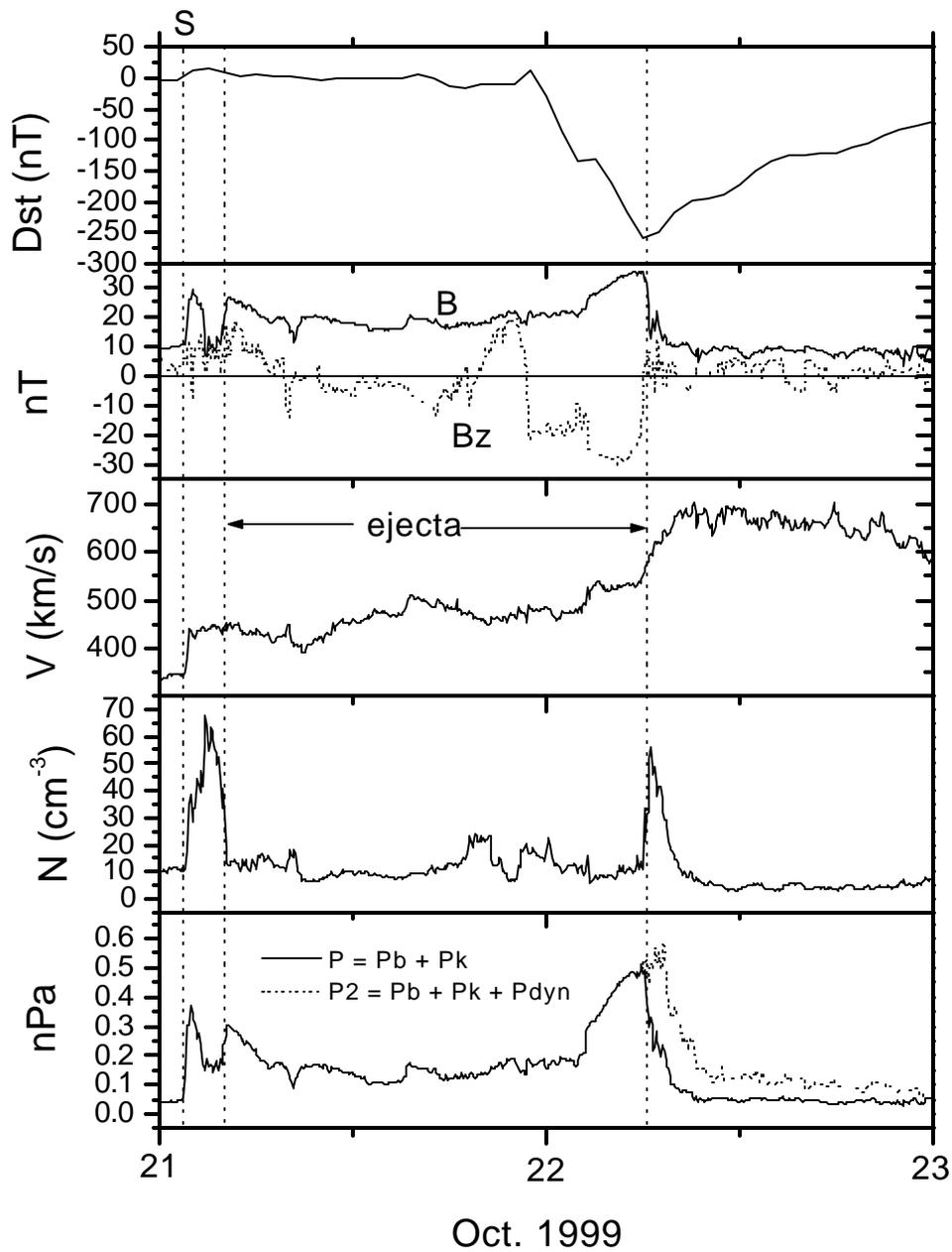


Fig. 4.11 – Parâmetros geomagnéticos e interplanetários observados no período de 21 a 23 de outubro de 1999. De cima para baixo estão mostrados o índice Dst, o campo magnético total B e sua componente Bz, a velocidade de prótons V, a densidade de prótons “N” e as pressões estática total e dinâmica.

Deve-se, portanto, ter em mente que efeitos exclusivamente interplanetários podem ser muito relevantes do ponto de vista geomagnético, o que certamente dificulta nossa capacidade de previsão. Neste trabalho faremos uso principalmente de observações solares para prever distúrbios geomagnéticos. Futuramente, refinamentos que incluam efeitos interplanetários certamente serão implementados. Para isto, serão necessárias mais observações em outros pontos da heliosfera interna, que hoje não existem.

A partir do mesmo conjunto de nuvens magnéticas da Figura 4.7 (54 eventos), pôde-se estimar que aproximadamente 70% do pico do campo magnético total estava direcionada antiparalelamente ao campo magnético da Terra (direção sul), como mostra a Figura 4.12.

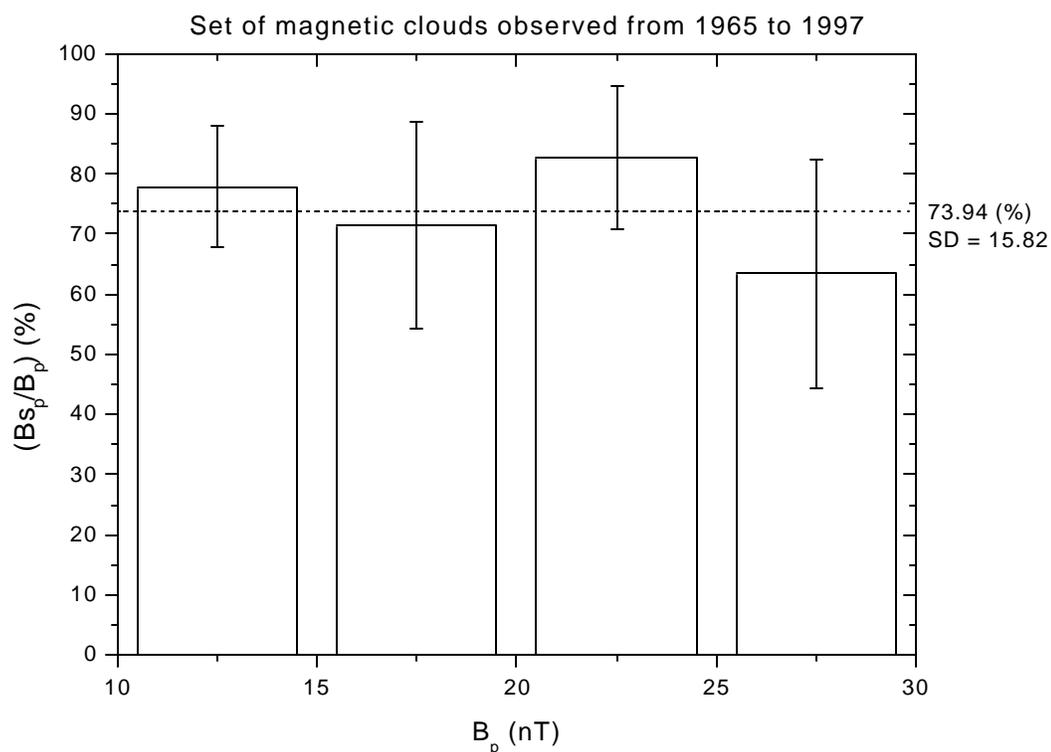


Fig. 4.12 – Percentual do pico do campo magnético total direcionado para o sul (-z) para as 54 nuvens magnéticas da Figura 4.7. A direita são mostrados valor médio (73,94%) e desvio padrão (15,82).

Resultado semelhante foi obtido para o conjunto de 18 nuvens magnéticas tomadas no conjunto de eventos observados de janeiro de 1997 a abril de 2001, apresentados no Capítulo 3, o qual é mostrado na Figura 4.13.

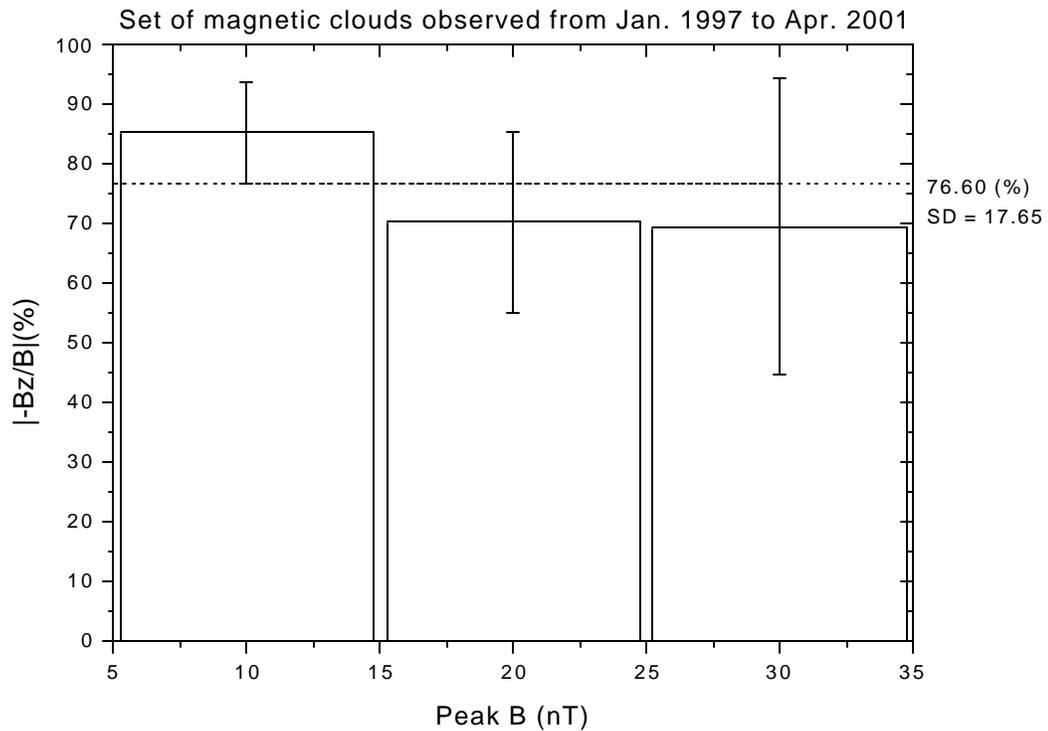


Fig. 4.13 - Percentual do pico do campo magnético total direcionado para o sul (-z) para as 18 nuvens magnéticas observadas de janeiro de 1997 a abril de 2001.

Este resultado é muito interessante pois já existe uma relação entre o pico do campo magnético total e o pico da velocidade das nuvens magnéticas, e agora seremos capazes de utilizar esta relação para a previsão de intensidade das tempestades geomagnéticas, uma vez que agora podemos construir uma relação entre pico da componente “Z” do campo magnético e o pico da velocidade. Este resultado será utilizado no próximo capítulo.

4.6 Conclusões parciais

Neste capítulo abordamos as correspondências interplanetárias das CMEs a partir de observações solares feitas pelo instrumento LASCO e de observações interplanetárias feitas

pelos satélites ACE, WIND e SOHO em 1 UA. Fomos capazes de encontrar uma relação unívoca CME-distúrbio interplanetário para 92 casos no período de janeiro de 1997 a abril de 2001, sendo que 78 destes eventos apresentavam onda de choque em 1 UA, enquanto que os demais apresentavam apenas características distintas do vento solar normal. Deste 78 casos, 38 apresentaram estrutura de ejeção impulsionando a onda de choque, sendo que 18 dessas ejeções tinham características de nuvens magnéticas interplanetárias, conforme os critérios de Burlaga et al. (1981).

Obtivemos uma relação empírica entre a velocidade das ejeções interplanetárias em função da velocidade de expansão das CMEs no Sol, a qual se mostrou muito semelhante a um resultado obtido por outros autores utilizando outro conjunto de observações. Calculamos a velocidade média de propagação das ondas de choque e obtivemos uma relação empírica entre esta velocidade e a velocidade das ejeções em 1 UA, com resultado substancialmente diferente do obtido por Cliver et al. (1990). A partir do conjunto de 38 ejeções interplanetárias, pudemos medir a aceleração média das CMEs durante sua viagem desde o Sol até a Terra, tendo concluído que as CMEs com velocidade de expansão inferiores a valores da ordem da velocidade do vento solar lento normal, ~ 450 km/s, são aceleradas e as CMEs com velocidades superiores são desaceleradas, o que indica que o vento solar é um fator importante na dinâmica das CMEs no meio interplanetário. Apresentamos um estudo sobre as características das nuvens magnéticas interplanetárias, apontando algumas características muito importantes acerca de seu campo magnético e sua velocidade, além de chamar a atenção para outros efeitos exclusivamente interplanetários.

No capítulo seguinte, utilizaremos todas as informações obtidas neste capítulo para montar um esquema de previsão do tempo de viagem das CMEs até 1 UA, e um esquema de previsão da intensidade de distúrbios geomagnéticos para casos especiais.

CAPÍTULO 5

PREVISÃO DE DISTÚRBIOS GEOMAGNÉTICOS A PARTIR DE OBSERVAÇÕES INTERPLANETÁRIAS E SOLARES

Neste capítulo, faremos uso dos resultados obtidos nos Capítulos 3 e 4 para montar um esquema de previsão da ocorrência de distúrbios geomagnéticos. Inicialmente apresentaremos um modelo empírico de previsão do tempo de viagem das CMEs desde o Sol até a Terra a partir de medidas de suas velocidades de expansão nas imagens do instrumento LASCO C3. A seguir, apresentaremos um esquema de previsão da intensidade de tempestades geomagnéticas medidas pelo índice Dst para um caso específico de CMEs relacionadas a nuvens magnéticas interplanetárias utilizando observações em 1 UA e medidas da velocidade de expansão no Sol. Por fim, apresentaremos um estudo estatístico sobre as eficiências e falhas nas previsões de ocorrência de distúrbios geomagnéticos.

5.1 Velocidade de expansão das CMEs e seu tempo de viagem até a Terra.

Define-se, neste trabalho, como tempo de viagem de uma CME desde o Sol até a Terra como a diferença de tempo entre o instante da primeira observação da CME no campo de visão do instrumento LASCO C2 e o instante de detecção da chegada de uma perturbação interplanetária na Terra, observada pelos satélites ACE ou SOHO, ambos localizados no ponto Lagrangeano interno L1. É importante deixar bem clara esta definição porque outros trabalhos definiram esse tempo de maneiras distintas, por exemplo, como sendo o intervalo de tempo entre o instante do pico de intensidade de um *flare* e o instante do início súbito de uma tempestade, sobretudo para períodos pré-SOHO ou períodos em que não houve observações interplanetárias. Pode haver diferenças de mais de uma hora entre ambas as definições.

Conforme mencionado, 92 CMEs apresentaram correspondência interplanetária unívoca em 1 UA, e para estas, calculamos o tempo de viagem, conforme definido acima. A Figura 5.1 apresenta os tempos de viagem das CMEs em função de suas velocidades de expansão medidas no sol.

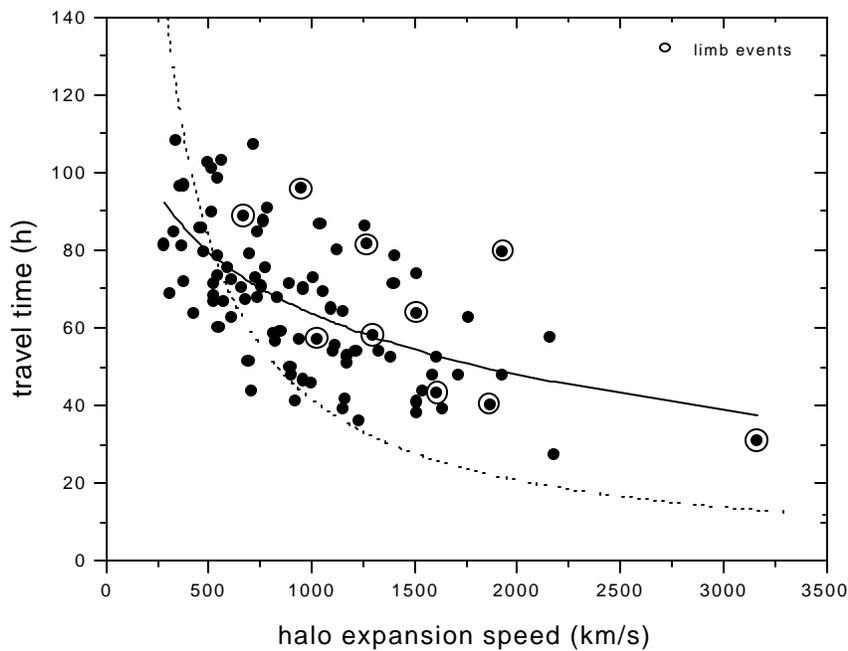


Fig. 5.1 – Tempos de viagem de 92 CMEs desde o Sol até a Terra, dados em horas, em função de suas velocidades de expansão medidas no Sol nas imagens do instrumento LASCO C3, dadas em km/s. Os pontos circulados indicam CMEs halos correlacionadas a atividade próxima ao limbo do disco solar. A curva cheia indica um ajuste feito a partir de um modelo (ver texto), cujo desvio padrão médio é $SD = 14,20$. A curva pontilhada indica o caso de não aceleração de uma CME.

FONTE: Dal Lago et al. (2002c).

Na Figura 5.1, os pontos circulados representam CMEs associadas à atividade observada próxima ao limbo do disco solar que, no entanto, produziram halos e foram detectados na

Terra. Uma possibilidade, nesse caso, seria que estas CMEs não tenham sido ejetadas radialmente ao Sol e sim tangencialmente. Outra alternativa seria a de que a atividade observada no disco solar não seja representativa para definir o centro da ejeção, sendo esta a hipótese mais provável, conforme já discutido no Capítulo 3.

Na Figura 5.1 também é apresentada uma curva de ajuste. Para obter esta curva, foi considerada a hipótese de que as ejeções estejam sendo desaceleradas ou aceleradas devido à presença do vento solar normal, de forma que essa desaceleração seja proporcional à velocidade instantânea da ejeção. Desta forma, considerando V a velocidade em um dado instante de tempo no meio da viagem, teremos:

$$dV/dt = a \cdot V \quad (5.1)$$

onde “a” é uma constante. A solução da equação (5.1) será da forma:

$$\ln(V) - \ln(V_0) = a \cdot t \quad (5.2)$$

onde V_0 é a velocidade inicial da ejeção, considerada aqui como sendo a velocidade de expansão que medimos. Se considerarmos que t tenda ao tempo de viagem da ejeção do Sol até a Terra, V será a velocidade da ejeção no momento de chegada à Terra. Não podemos

utilizar este valor V no nosso modelo se quisermos que ele seja capaz de prever o tempo de viagem a partir de dados exclusivamente solares, portanto utilizamos outro formato para a Equação (5.2), como a seguir:

$$t = c \cdot \ln(V_{exp}) + d \quad (5.3)$$

onde “c” e “d” são constantes determinadas para dar o melhor ajuste aos pontos. Estes coeficientes foram determinados de modo que a equação final do modelo é:

$$t = -22,75 \cdot \ln(V_{exp}) + 220,8 \quad (5.4)$$

onde V_{exp} é a velocidade de expansão das CMEs e t é o tempo de viagem desde o Sol até 1 UA. O desvio padrão médio entre o ajuste e as observações é $SD = 14,20$. Este modelo de previsão do tempo de viagem “t” em função da velocidade de expansão “Vexp” é um modelo exclusivamente empírico, da maneira como está escrito e está representado pela curva sólida na Figura 5.1. A curva pontilhada da Figura 5.1 indica qual seria o tempo de viagem de uma ejeção que não sofresse nenhuma aceleração ou desaceleração e é dada pela expressão $t = 1UA \cdot (V_{exp})^{-1}$. É interessante notar que o modelo (curva sólida) intercepta esta curva de não-aceleração no valor de aproximadamente 500 km/s. Este valor é muito próximo ao valor médio do vento solar lento normal, e este fato nos confirma a hipótese de que o vento solar influencia na velocidade das ejeções, desacelerando as mais rápidas que ele e acelerando as mais lentas.

Embora o espalhamento dos pontos da Figura 5.1 seja considerável, este modelo é melhor que os disponíveis até o momento porque é o único que utiliza um parâmetro que está

relacionado à verdadeira velocidade radial da ejeção (a velocidade de expansão). Este fato é extremamente importante, uma vez que nos permitiu fazer comparações deste modelo com observações de missões espaciais passadas, como a Solwind e Helios-1, conforme mostraremos a seguir.

A Figura 5.2 mostra as posições da sonda Hélios-1 em relação à Terra e ao Sol no período em que esteve em operação (vistos do Norte), de 1979 a 1982 (Sheeley et al, 1985). Foram escolhidas épocas em que ela estivesse a $\pm 32^\circ$ da direção perpendicular à linha Sol-Terra. Nestes mesmos períodos, houve observações coronais feitas a partir das vizinhanças da Terra pela sonda Solwind, que foi capaz de registrar diversas ejeções de massa coronais. O coronógrafo da Solwind embora menos sensível, era bastante semelhante aos coronógrafos LASCO do SOHO.

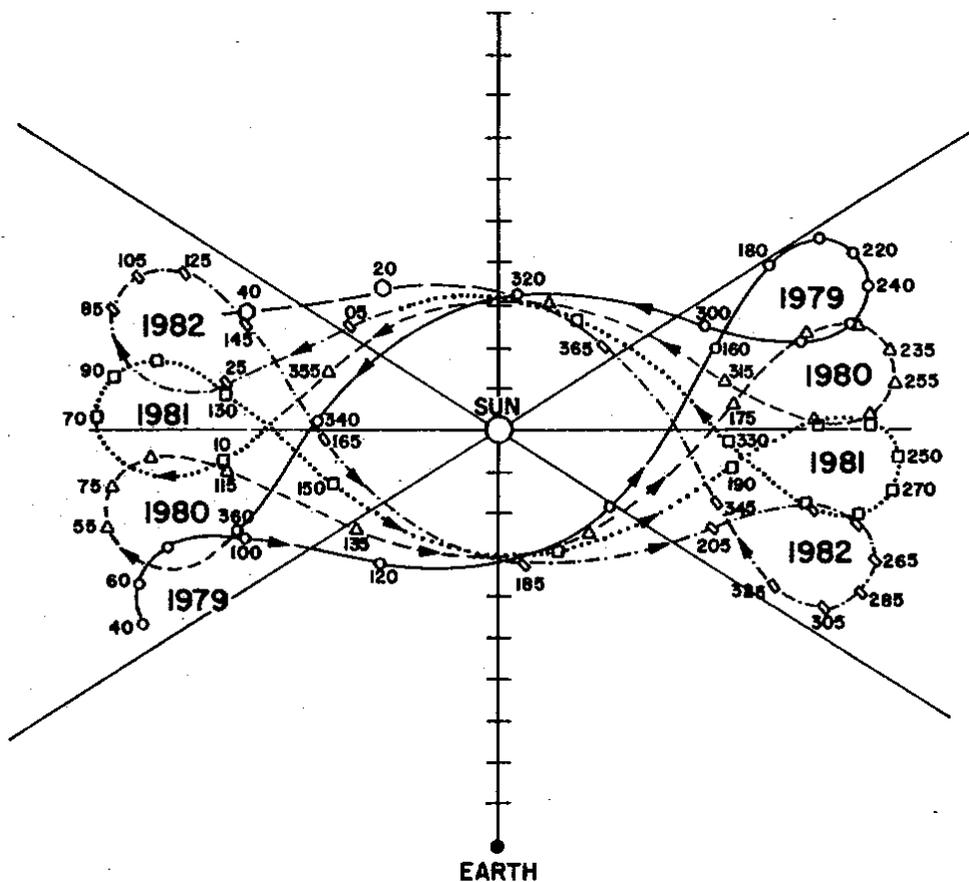


Fig. 5.2 – Vista superior das posições da sonda Helios 1 no período em que esteve em operação, de 1979 a 1982. O Sol está no centro da imagem e a Terra na parte inferior. As retas diagonais indicam a faixa de ± 32 graus em relação à reta perpendicular à direção Terra-Sol.

FONTE: Sheeley et al. (1985, p.163).

Das CMEs observadas pela Solwind, 45 interceptaram a sonda Hélios-1, tendo sido possível medir a velocidade radial da CME e o tempo de viagem até a posição da sonda. Para podermos comparar estas medidas com as que foram feitas pelo SOHO e pelo ACE, tivemos que fazer certos ajustes que serão explicados a seguir. A sonda ACE mediu os parâmetros interplanetários nas vizinhanças da Terra, portanto a uma distância fixa de 1 UA em relação ao Sol, o mesmo não ocorrendo com a sonda Hélios-1, que estava a uma distância variável em relação ao Sol e menor que 1 UA. Para cada um dos 45 eventos observados pela Hélios-1, calculamos a velocidade média de viagem desde o Sol até a sonda e utilizamos esta velocidade para estimar o tempo de viagem até uma distância igual a 1 UA. Como as medidas da Solwind são da velocidade radial, utilizamos a Equação 3.1 para obter a velocidade de expansão. Utilizamos, portanto, o tempo de viagem estimado até 1 UA e as velocidades de expansão estimadas, obtidas das medidas da Solwind para fazer a comparação com as medidas do SOHO e ACE. Esta comparação pode ser vista na Figura 5.3.

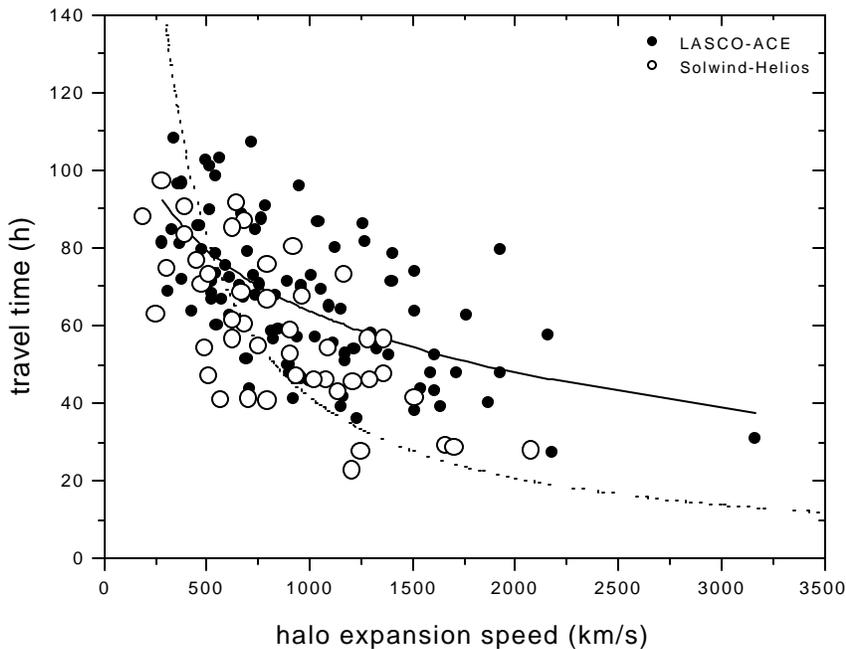


Fig. 5.3 – Comparação entre as medidas feitas pelos satélites SOHO e ACE (círculos cheios) e as medidas feitas pelas sondas Solwind e Hélios-1 (círculos vazados).

Dois pontos importantes devem ser observados na Figura 5.3: (1) os valores obtidos pelas sondas Solwind e Hélios-1 (círculos vazados) mostram tempos de viagem em média um pouco inferiores aos medidos pelos satélites SOHO e ACE (círculos cheios), muito embora a proximidade dos dois conjuntos de pontos seja grande; (2) o espalhamento de ambos os conjuntos de pontos é praticamente igual. Este último ponto é extremamente importante porque indica que, mesmo que pudéssemos medir diretamente a velocidade radial das CMEs halo, não diminuiríamos a incerteza no tempo de viagem do Sol até a Terra. Isto também sugere que o meio onde se propaga a ejeção pode ser determinante em sua aceleração/desaceleração.

Um ponto importante a ressaltar é que o coronógrafo Solwind possuía campo de visão de 2,5 a 10 raios solares, portanto observando as CMEs a distâncias médias mais próximas do

Sol que o coronógrafo LASCO C3 (4 a 32 Ro). Do estudo apresentado no Capítulo 3, concluímos que pode haver aceleração das CMEs até distâncias da ordem de 6 raios solares, portanto é possível que as velocidades finais das CMEs mais lentas observadas pelo Solwind sejam maiores que as medidas, o que aproximaria os dois conjuntos de pontos da Figura 5.3. Outro aspecto importante a ser comentado é que, devido ao fato de o limite superior de observação da Solwind ser 10 raios solares e da resolução temporal máxima ser variável, de 10 minutos a horas, ejeções com velocidades muito elevadas não poderiam ser observadas. A CME mais rápida observada pelo Solwind foi em 22 de julho de 1982, com velocidade de 1825 km/s. Isto explica a falta de CMEs muito velozes no conjunto de eventos da Solwind-Helios-1.

Podemos aperfeiçoar o conjunto de eventos observados pelo LASCO e pelo ACE, utilizando apenas as CMEs que apresentaram uma estrutura de ejeção em 1 UA. Além disso, podemos utilizar como tempo de viagem o intervalo entre o instante da primeira observação da CME pelo instrumento LASCO C2 e o instante da chegada da estrutura da ejeção no ponto L1, logo após o choque. A Figura 5.4 apresenta os tempos de viagem das 38 CMEs desde o Sol até a Terra, conforme descrito acima, dados em horas, em função de suas velocidades de expansão medidas no LASCO C3. Similarmente à Figura 5.1, um ajuste é mostrado para o conjunto de dados da Figura 5.4, cuja equação é dada por:

$$t = -28,28 \ln(V_{exp}) + 263 \quad (5.5)$$

O desvio padrão médio entre este ajuste e as observações é $SD = 7,19$, ou seja, praticamente a metade do desvio padrão médio obtido para o conjunto total de CMEs.

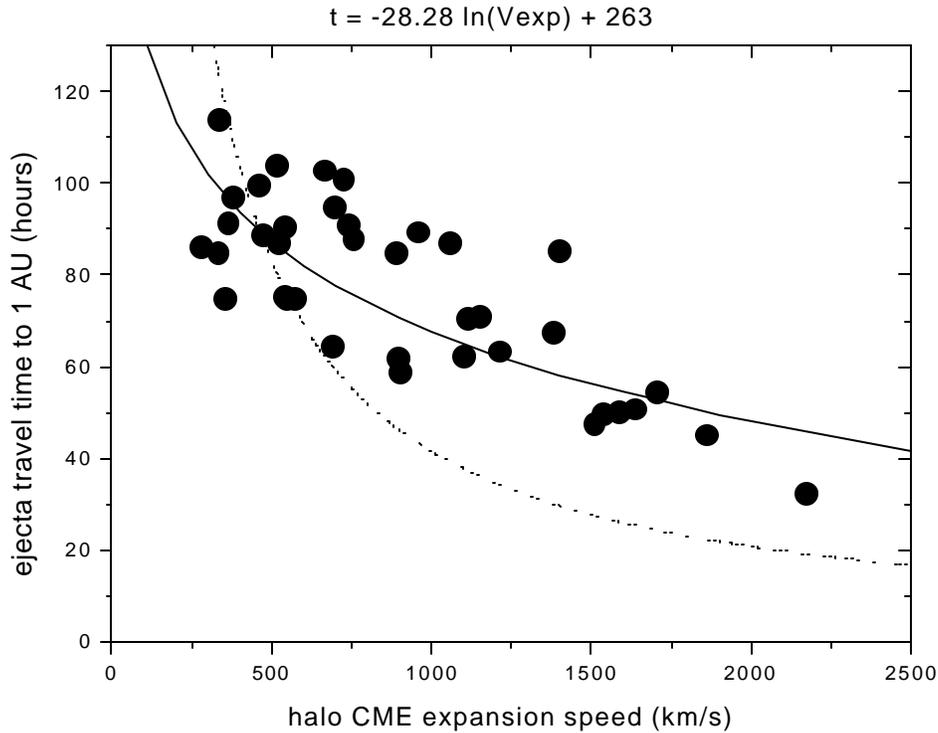


Fig. 5.4 – Tempo de viagem desde o Sol até a Terra das CMEs associadas a ejeções observadas em 1 UA. A equação de ajuste, seguindo os mesmos procedimentos da Figura 5.1 é $t = -28,28 \ln(V_{exp}) + 263$. O desvio padrão médio é $SD = 7,19$. A curva pontilhada indica o tempo de viagem para o caso de não haver aceleração ou desaceleração.

