



MINISTÉRIO DA CIÊNCIA E TECNOLOGIA
INSTITUTO NACIONAL DE PESQUISAS ESPACIAIS

DETERMINAÇÃO DE PARÂMETROS DE ONDAS DE CHOQUE NO MEIO INTERPLANETÁRIO

**RELATÓRIO FINAL DE PROJETO DE INICIAÇÃO CIENTÍFICA
PIBIC/INPE - CNPq/MCT**

Vânia Fátima Andrioli (UFSM, Bolsista PIBIC/INPE – CNPq/MCT)
E-mail: vaniafatima@gmail.com

Dr. Ezequiel Echer (DGE/CEA/INPE-MCT, Orientador)
E-mail: eecher@dge.inpe.br

Dr. Nelson Jorge Schuch (CRSPE/INPE – MCT, Co-Orientador)
E-mail: njschuch@lacesm.ufsm.br

Santa Maria, Março 2006

Dados de Identificação:

Bolsista:

Vânia Fátima Andrioli
Acadêmica do Curso de Física Licenciatura Plena
Universidade Federal de Santa Maria - UFSM

Processo N°:

Processo CNPq N° 119579/2004-9

Orientador:

Ezequiel Echer
Divisão de Geofísica Espacial – DGE/CEA/INPE - MCT
Instituto Nacional de Pesquisas Espaciais – INPE/MCT

Co-Orientador:

Dr. Nelson Jorge Schuch
Centro Regional Sul de Pesquisas Espaciais – CRSPE/INPE – MCT

Título do Projeto:

DETERMINAÇÃO DE PARÂMETROS DE ONDAS DE CHOQUE NO MEIO INTERPLANETÁRIO

Local de execução do projeto

Laboratório de Ciências Espaciais de Santa Maria – LACESM/CT/UFSM.
Laboratório de Raios Cósmicos e Previsão de Tempestades Magnéticas
CRSPE/INPE-MCT, em Santa Maria, RS

Pesquisadores e Estudantes Colaboradores:

- Dr. Alisson Dal Lago – DGE/CEA/INPE - MCT
- Dr. Luiz Eduardo Vieira – DGE/CEA/INPE - MCT
- Mestrando Marlos Rockenbach da Silva – INPE/MCT
- Acadêmico Jairo Francisco Savian – UFSM
- Acadêmico Samuel Martins da Silva – UFSM

- Acadêmico Carlos Roberto Braga – UFSM
- Acadêmico Cristian Willian S. da Silva – UFSM
- Acadêmico Luiz César Nunes – UFSM

“A Humanidade não ficará na Terra para sempre, mas na sua busca de luz e espaço irá primeiro timidamente penetrar para lá dos confins da atmosfera, e mais tarde conquistar para si própria todo o espaço perto do Sol”.- Konstantin E. Tsiolkovsky

*Aos meus pais,
LUIS SANTINO ANDRIOLI e
SIRLEI MELANIA ANDRIOLI*

AGRADECIMENTOS

A bolsista gostaria de agradecer aos seus pais, Luis e Sirlei Andrioli pelo dom da vida, bem como o apoio moral e financeiro, estimulando a continuação dos estudos e a resolução dos problemas com garra e vontade de vencer. A eles é dedicado cada mérito conquistado.

Ao Conselho Nacional de Desenvolvimento Científico e Tecnológico – CNPq/MCT, pela oportunidade oferecida através do Programa PIBIC/CNPq/MCT, possibilitando e incentivando estudantes da graduação a interessarem-se pelo mundo Científico, formando mentes pensantes para a desenvoltura do futuro da Ciência.

À missão ACE, Advanced Composition Explorer pelo fornecimento dos dados interplanetários de plasma e campo magnético possibilitando a realização do Projeto.

Do mesmo modo, gostaria de agradecer ao Dr. Ezequiel Echer e ao Dr. Nelson Jorge Schuch pela dedicação e orientação deste trabalho, não medindo esforços para que os conceitos físicos fossem assimilados e o projeto fosse desenvolvido da melhor forma possível.

Agradecer aos alunos do Laboratório de Clima Espacial e Previsão de Tempestades Geomagnéticas pela amizade, companheirismo e colaboração na execução desse Projeto.

Em fim agradecer a Deus pelos mistérios dos fenômenos físicos permitindo assim o prazer da descoberta por meio de investigações.

RESUMO

Variações descontínuas nos parâmetros de plasma e campo magnético do vento solar podem ser chamadas de choques interplanetários ou discontinuidades tangenciais ou rotacionais. Os choques interplanetários têm basicamente duas origens: a interação de feixes de alta e baixa velocidade do vento solar nas regiões de interação corrotantes e os remanescentes interplanetários das ejeções coronais de massa. Podemos identificar a ocorrência desses choques através da análise dos parâmetros interplanetários de plasma, (densidade de prótons, temperatura e velocidade do vento solar) e de campo magnético, a partir de observações “in-situ” no vento solar.

Choques interplanetários podem ser classificados quanto ao modo de propagação em choques frontais ou reversos ou quanto ao modo da onda magnetossonica em lentos ou rápidos.