Embora o ajuste apresentado para a Figura 5.4 seja razoavelmente bom, um ajuste linear simples também o seria, e neste caso o coeficiente de correlação linear seria $R = 0,80$ (equação $t = 0,03 V_{exp} + 105$). Se considerarmos o tempo de viagem das ondas de choque destes 38 eventos, semelhante aos dados da Figura 5.1, nosso modelo representa melhor o comportamento dos pontos. A Figura 5.5 mostra o tempo de viagem das ondas de choque desde o Sol até a Terra em função da velocidade de expansão das CMEs. A função de ajuste mostrada na Figura 5.5 (curva cheia) é dada por:

$$t = -22,75 \ln(V_{exp}) + 250 \quad (5.6)$$

O desvio padrão médio entre o modelo e as observações é $SD = 6,42$

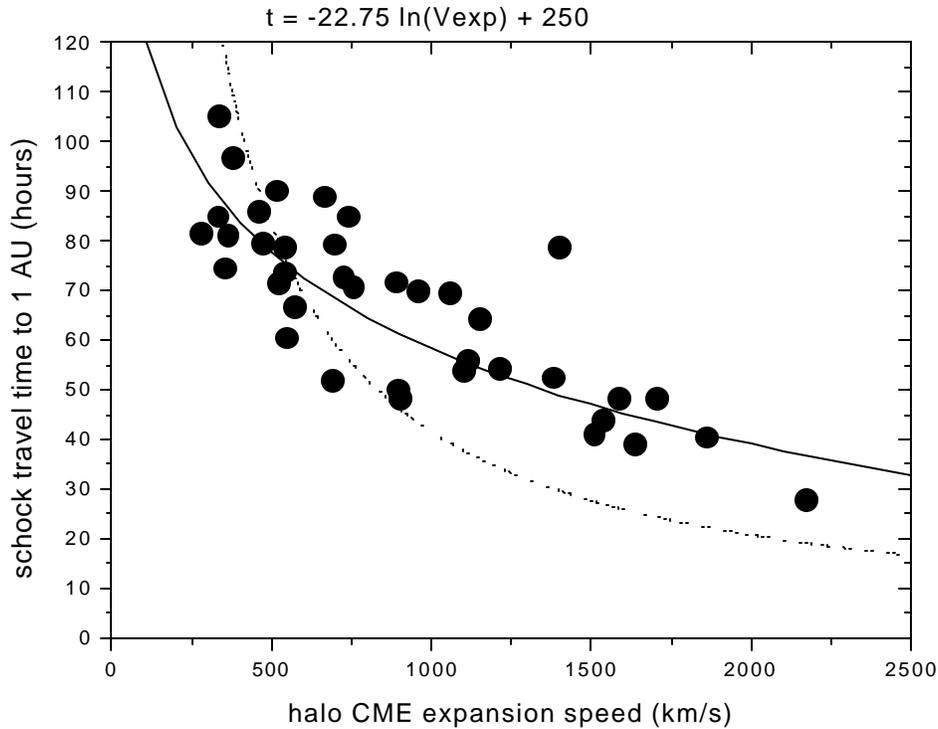


Fig. 5.5 – Tempo de viagem das ondas de choque desde o Sol até a Terra, relacionadas às ejeções observadas em 1 UA. A equação de ajuste, seguindo os mesmos procedimentos da Figura 5.1 é $t = -22,75 \ln(V_{exp}) + 250$. O desvio padrão médio é $SD = 6,42$. A curva pontilhada indica o tempo de viagem para o caso de não haver aceleração ou desaceleração.

Desejamos agora comparar nosso modelo com duas variantes de um outro modelo proposto por Gopalswamy et al. (2000). Descreveremos brevemente a idéia deste modelo a seguir. Considerando que as CMEs possuem uma aceleração média ao longo de sua viagem desde o Sol até a Terra, a simples equação cinemática poderia descrever seu movimento:

$$S = V_0 t + (1/2) a t^2 \quad (5.6)$$

onde S é a distância desde o Sol até a Terra, valendo 1 UA, V_0 é a velocidade inicial da CME medida nas proximidades do Sol, t é o tempo de viagem que se quer prever, e a é a aceleração média da CME, conforme apresentada no Capítulo 4, Equação 4.5. Ainda no Capítulo 4, mostramos na Figura 4.5 que há uma relação entre a aceleração média e a velocidade de expansão das CMEs. Portanto, se a velocidade de expansão for representativa da velocidade inicial da CME, podemos escrever a aceleração média em função apenas de V_0 e substituir na Equação 5.6. Ficaremos então com uma equação que apresenta apenas as variáveis t e V_{exp} , podendo assim prever o tempo de viagem de CMEs a partir da velocidade de expansão. Gopalswamy et al. (2000) utilizaram a suposição de que a relação entre a velocidade inicial das CMEs e sua aceleração é linear, o que para nosso tipo de observações, é uma aproximação bastante ruim, conforme pode ser visto na Figura 4.5, Capítulo 4. Uma relação quadrática entre a aceleração média e a velocidade de expansão se mostrou mais apropriada. Utilizamos ambos os ajustes, linear e quadrático, para testar o modelo de Gopalswamy et al. (2000). A Figura 5.6 apresenta os resultados das duas variações deste modelo, com aproximação linear (curva tracejada) e aproximação quadrática (curva cheia mais larga). Também são mostrados na figura, nosso modelo, conforme Equação 5.5 (curva cheia mais estreita) e o caso onde não ocorre aceleração (curva pontilhada).

Nota-se que o modelo de Gopalswamy et al. (2000), embora bastante interessante do ponto de vista físico, não descreve muito bem as observações, especialmente para velocidades mais elevadas.

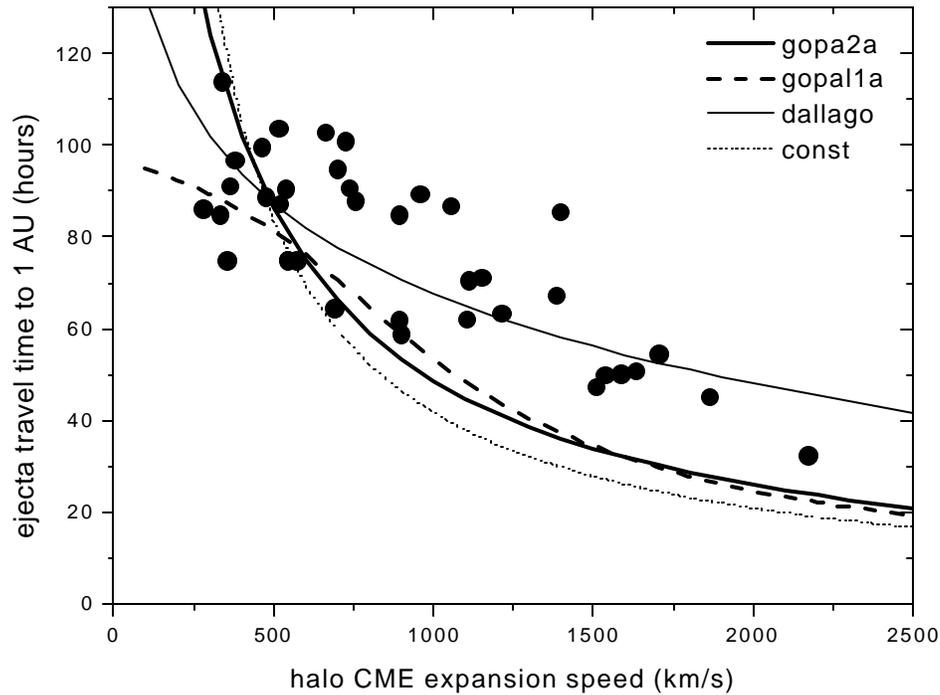


Fig. 5.6 – Comparação entre os modelos de Gopalswamy et al. (2000) com aproximação linear (curva tracejada) e quadrática (curva cheia mais larga) da aceleração média das CMEs em função da velocidade de expansão, nosso modelo, e a curva de não aceleração.

Concluimos, portanto, que nosso modelo de previsão do tempo de viagem, tanto de uma onda de choque quanto de uma ejeção, desde o Sol até a Terra é o mais eficiente disponível e deve ser usado dentro de um esquema de previsão da ocorrência de distúrbios geomagnéticos, aliado a outras técnicas e outras observações. Vale lembrar a dificuldade em reconhecer se uma CME apresentará ou não uma estrutura de ejeção após a onda de choque a partir de observações solares.

Nos ateremos agora, a essa dificuldade em reconhecer que tipo de estrutura interplanetária será observada nas vizinhanças da Terra a partir de observações solares. Para tanto, realizamos o levantamento das posições heliográficas das regiões no disco solar onde ocorreu atividade relacionada às CMEs halo observadas. A Figura 5.7 mostra as posições heliográficas de 89 das 92 regiões de atividade no disco solar relacionadas às CMEs halo que causaram distúrbios interplanetários em 1 UA.

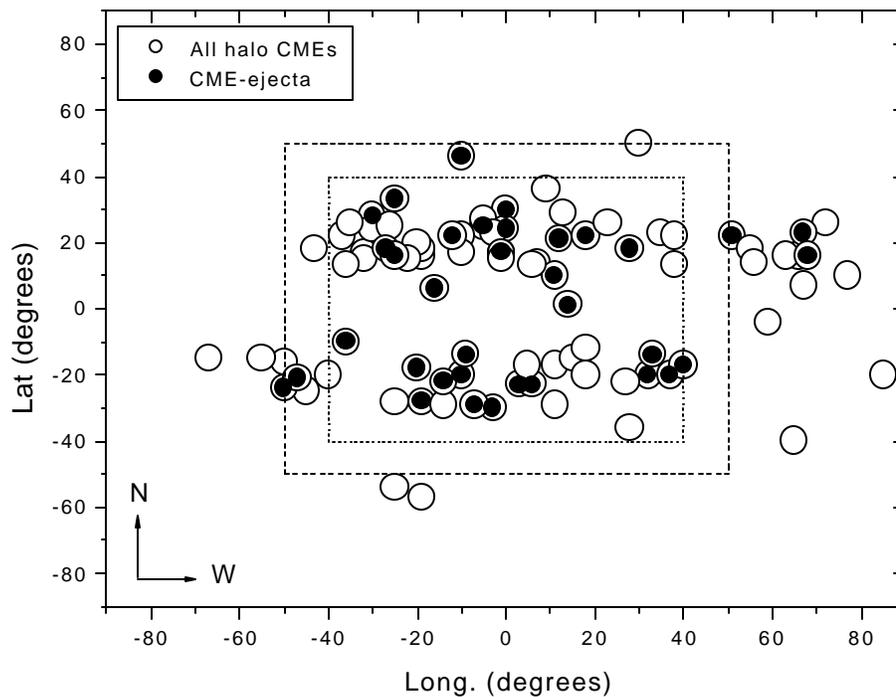


Fig. 5.7 – Posições heliográficas das regiões de atividade no disco solar relacionadas a 89 das 92 CMEs que causaram distúrbios interplanetários em 1 UA. Círculos cheios representam as CMEs relacionadas a uma ejeção em 1 UA.

Destacado na Figura 5.7 com círculos cheios estão as CMEs que apresentaram uma estrutura de ejeção em 1 UA. No centro da figura estão marcadas pelos quadrados, pontilhado e tracejado, a região <40 e <50 graus de latitude e longitude, respectivamente. Cane et al. (2000) apresentaram um estudo estatístico semelhante para o período 1996-1999 e concluíram que a probabilidade de observação de uma ejeção em 1 UA estava relacionada à localização da região ativa entre $\sim \pm 40$ graus de longitude heliográfica, havendo apenas

um exemplo fora desse critério. Nosso estudo apresenta 5 eventos fora desse critério. Teríamos que estender esse critério para $\sim \pm 50$ graus para obter resultado semelhante. De uma maneira geral, chama a atenção a presença maior de regiões ativas no lado oeste (direito) do Sol, fato que não foi observado no estudo de Cane et al. (2000). Em ambos os estudos observa-se um considerável número de CMEs relacionadas a atividade próxima ao meridiano central que não estavam associadas a uma estrutura de ejeção em 1UA.

Se nos atermos apenas às CMEs halo completas, teremos uma concentração maior no meridiano central solar, conforme mostra a Figura 5.8

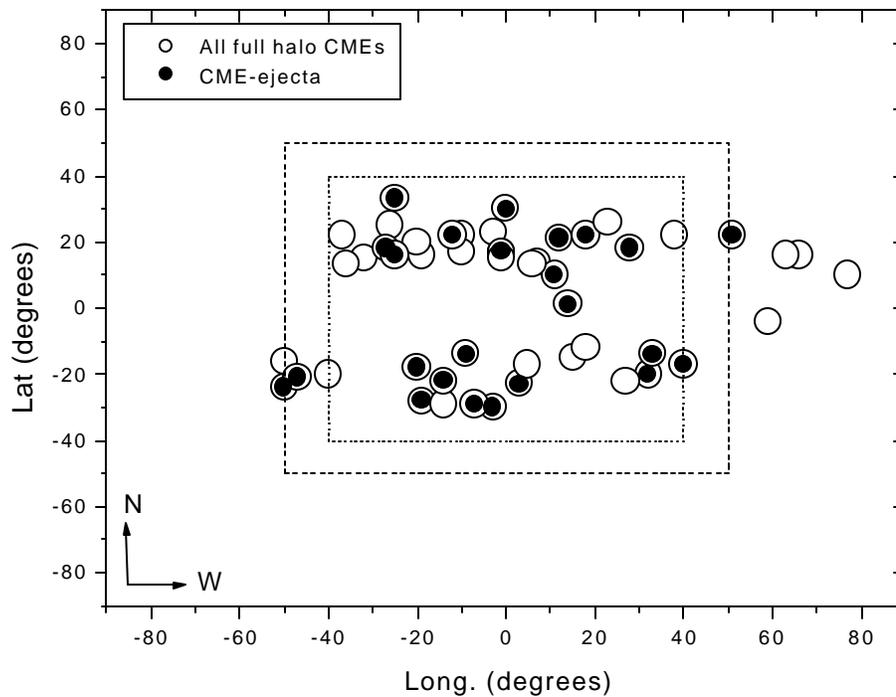


Fig. 5.8 – Posições heliográficas das regiões de atividade no disco solar relacionadas às CMEs halo completo que causaram distúrbios interplanetários em 1 UA. Círculos cheios representam as CMEs relacionadas a uma ejeção em 1 UA.

Na Figura 5.8, à exceção de 3 eventos, o critério de Cane et al. (2000) é válido. Ainda assim, observam-se alguns casos ocorridos dentro da região <40 graus que não estavam associados a ejeções em 1 UA. Igualmente, observam-se 4 casos de halos completos associados a regiões ativas localizadas bem a oeste do Sol.

Por fim, nesta seção, apresentaremos 2 eventos ocorridos após o período de janeiro de 1997 a abril de 2001, como exemplo de utilização do modelo de previsão.

Primeiramente apresentamos a CME halo frontal completa observada em 25 de agosto de 2001. Esta CME foi primeiramente observada às 16:50 UT no campo de visão do instrumento LASCO C2. Ela estava associada a uma explosão solar observada à 1:24 UT, na região ativa AR9591, localizada na posição S17E34, indicando que a CME deveria ter uma forte componente de sua velocidade principal na direção sudeste. A velocidade de expansão para esta CME pôde ser bem determinada. A Figura 5.9 mostra, na parte superior esquerda e direita, dois quadros do instrumento LASCO C3, às 17:42 UT e 18:42 UT, respectivamente. As setas mostram a direção ao longo da qual a velocidade de expansão foi medida. Um gráfico mostrando o tamanho lateral compreendido pelas setas em função do tempo está mostrado na parte inferior da Figura 5.9. Os 3 últimos pontos desse gráfico indicam que a taxa de crescimento lateral da CME ficou constante, à medida que a parte frontal da CME se aproximava do limite superior de visão do LASCO C3. A velocidade de expansão medida pelo ajuste dos últimos 3 pontos foi 1595 km/s. Utilizando o modelo mais geral de previsão do tempo de viagem da CME do Sol até a Terra, ou seja, o modelo da Equação 5.4, calculamos o tempo de viagem estimado como sendo 53 horas. Uma onda de choque interplanetária foi observada pelo satélite ACE em 27 de agosto de 2001, às 19:15 UT, portanto, o tempo de viagem observado foi de 50,5 horas.

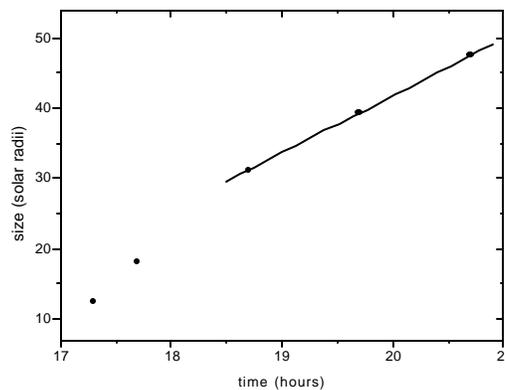
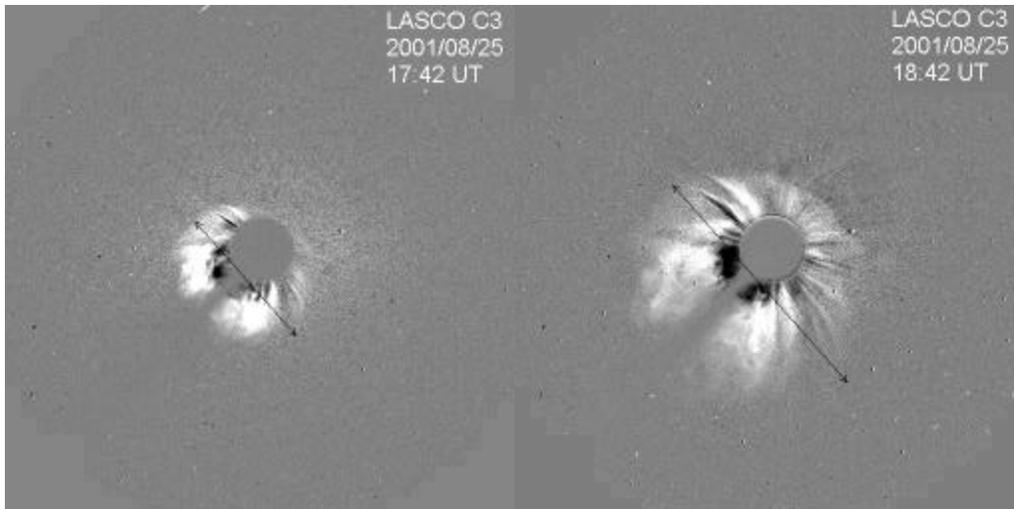


Fig. 5.9 – CME halo frontal completa observada pelo LASCO C3 em 25 de agosto de 2001 (superior esquerdo e direito), com a indicação da direção da velocidade de expansão medida. Gráfico do tamanho lateral compreendido pelas setas em função do tempo (inferior).

FONTE: Dal Lago et al. (2002c).

Outro evento ocorrido após esse período de janeiro de 1997 a abril de 2001 foi o exemplo apresentado no Capítulo 3, Figura 3.12, de uma CME halo completa observada em 24 de setembro de 2001. Sua primeira aparição no campo de visão do LASCO C2 foi às 10:30 UT. Maiores detalhes sobre as origens solares deste evento já estão descritos no Capítulo 3. Diferentemente do evento anterior, esta CME apresentou taxa de crescimento constante ao longo de todo o campo de visão do LASCO C3, tendo sido medida a velocidade de expansão através do ajuste deste conjunto de observações conforme mostrado na Figura 3.12, como sendo $V_{\text{exp}} = 3811 \text{ km/s}$. Utilizando o modelo da Equação 5.4, estimamos o

tempo de viagem como sendo 33,2 horas. Uma onda de choque interplanetária foi observada pelo satélite ACE em 25 de setembro de 2001, às 19:52 UT, portanto um tempo de viagem observado de ~34h.

A Figura 5.10 mostra o tempo de viagem do Sol até a Terra em função da velocidade de expansão, comparando os eventos estudados entre janeiro de 1997 e abril de 2001, o modelo da Equação 5.4 e os dois eventos estudados acima.

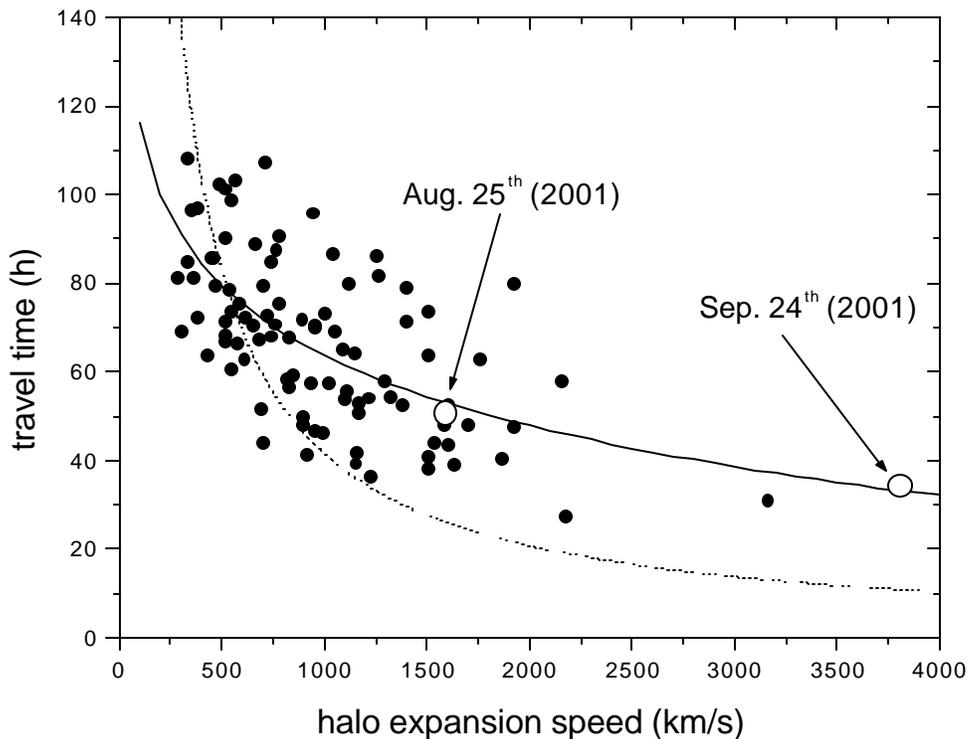


Fig. 5.10 – Comparação do tempo de viagem em função da velocidade de expansão da CMEs entre: (•) os eventos observados entre janeiro de 1997 e abril de 2001, (o) eventos observados em 25 de agosto de 2001 e 24 de setembro de 2001, e (curva cheia) modelo da Equação 5.4.

5.2 Estimativa do pico de tempestades geomagnéticas a partir de observações interplanetárias e solares

Nesta seção apresentaremos um esquema de previsão do pico de intensidade do índice Dst a partir de observações interplanetárias e solares para o caso de eventos que apresentaram estrutura de nuvem magnética interplanetária em 1 UA. Os resultados apresentados nesta seção já foram submetidos para publicação em Gonzalez et al. (2002).

Conforme mencionado no Capítulo 4, a resposta da magnetosfera interna ao vento solar pode ser descrita pelo índice Dst, que mede a atividade da corrente de anel (ver Mendes Jr., 1992), segundo uma equação de balanço de energia (Burton et al., 1975; Gonzalez et al., 1994):

$$dDst/dt = F(E) - Dst/\tau \quad (5.7)$$

que é a Equação 4.8 do capítulo anterior. $F(E)$ é a função de injeção de energia, dada por dVB_s , sendo V e B_s a velocidade e a componente sul do campo magnético interplanetário, e d incorpora a eficiência da reconexão magnética (Clua de Gonzalez e Gonzalez, 1998). Na Equação 5.7, τ é o tempo de decaimento, associado aos processos de perda da corrente de anel.

Para simplificar nosso trabalho, faremos um esquema de previsão do pico do índice Dst, e não do comportamento total da tempestade. Para tanto, na Equação 5.7, $dDst/dt = 0$. Ficamos então com a relação:

$$D_p = (d \cdot V \cdot B_s)_p \cdot \tau_p \quad (5.8)$$

onde $(d \cdot V \cdot B_s)_p$ é o campo elétrico retificado que leva o índice Dst até o pico D_p que tem um tempo de decaimento τ_p . Para termos D_p em nT, $V \cdot B_s$ em mV/m, sendo V em km/s e B_s em nT, e τ_p em horas, teremos:

$$D_p(nT) = 5,4 \times 10^{-3} \tau_p(h) V_p(km/s) (B_s)_p(nT) \quad (5.9)$$

Gonzalez et al. (1998a) apresentaram uma relação entre o pico da velocidade e o pico do campo magnético total de nuvens magnéticas interplanetárias observadas em 1 UA, dada por:

$$B_p(nT) = 0,047 V_p(km/s) - 1,1 \quad (5.10)$$

No Capítulo 4, apresentamos um estudo estatístico comparando o pico do valor da componente B_z e o pico do campo total B em nuvens magnéticas, Figuras 4.11 e 4.12, que mostra que o valor de $(B_z)_p$ é aproximadamente 70% do valor de $(B)_p$, de modo que podemos escrever:

$$(B_s)_p \gg 0,7 B_p \quad (5.11)$$

Substituindo as Equações 5.10 e 5.11, na Equação 5.9, teremos:

$$D_p(nT) \approx 1,8 \times 10^{-4} \tau_p(h) V_p^2(km/s) \quad (5.12)$$

A partir desta equação podemos estimar o pico do índice Dst a partir de observações da velocidade de nuvens magnéticas nas proximidades da Terra, porém, devemos utilizar valores de τ_p que sejam apropriados e que determinaremos empiricamente.

Do conjunto de 18 nuvens magnéticas encontradas no período de janeiro de 1997 a abril de 2001, 11 apresentavam rotação de sua componente B_z através do plano da eclíptica, portanto utilizaremos estes casos para testar nosso modelo da Equação 5.12. A Figura 5.11 apresenta o pico do índice Dst em função do pico da velocidade das 11 nuvens magnéticas mencionadas acima. A curva cheia representa o modelo da Equação 5.12 para um valor de $\tau_p = 2,40$ horas.

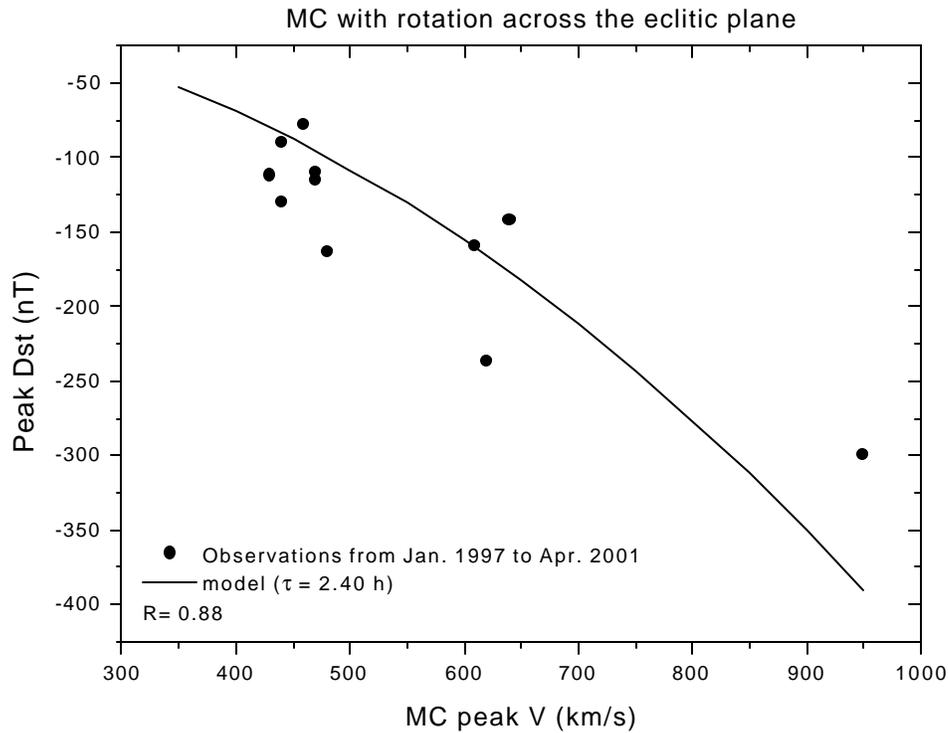


Fig. 5.11 – Pico do índice Dst em função do pico da velocidade das 11 nuvens magnéticas observadas nas proximidades da Terra (L1), no período de janeiro de 1997 a abril de 2001, e que apresentavam rotação através do plano da eclíptica. O modelo da Equação 5.12 (curva cheia), foi calculado para um tempo de decaimento $\tau_p = 2,40$ horas.

FONTE: Adaptado de Gonzalez et al. (2002).

Como existem observações interplanetárias nas vizinhanças da Terra para várias nuvens magnéticas em períodos anteriores à era SOHO, verificamos a validade do modelo de previsão da Equação 5.12 para um conjunto de 54 eventos observados de 1967 a 1997. A Figura 5.12 apresenta o pico do índice Dst em função do pico da velocidade destas nuvens magnéticas. O modelo da Equação 5.12 foi calculado para este conjunto de pontos utilizando um tempo de decaimento característico $\tau_p = 1,90$ horas.

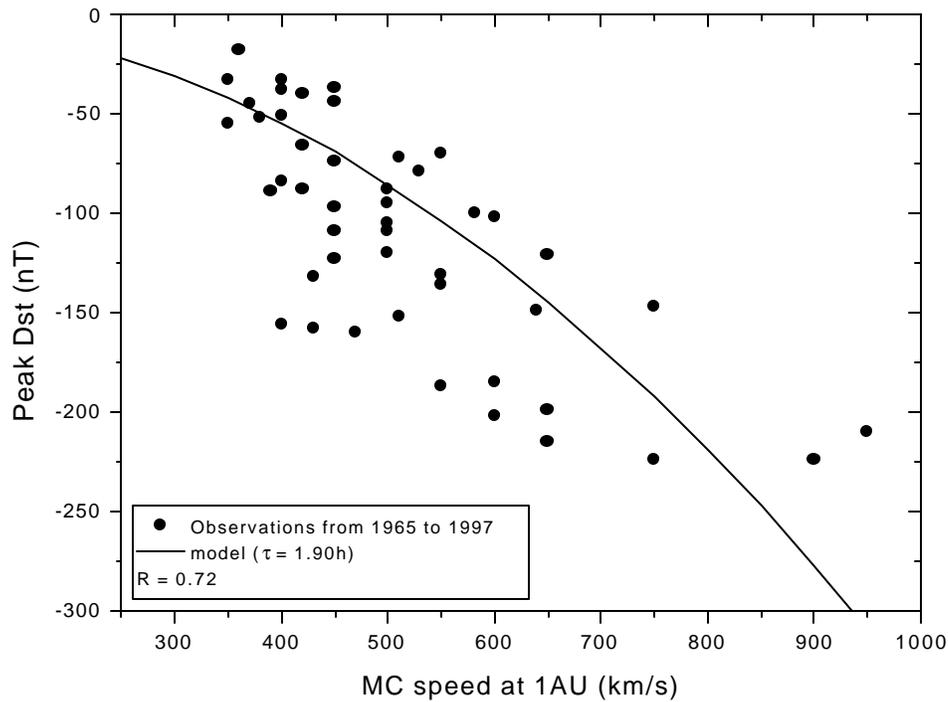


Fig. 5.12 – Pico do índice Dst em função do pico da velocidade das 54 nuvens magnéticas observadas nas proximidades da Terra, no período de 1967 a 1997. O modelo da Equação 5.12 (linha cheia), foi calculado para um tempo de decaimento $t_p = 1,90$ horas.

O tempo de decaimento para este conjunto de nuvens magnéticas foi um pouco menor que o utilizado no conjunto anterior, provavelmente porque o conjunto de nuvens de 1967 a 1997 incluiu todas as nuvens, sem discriminar as nuvens que apresentavam rotação através do plano da eclíptica. Isto fez com que a intensidade das tempestades de alguns eventos fosse bastante baixa. No entanto, a proximidade dos dois ajustes é bastante grande.

O modelo da Equação 5.12 é um modelo semi-empírico, porque utiliza dados empíricos aliados a modelos físicos.

Portanto a Equação 5.12 pode prever a intensidade de tempestades geomagnéticas causadas por nuvens magnéticas, porém com pouca antecedência, da ordem de 1 hora, uma vez que utiliza observações feitas no ponto L1, muito próximo à Terra.

No intuito de aumentar este tempo de previsão, fizemos uso da Equação 4.1, Capítulo 4, a qual relaciona a velocidade das ejeções em 1UA à velocidade de expansão das CMEs que as originaram:

$$V_{eje} = 0,21 V_{exp} + 335 \text{ km/s} \quad (5.13)$$

onde V_{eje} pode representar o pico da velocidade das nuvens magnéticas, uma vez que elas são um sub-grupo das ejeções interplanetárias observadas em 1UA. Conforme apresentado no Capítulo 3, V_{exp} é a velocidade de expansão lateral das CMEs medida a partir das imagens do instrumento LASCO C3, a bordo do SOHO. Substituindo a Equação 5.13 na Equação 5.12, obtemos:

$$D_p(nT) \approx 1,8 \times 10^{-4} t_p(h) [0,21V_{exp}(km/s) + 335]^2 \quad (5.14)$$

A equação 5.14 representa um modelo de previsão da intensidade das tempestades geomagnéticas causadas por CMEs halo que ejetem uma estrutura de nuvem magnética na direção da Terra. A Figura 5.13 apresenta o pico do índice Dst em função da velocidade de expansão das 11 CMEs que estavam relacionadas a nuvens magnéticas interplanetárias em 1UA.

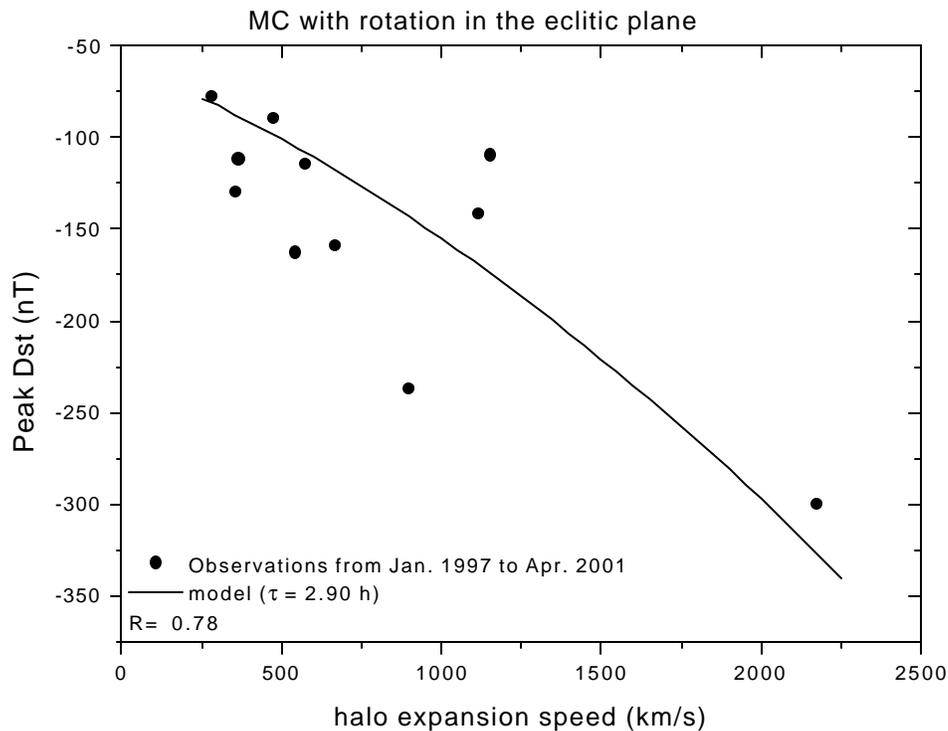


Fig. 5.13 – Pico do índice Dst em função da velocidade de expansão das 11 CMEs que estavam relacionadas a nuvens magnéticas observadas nas proximidades da Terra, no período de janeiro de 1997 a abril de 2001. O modelo da Equação 5.14 (curva cheia), foi calculado para um tempo de decaimento $t_p = 2,90$ horas.

FONTE: Adaptada de Gonzalez et al. (2002).

A curva cheia representa o modelo da Equação 5.14 calculado para um tempo de decaimento $t_p = 2,90$ horas. Este esquema de previsão da Equação 5.14 permite obter uma estimativa da intensidade de tempestades geomagnéticas causadas por nuvens magnéticas interplanetárias a partir de observações solares, ou seja, a partir de medidas da velocidade de expansão das CMEs nas imagens do LASCO C3. Isto significa uma antecedência de 1 a 4 dias.

Por enquanto, este esquema só é válido para o sub-grupo das nuvens magnéticas interplanetárias, porém há que se verificar em trabalhos futuros, a possibilidade de utilização deste modelo para outros tipos de estrutura. Por exemplo, Owens e Cargill (2002)

reportaram uma relação muito semelhante entre o pico de velocidades e de campos magnéticos para qualquer estrutura no vento solar. Este tipo de informação poderá ser utilizado no futuro.

5.3 Observações solares - observações interplanetárias - atividade geomagnética

Nesta seção mostraremos as estatísticas de todo o conjunto de observações solares, interplanetárias nas vizinhanças da Terra e a atividade geomagnética para o período de janeiro de 1997 a abril de 2001.

A Figura 5.14 a seguir auxilia a visualização dos diferentes locais onde ocorrem as três classes de fenômenos.

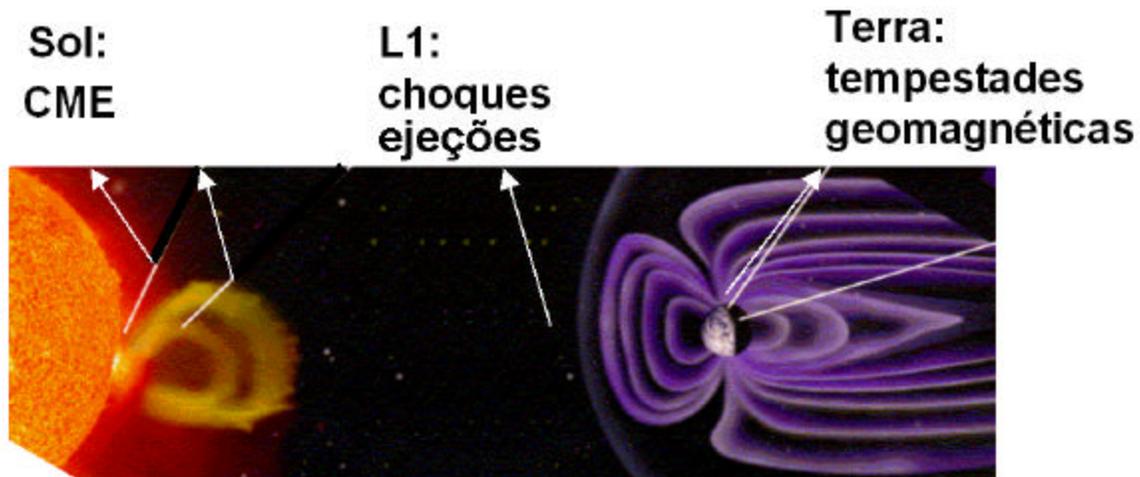


Fig. 5.14 – Ilustração do sistema Sol-Terra, mostrando uma ejeção de massa coronal (CME), o ponto Lagrangeano L1 onde se encontram os satélites SOHO e ACE, e a magnetosfera terrestre, onde ocorrem as tempestades geomagnéticas.

A tabela 5.1 a seguir mostra o número de CMEs observado de janeiro de 1997 a abril de 2001 e suas associações interplanetárias.

TABELA 5.1 - Halo CME e associação interplanetária (choques e outras estruturas)

		total	Associação IP clara*	Possível associação IP **	Sem nenhuma associação IP
Halos frontais	total	81	50	27	4
	parcial	76	42	15	19
CMEs no Limbo	total	4	3	0	1
	parcial	19	7	6	6
totais		180	102	48	30

* associação unívoca entre CME e evento interplanetário

** associação entre CME e evento interplanetário não é clara, mas pode existir

Analisando a Tabela 5.1 podemos verificar que um total de 180 CMEs foram observadas neste período. Não estão incluídos nesta tabela os eventos ocorridos na parte traseira do Sol, uma vez que estes não viriam em direção à Terra. Vários pontos na Tabela 5.1 são interessantes: (1) há um significativo número de CMEs halos parciais que produziram distúrbios interplanetários nas proximidades da Terra; acredita-se que os halos parciais sejam CMEs deslocados da linha Sol-Terra, portanto, não necessariamente seriam detectados na Terra; (2) há 4 halos totais (não-parciais) que não foram detectados na Terra; acredita-se que halos totais estejam muito próximos da linha Sol-Terra e portanto deveriam ser observados na Terra; (3) há 4 CMEs cuja região ativa estava próxima ao limbo solar que produziram halos totais, sendo 3 deles inclusive detectados na Terra; acredita-se que CMEs ocorridas no limbo não deveriam formar halos totais porque isso significaria que elas são capazes de ejetar material para o lado traseiro ao seu ponto de origem; pode-se pensar também que isto indique que CMEs podem não ser radialmente ejetados, podendo ser tangenciais à superfície, ou, conforme discutido no Capítulo 3, a região ativa associada não é representativa do centro da CME.

TABELA 5.2 - Assinaturas interplanetárias e suas possíveis causas solares

	total	Associação clara com CME	Possível associação com CME	Associação com CIR	Sem associação
Bolha	35	15	19	0	1
Choque	148	87	47	2	12
outro	6	-	-	6	-

A Tabela 5.2 mostra o cenário do ponto de vista das observações de plasma e campo magnético feitas no meio interplanetário próximo à Terra, do ponto L1 representado na Figura 5.14. Essas observações foram feitas pelo satélite ACE (*Advanced Composition Explorer*) e pelo instrumento CELIAS a bordo do satélite SOHO. Três tipos de estruturas foram observados no meio interplanetário durante o período de janeiro de 1997 a abril de 2001: bolhas, choques e feixes corrotantes, ou CIR (“outros”). Estes últimos não estariam associados às ejeções de massa coronais e sim aos buracos coronais, não pertencendo ao foco deste trabalho. Do total das 189 estruturas observadas, a maior parte (148) foi choque interplanetário. Este tipo de fenômeno pode ser causado por diversos tipos de fenômenos solares, no entanto, há 12 choques para os quais não foi possível atribuir nenhuma causa solar. As estruturas classificadas como “bolha” são estruturas que não apresentam descontinuidade nos parâmetros de plasma e campo magnético como se observa para os choques, mas que apresentavam aumentos de densidades e temperatura não compatíveis com os valores do vento solar normal.

TABELA 5.3 – Tempestades geomagnéticas e suas origens solares

Intensidade da tempestade (Dst)	total	Causadas por CIR	Relacionadas a CMEs	Não relacionadas
$-50 > \text{Dst} > -100$ nT	84	6	74	4
$-100 > \text{Dst} > -200$ nT	31	2	29	0
$\text{Dst} < -200$ nT	9	0	9	0

A tabela 5.3 mostra todas as tempestades geomagnéticas observadas na Terra durante o mesmo período do estudo deste trabalho, segundo o índice da atividade da corrente de anel, Dst, obtido através de uma rede de magnetômetros na superfície da Terra. As tempestades foram divididas, segundo sua intensidade, em moderadas ($-50 > \text{Dst} > -100$ nT), intensas ($-100 > \text{Dst} > -200$ nT) e super intensas ($\text{Dst} < -200$ nT). Tempestades fracas não foram consideradas. Observando a Tabela 5.3, podemos verificar que todas as 9 tempestades super intensas estavam associadas a ejeções de massa coronais, confirmando o fato de que os distúrbios geomagnéticos mais intensos são causados pelas CMEs. A grande maioria das tempestades intensas ($-100 > \text{Dst} > -200$ nT), 29 de 31, também foi causada por CMEs, sendo as outras 2 causadas por feixes corrotantes (CIR). Deve-se, portanto, ter em conta que outras estruturas que não CMEs também podem causar distúrbios geomagnéticos intensos. Comportamento bastante semelhante foi observado em relação às tempestades moderadas ($-50 > \text{Dst} > -100$ nT). Apenas 4 eventos não foram relacionados a nenhum dos 2 tipos de estruturas.

Estes resultados foram apresentados por Dal Lago et al. (2001b).

5.4 Super Tempestades

Nesta seção analisaremos em mais detalhes as 9 super tempestades, $Dst < -200$ nT, ocorridas no período de análise dos nossos dados, ou seja, de janeiro de 1997 a abril de 2001.

A seguir apresentaremos, em ordem cronológica, os dados interplanetários e geomagnéticos referentes a estas 9 tempestades, destacando suas características.

A Figura 5.15 apresenta, de cima para baixo, a intensidade do campo magnético interplanetário observado em L1, juntamente com suas 3 componentes, B_z , B_y e B_x , a velocidade, a densidade numérica e a temperatura dos prótons no mesmo ponto L1, e o índice de atividade da corrente de anel magnetosférica Dst , para o período de 01 a 05 de maio de 1998. A linha pontilhada “S” indica um choque observado no dia 04 às 02:10 UT. Uma forte intensificação do campo magnético total ocorre logo após o choque, saltando de valores ~ 10 nT para valores superiores a 40 nT, em uma região em que este se encontrava direcionado para o sul. Nesta mesma região, a velocidade de prótons apresentava valores da ordem de 850 km/s. Devido a esta combinação de fatores, o índice Dst apresentou valor de pico negativo de -216 às 06:00 UT do dia 04 de maio. Não houve evidência de uma estrutura de ejeção seguindo esta onda de choque, portanto, a causa interplanetária desta tempestade foi compressão do campo magnético devido à passagem da onda de choque.

No dia 02 de maio de 1998, uma explosão foi observado por volta das 13:42 UT na posição heliográfica S15W15, proveniente da região ativa AR8210, segundo o catálogo do NOAA. O instrumento EIT também observou esta explosão por volta do mesmo horário (Figura A.1, Apêndice A). O instrumento LASCO C2 observou uma CME halo completo a partir das 14:06 UT (Figura A.2, Apêndice A). Partículas energéticas atingiram os detectores, tanto do EIT, quanto do LASCO, por volta das 15:45 UT. A velocidade de expansão medida para este evento foi de 1229 km/s, entre as posições angulares PA30 e PA245. O tempo de viagem desta CME até a Terra foi de ~ 36 h.

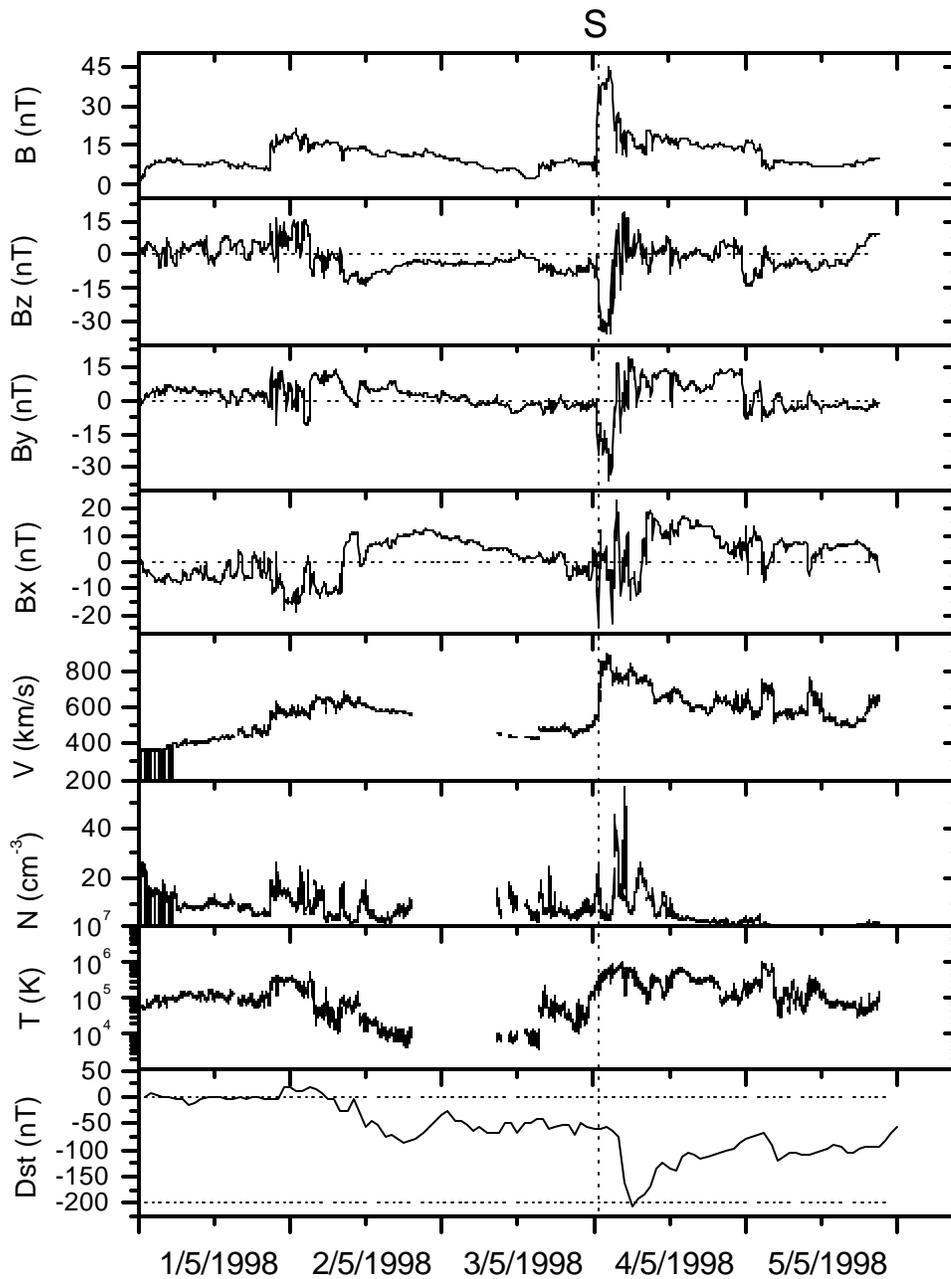


Fig 5.15 – Parâmetros, de cima para baixo: campo magnético total e suas 3 componentes, velocidade, densidade e temperatura de prótons, e índice Dst. Cortesia de N. Ness (Bartol Research Institute), D. J. McComas (SWRI) e CDAWeb, e WDC-Kyoto.

A Figura 5.16 é semelhante a 5.15, porém para o período de 24 a 27 de setembro de 1998. Uma onda de choque foi observada às 23:15 UT do dia 24, e está indicada pela linha “S”. Uma nuvem magnética foi observada logo após esta onda de choque e esta indicada pelas 2 linhas verticais subsequentes na figura. Esta nuvem magnética apresentava rotação de sua componente B_z de sul para norte. Logo após a onda de choque, observa-se uma compressão e intensificação do campo magnético interplanetário, que rotaciona rapidamente de norte para sul, fazendo o índice Dst cair abruptamente. Neste ponto a velocidade apresenta valores de 700 a 800 km/s. Logo em seguida, o campo B_s da nuvem magnética passa pelo satélite, apresentando valores igualmente intensos, da ordem de -15 nT, o que faz o índice Dst cair ainda mais, atingindo seu pico negativo de -207 nT às 10:00 UT do dia 25. Portanto, as causas interplanetárias desta tempestade foram a combinação da intensificação do campo magnético interplanetário pela passagem de uma onda de choque e o campo magnético intrínseco de uma nuvem magnética que o estava causando. Infelizmente, neste período não houve observações do instrumento LASCO devido a uma pane generalizada no satélite SOHO.

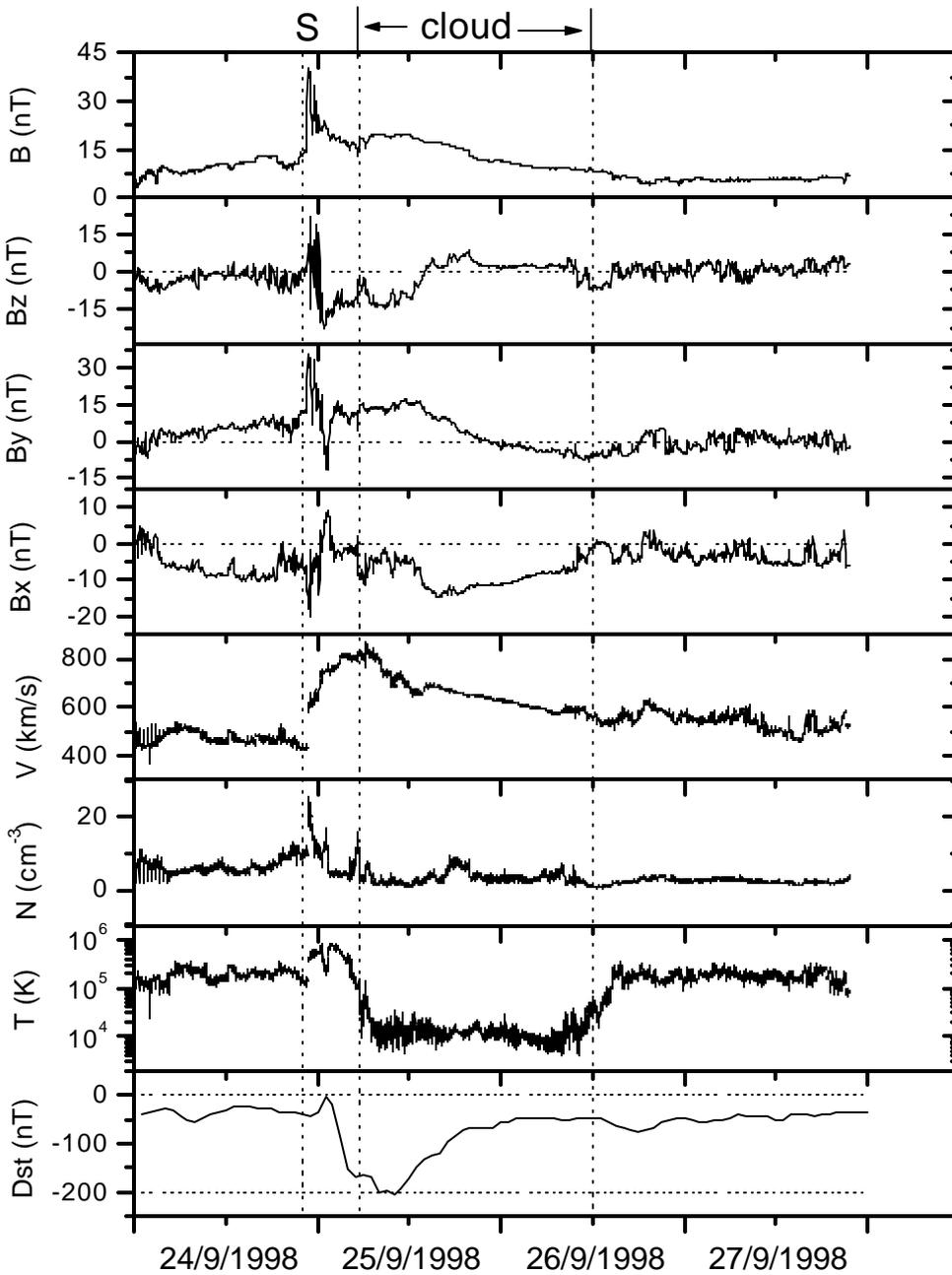


Fig 5.16 – Parâmetros, de cima para baixo: campo magnético total e suas 3 componentes, velocidade, densidade e temperatura de prótons, e índice Dst. Cortesia de N. Ness (Bartol Research Institute), D. J. McComas (SWRI) e CDAWeb, e WDC-Kyoto.

A Figura 5.17 mostra os mesmos parâmetros apresentados para os eventos anteriores, porém para o período de 20 a 23 de outubro de 1999. Uma onda de choque “S” pode ser vista na figura, seguida por uma estrutura de ejeção que não apresenta as características de nuvem magnética. Esta estrutura apresenta campo magnético bastante intenso, da ordem de 20 nT, exceto na parte traseira, onde este apresenta valores bem mais intensos, atingindo ~36 nT. Este evento já foi apresentado no Capítulo 4, onde propusemos que uma compressão dinâmica exercida por um feixe rápido logo atrás da estrutura causou a elevação de seu campo magnético, justamente quando este se encontrava direcionado para o sul. Os dados quantitativos estão apresentados na Figura 4.11, Capítulo 4. O pico negativo do índice Dst chegou a -237 nT às 07:00 UT do dia 22. Portanto a causa interplanetária desta tempestade foi compressão traseira do campo magnético de uma ejeção exercida por um feixe rápido.

O instrumento EIT observou atividade às 23:12 UT do dia 17 de outubro de 1999, próxima a posição heliográfica S20E10 (Figura A.3, Apêndice A). O instrumento LASCO C2 observou uma CME halo parcial, que cobria aproximadamente 210 graus ao redor do sol, a partir das 00:06 UT do dia 18 de outubro (Figura A.4, Apêndice A). Uma velocidade de expansão de ~546 km/s foi medida entre as posições angulares PA20 e PA185 (Figura A.5, Apêndice A). Esta CME teve um tempo de viagem até a terra de ~73 h.

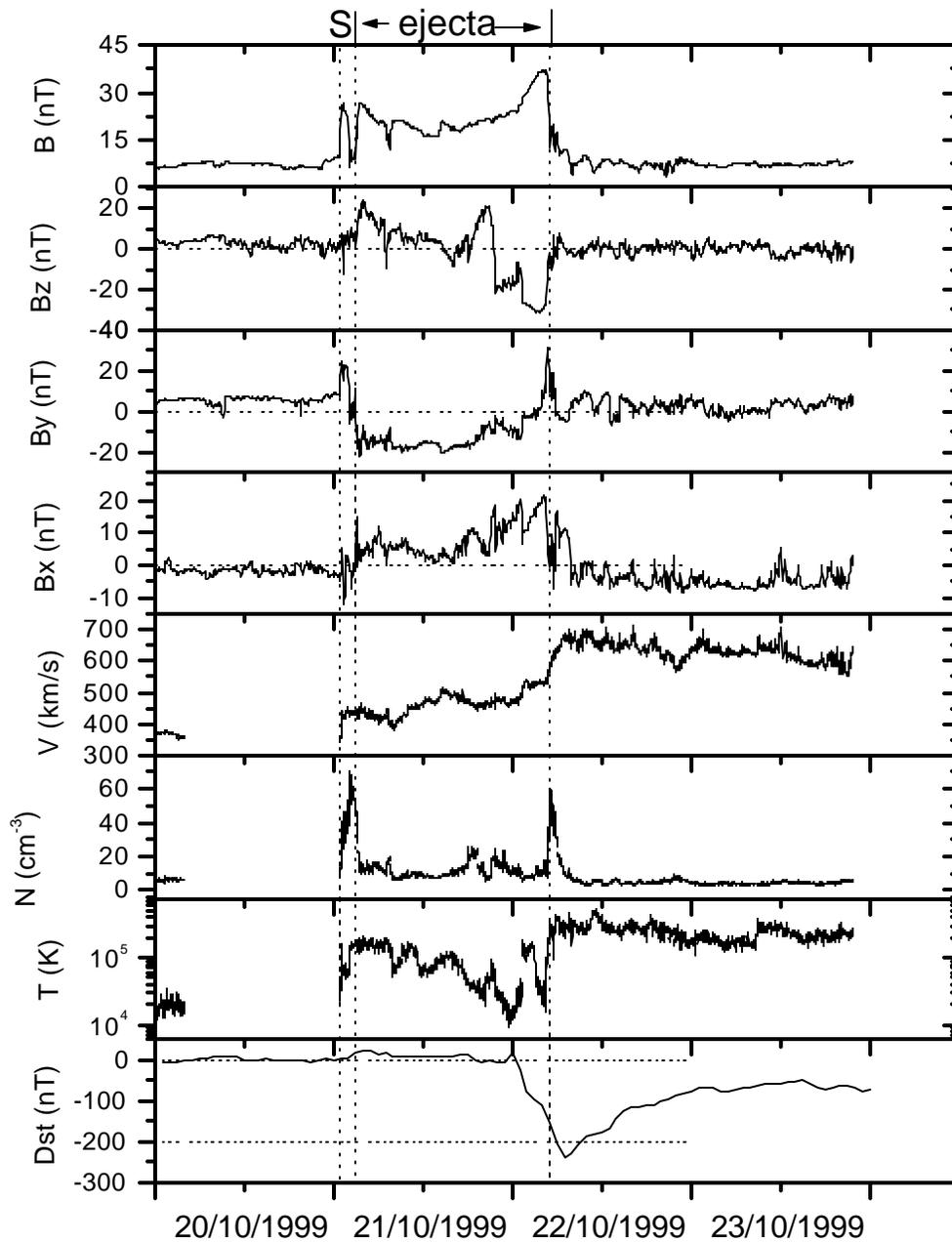


Fig 5.17 – Parâmetros, de cima para baixo: campo magnético total e suas 3 componentes, velocidade, densidade e temperatura de prótons, e índice Dst. Cortesia de N. Ness (Bartol Research Institute), D. J. McComas (SWRI) e CDAWeb, e WDC-Kyoto.

A Figura 5.18 apresenta o período de observação interplanetária e geomagnética de 5 a 10 de abril de 2000. Uma onda de choque “S” foi observada pelo satélite ACE às 16:02 UT do dia 6. Uma enorme compressão do campo magnético ocorre devido a esta onda de choque, passando de valores ~ 7 nT antes do choque, para valores superiores a 25 nT após o choque, compressão esta permanecendo por um período de aproximadamente 18 h. Logo após o choque, o campo está fortemente direcionado para o sul, permanecendo assim por um tempo aproximado de 10 h. Neste mesmo período, a velocidade de prótons era pouco inferior a 600 km/s. Esta combinação de fatores fez com que o pico negativo do índice Dst atingisse o valor -321 nT. Não foi observada nenhuma estrutura de ejeção após esta onda de choque, sendo portanto exclusivamente o efeito de compressão e intensificação do campo magnético pelo choque a causa da tempestade.

Observou-se uma explosão na região ativa AR8933 às 15:11 UT do dia 4 de abril de 2000, na posição heliográfica N16W66. Próximo a esta posição, o instrumento EIT observou atividade iniciando às 15:12 UT. *Loops* pós-flare brilhantes foram observados no local da atividade pelo instrumento EIT (Figura A.6, Apêndice A). O instrumento LASCO observou uma CME halo completo a partir das 16:32 UT (Figuras A.7 e A.8, Apêndice A), tendo sido medida uma velocidade de expansão de 1927 km/s entre as posições angulares PA0 e PA195. Esta CME, embora relacionada a atividade bastante afastada do meridiano central, estava relacionada a onda de choque da Figura 5.18 que atingiu a Terra ~ 47 h depois de sua primeira observação no LASCO C2.

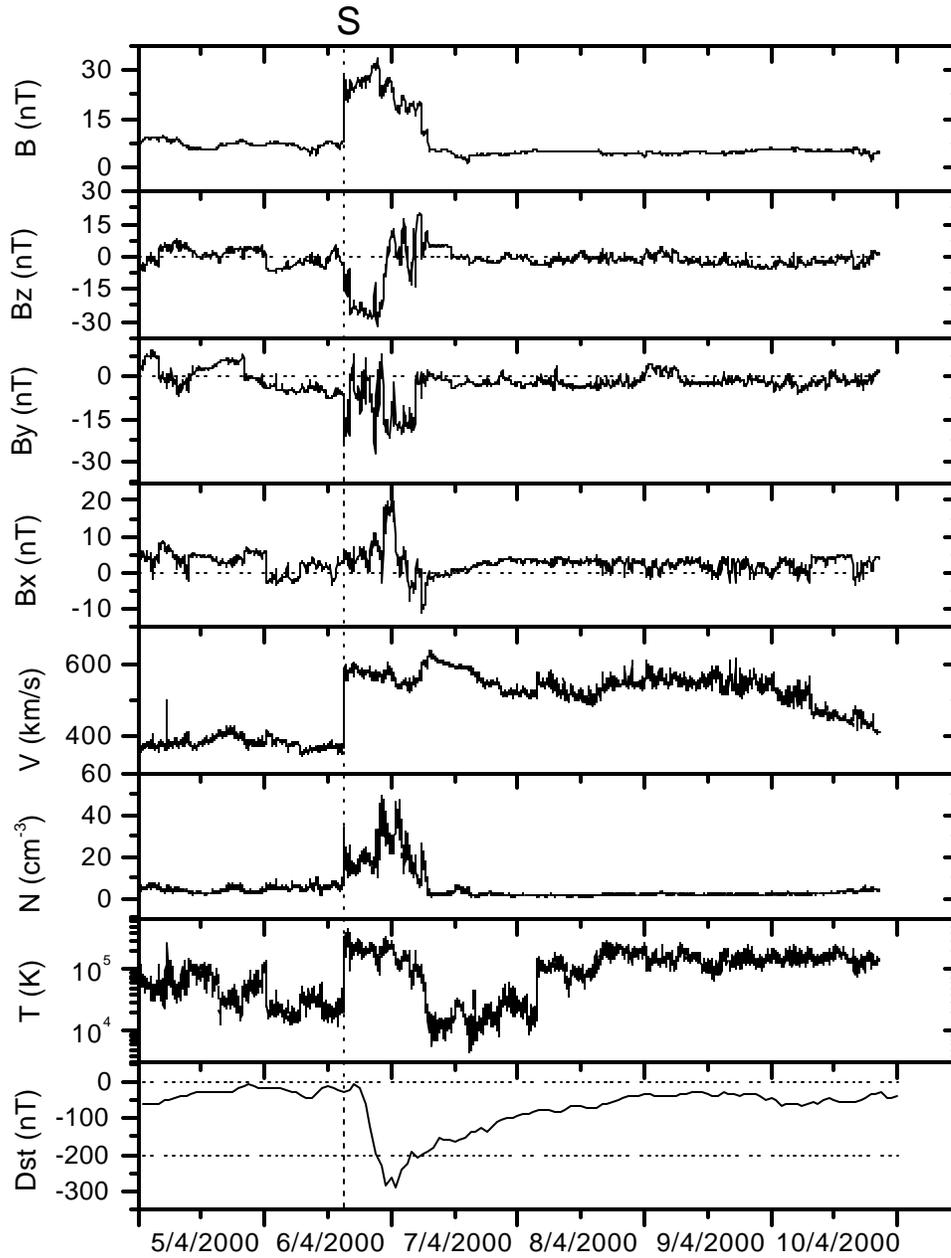


Fig 5.18 – Parâmetros, de cima para baixo: campo magnético total e suas 3 componentes, velocidade, densidade e temperatura de prótons, e índice Dst. Cortesia de N. Ness (Bartol Research Institute), D. J. McComas (SWRI) e CDAWeb, e WDC-Kyoto.

A Figura 5.19 apresenta os parâmetros interplanetários e geomagnéticos do período de 15 a 17 de julho de 2000, conhecido como o “evento da Bastilha”. Uma onda de choque “S” seguida de uma nuvem magnética são delimitadas na figura pelas linhas verticais. Esta nuvem magnética apresentava rotação de sua componente B_z de sul para norte e seu campo magnético intrínseco, com valores superiores a 50 nT, foi o principal responsável pela tempestade super intensa cujo pico negativo do índice Dst chegou a -300 nT. Infelizmente houve uma falha de operação do detector de plasma do satélite ACE devido a partículas energéticas que atingiram o satélite, minutos depois da explosão e da CME relacionados a este evento no dia 14, por volta das 10:50 UT. Porém pode-se ver que a velocidade atingiu valores que podem ter superado 1000 km/s, fato bastante raro em 1 UA. Observando a componente B_z do campo magnético, podemos ver que, apesar de ter havido contribuição da compressão do campo pela passagem da onda de choque, a principal causa desta tempestade foi o campo magnético da nuvem magnética.

Como já mencionado, uma explosão foi observado oriundo da região ativa AR9077, em 14 de julho de 2000, na posição heliográfica N17E01. O instrumento EIT observou esta explosão a partir das 10:12 UT do dia 14 (Figura A.9, Apêndice A), seguido de *loops* pós-explosão. Uma chuva de partículas atingiu os CCDs, tanto do EIT quanto do LASCO, pouco antes das 11:00 UT, indicando um evento de partículas energéticas, as quais causaram a falha no detector de plasma do satélite ACE, anteriormente mencionada. LASCO C2 observou uma CME halo completa a partir das 10:54 UT (Figura A.10, Apêndice A), a qual viajou até a Terra em aproximadamente 27h. Uma velocidade de expansão de 2177 km/s foi medida nas imagens do instrumento LASCO C3 entre as posições angulares PA30 e PA225.

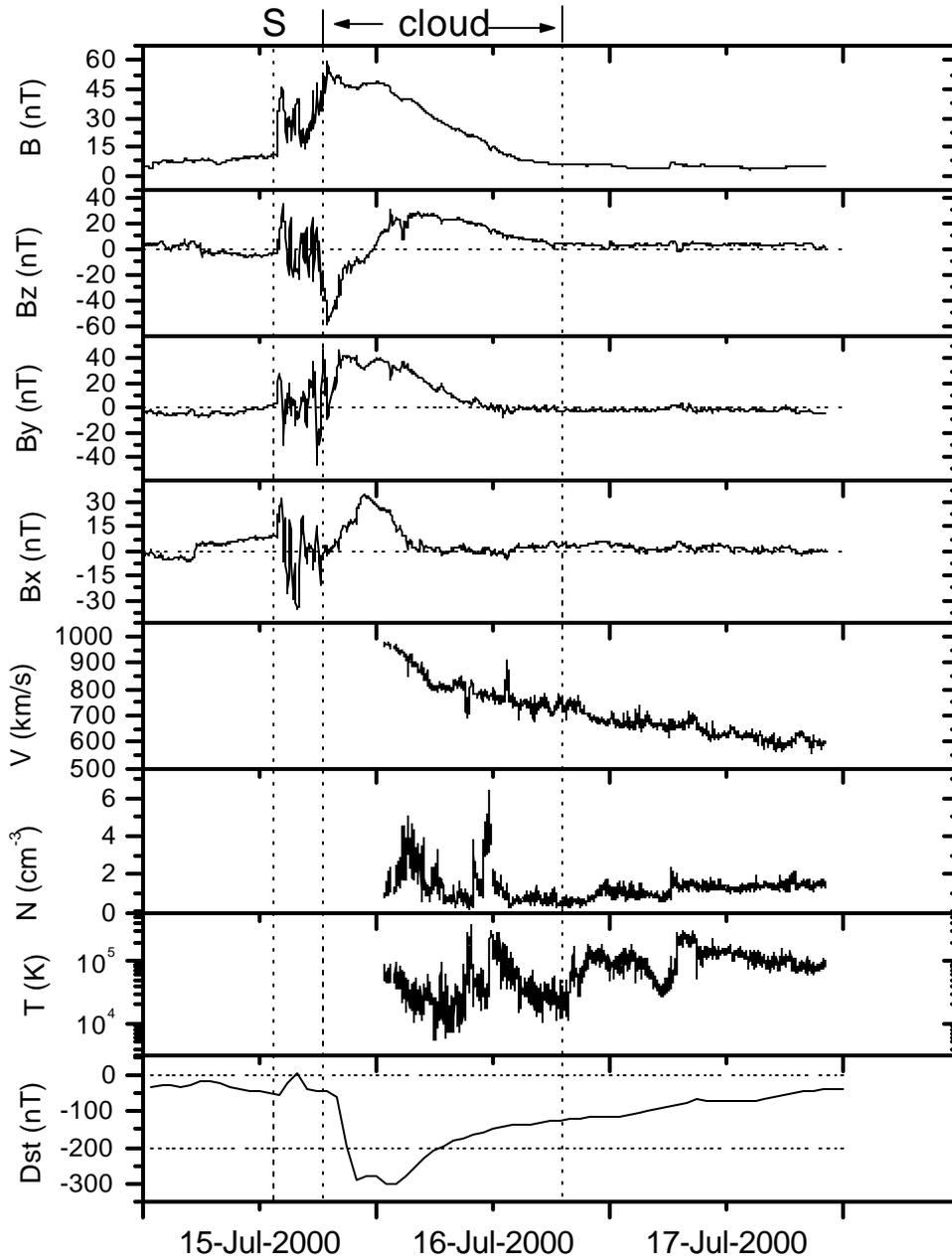


Fig 5.19 – Parâmetros, de cima para baixo: campo magnético total e suas 3 componentes, velocidade, densidade e temperatura de prótons, e índice Dst. Cortesia de N. Ness (Bartol Research Institute), D. J. McComas (SWRI) e CDAWeb, e WDC-Kyoto.

Uma outra nuvem magnética interplanetária pode ser vista na Figura 5.20, que apresenta parâmetros semelhantes às figuras anteriores, porém para o período de 11 a 15 de agosto de 2000. Esta nuvem apresentava rotação da componente B_z de sul para norte, e seu campo magnético intrínseco foi o responsável pela tempestade magnética super-intensa cujo pico negativo do índice Dst atingiu -237 nT as 10:00 UT do dia 12. A onda de choque, “S” contribuiu para esta tempestade, através de um pequeno período de campo B_z negativo na bainha, o qual deve ter levado o índice Dst para valores negativos da ordem de -100 nT.

O instrumento EIT observou atividade na posição heliográfica N22E12 a partir das 16:24 UT do dia 9 de agosto de 2000 (Figura A.11, Apêndice A). LASCO C2 observou uma CME halo completa a partir das 16:30 UT (Figura A.12, Apêndice A), para a qual uma velocidade de expansão de 898 km/s foi medida entre as posições angulares PA70 e PA275 (Figura A.13, Apêndice A). O tempo de viagem desta CME até a Terra foi de aproximadamente 50 h.

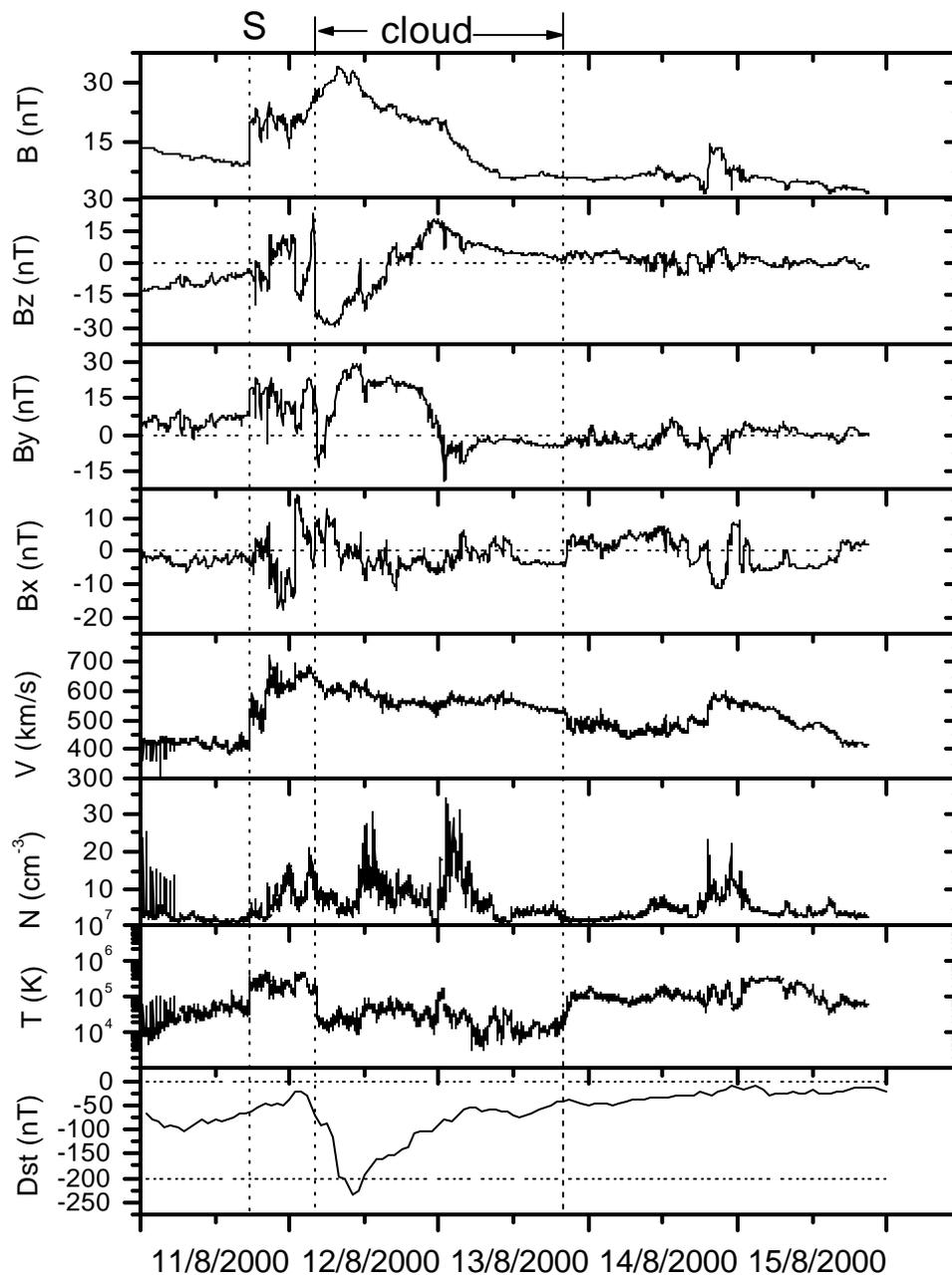


Fig 5.20 – Parâmetros, de cima para baixo: campo magnético total e suas 3 componentes, velocidade, densidade e temperatura de prótons, e índice Dst. Cortesia de N. Ness (Bartol Research Institute), D. J. McComas (SWRI) e CDAWeb, e WDC-Kyoto.

Uma nuvem magnética não tão clara quanto as duas anteriores foi observada no dia 18 de setembro de 2000, e está mostrada na Figura 5.21. Não é clara a ocorrência de uma onda de choque, mas certamente há uma fronteira na linha vertical “S?” às 17:00 UT do dia 17, indicando a chegada da estrutura. Esta região, que chamaremos também de “bainha”, como no caso de ondas de choque, comprimiu o campo magnético que apresentou uma rotação rápida de norte para sul, antes da nuvem, a qual causou a tempestade super intensa, cujo pico negativo do índice Dst chegou a -201 nT. A nuvem magnética apresentou campo magnético intrínseco direcionado para o norte apenas, não tendo influído na tempestade. Portanto a causa desta tempestade foi uma compressão do campo magnético na bainha à frente da nuvem magnética.

LASCO observou uma CME halo completa a partir das 11:50 UT do dia 15 de setembro, no campo de visão do instrumento C2 (Figura A.15, Apêndice A). Por apresentar-se muito tênue, não foi possível medir uma velocidade de expansão para este evento nas imagens do LASCO C3 (Figura A.16, Apêndice A). EIT observou uma série de atividades próximas a posição heliográfica N13E08, a partir das 05:58 UT (Figura A.14, Apêndice A), não sendo possível destacar uma em específico que estivesse relacionada à CME. Por estas razões, consideramos que a correlação entre estes eventos solares e os eventos interplanetários observados pelo satélite ACE, não é clara, sendo apenas possível.

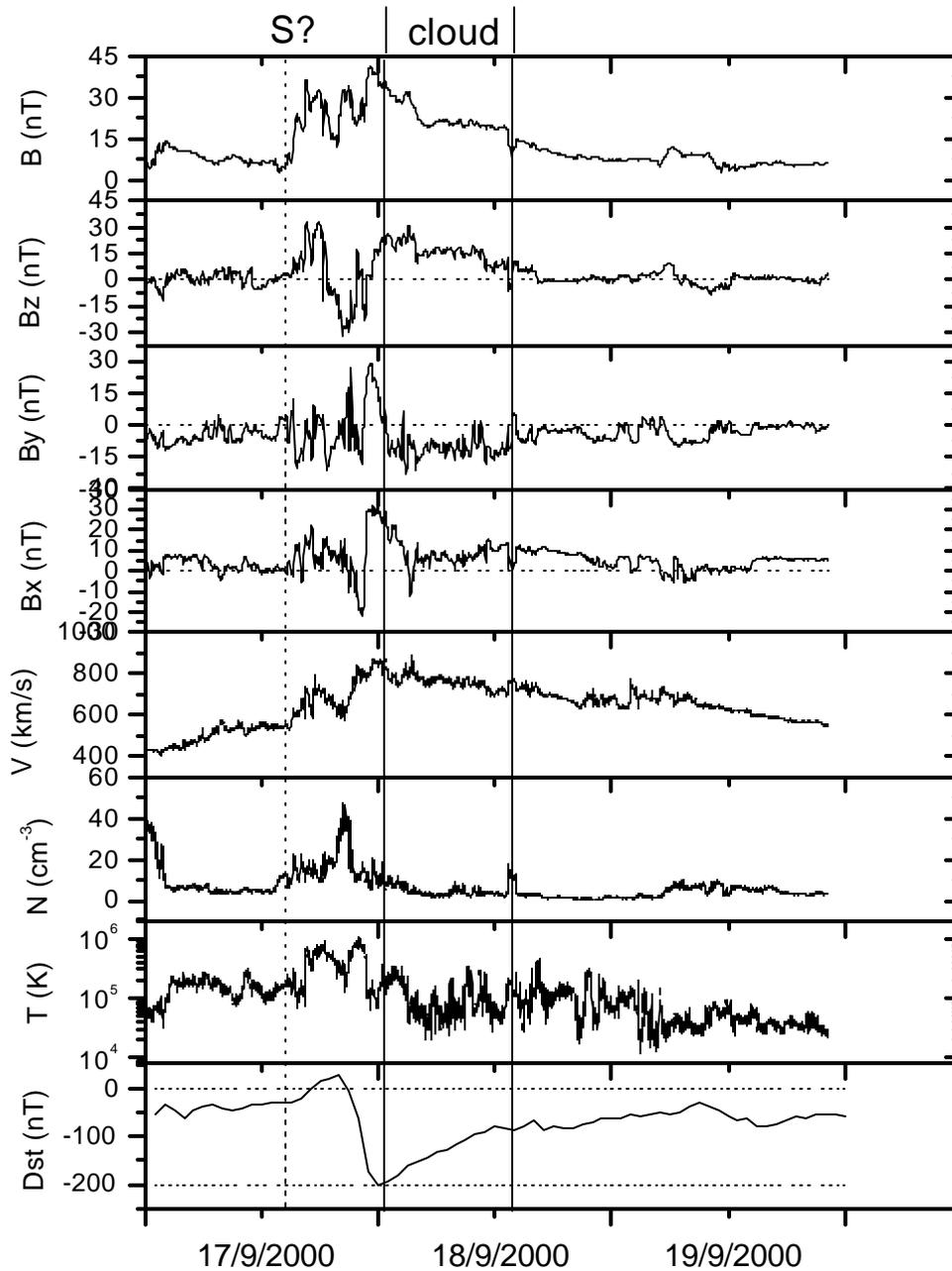


Fig 5.21 – Parâmetros, de cima para baixo: campo magnético total e suas 3 componentes, velocidade, densidade e temperatura de prótons, e índice Dst. Cortesia de N. Ness (Bartol Research Institute), D. J. McComas (SWRI) e CDAWeb, e WDC-Kyoto.

Um evento bastante complexo está mostrado na Figura 5.22, onde não sabemos se a onda de choque “S”, observada dia 31 de março de 2001 às 00:14 UT, é acompanhada ou não por uma estrutura de ejeção. O campo magnético apresentou duas incursões para o sul, após a onda de choque, a primeira delas, atingindo valores da ordem de -40 nT, causando a super tempestade, cujo pico negativo do índice Dst foi de -377 nT, sendo esta a tempestade mais intensa observada no período de dados utilizados neste trabalho. Esta onda de choque comprimiu e intensificou o campo magnético para valores muito intensos, chegando a picos de ~ 70 nT. Se há uma estrutura de ejeção, ela seria delimitada pelas linhas verticais cheias da Figura 5.22, que é a região onde o campo magnético não apresenta muitas flutuações, típicas de regiões de bainhas. Observa-se um feixe rápido seguindo a estrutura, logo após o que seria a parte traseira da ejeção. É possível que uma interação entre o feixe e a suposta ejeção tenha causado a configuração complexa deste evento.

Uma explosão oriunda da região ativa AR9402 foi observado às 10:00 UT do dia 29 de março de 2001, na posição heliográfica N20W19. EIT observou atividade nesta mesma região às 10:14 UT (Figura A.17, Apêndice A), com loops pós-explosão. LASCO observou uma CME halo a partir das 10:26 UT (Figuras A.18 e A.19, Apêndice A), para a qual uma velocidade de expansão de 1511 km/s foi medida entre as posições angulares PA50 e PA222. Algumas partículas energéticas foram observadas atingindo os detectores CCDs do EIT e LASCO a partir das 13:27 UT, aproximadamente. Esta CME viajou até a Terra em aproximadamente 38h.

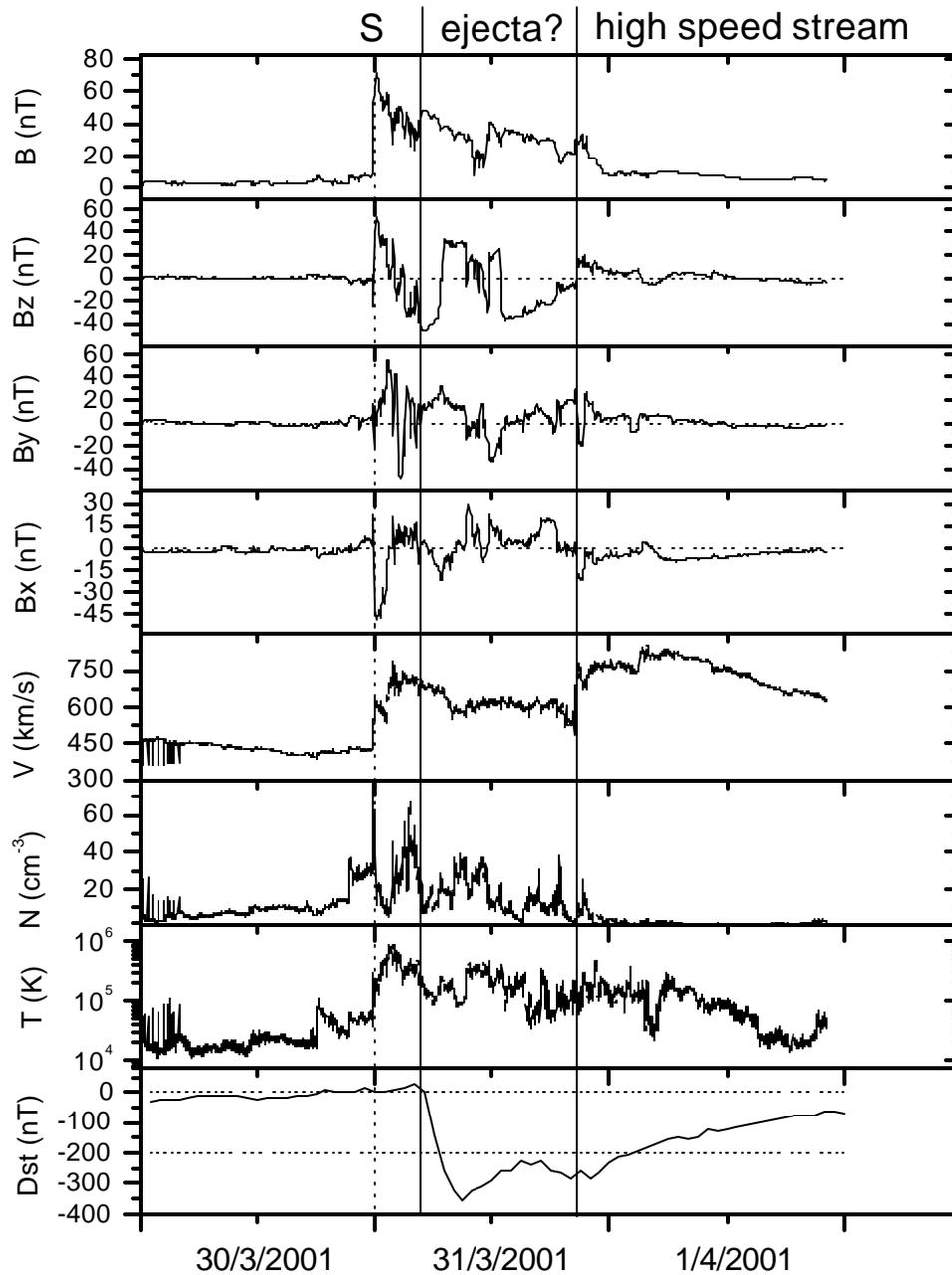


Fig 5.22 – Parâmetros, de cima para baixo: campo magnético total e suas 3 componentes, velocidade, densidade e temperatura de prótons, e índice Dst. Cortesia de N. Ness (Bartol Research Institute), D. J. McComas (SWRI) e CDAWeb, e WDC-Kyoto.

Por fim, apresentamos a nuvem magnética observada em 11 de abril de 2001 na Figura 5.23. Esta nuvem apresentou rotação da componente B_z de sul para norte. Precedendo a nuvem havia 2 ondas de choque “S1” e “S2”. Após a segunda onda de choque “S2” observaram-se várias oscilações rápidas na componente B_z na bainha, as quais iniciaram a tempestade, intensificada pelo campo B_s interno da nuvem logo em seguida. O pico negativo do índice Dst foi de -251 nT às 00:00 UT do dia 12 de abril. Portanto esta tempestade foi causada pela combinação do campo magnético comprimido da bainha e o campo magnético interno da nuvem.

Uma explosão foi observada às 05:20 UT oriundo da região ativa AR9415, localizada na posição heliográfica S23W09, no dia 10 de abril de 2001. EIT observou atividade nesta região a partir das 05:00 UT com uma erupção de filamento (Figura A.20, Apêndice A), seguida de uma explosão às 05:24 UT seguido de loops pós-explosão. Uma CME halo completa foi observada pelo LASCO a partir das 05:30 UT, onde se pode identificar o filamento que erupcionou (Figura A.21 e A.22, Apêndice A). Uma velocidade de expansão de 2679 km/s foi medida entre as posições angulares PA160 e PA286. Partículas energéticas foram observadas atingindo as CCDs de EIT e LASCO, aproximadamente após as 08:30 UT. Esta CME teve um tempo de viagem até a Terra de aproximadamente 34 h.

Uma outra CME halo completa anterior a esta descrita acima foi observada pelo LASCO no dia 9 de abril, a partir das 15:54 UT. Uma explosão foi observada as 15:34 UT neste mesmo dia oriundo da mesma região ativa AR9415, na posição heliográfica S21W04. EIT observou esta explosão às 15:36 UT, seguido de loops pós-explosão. Uma velocidade de expansão de 1905 km/s foi medida para esta CME entre as posições angulares PA164 e PA300. Por razões cronológicas, atribuímos esta CME a primeira onda de choque “S1” e a anterior, do dia 10, à onda de choque “S2”. Porém, devido a separação de apenas ~ 2 horas entre as ondas de choque, não consideramos que haja associação inequívoca entre a CME do dia 10 e a onda de choque “S2” seguida da nuvem magnética.

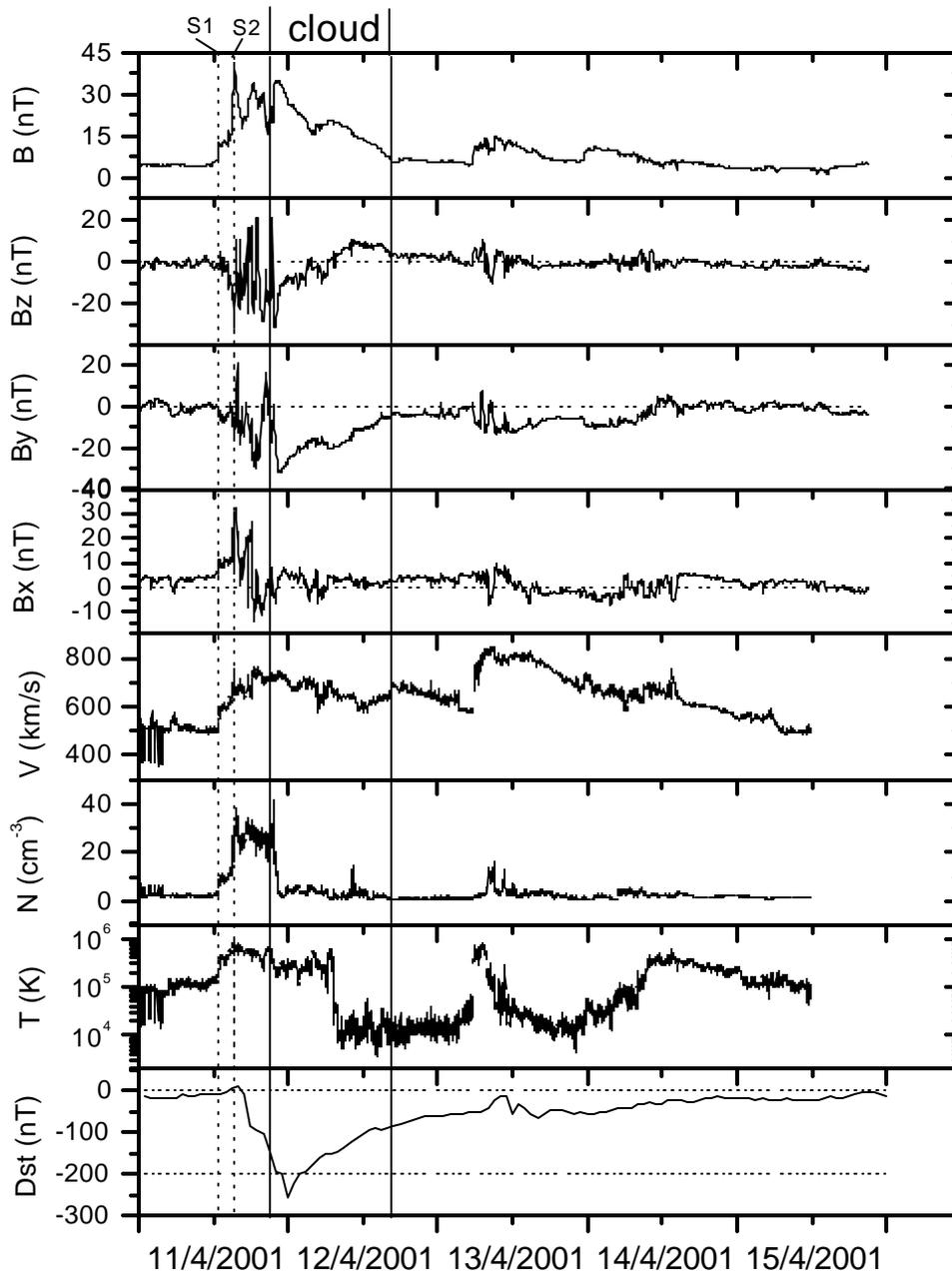


Fig 5.23 – Parâmetros, de cima para baixo: campo magnético total e suas 3 componentes, velocidade, densidade e temperatura de prótons, e índice Dst. Cortesia de N. Ness (Bartol Research Institute), D. J. McComas (SWRI) e CDAWeb, e WDC-Kyoto.

A Tabela 5.4 mostra, de maneira resumida, os vários dados solares, interplanetários e geomagnéticos destes 9 eventos. Dos 9 eventos interplanetários relacionados a estas tempestades, 5 eram nuvens magnéticas interplanetárias (“*cloud*”), 2 eram ejeções sem características de nuvem magnética (“*eje*”), e as demais 2 eram campos comprimidos por ondas de choque interplanetárias sem uma estrutura de ejeção acompanhando (“*neje*”), mostrados na coluna “*IP kind*”. Em relação às origens solares dessas estruturas interplanetárias, 7 estavam associadas a CMEs halo completas, indicadas pela cobertura angular ao redor do Sol, coluna “*Ext*”, 1 a uma CME halo parcial e 1 ocorreu no período em que o satélite SOHO estava fora de operação. Do ponto de vista das velocidades de expansão no sol, coluna “*Vexp*”, 6 CMEs halo completo apresentaram valores superiores a ~900km/s, sendo 5 destes eventos com valores superiores à 1200 km/s. A CME halo parcial apresentou velocidade de 546 km/s, e 1 CME halo completa foi muito tênue e não pode ser medida. Em relação às posições das regiões ativas associadas a estas CMEs no disco solar, mostradas na coluna “*AR loc*”, à exceção de uma, todas apresentaram latitude e longitude menor que 22 graus. A exceção foi um dos halos completos, que estava relacionado a uma onda de choque em 1 UA sem estrutura de ejeção acompanhando.

As fontes de campo magnético na direção sul, indicadas na coluna “*Bs source*”, foram: (1) compressão do campo pré-existente pela passagem de uma onda de choque, em 3 eventos; (2) compressão do campo pré-existente aliado ao campo interno da ejeção, em 4 eventos; (3) o campo interno da ejeção apenas, em 1 evento; (4) campo interno da ejeção comprimido e intensificado na parte traseira por um feixe de alta velocidade, em 1 evento.

Os tempos de viagem dessas CMEs desde o Sol até a Terra, indicados na coluna “*T*”, foram, à exceção de 2 casos, inferiores a 50 horas, ou seja, menores ou iguais a aproximadamente 2 dias. Um dos casos exceção não excedeu muito esse valor, apresentando tempo de viagem de ~53 h, e o outro caso exceção foi a CME halo parcial, que apresentou tempo de viagem de ~73h .

No restante, as demais colunas indicam: “*kind*” o tipo de atividade no disco solar, pelo menos 7 estavam relacionadas a explosões; “*ass*” o grau de certeza na associação entre as CMEs e os eventos interplanetários, sendo 1 relação unívoca e 2 relação possível mas não unívoca; “*Shock date/time*” a data e a hora de observação de uma onda de choque em 1 UA; “*v1*”, “*v2*”, “*n1*” e “*n2*” as velocidades e densidades antes e depois do choque; “*vsh*” a

velocidade do choque dada por $(n1.v1+n2.v2)/(n1+n2)$; “*vpr*” a velocidade média de propagação das CMEs desde o Sol até a Terra; “*Veje*” e “*Beje*” os picos da velocidade e do campo magnético das ejeções; “*kp*” o índice kp; “*Dst*” o índice de atividade da corrente de anel; “*Dst min date/time*” a data e a hora do pico negativo do índice Dst.

CAPÍTULO 6

CONCLUSÕES

Neste capítulo apresentaremos, de forma resumida, as principais conclusões deste trabalho de tese. Este trabalho foi um estudo das estruturas geofetivas observadas no meio interplanetário nas proximidades da Terra, e de suas origens solares, abordando diversos aspectos de interesse científico básico e aplicado, relacionados a área de estudo conhecida pelo nome de Clima Espacial.

No Capítulo 3, apresentamos um estudo sobre as ejeções de massa coronais (CME) solares observadas pelo instrumento LASCO, referentes ao período de janeiro de 1997 e abril de 2001. Estudamos a dinâmica das CMEs nas proximidades do sol, concluindo que ejeções lentas, com velocidades menores que ~ 200 km/s podem sofrer aceleração até distância de ~ 6 raios solares, e ejeções mais rápidas podem sofrer leve desaceleração em distâncias maiores de até 30 raios solares. Este estudo permitiu identificar que os mecanismos de aceleração das CMEs atuam de maneira dominante até distâncias da ordem de ~ 6 raios solares, e a partir daí os efeitos de dissipação de energia e a perda por expansão começam a equilibrar o sistema, fazendo com que as CMEs não mais ganhem energia cinética e estabilizem o movimento, ou até mesmo desacelerem. Definimos que as observações do instrumento LASCO C3 são as mais apropriadas para fins de estudo do tempo de viagem de CMEs até a Terra e estudo de suas características em 1 UA, uma vez que os efeitos de aceleração são menores e se pode ter uma idéia melhor da energia cinética da CME. Definimos a velocidade de expansão lateral das CMEs como sendo a taxa de crescimento perpendicular ao movimento principal da CME, a qual concluímos, através de um estudo estatístico, estar relacionada à velocidade radial da CME. Este resultado nos permitiu utilizar esta velocidade de expansão para a previsão de tempo de viagem de CMEs halo até a Terra e de suas características.

No Capítulo 4, estudamos as correspondências interplanetárias destas CMEs observadas no período de estudo, tendo sido possível associar 92 CMEs a eventos interplanetários de maneira unívoca. Destes, 38 possuíam estrutura de ejeção interplanetária, cujas velocidades

obtivemos estarem correlacionadas com as velocidades de expansão medidas nas CMEs. Este resultado é muito importante, uma vez que nos permite inferir a velocidade das CMEs em 1 UA a partir de observações solares, e este parâmetro está diretamente relacionado à intensidade dos distúrbios geomagnéticos. A partir destas mesmas observações calculamos a aceleração média das CMEs na viagem desde o Sol até a Terra, tendo obtido o resultado de que as CMEs ejetadas com velocidades menores que aproximadamente 450 km/s são aceleradas e as ejetadas com velocidades maiores são desaceleradas. Obteve-se também que essa aceleração é uma função do 2º grau da velocidade de expansão, resultado este diferente do obtido pelo trabalho de Gopalswamy et al (2000). A partir de um estudo de nuvens magnéticas interplanetárias interagindo com feixes rápidos, obtivemos uma estimativa quantitativa deste efeito em termos geomagnéticos, tendo concluído que interações desta natureza podem duplicar a geoeletividade de estruturas interplanetárias, tendo que ser levado em conta este fato para fins de previsão de ocorrência de distúrbios geomagnéticos.

Finalmente no Capítulo 5, apresentamos várias aplicações das observações feitas nos capítulos anteriores para fins de obtenção de modelos de previsão de ocorrência e intensidade de tempestades geomagnéticas. Construímos um modelo empírico para prever o tempo de chegada das CMEs até a Terra, o qual utiliza nosso novo conceito de velocidade de expansão das CMEs. Este modelo nos fornece resultados bastante razoáveis, estando o erro médio de previsão da ordem de ± 28 horas. Este erro ainda é considerável, porém uma das vantagens de termos utilizado a velocidade de expansão foi a possibilidade de comparar nosso resultados com observações de outras missões espaciais feitas no passado, as quais tinham uma geometria de observação mais favorável que a nossa, mas cujos resultados apresentaram erro médio muito parecido. Isto nos permitiu concluir que efeitos interplanetários devem ser bastante importantes para uma previsão mais precisa, o que requer melhores observações espaciais em outros pontos do sistema Sol-Terra. De maneira mais específica, CMEs que apresentaram estrutura de ejeção em 1UA têm tempo de previsão previsto com erro menor pelo nosso modelo, $\sim \pm 14$ h, sendo este um resultado muito bom. Um teste utilizando o modelo de previsão de Gopalswamy et al. (2000) revelou que este não é apropriado quando utilizamos a velocidade de expansão da CMEs. Quanto à

localização heliográfica das regiões de atividade no disco solar (*flares* ou erupções de filamento), obtivemos resultados diferenciados dos obtidos por Cane et al. (2000), sendo que a gama de longitudes por nós obtidas foi muito maior, de ~70E até ~80W. Embora haja uma grande concentração dessas regiões ativas entre os meridianos ± 50 graus, observou-se um número significativo de eventos fora desses meridianos, ou seja, mais próximos dos limbos, com uma clara assimetria, sendo maior o número de eventos com atividades no meridiano solar oeste. De posse de todos os nossos modelos de previsão, construímos um esquema de previsão do valor de pico do índice Dst a partir de medidas da velocidade de expansão das CMEs, para o caso de elas estarem relacionadas a estruturas interplanetárias do tipo nuvem magnética, tendo obtido resultados bastante bons. Foi feito um estudo do conjunto completo de dados a partir de três pontos de vista: (1) desde o Sol, (2) desde o meio interplanetário, em 1 UA; e (3) desde a magnetosfera, a partir da observação de tempestades geomagnéticas. Dentre os resultados obtidos podemos destacar: (1) que quase todas as CMEs halo completo apresentam algum distúrbio interplanetário em 1 UA (por exemplo, uma onda de choque), sendo que apenas aproximadamente 5% não foram associadas com nenhuma estrutura; (2) que apenas 12 dos 148 choques por nós identificados não foram correlacionados a nenhum evento solar e outros 2 foram associados a feixes corrotantes; (3) que 29 de 31 tempestades intensas ($Dst < -100$ nT) estavam associadas a CMEs, sendo as outras 2 associadas a feixes corrotantes, e que todas as 9 tempestades super intensas, por nós definidas como $Dst < -200$ nT, estavam associadas a CMEs. Analisando em mais detalhes essas 9 super tempestades, obtivemos várias conclusões interessantes, algumas das quais iremos destacar: (1) 7 das 9 estavam associadas a CMEs halo completo, 1 parcial e 1 ocorreu em um período em que não houve observações do LASCO; (2) 5 eram nuvens magnéticas, 2 eram ejeções não-nuvem magnética e 2 eram apenas onda de choque e bainha; (3) 5 das CMEs halo completas apresentavam velocidades de expansão maiores que ~1200 km/s, 1 da ordem de 900 km/s, e a CME halo parcial da ordem de ~540km/s; (4) as localizações das regiões ativas no disco solar, à exceção de 1, estavam entre ± 22 graus de longitude, sendo a exceção localizada em N16W66 e relacionada a uma CME halo completa; (5) em 7 das 9 tempestades o campo comprimido e intensificado da bainha participou da causa da tempestade, sendo que em 3

casos ele foi a causa exclusiva e em 4 estava combinado com o campo magnético da ejeção ou nuvem magnética; (6) em 1 caso o campo da nuvem magnética foi o responsável exclusivo pela tempestade e em 1 caso o responsável foi uma compressão traseira do campo da ejeção causada por um feixe rápido, relacionado a CME halo parcial mais lenta descrita acima; (7) os tempos de viagem das CME foram, em 6 casos inferiores a ~50h, em 1 caso ~53h e em 1 caso ~73h, sendo este último a CME halo parcial.

Os resultados obtidos neste trabalho permitiram um avanço na compreensão das ejeções de massa coronais, das relações delas com os distúrbios interplanetários e geomagnéticos. Pretendemos seguir este trabalho, preenchendo e refinando os modelos, incluindo possivelmente outros tipos de observações, como as de decréscimo de muons relacionados a raios cósmicos, cujas observações começam a ser feitas pelo INPE/OES no Brasil, em São Martinho da Serra – RS, com um detector de muons, e de observações a serem feitas por missões espaciais como a *Solar-Terrestrial Relationship Observatory* (STEREO) que fornecerá dados de CMEs de um ponto de observação diferenciado do satélite SOHO. As Ciências Espaciais e Atmosféricas do INPE têm um plano de desenvolvimento de satélites que contribuirão para estes estudos de clima espacial, fornecendo dados complementares aos das missões acima mencionadas.

REFERÊNCIAS BIBLIOGRÁFICAS

- Badruddin. Interplanetary shocks, magnetic clouds, stream interfaces and resulting geomagnetic disturbances. **Planet. Space Sci.** v.46, n.8, p.1015-1028, 1998.
- Bothmer, V.; Schwenn, R. The interplanetary and solar causes of major geomagnetic storms. **J. Geomag. Geoelectr.**, v.47, n. 11, p.1127-1132, Sept. 1995.
- Bothmer, V.; Rust, D. M. The field configuration of magnetic clouds and the solar cycle. In: Crooker, N.; Joselyn J. A.; Feynman, J. ed. **Coronal mass ejections**. Washington, DC: AGU, 1997. v. 99, p.139-146.
- Brueckner, G. E.; Howard, R. A.; Koomen, M. J.; Korendyke, C. M.; Michels, D. J.; Moses, J. D.; Socker, D. G.; Dere, K. P.; Lamy, P. L.; Llebaria, A.; Bout, M. V.; Simnett, G. M.; Bedford, D. K.; Eyles, C. J. The large angle spectroscopic coronagraph (LASCO). **Solar Phys.** v.162, n. 1-2, p.357-402, 1995.
- Brueckner, G. E.; Delaboudiniere, J., -P.; Howard, R., A.; Paswaters, S., E.; St. Cyr, O., C.; Schwenn, R.; Lamy, P.; Simnett, G., M.; Thompson, B.; e Wang, D. Geomagnetic storms caused by coronal mass ejections (CMEs): march 1996 through june 1997. **Geophys. Res. Lett.** v.25, n.15, p.3019-3022, Aug. 1998.
- Burlaga, L. F. Magnetic clouds and force-free fields with constant alpha. **J. Geophys. Res.**, v.93, n.A7, p.7217-7224, July 1988.
- Burlaga, L. F. **Interplanetary magnetohydrodynamics**. New York: Oxford University Press, 1995, 256p.

- Burlaga, L. F.; Behannon, K. W. Magnetic clouds: voyager observations between 2 and 4 AU. **Solar Phys.** v.81, n. A2, p.181-185, 1982.
- Burlaga, L. F.; Sittler, E.; Mariani, F.; Schwenn, R. Magnetic loop behind an interplanetary shock: Voyager, Helios and IMP-8 observations. **J. Geophys. Res.**, v.86, n.A8, p.6673-6684, Aug. 1981.
- Burlaga, L. F., McDonald, F. B.; Goldstein, M. L.; Lazarus, A. J. Cosmic ray modulation and turbulent interaction regions near 11 AU. **J. Geophys. Res.** v.90, n. A12, p.12127-12137, 1985.
- Burlaga, L. F.; Behannon, K. W.; Klein, L. W. Compound streams, magnetic clouds, and major geomagnetic storms. **J. Geophys. Res.**, v.92, n.A6, p.5725-5734, June 1987.
- Burlaga, L. F.; Lepping, R. P.; Jones, J. Global configuration of a magnetic cloud. In: Russel, C. T. Priest, E. N., e Lee, L. C. ed. **Physics of magnetic flux ropes.** Washington, DC: AGU, 1990. v.58, p.373-385.
- Burlaga, L. F.; Lepping, R. P.; Mish, W.; Ogilvie, K. W.; Szabo, A.; Lazarus, A. J.; Steinberg, J. T. **A magnetic cloud observed by Wind on October 18-20, 1995.** Washington, DC, NASA, GSFC, Feb. 1996.
- Burlaga, L. F.; Fitzenreiter, R.; Lepping, R.; Ogilvie, K.; Szabo, A. Lazarus, A.; Steinberg, J.; Gloeckler, G.; Howard, R.; Michels, D.; Farrugia, C.; Lin, R. P.; Larson, D. E. A magnetic cloud containing prominence material: January 1997. **J. Geophys. Res.**, v.103, n.A1, p.277-285, Jan. 1998.
- Burton, R. K.; McPherron, R. L.; Russel, C. T. An empirical relationship between interplanetary conditions and Dst. **J. Geophys. Res.** v.80, n.31, p.4204-4214, Nov. 1975.

Cane, H. V., Richardson, I. G., St. Cyr, O. C. Coronal mass ejections, interplanetary ejecta and geomagnetic storms. **Geophys. Res. Lett.**, v.27, n.21, p.3591-3594, Nov. 2000.

Cliver, E. W.; Feynman, J.; Garrett, H. B. An estimate of the maximum speed of the solar wind, 1938-1989, **J. Geophys. Res.**, v. 95, A10, 17103-17112, 1990.

Dal Lago, A. **Estudo de nuvens magnéticas geofetivas no meio interplanetário.** São José dos Campos. 122p. (INPE – 7263 – TDI/705). Dissertação (Mestrado em Geofísica Espacial) – Instituto Nacional de Pesquisas Espaciais, 1999.

Dal Lago, A.; Gonzalez, W. D.; Clúa de Gonzalez, A. L.; Vieira, L. E., Compression of magnetic clouds in interplanetary space and increase in their geoeffectiveness, **J. Atm. Solar Terr. Phys.**, v.63, n.5, p.451-455, 2001a.

Dal Lago, A.; Gonzalez, W. D.; Clua de Gonzalez, A. L.; Vieira, L. E. A.; Echer, E.; Guarnieri, F. L.; Prestes, A.; Costa, A. M.; Schuch, N. J.; Schwenn, R. Interplanetary shocks observed at the earth and their causes at the sun. In: Encontro Brasileiro de Física dos Plasmas, 6., Campos do Jordão. **Programas e Resumos**, p.71, Campos do Jordão, Dez. 2001b.

Dal Lago, A., W.D. Gonzalez, A.L.C. de Gonzalez, e L.E. Vieira, Stream-interacting magnetic clouds causing very intense geomagnetic storms. **Adv. Space Res.**, v.30, n.10, p.2225-2229, 2002a.

Dal Lago, A.; Schwenn, R.; Stenborg, G.; Gonzalez, W. D.; Clúa de Gonzalez, A. L.; Vieira, L. E. A.; Echer, E.; Guarnieri, F. L.; Schuch, N. J. Deceleration observed on the July 25th (1999) coronal mass ejection. **Geofísica Internacional**, 2002b, In press.

Dal Lago, A.; Schwenn, R.; Gonzalez, W. D.; Huttunen, E.; The halo CME expansion speed as a tool for predicting CME related shock travel time to 1 AU. Submitted to **Adv. Space Res.**, 2002c.

- Dal Lago, A.; Gonzalez, W. D.; Clúa de Gonzalez, A. L.; Vieira, L. E. A.; Echer, E.; Guarnieri, F. L.; Prestes, A.; Balmaceda, L.; Schuch, N. J.; Schwenn, R.; Huttunen, E. Comparison between halo CME expansion speeds observed on the sun, the related shock average propagation speeds to earth and corresponding ejecta speeds at 1 AU. Submitted to **Adv. Space Res.**, 2002d.
- Dal Lago, A.; Schwenn, R.; Stenborg, G.; Gonzalez, W. D. Coronal mass ejection speeds measured in the solar corona using LASCO c2 and c3 images. **Adv. Space Res.**, v.32, n.12, p.2619-2624, 2003a.
- Dal Lago, A.; Schwenn, R.; Gonzalez, W. D. Relation between the radial speed and the expansion speed of coronal mass ejections. **Adv. Space Res.**, v.32, n.12, p.2637-2640, 2003b.
- Dryer, M. Coronal transient phenomena. **Space Sci. Rev.** v.33, p.233-275, 1982.
- Dryer, M.; Wu, S. T. Comments on “density distribution in looplike coronal transients: a comparison of observations and a theoretical model” by D. G. Sime, R. M. MacQueen, and A. J. Hanhausen. **J. Geophys. Res.** v.90, n.A1, p.559-561, 1985.
- Dungey, J. W. Interplanetary magnetic field and the auroral zones. **Phys. Rev. Lett.**, v.6, n.2, p.47-48, Jan. 1961.
- Farrugia, C. J.; Richardson, I. G.; Burlaga, L. F.; Lepping, R. P.; Osherovich, V. A. Simultaneous observations of solar MeV particles in a magnetic cloud and in the earth’s northern tail lobe: implications for the global field line topology of magnetic cloud passage. **J. Geophys. Res.** v.98, n. A9, p.15497-15506, 1993.
- Farrugia, C. J., Scudder, J. D., Freeman, M. P., Janoo, L.; Lu, G., Quinn, J. M., Arnoldy, R. L., Torbert, R. B., Burlaga, L. F., Ogilvie, K. W., Lepping, R. P., Lazarus, A. J.,

- Steinberg, J. T., Gratton, F. T., Rostoker, G. Geoeffectiveness of three wind magnetic clouds: a comparative study. **J. Geophys. Res.** v.103, n.A8, p.17261-17278, 1998.
- Fenrich, F. R.; Luhmann, J. G. Geomagnetic response to magnetic clouds of different polarity. **J. Geophys. Res.** v.25, n.15, p.2999-3002, Aug. 1998.
- Feynman, J. Evolving magnetic structures and their relation to coronal mass ejections. In: Crooker, N.; Joselyn J. A.; Feynman, J. ed. **Coronal mass ejections**. Washington, DC: AGU, 1997. v. 99, p.49-55.
- Forbes, T. G. A review on the genesis of coronal mass ejections. **J. Geophys. Res.**, v.105, n.A10, p.23153-23165, Oct. 2000.
- Goldstein, H. On the field configuration in magnetic clouds. In: Neugebauer, N. ed. **Solar wind five**. Washington, DC: NASA-2280, 1983. p.731-733.
- Gonzalez, W. D.; Tsurutani, B. T. Criteria of interplanetary parameters causing intense magnetic storms ($Dst < -100$ nT). **Planet. Space Sci.**, v.35, n.9, p.1101-1109, July 1987.
- Gonzalez, W. D.; Tsurutani, B. T. Terrestrial response to eruptive solar flares: geomagnetic storms – a review. In: Švestka, Z.; Jackson, B. V.; Machado, M. E. ed. **Frontiers in physics: eruptive solar flares**, Berlin: Springer-Verlag, p.277-283. 1992.
- Gonzalez, W. D.; Joselyn, J. A.; Kamide, Y.; Kroehl, H. W.; Rostoker, G.; Tsurutani, B. T.; e Vasyliunas, V. M. What is a magnetic storm?. **J. Geophys. Res.**, v.99, n.A4, p.5771-5792, Apr. 1994.

- Gonzalez, W. D., Tsurutani, B. T., McIntosh, P. S., Clua de Gonzalez, A. L. Coronal hole-active region-current sheet (CHARCS) association with intense interplanetary and geomagnetic activity. **Geophys. Res. Lett.** V.23, n.19, p.2577-2580, 1996.
- Gonzalez, W. D.; Clúa de Gonzalez, A. L.; Dal Lago, A.; Tsurutani, B. T.; Arballo, J. K.; Lakhina, G. K.; Buti, B.; Ho, C. M.; e Wu, S. –T. Magnetic cloud field intensities and solar wind velocities. **Geophys. Res. Lett.**, v.25, n.7, p.963-966, Apr. 1998.
- Gonzalez, W. D.; Tsurutani, B. T.; Clua de Gonzalez, A. L. Interplanetary origin of geomagnetic storms. **Space Sci. Rev.** v.88, n.3-4, p.529-562, 1999.
- Gonzalez, W. D.; Dal Lago, A.; Clua de Gonzalez, A. L.; Vieira, L. E. A.; Tsurutani, B. T. Estimate of magnetic storm-peak intensities from solar/interplanetary CME-speed observations: 1-Magnetic Clouds. Submitted to **Geophys. Res. Lett.**, 2002.
- Gopalswamy, N.; Lara, A.; Lepping, R. P.; Kaiser, M. L.; Berdichevsky, D.; St. Cyr, O. C. Interplanetary acceleration of coronal mass ejections. **Geophys. Res. Lett.** v.26, n.2, p.145-148, Jan. 2000.
- Gosling, J. T. Coronal mass ejections: the link between solar and geomagnetic activity. **Phys. Fluids B** 5, v.7, p.2638-2645, July 1993a.
- Gosling, J. T. The solar flare myth. **J. Geophys. Res.** v.98, n.A11, p.18937-18949, 1993b.
- Gosling, J. T.; Hildner, E.; Macqueen, R. M.; Munro, R. H.; Poland, A. I.; Ross, C. L. Direct observations of a flare related coronal and solar-wind disturbance. **Solar Phys.** v.40, n.2, p.439-448, 1975.
- Gosling, J. T. Coronal mass ejections and magnetic flux ropes in interplanetary space. In: Russel, C. T. Priest, E. N. , Lee, L. C. ed. **Physics of magnetic flux ropes**, Washington, DC: AGU, 1990. v.58, p.343-364.

- Gosling, J. T. Coronal Mass Ejections: An Overview. In: Crooker, N. Joselyn J. A., Feynman, J. ed. **Coronal mass ejections**, Washington, DC: AGU, 1997. v.99, p.9-16.
- Gosling, J. T.; McComas, D. J. Field line draping about fast coronal mass ejecta: a source of strong out-of-the-ecliptic interplanetary magnetic fields. **Geophys. Res. Lett.** v.14, n.4, p.355-358, Apr. 1987.
- Gosling, J. T.; Baker, D. N.; Bame, S. J.; Feldman, W. C.; Zwickl, R. D. Bidirectional Solar Wind Electron Heat Flux Event. **J. Geophys. Res.**, v.92, n.A8, p.8519-8535, Aug. 1987.
- Gosling, J. T.; Bame, S. J.; McComas, D. J.; Phillips, J. L. Coronal mass ejections and large geomagnetic storms. **Geophys. Res. Lett.**, v.17, n. 7, p.901-904, 1990.
- Gosling, J. T., D. J. McComas, J. L. Phillips, S. J. Bame. Geomagnetic Activity associated with earth passage of interplanetary shock disturbances and coronal mass ejections. **J. Geophys. Res.**, v.96, n. A5, p.7831-7845, 1991.
- Hewish, A.; Bravo, S. The sources of large-scale heliospheric disturbances. **Solar Phys.**, v.106, n. 1, p.185-200, Apr. 1986.
- Hoeksema, J. T.; Scherrer, P. H. **The solar magnetic field – 1976 through 1985**. World data center A for solar-terrestrial physics, local:NOAA, 1986. (Report UAG-94).
- Howard, R. A.; Michels, D. J.; Sheeley, N. R. Jr.; Koomen, M. J. The observation of a coronal transient directed at Earth, **Astrophys. J.**, v.263, n. 2, p.101-104, 1982.
- Howard, R. A., et al. Observations of CME from SOHO/LASCO. In: Crooker, N.; Joselyn J. A.; Feynman, J. ed. **Coronal mass ejections**. Washington, DC: AGU, 1997. v. 99, p.17-26.

- Hoyt, V.; Schatten, K. H. **The role of the sun in climate change**. New York: Oxford University Press, 1997. 279p.
- Hudson, H., S.; Webb, D., F. Soft x-ray signatures of coronal ejections. In: Crooker, N.; Joselyn J. A.; Feynman, J. ed. **Coronal mass ejections**. Washington, DC: AGU, 1997. v. 99, p.27-38.
- Hundhausen, A. J. The origin and propagation of coronal mass ejections. In: International Solar Wind Conference, 6., Boulder, 1988. **Proceedings**. Boulder: National Center for Atmospheric Research, 1988. p.181-214.
- Hundhausen, A. J. An Introduction. In: Crooker, N. Joselyn J. A.; Feynman, J. ed. **Coronal mass ejections**, Washington, DC: AGU, 1997. v. 99, p.1-7.
- Hundhausen, A. J.; Sawyer, C. B.; House, L. L.; Illing, R. M. E.; Wagner, W. J. Coronal mass ejections observed during the solar maximum mission - latitude distribution and rate of occurrence. **J. Geophys. Res.**, v.89, n.A5, p.2639-2646, 1984.
- Illing, R. M.; Hundhausen, A. J. Disruption of a coronal streamer by an eruptive prominence and coronal mass ejection. **J. Geophys. Res.** v.91, n.A10, p.10951-10960, 1986.
- Kamide, Y.; McPherron, R. L.; Gonzalez, W. D.; Hamilton, D. C.; Hudson, H. S.; Joselyn, J. A.; Kahler, S. W.; Lyons, L. R.; Lundstedt, H.; Szuszcwicz, E. Magnetic storms: current understanding and outstanding questions. In: Tsurutani, B. T.; Gonzalez, W. D.; Kamide, Y.; Arballo, J. A. ed. **Magnetic storms**. Washington, DC: AGU, 1997. v.98, p.1-19.

Kamide, Y.; Yokoyama, N.; Gonzalez, W. D.; Tsurutani, B. T.; Daglis, I. A.; Brekke, A.; Masuda, S. Two-step development of geomagnetic storms. **J. Geophys. Res.**, v.103, n.A4, p.6917-6921, Apr. 1998.

Kivelson, M. G.; e Russell, C. T. **Introduction to Space Physics**. Los Angeles: Cambridge University Press, 1995. 568p.

Klein, L. W.; Burlaga, L. F. Interplanetary magnetic clouds at 1 AU. **J. Geophys. Res.**, v.87, n.A2, p.613-624, Feb. 1982.

Lepping, R. P. **Magnetic Clouds**. Disponível em:

<http://lepmfi.gsfc.nasa.gov/mfi/mag_cloud_pub1.html>. Acesso em: 28 mar. 2002.

Lepping, R. P.; Jones, J. A.; Burlaga, L. F. Magnetic field structure of interplanetary magnetic clouds at 1 AU. **J. Geophys. Res.**, v.95, n.A8, p.11957-11965, Aug. 1990.

Lepping, R. P.; Burlaga, L.F.; Szabo, A.; Ogilvie, K.W.; Mish, W.H.; Vassiliadis, D.; Lazarus, A. J.; Steinberg, J. T.; Farrugia, C. J.; Janoo, L.; Mariani, F. The Wind magnetic cloud and events of October 18-20, 1995: Interplanetary properties and as triggers for geomagnetic activity. **J. Geophys. Res.**, v.102, n.A7, p.14049-14063, 1997.

Lindsay, G. M.; Luhmann, J. G.; Russel, C. T.; Gosling, J. T. Relationships between coronal mass ejection speeds from coronagraph images and interplanetary characteristics of associated interplanetary coronal mass ejections. **J. Geophys. Res.** v.104, n.A6, p.12515-12523, June 1999.

Low, B. C. Coronal mass ejections and magnetic helicity. In: **Solar dynamic phenomena and solar wind consequences**, SOHO Workshopp, 3., local:Paris, ESA, p.123-126, 1994.

- Low, B. C. Solar activity and the corona. **Solar Phys.** v.167, n.1-2, p.217-265, 1996.
- Low, B. C. The role of coronal mass ejections in solar activity. In: Crooker, N.; Joselyn J. A.; Feynman, J. ed. **Coronal mass ejections**. Washington, DC: AGU, 1997. v. 99, p.39-47.
- Marubashi, K. Structure of interplanetary magnetic clouds and their origins. **Adv. Space Res.** v.6, n.6, p.335-338, 1986.
- Mendes Jr. **A origem interplanetária e o desenvolvimento da fase principal das Tempestades Geomagnéticas Moderadas (1978-1979)**. São José dos Campos. 268p. (INPE – 5445 – TDI/491). Tese (Doutoramento em Ciência Espacial/Geofísica Espacial) – Instituto Nacional de Pesquisas Espaciais, 1992.
- Mikić, Z.; Linker, J. A. The initiation of coronal mass ejections by magnetic shear. In: Crooker, N.; Joselyn J. A.; Feynman, J. ed. **Coronal mass ejections**. Washington, DC: AGU, 1997. v. 99, p.57-64.
- Munro, R. H.; Gosling, J. T. et al. The association of coronal mass ejections transients with other forms of solar activity. **Solar. Phys.** v.61, n.1, p.201-215, 1979.
- Neugebauer, M.; e Goldstein, R. Particle and field signatures of coronal mass ejections in the solar wind. In: Crooker, N.; Joselyn J. A.; Feynman, J. ed. **Coronal mass ejections**, Washington, DC: AGU, 1997. v. 99, p.245-251.
- Owens, M. J.; Cargill, P., J. Correlation of magnetic field intensity and solar wind speeds of events observed by ACE. **J. Geophys. Res.**, v.107, n.A5, p.10102, May 2002.

Plunkett, S.P.; Thompson, B.J.; Howard, R.A.; Michels, D.J.; St. Cyr, O.C.; Tappin, S.J.; Schwenn R.; Lamy P.L. LASCO observations of an earth-directed coronal mass ejection on may 12, 1997. **Geophys. Res. Lett.** v.25, n.14, p.2477-2480, July 1998.

Pneuman, G. W.; Kopp, R. A. Coronal streamers III: energy transport in streamers and interstreamer regions. **Solar Phys**, v.13, n. 1, p.176-193, Jan. 1970.

Priest, E. R. **Solar magneto-hydrodynamics**. Dordrecht: D. Reidel Publishing, 1987. 469p.

Rostoker, G.; Fälthmmar, C. –G. Relationship between changes in the interplanetary magnetic field and variations in the magnetic field at the earth's surface. **J. Geophys. Res.** v.72, n.23, p.5853-5863, Dec. 1967.

Russell, C. T.; McPherron, R. L.; Burton, R. K. On the cause of geomagnetic storms. **J. Geophys. Res.** v.79, n.7, p.1105-1109, Mar. 1974.

Saito, K; Hyder, C. A concentric ellipse multiple-arch system in the solar corona. **Solar Phys** v.5, n. 1, p.61-68, 1968.

Saito, K.; Tandberg-Hanssen, E. The arch systems, cavities and prominences in the helmet streamer observed at the solar eclipse, November 12, 1966. **Solar Phys** v.31, n. 1, p.105-121, 1973.

Schwenn, R. An essay on terminology, myths, - and known facts: solar transient–flare–cme–driver gas–piston–bde–magnetic cloud–shock wave–geomagnetic storm. **Astrophys. Space Sci.** v.243, n. 1, p.187-193, 1996.

- Schwenn, R.; Dal Lago, A.; Gonzalez, W. D.; Huttunen, K. E.; St. Cyr, C. O.; Plunkett, S. P. A tool for improved space weather predictions: the CME expansion speed. **Eos Trans. AGU**, v.82, p.47, Fall Meet. Suppl., Abstract SH12A-0739, 2001.
- Sheeley, N. R. Jr.; Howard, R. A.; Koomen, M. J.; Michels, D. J. Associations between coronal mass ejections and soft x-ray events. **Astrophys. J.** v.272, n. 1, p.349-354, 1983.
- Sheeley, N., R., Jr.; Howard, R., A.; Koomen, M., J.; Michels, D., J.; Schwenn, R.; Mühlhäuser, K., H.; Rosenbauer, H. Coronal mass ejections and interplanetary shocks. **J. Geophys. Res.**, v.90, n.A1, p.163-175, Jan. 1985.
- Sheeley, N. R. et al. Continuous tracking of coronal outflows: two kinds of coronal mass ejections. **J. Geophys. Res.** v.104, n.A11, p.24739-24767, 1999.
- Sheeley, N. R., Jr.; Hakala, W. N.; Wang, Y. M. Detection of coronal mass ejection associated shock waves in the outer corona. **J. Geophys. Res.**, v.105, n.A3, p.5081-5092, 2000.
- Sturrock, P. A.; Smith, S. M. Magnetic-field structure associated with coronal streamers. **Solar Phys.** v.5, n. 1, p.87-101, 1968.
- Subramanian, P.; Dere, K. P.; Rich, N. B.; Howard, R. A. The relationship of coronal mass ejections to streamers. **J. Geophys. Res.** v.104, n.A10, p.22321-22330, 1999.
- Tsurutani, B. T.; Gonzalez, W. D. The cause of high intensity long-duration continuous AE activity (HILDCAAs): interplanetary Alfvén waves trains. **Planet. Space Sci.** v.35, n. 4, p.405-409, 1987.

Tsurutani, B. T.; Gonzalez, W. D. The efficiency of “viscous interaction” between the solar wind and the magnetosphere during intense northward IMF events. **Geophys. Res. Lett.**, v.22, n.6, p.663-666, Mar. 1995.

Tsurutani, B. T.; Gonzalez, W. D. The interplanetary cause of magnetic storms: a review. In: Tsurutani, B. T., Gonzalez, W. D., Kamide, Y., e Arballo, J. A. ed. **Magnetic storms**, Washington, DC: AGU, 1997, v.98, p.77-89.

Tsurutani, B. T.; Gonzalez, W. D.; Tang, F.; Akasofu, S. I.; Smith, E. J. Origin of interplanetary southward magnetic field responsible for major magnetic storms near solar maximum (1978-1979). **J. Geophys. Res.**, v.93, n.A8, p.8519-8531, Aug. 1988.

Tsurutani, B. T.; Gonzalez, W. D.; Tang, F.; Lee, Y. T. Great magnetic storms. **Geophys. Res. Lett.**, v.19, n.1, p.73-76, Jan. 1992.

Webb, D. F.; Handhausen, A. J. Activity associated with the solar origin of coronal mass ejections. **Solar Phys.** v.108, n. 2, p.383-401, 1987.

Wu, S. T.; Guo, W. P.; Andrews, M. D.; Brueckner, G. E.; Howard, R. A.; Koomen, M. J.; Korendyke, C. M.; Michels, D. J.; Moses, J. D.; Socker, D. G.; Dere, K. P.; Lamy, P. L.; Llebaria, A.; Bout, M. V.; Schwenn, R.; Simnet, G. M.; Bedford, D. K.; Eyles, C. J. MHD interpretation of lasco observations of a coronal mass ejection as a disconnected magnetic structure. **Solar Phys.** v.175, n. 2, p.719-735, 1997.

Yang, W. -H. Expanding force-free magnetized plasmoid. **Astrophys. J.** v.348, n. 2, p. L73-L79 Part 2 Jan 10 1990.

APÊNDICE A

IMAGENS DO INSTRUMENTO EIT195 E DOS CORONÓGRAFOS LASCO C2 E C3 REFERENTES ÀS SUPER TEMPESTADES DO CAPÍTULO 5

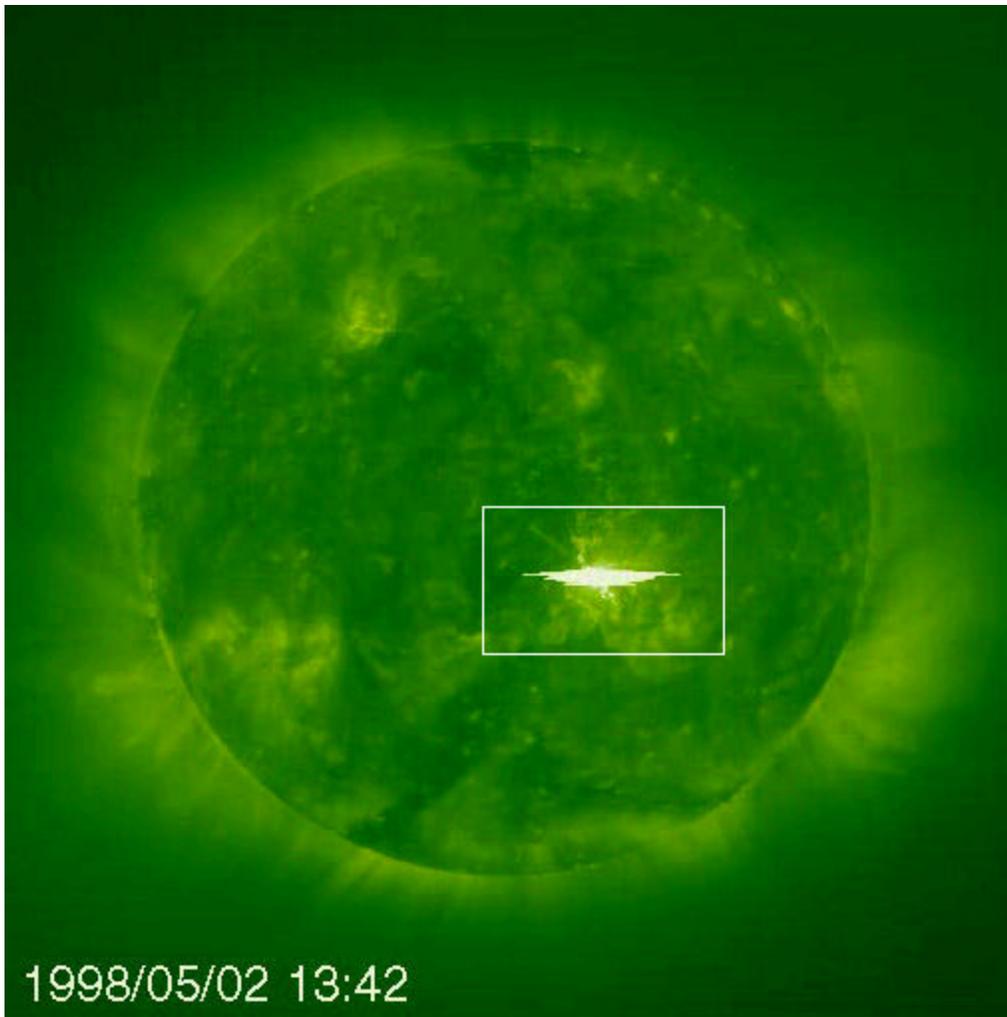


Fig. A.1 – Imagem do instrumento EIT195 às 13:42 UT do dia 2 de maio de 1998.

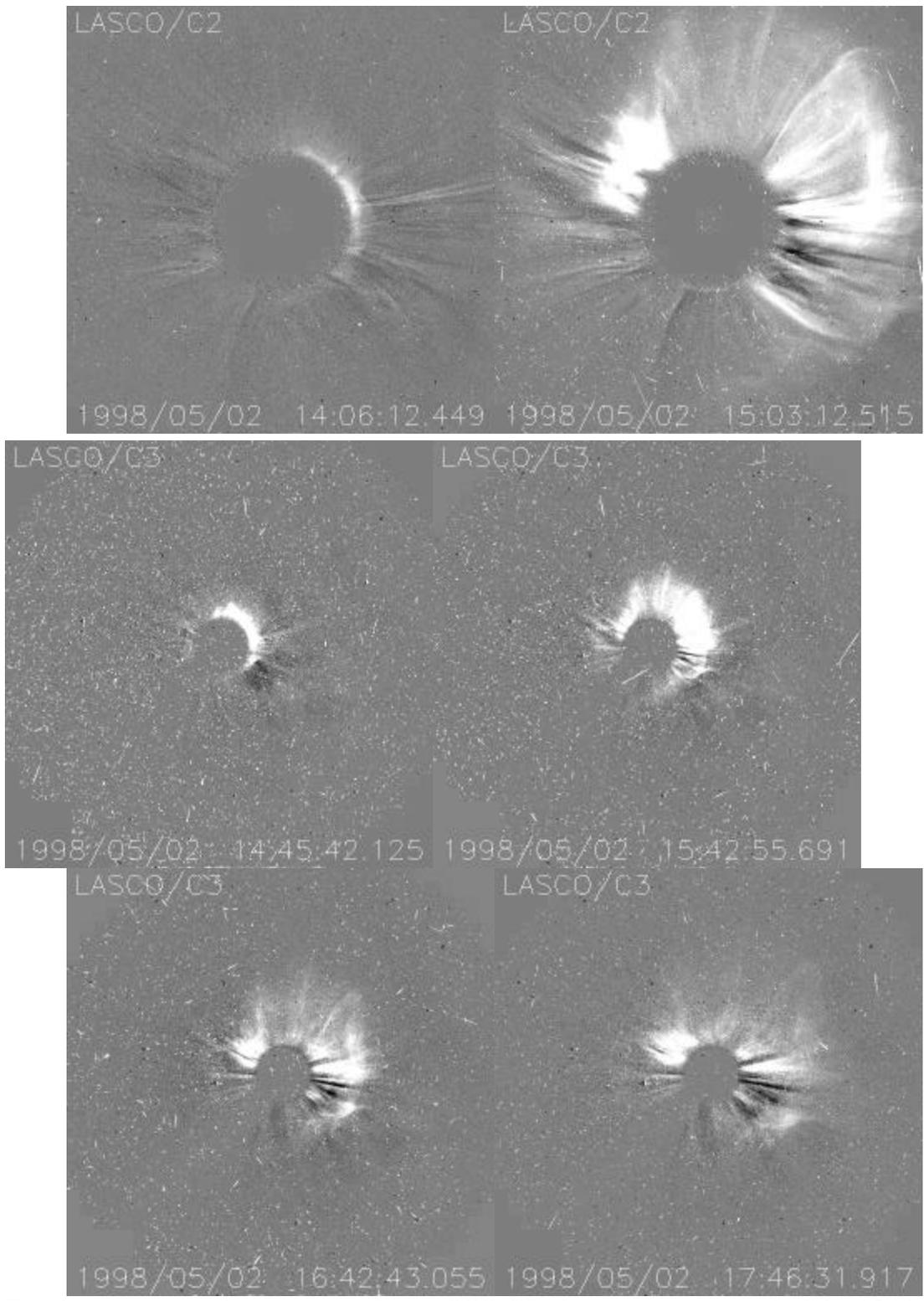


Fig. A.2 – Imagens dos coronógrafos LASCO C2 (duas superiores) às 14:06 e 15:03 UT, e LASCO C3 (2 centrais e 2 inferiores) às 14:45, 15:42, 16:42 e 17:46 UT, do dia 2 de maio de 1998.

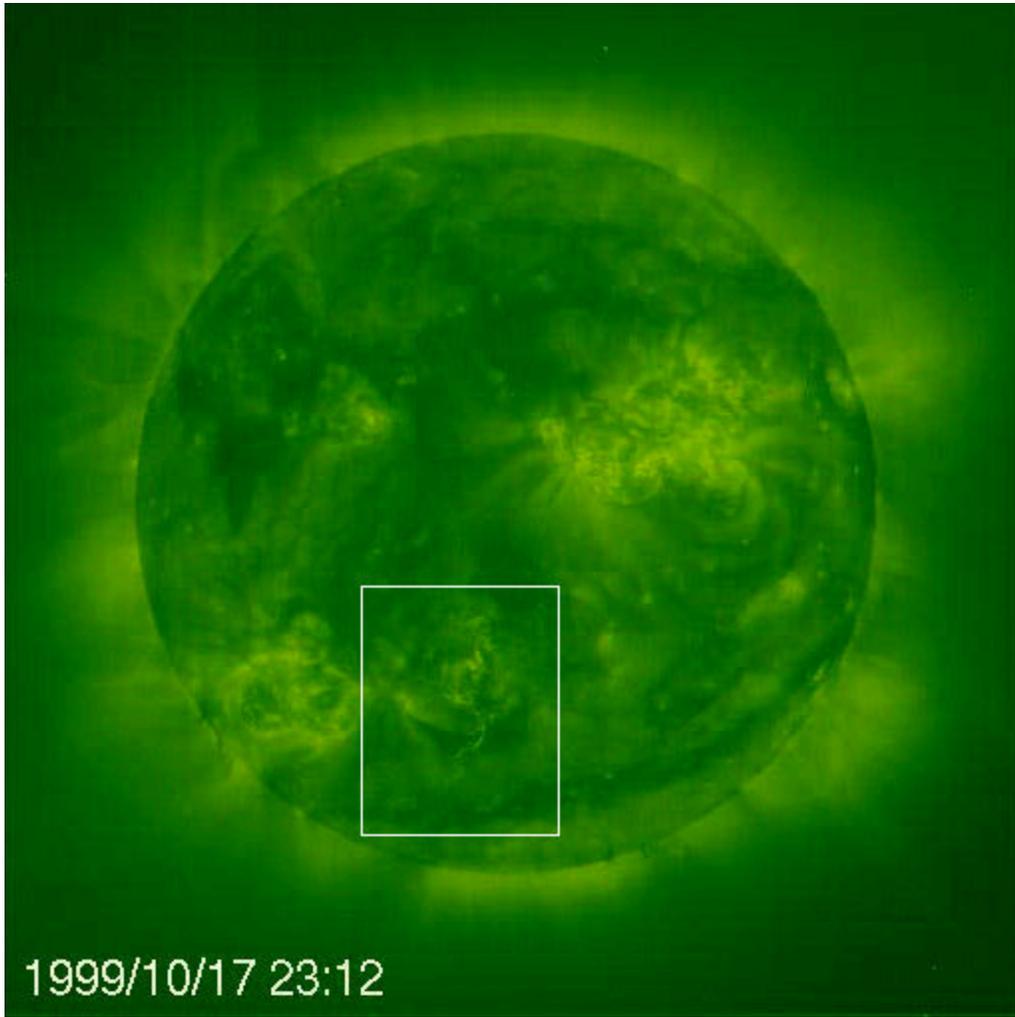


Fig. A.3 – Imagem do instrumento EIT195 às 23:12 UT do dia 17 de outubro de 1999.

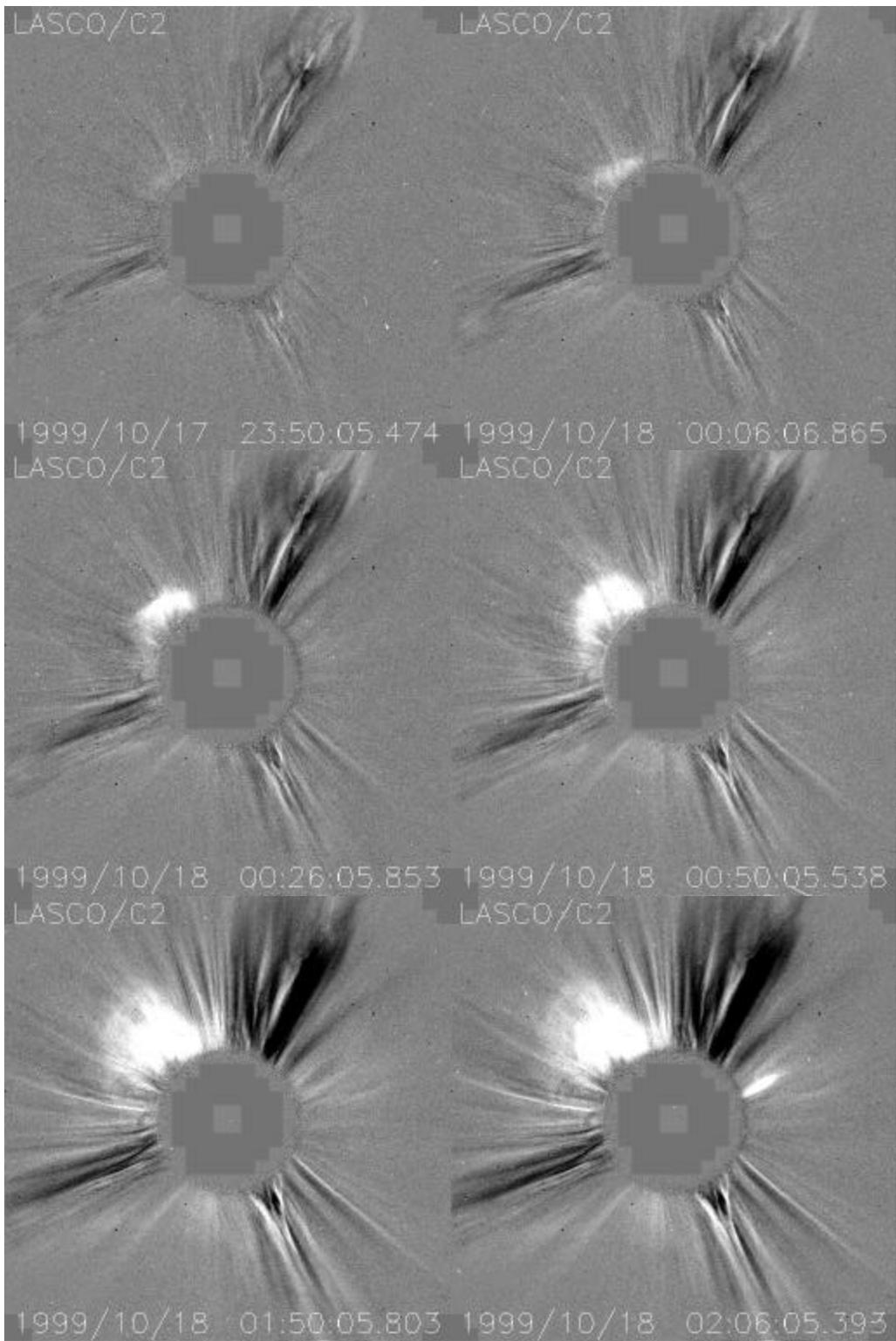


Fig. A.4 - Imagens do coronógrafo LASCO C2 às 23:50 UT de 17 de outubro de 1999, 00:06, 00:26, 00:50, 01:50 e 02:06 UT do dia 18 de outubro de 1999. (continua)

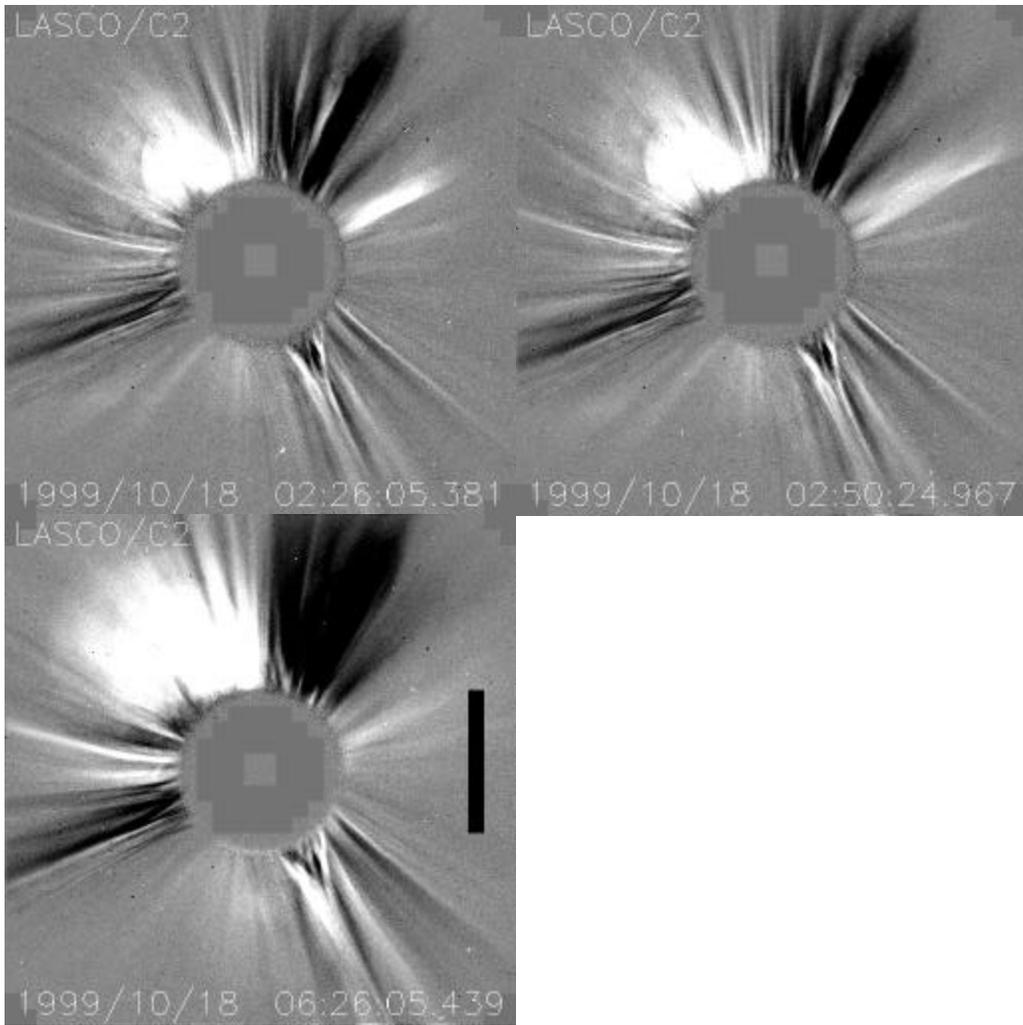


Fig. A.4 - Conclusão

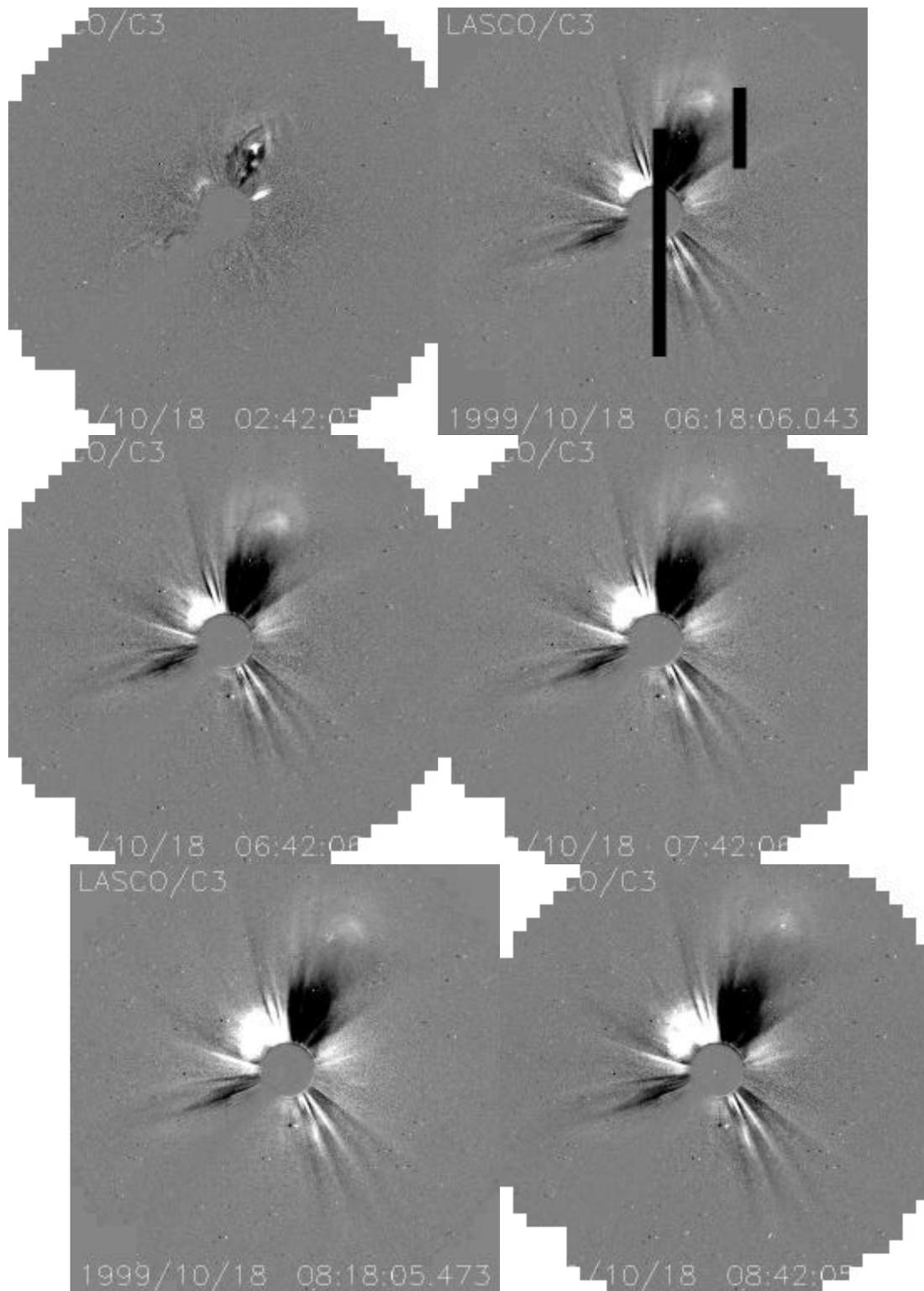


Fig. A.5 - Imagens do coronógrafo LASCO C3 às 02:42, 06:18, 06:42, 07:42, 08:18 e 08:42 UT de 18 de outubro de 1999.
(continua)

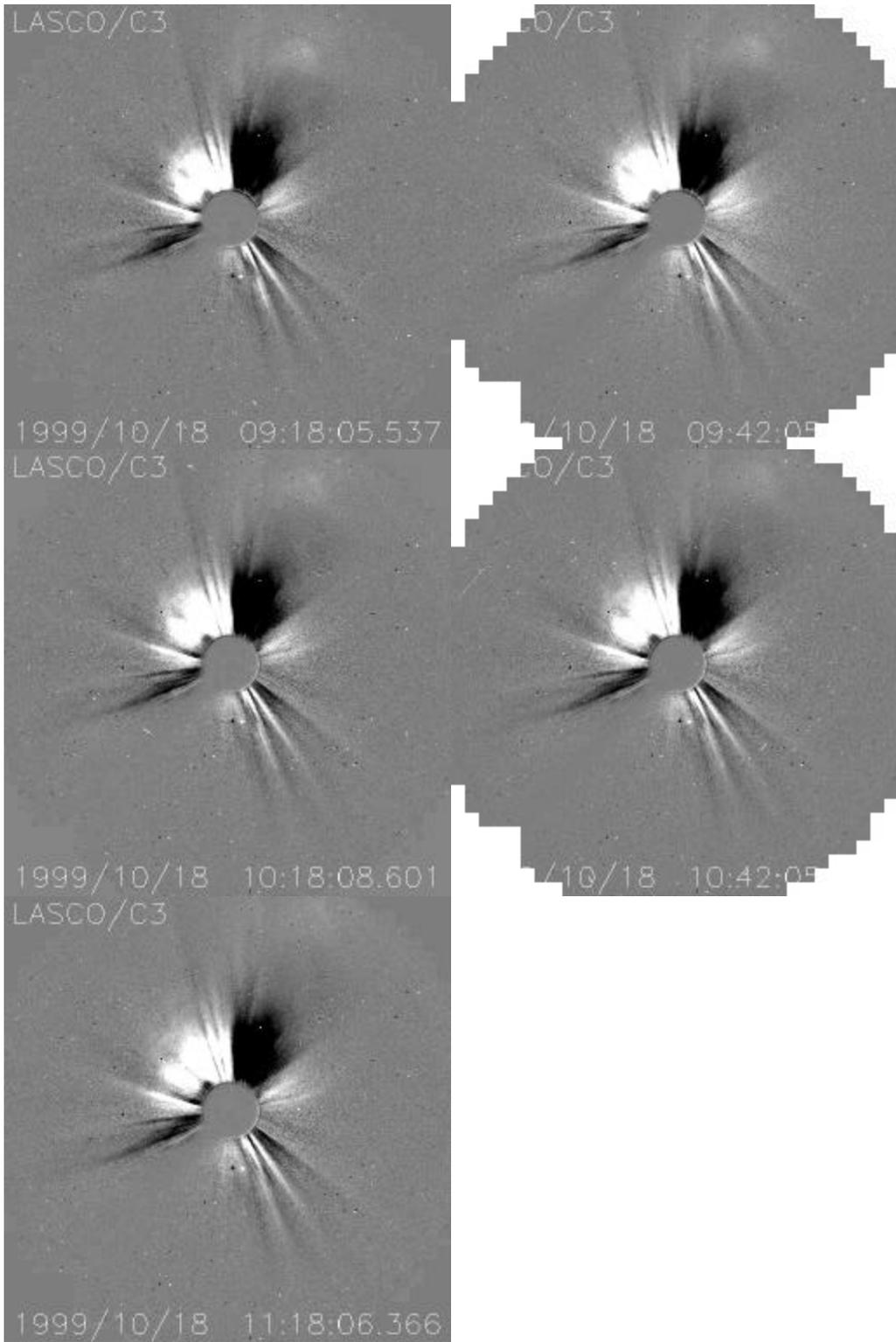


Fig. A.5 - Conclusão

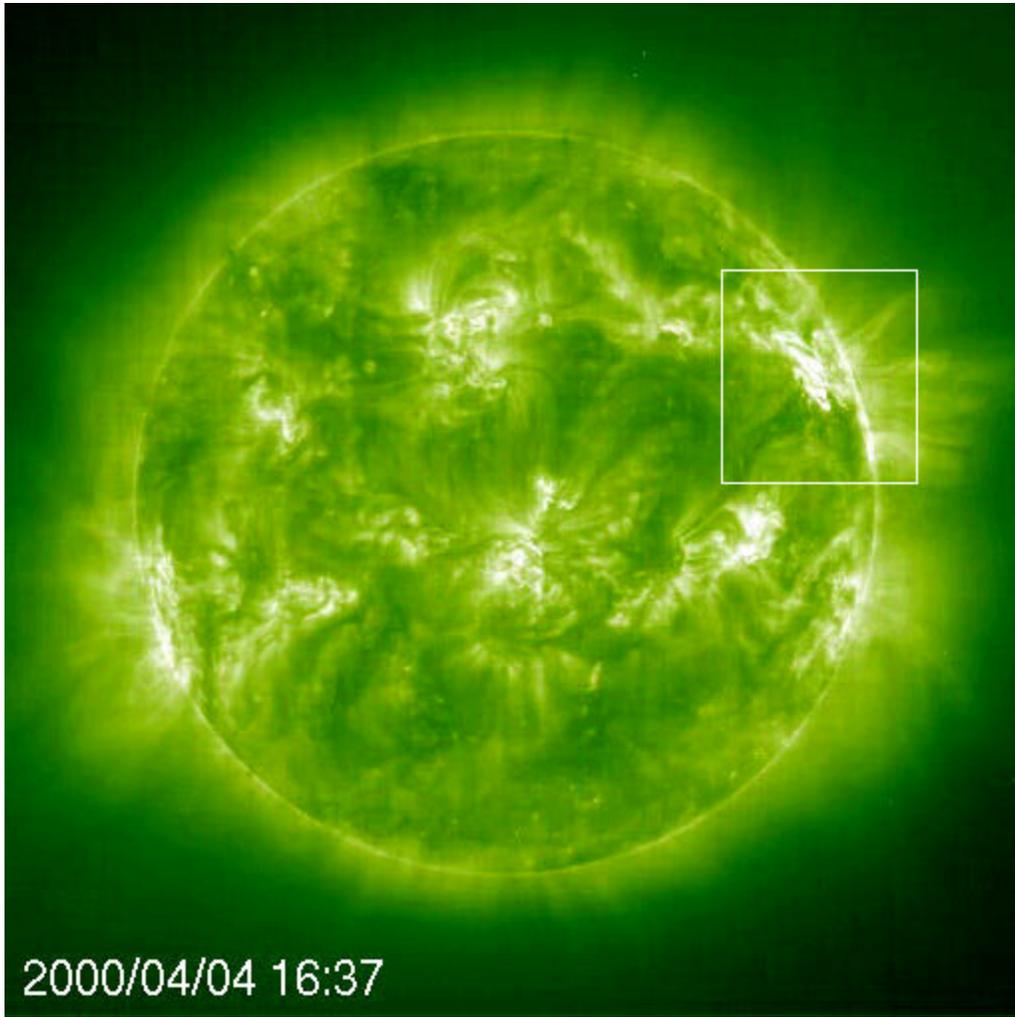


Fig. A.6 – Imagem do instrumento EIT195 às 16:37 UT do dia 4 de abril de 2000.

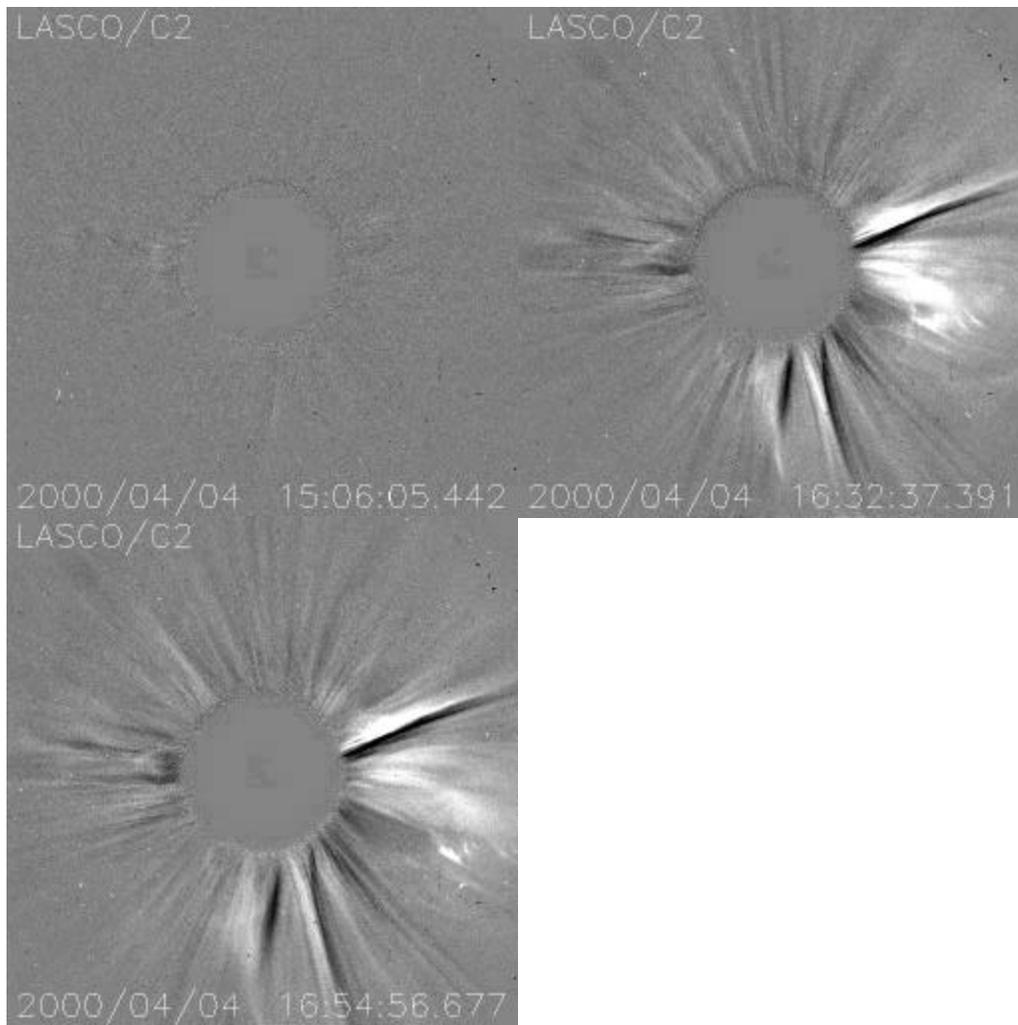


Fig. A.7 - Imagens do coronógrafo LASCO C2 às 15:06, 16:32 e 16:54 UT de 04 de abril de 2000.

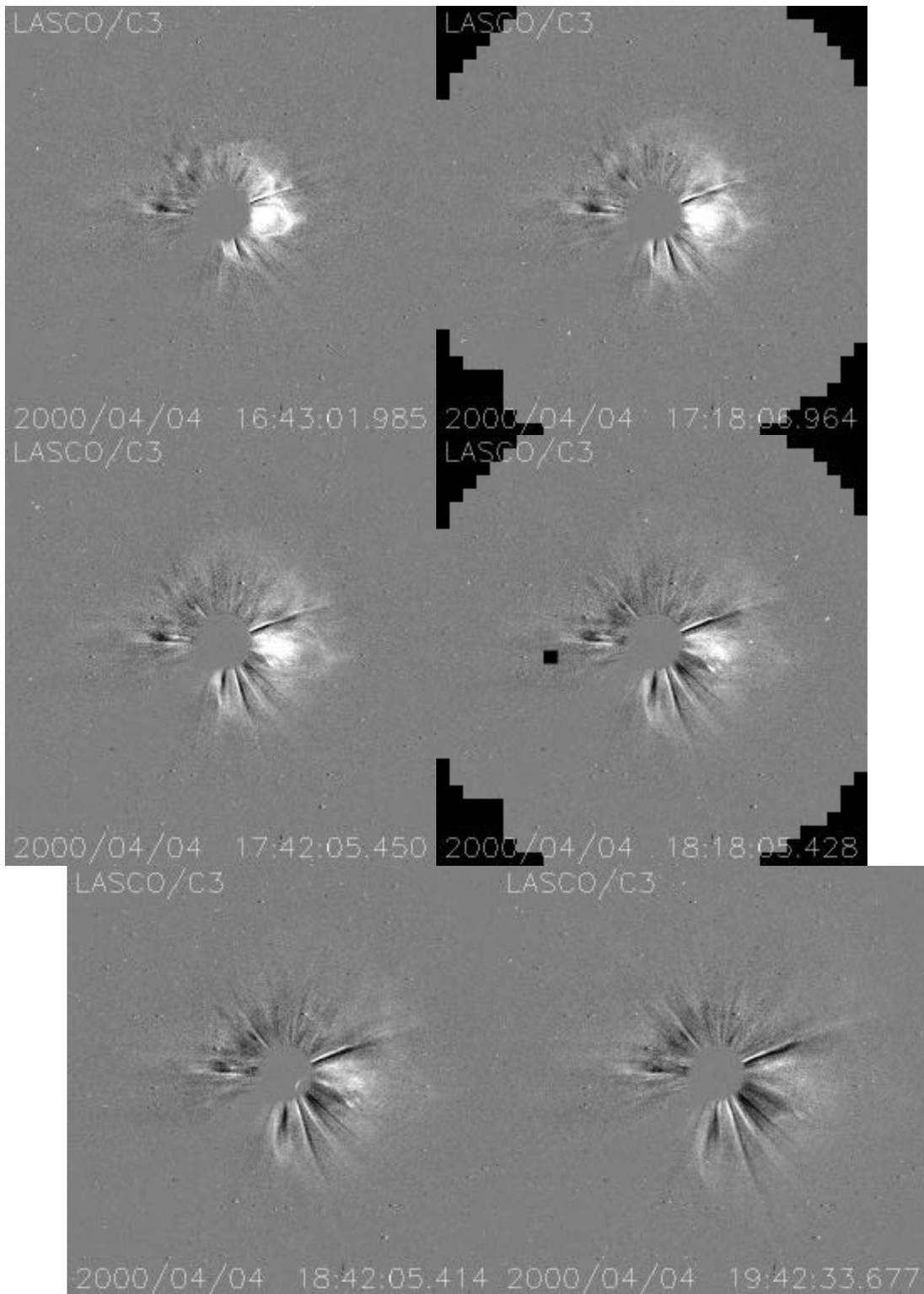


Fig. A.8 - Imagens do coronógrafo LASCO C3 às 16:43, 17:18, 17:42, 18:18, 18:42 e 19:42 UT de 04 de abril de 2000.

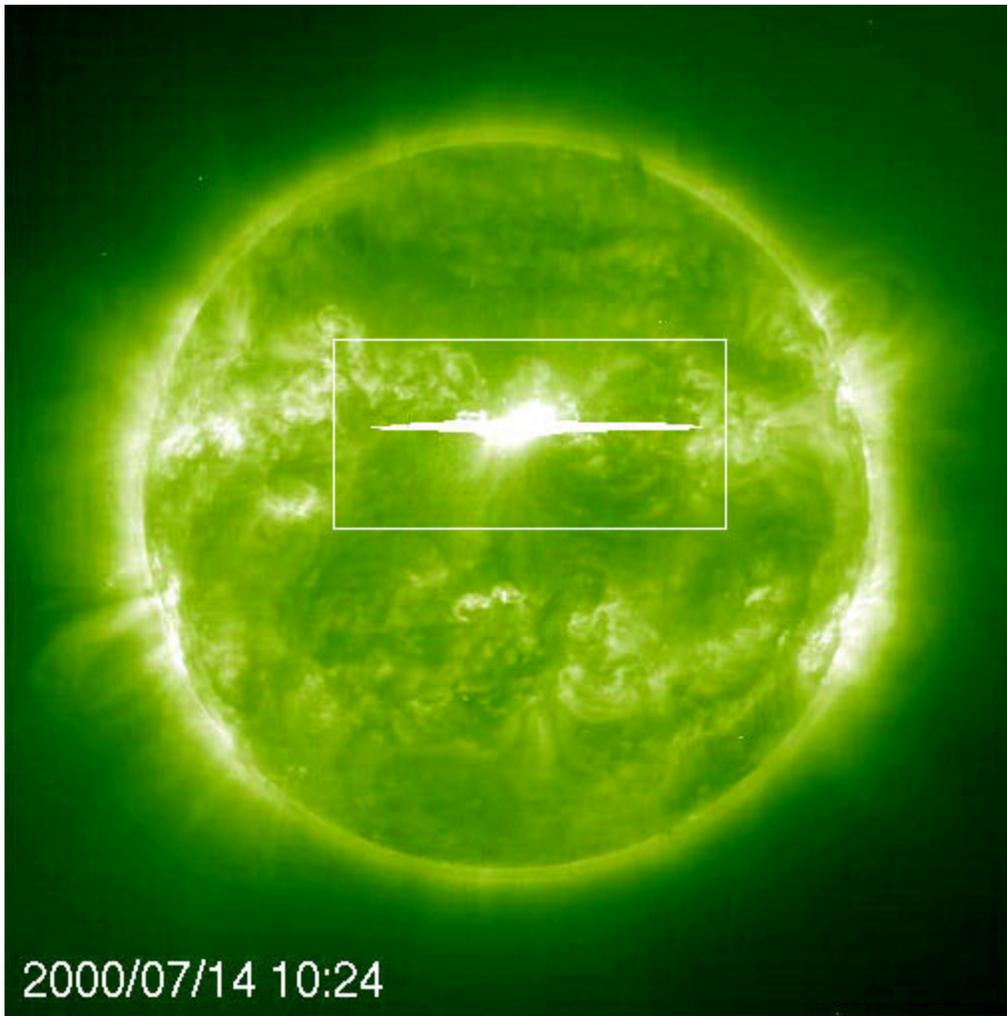


Fig. A.9 – Imagem do instrumento EIT195 às 10:24 UT do dia 14 de julho de 2000.

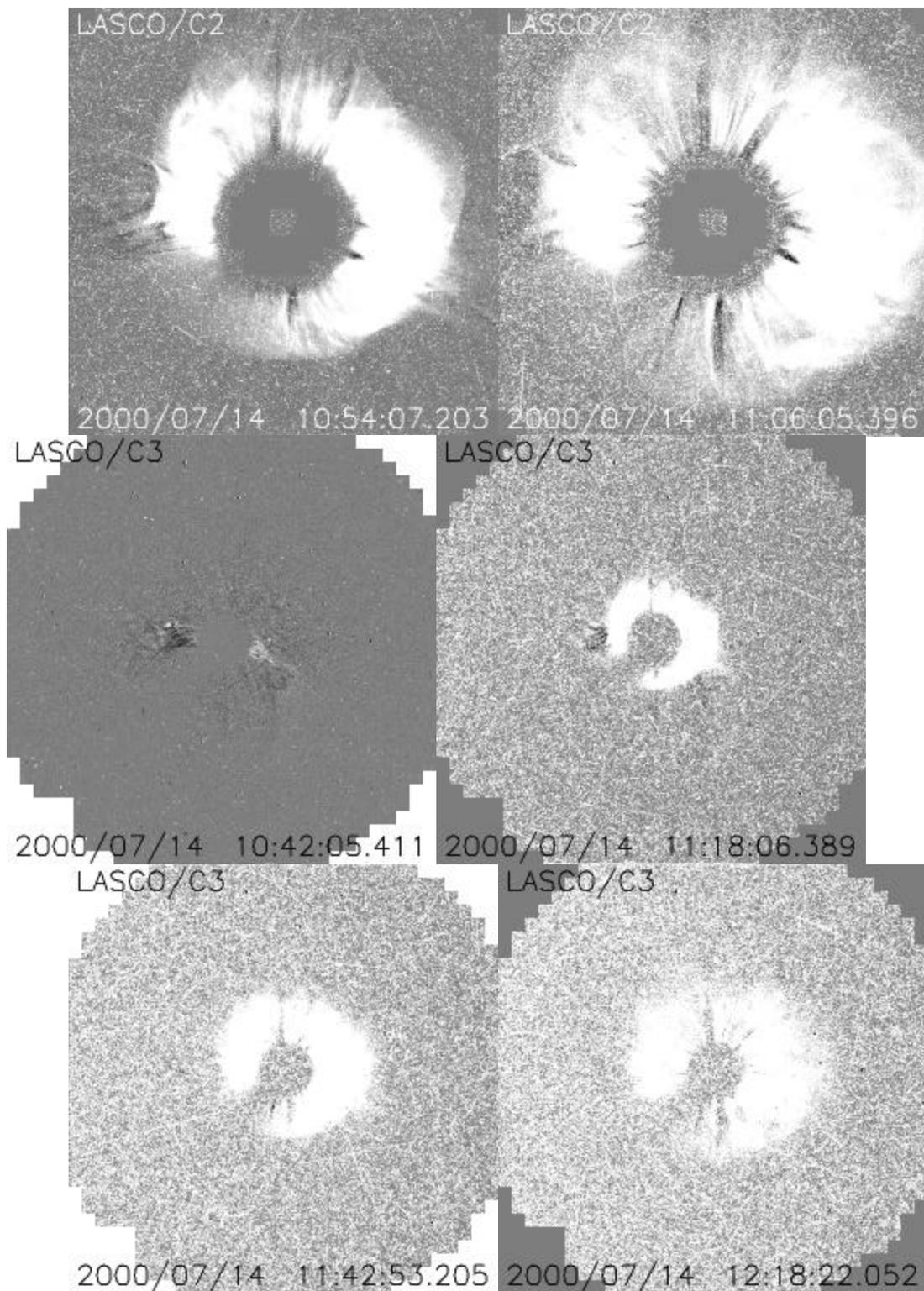


Fig. A.10 – Imagens dos coronógrafos LASCO C2 (duas superiores) às 10:54 e 11:06 UT, e LASCO C3 (2 centrais e 2 inferiores) às 10:42, 11:18, 11:42 e 12:18 UT, do dia 14 de julho de 2000.

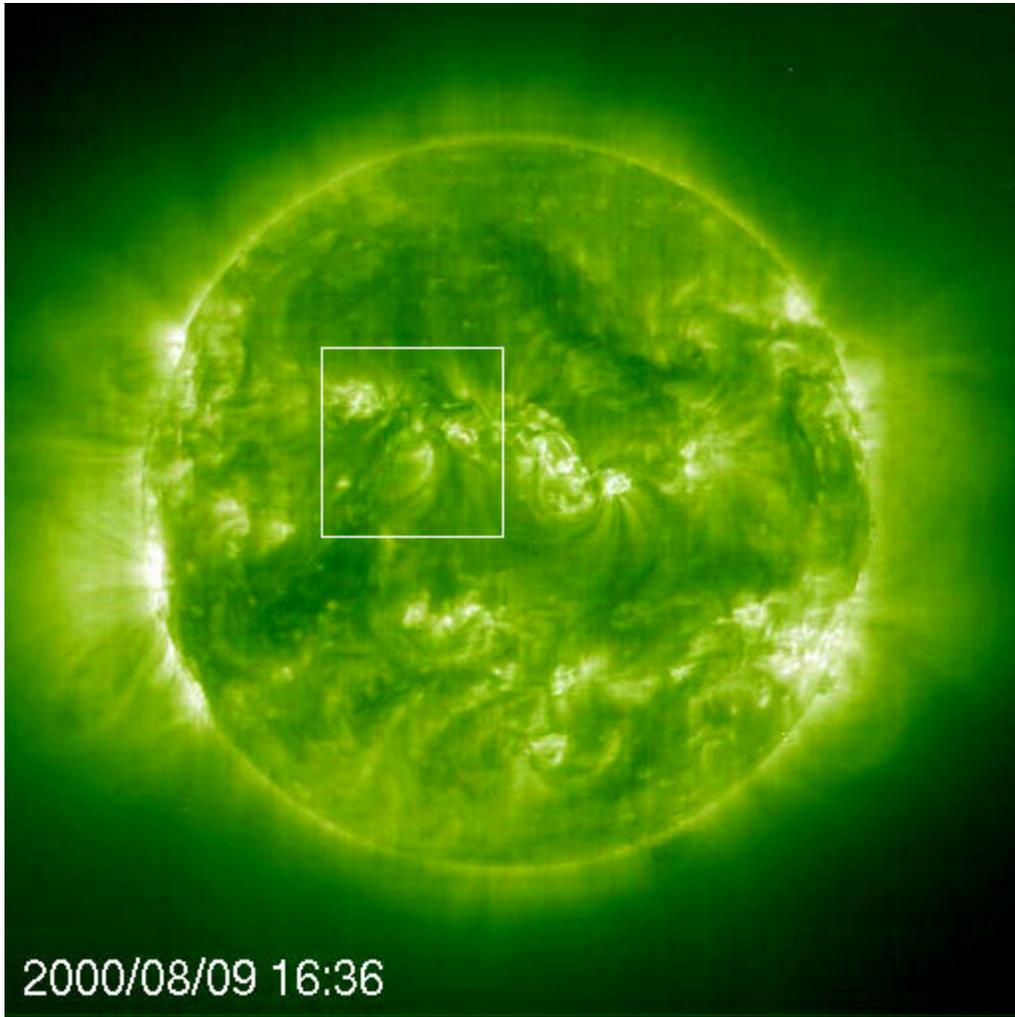


Fig. A.11 – Imagem do instrumento EIT195 às 16:36 UT do dia 9 de agosto de 2000.

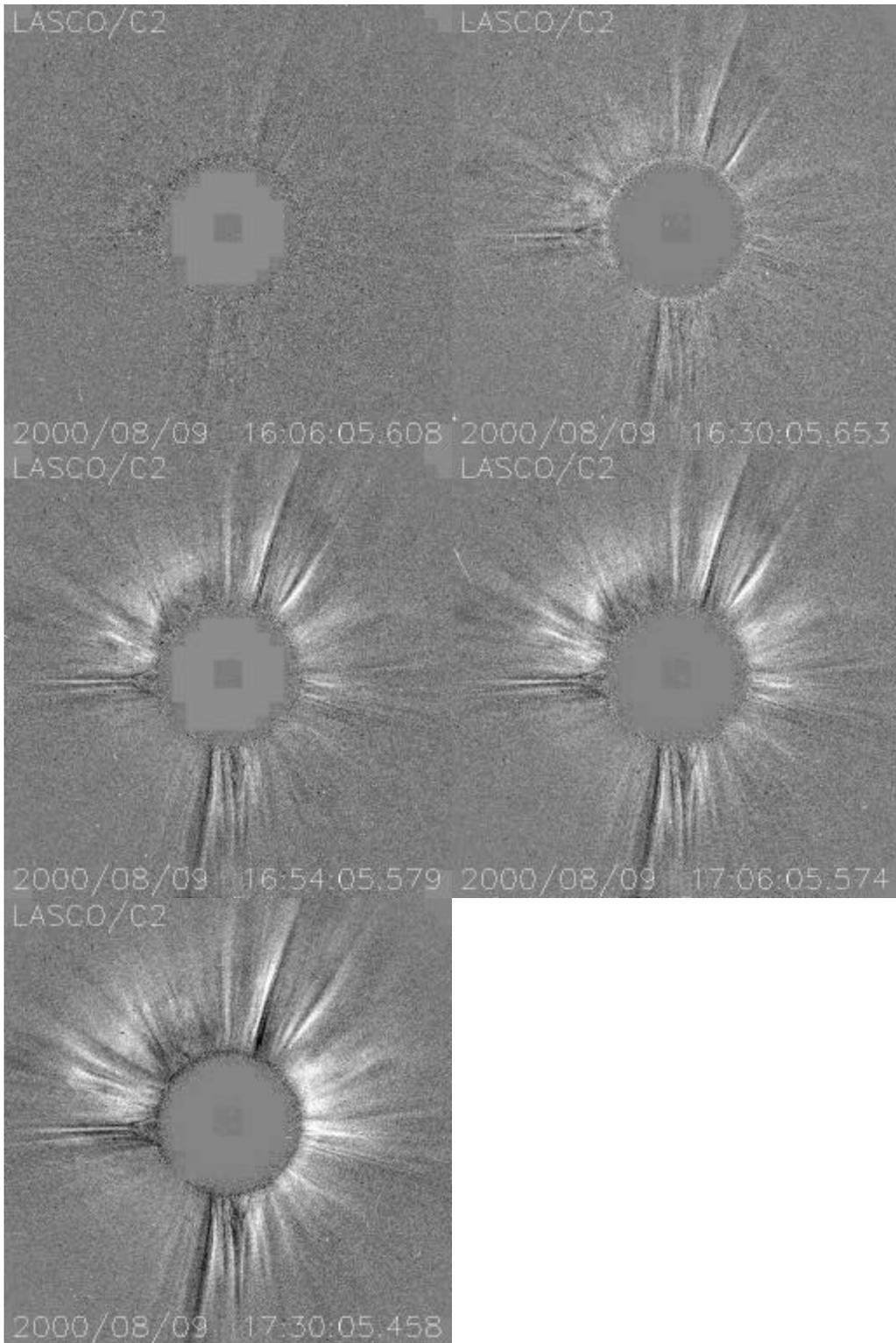


Fig. A.12 - Imagens do coronógrafo LASCO C2 às 16:06, 16:30, 16:54, 17:06 e 17:30 UT de 09 de agosto de 2000.

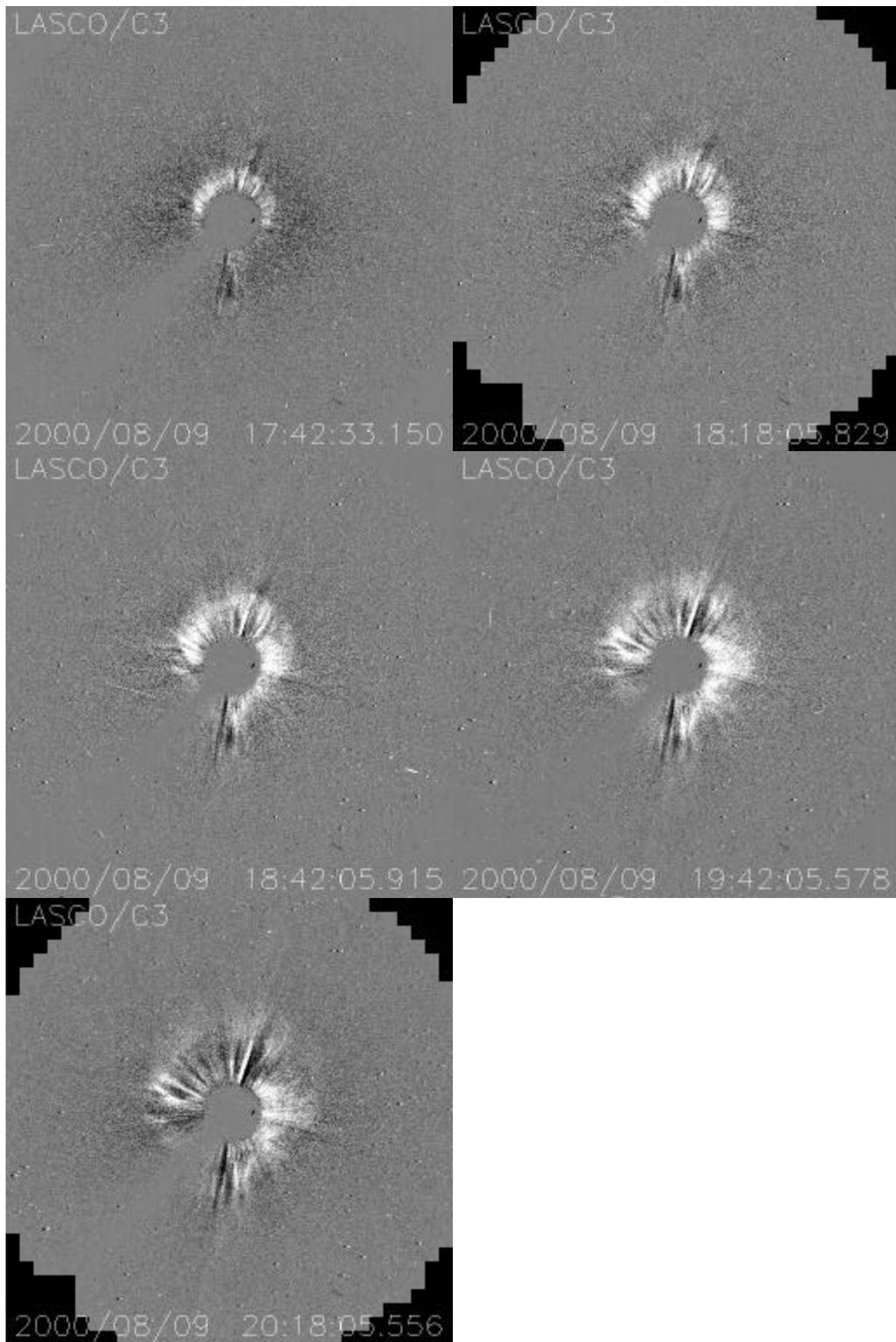


Fig. A.13 - Imagens do coronógrafo LASCO C3 às 17:42, 18:18, 18:42, 19:42 e 20:18 UT de 09 de agosto de 2000.

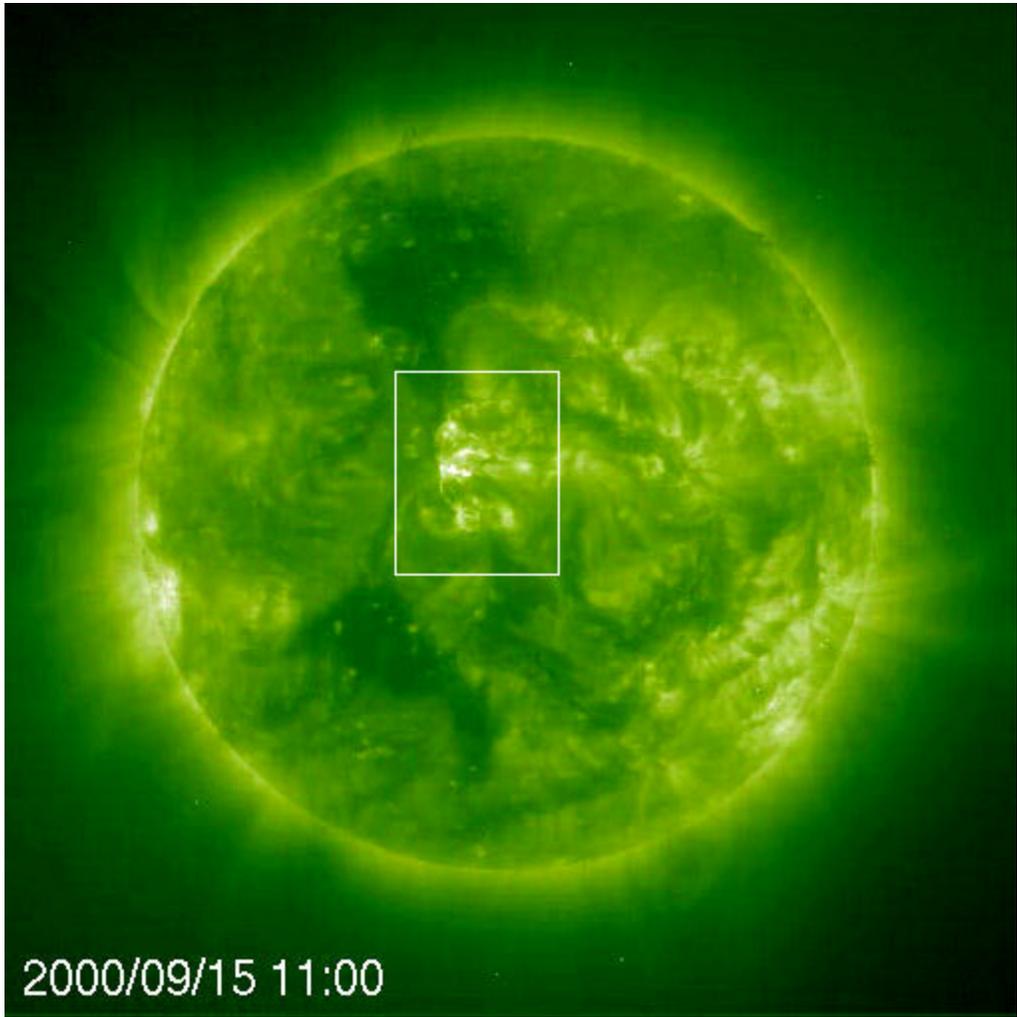


Fig. A.14 – Imagem do instrumento EIT195 às 11:00 UT do dia 15 de setembro de 2000.

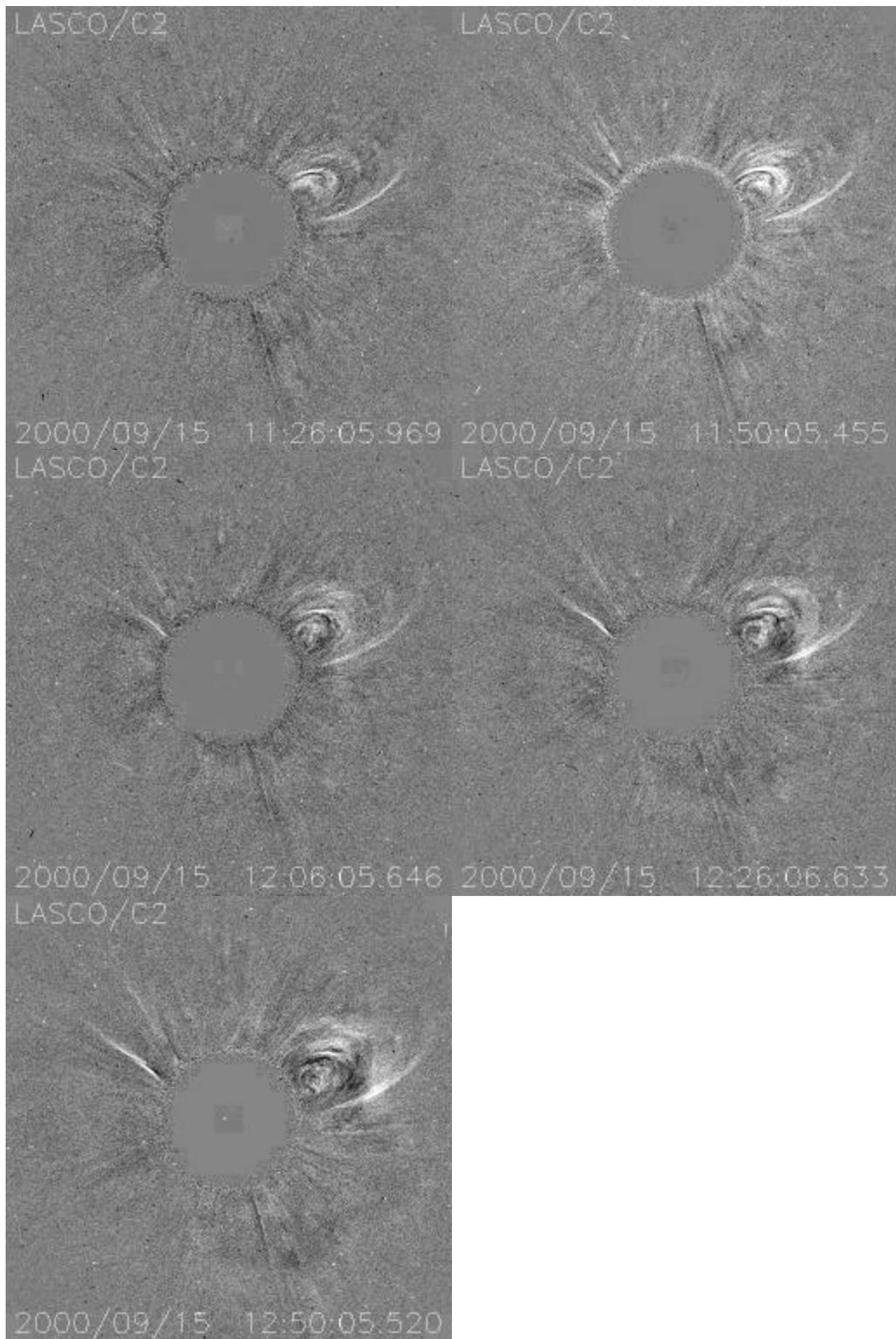


Fig. A.15 - Imagens do coronógrafo LASCO C2 às 11:26, 11:50, 12:06, 12:26 e 12:50 UT de 15 de setembro de 2000.

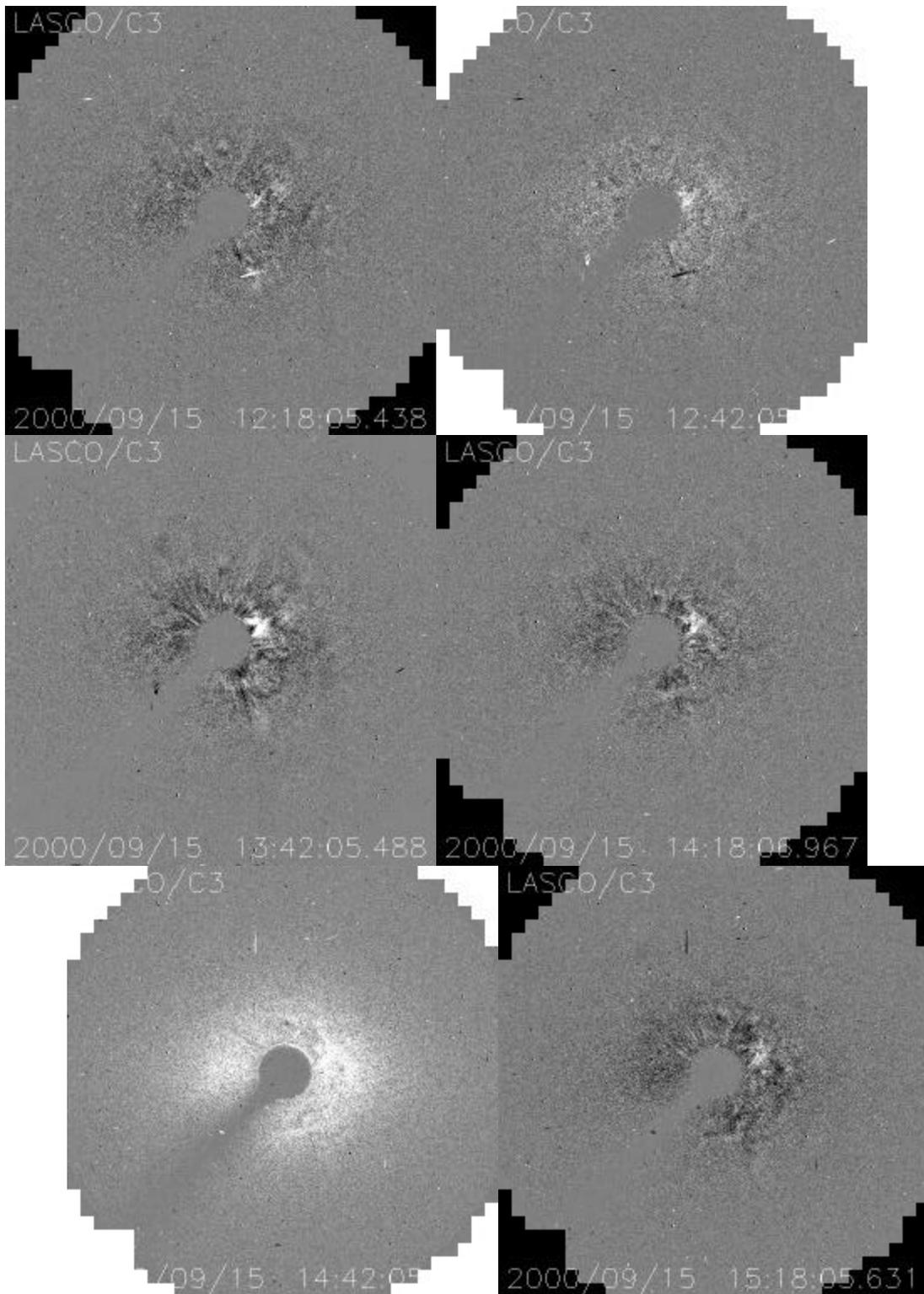


Fig. A.16 - Imagens do coronógrafo LASCO C3 às 12:18, 12:42, 13:42, 14:18, 14:42 e 15:18 UT de 15 de setembro de 2000.
(continua)

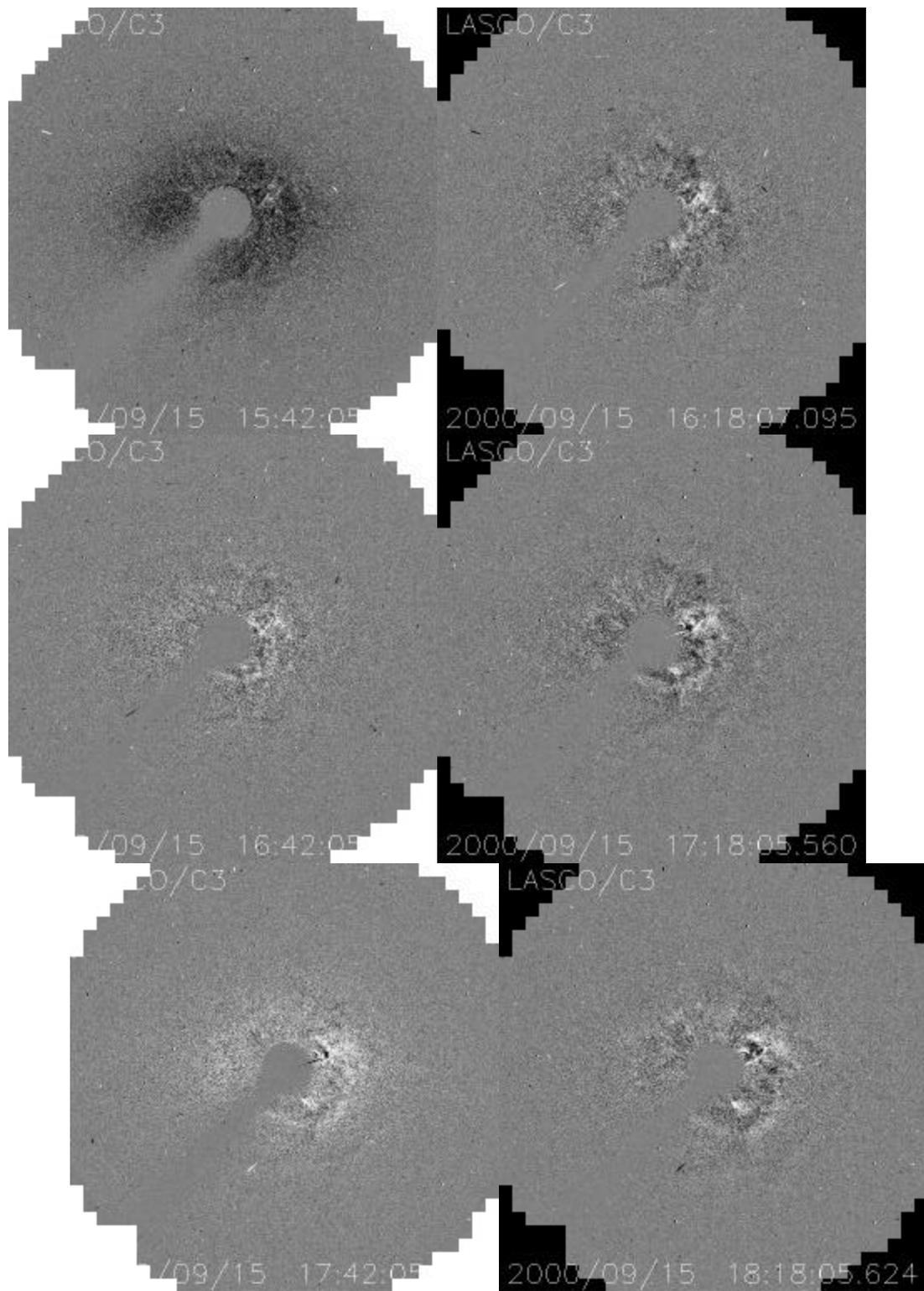


Fig. A.16 – Continuação
(continua)

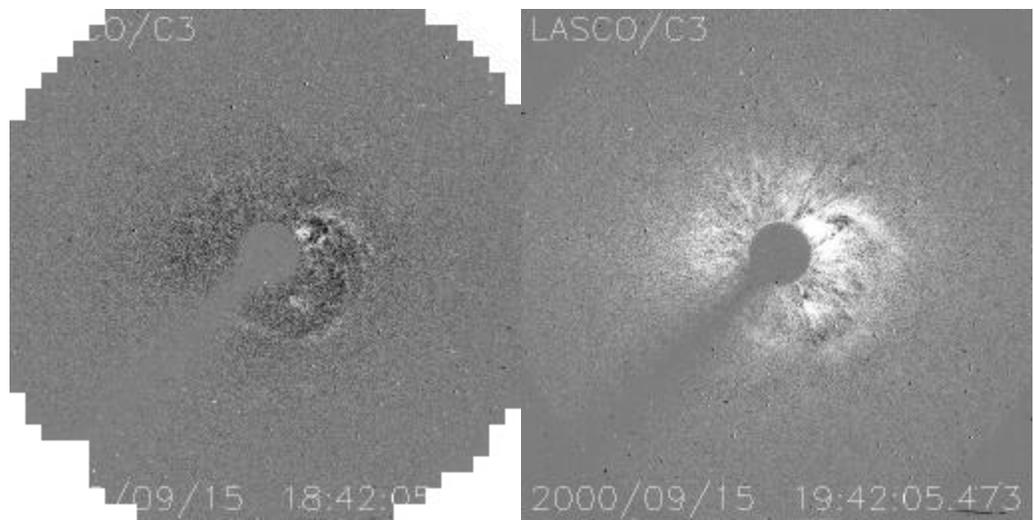


Fig. A.16 - Conclusão

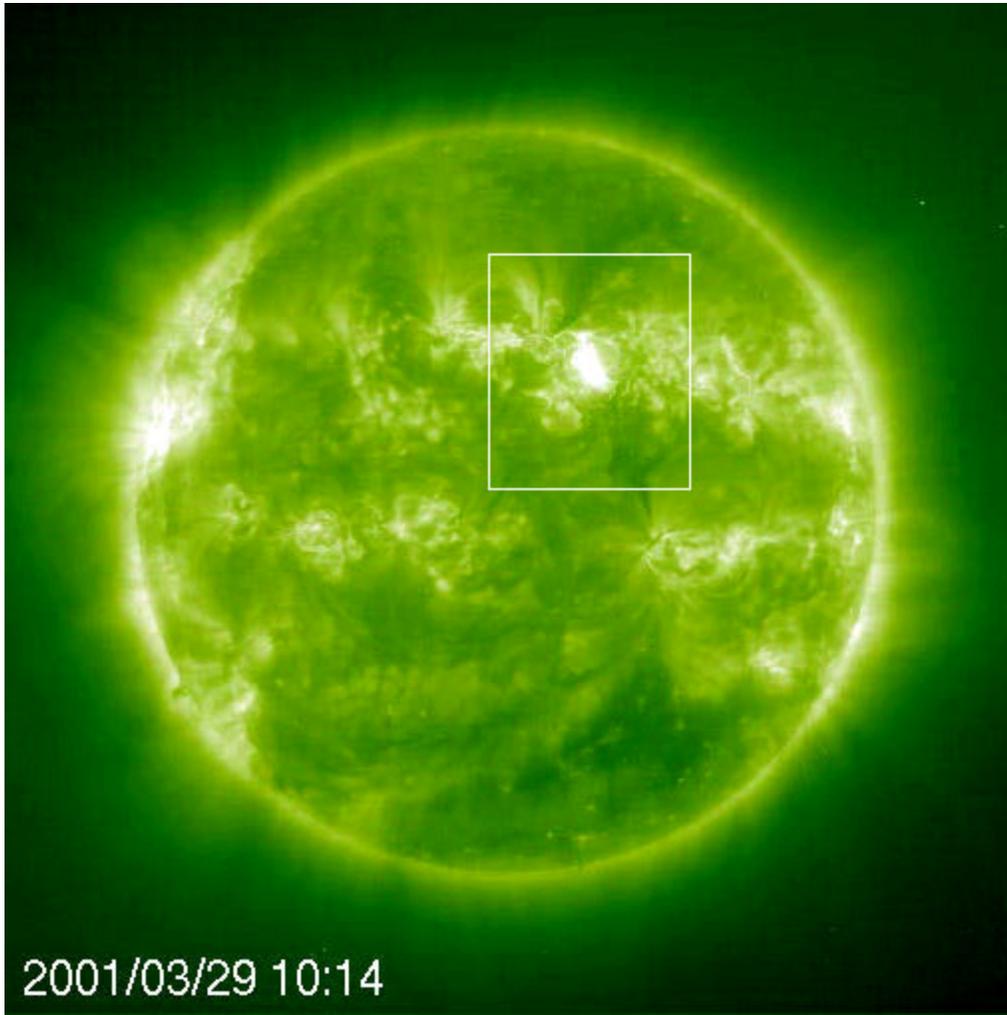


Fig. A.17 – Imagem do instrumento EIT195 às 10:14 UT do dia 29 de março de 2001.

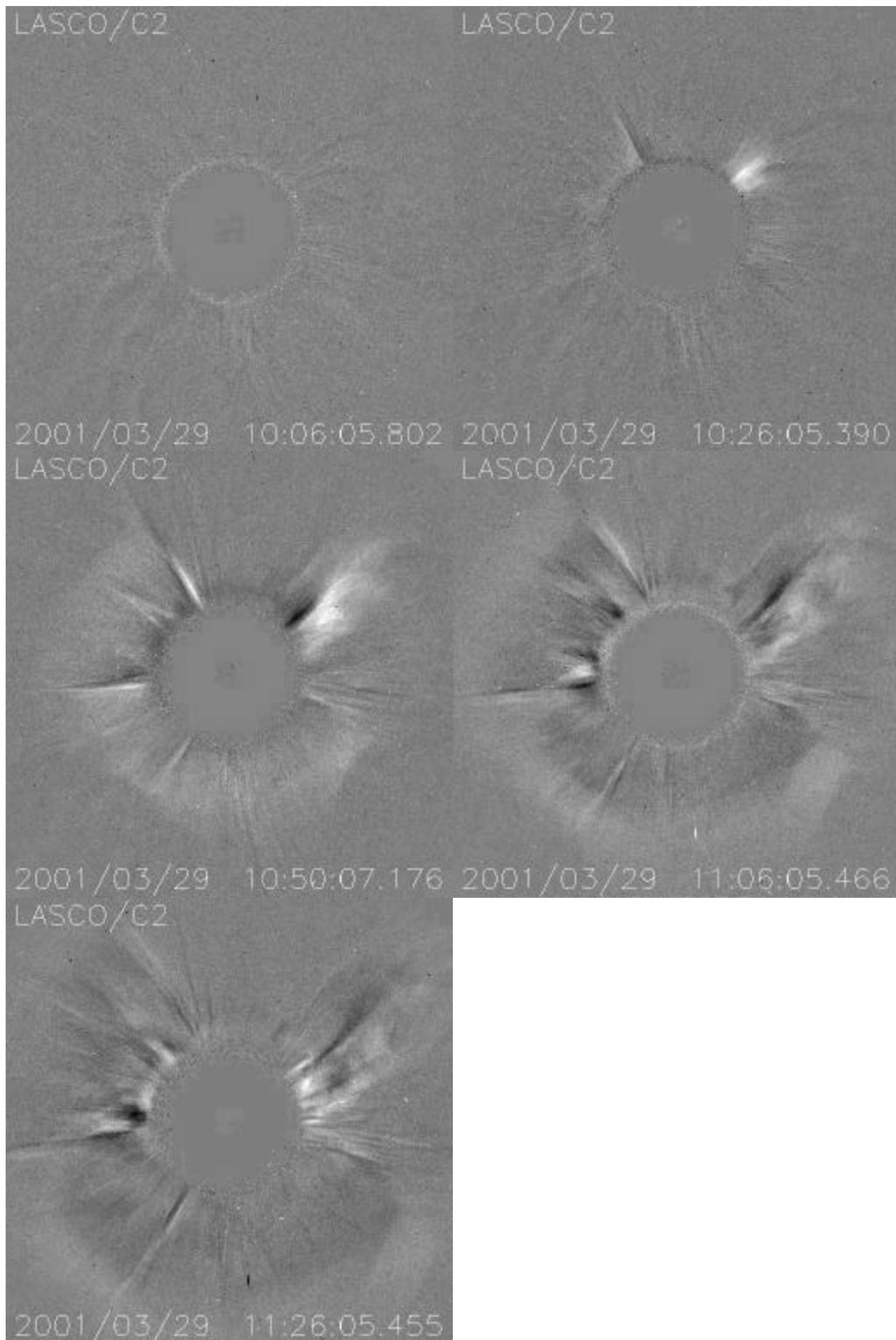


Fig. A.18 - Imagens do coronógrafo LASCO C2 às 10:06, 10:26, 10:50, 11:06 e 11:26 UT de 29 de março de 2001.

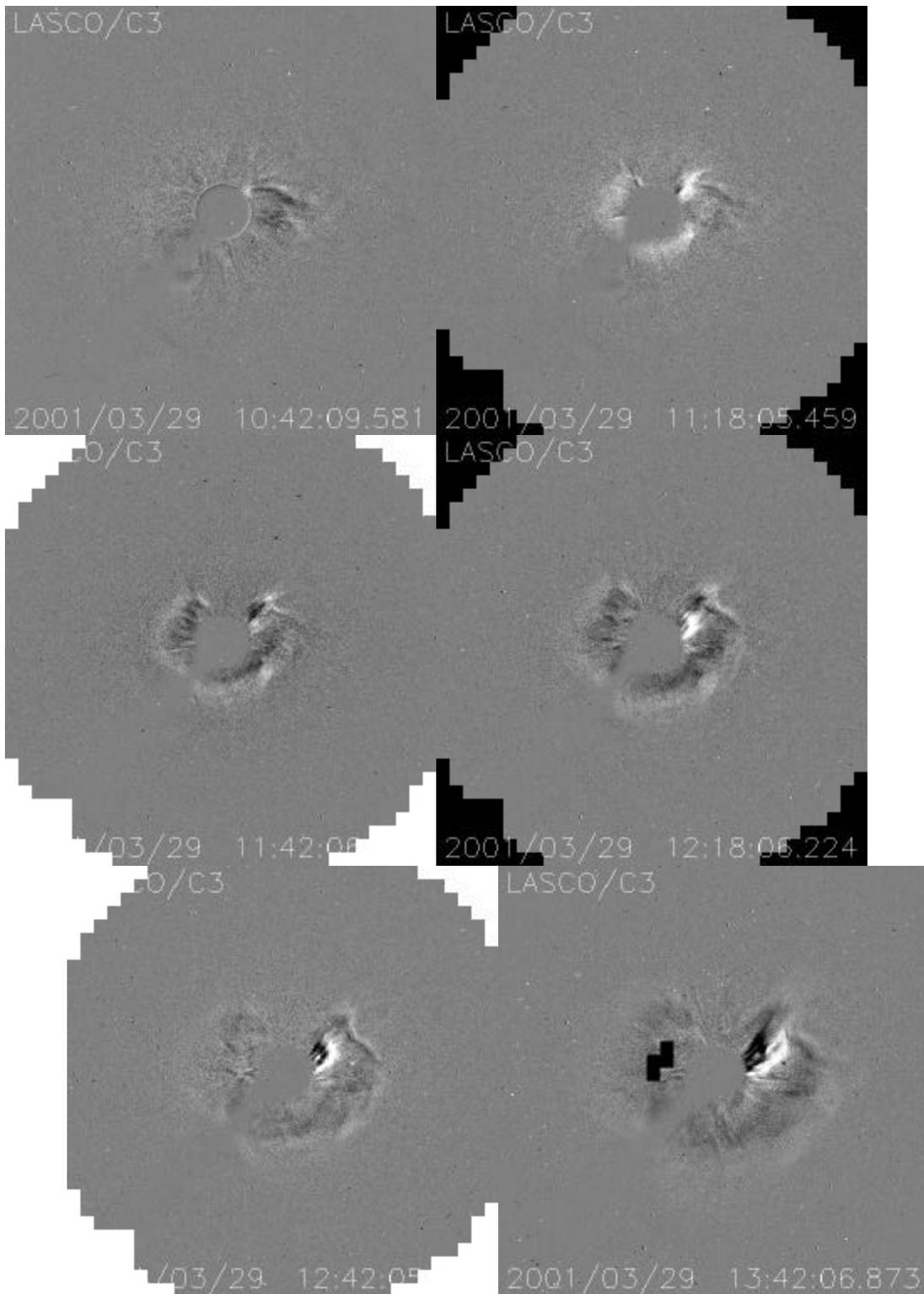


Fig. A.19 - Imagens do coronógrafo LASCO C3 às 10:42, 11:18, 11:42, 12:18, 12:42 e 13:42 UT de 29 de março de 2001.

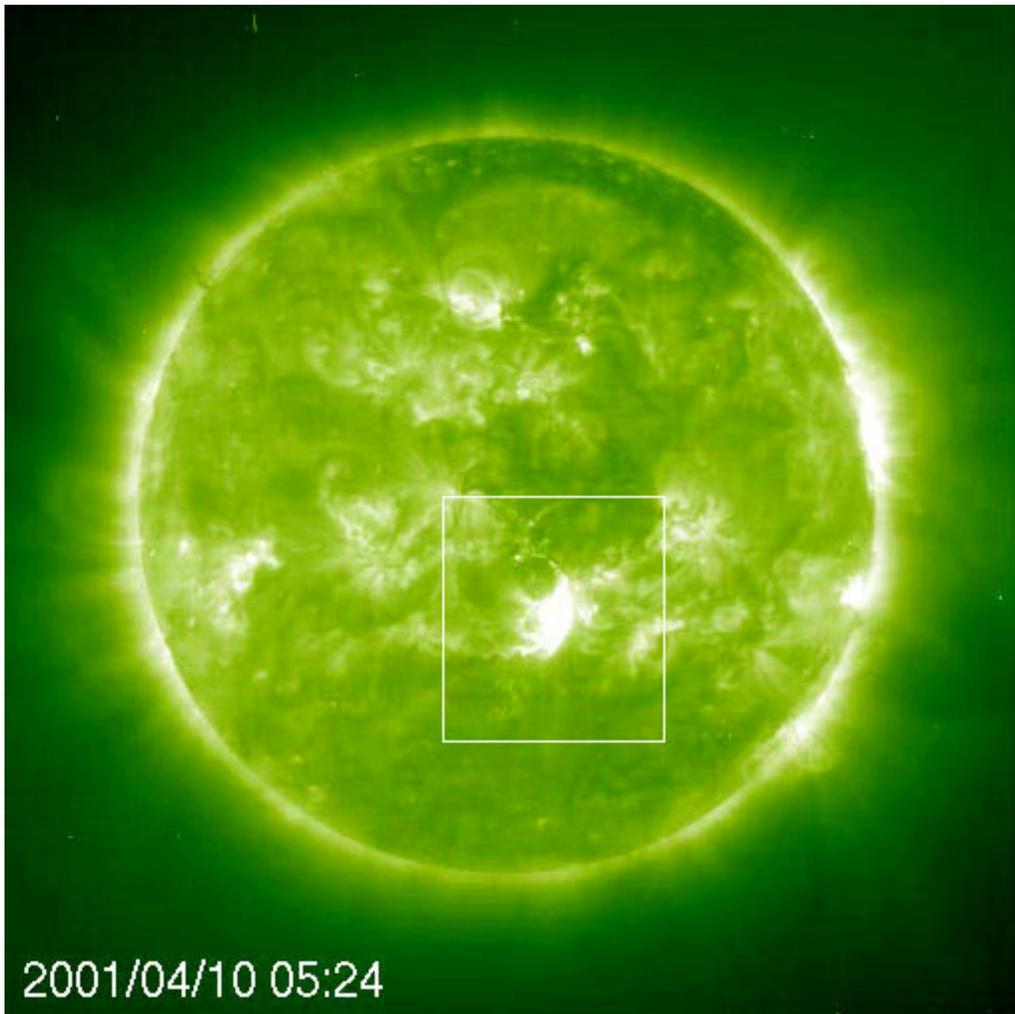


Fig. A.20 – Imagem do instrumento EIT195 às 05:24 UT do dia 10 de abril de 2001.

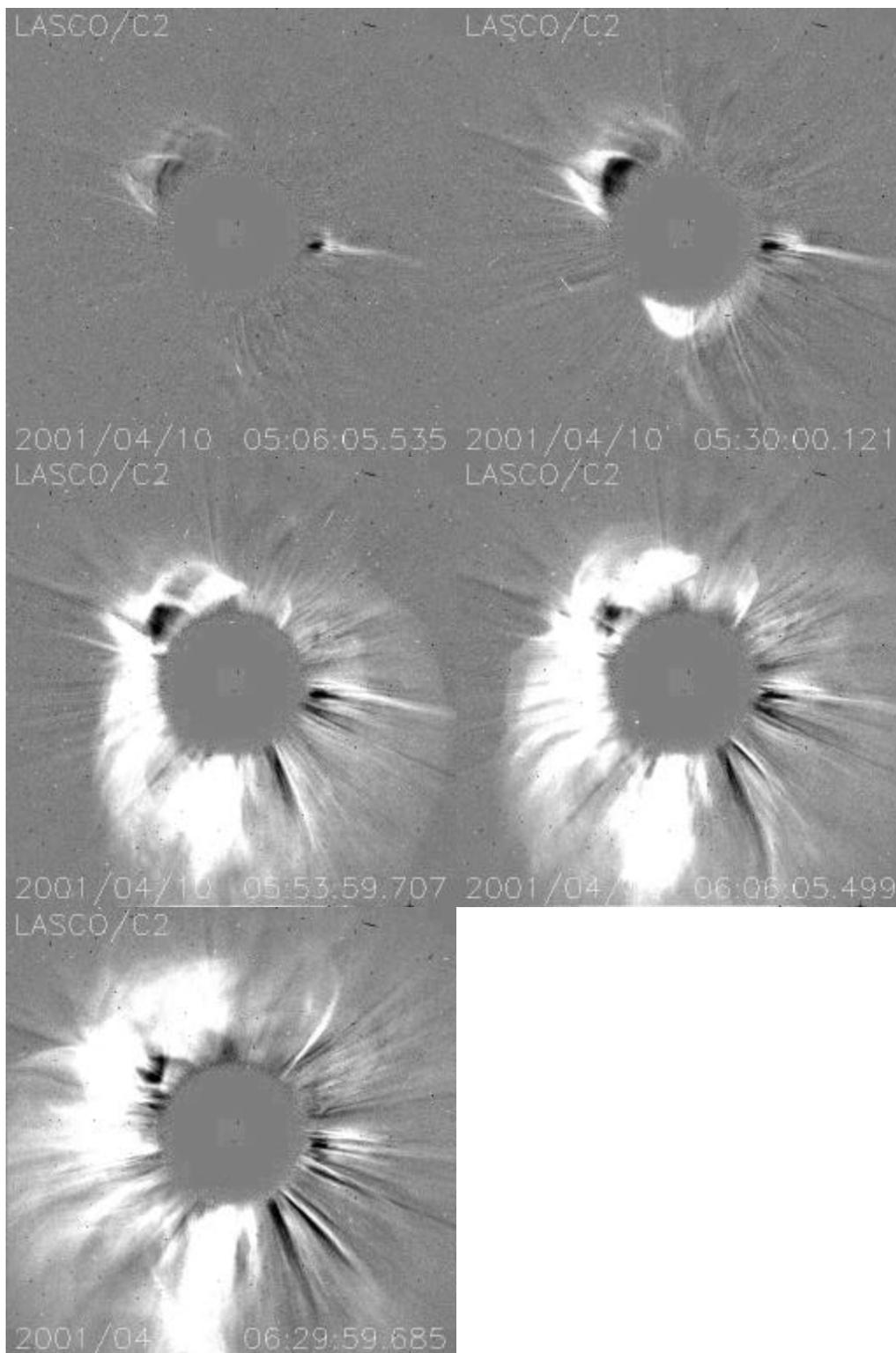


Fig. A.21 - Imagens do coronógrafo LASCO C2 às 05:06, 05:30, 05:53, 06:06 e 06:29 UT de 10 de abril de 2001.

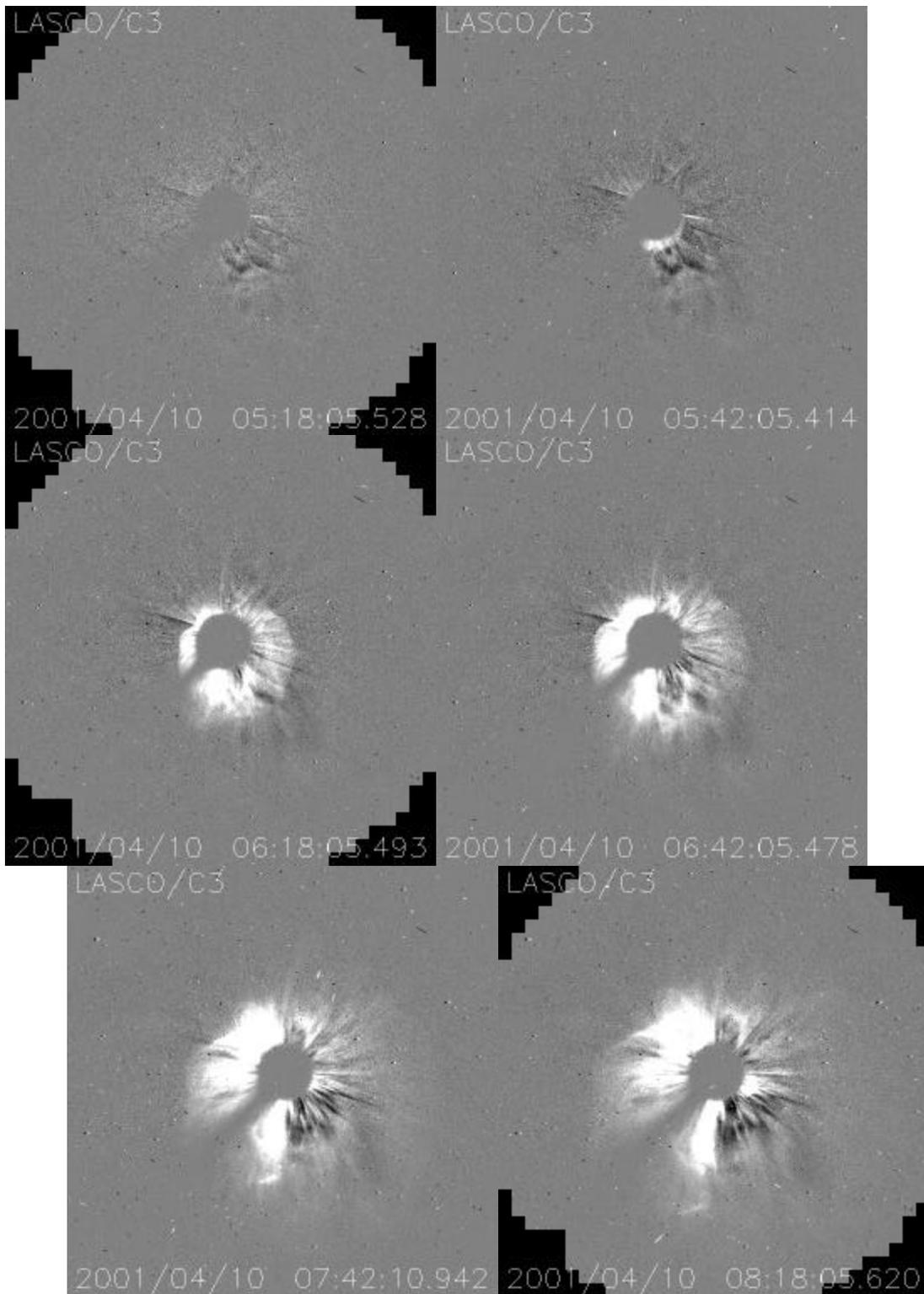


Fig. A.22 - Imagens do coronógrafo LASCO C3 às 05:18, 05:42, 06:18, 06:42, 07:42 e 08:18 UT de 10 de abril de 2001.