Neste trabalho são apresentados vários estudos dos choques interplanetários com o objetivo de se obter um maior conhecimento dos fenômenos interplanetários oriundos do Sol.

Palavras chave:

Vento solar, ondas de choque interplanetárias, magnetosfera

1 SUMÁRIO

Lista de Figuras	10
Lista de TABELAS	12
Lista de TABELAS	12
CAPÍTULO 1	13
INTRODUÇÃO.....	13
CAPÍTULO 2	14
2.1 INTRODUÇÃO ÀS ONDAS DE CHOQUE	14
2.1.1 Cone de Mach ou Ondas de Choque	14
2.2 FÍSICA DE PLASMA	15
2.1.1 Movimento de uma partícula	16
2.2.1 Conjunto de partículas	18
2.2 O SOL	19
2.2.1 O Campo Magnético do Sol	22
2.2.1 Vento Solar	23
2.2.1 Atividade do Sol	26
2.3 ONDAS DE CHOQUE NO MEIO INTERPLANETÁRIO	29
2.3.1 Classificação dos Choques	29
2.3.2 Equações de Rankini-Hugoniot	30
2.3.3 Choques perpendiculares	33
2.3.4 Choques paralelos	33
2.3.5 Número de Mach	34
2.3.6 Possíveis origens para ondas de choque no espaço interplanetário	35
2.3.7 A Espaçonave ACE	37
CAPÍTULO 3	39
MATERIAIS E MÉTODOS UTILIZADOS PARA ANÁLISE DOS DADOS	39
CAPÍTULO 4	42
RESULTADOS E ANÁLISE.....	42
4.1 Atividade do bolsista	42
4.2 Redução e análise dos dados	44
4.2.1. Cálculo da estimativa do tempo de propagação dos choques transientes do Sol até a órbita da Terra	44
4.2.2. Comparação entre choques frontais rápidos e lentos com parâmetros observados próximos da Terra	48
4.2.3. Impulsos súbitos positivos e negativos causados por choques interplanetários dos tipos frontal e reversos rápidos	55
4.2.4. Análise de choques interplanetários a varias distancias heliocêntricas	59

CAPÍTULO 5	61
CONCLUSÕES	61
REFERÊNCIAS	63
APÊNDICE A	66
PROGRAMA DESENVOLVIDO PARA REDUÇÃO DOS DADOS DE EVENTOS INTERPLANETÁRIOS	66
APÊNDICE B.....	69
PROGRAMA PARA ELABORAR OS GRÁFICOS UTILIZANDO OS DADOS PREVIAMENTE REDUZIDOS	69
APÊNDICE C.....	73
RESUMOS PUBLICADOS EM EVENTOS CIENTÍFICOS	73
APÊNDICE D	79
POSTERS APRESENTADOS EM EVENTOS CIENTÍFICOS	79
APÊNDICE D	83
ARTIGO SUBMETIDO À REVISTA BRASILEIRA DE GEOFÍSICA.....	83

LISTA DE FIGURAS

FIGURA 1– ONDA DE CHOQUE OU CONE DE MACH.....	15
FONTES: ALONSO E FINN, 1972, VOL II, PÁGINA 277.	15
FIGURA 2.2 - ESQUEMA MOSTRANDO O MOVIMENTO DAS PARTÍCULAS, AFETADA PELA PRESENÇA DOS CAMPOS.....	18
FIGURA 2.3 - DIAGRAMA SOLAR IDENTIFICANDO CADA COMPONENTE	20
FIGURA 2.6 - IMAGENS DO CORONÓGRAFO LASCO C2 E C3, RESPECTIVAMENTE, DE UMA ECM DO DIA 18 DE NOVEMBRO DE 2003.	28
FIGURA 2.7- ILUSTRAÇÃO DA ESPAÇONAVE ACE DEMONSTRANDO OS MAGNETÔMETROS.	37
FIGURA 2.8 – REPRESENTAÇÃO DA ÓRBITA DA ESPAÇONAVE ACE.....	38
FIGURA 3. 1 - DIAGRAMA ILUSTRANDO OS PERFIS DE QUATRO TIPOS DIFERENTES DE CHOQUES INTERPLANETÁRIOS.....	39
FIGURA 3. 2 - REPRESENTAÇÃO DAS REGIÕES UPSTREAM (U), CHOQUE (S) E DOWNSTREAM (D).....	40
FIGURA 4.2.1. 1 : HISTOGRAMA COMPARANDO A VELOCIDADE US E A VELOCIDADE DE TRANSITO VTR.	45
FIGURA 4.2.1.2: HISTOGRAMA COMPARANDO OS TEMPOS DE PROPAGAÇÃO EM AZUL TVTR, EJEÇÃO CORONAL DE MASSA, E EM VERMELHO TUS, CHOQUE INTERPLANETÁRIO.....	46
FIGURA 4.2.1. 3: RELAÇÃO ENTRE A VELOCIDADE DE TRANSITO E A VELOCIDADE INSTANTÂNEA DO CHOQUE US.....	47
FIGURA 4.2.1. 4 : RELAÇÃO ENTRE A VELOCIDADE DE TRANSITO E A VELOCIDADE INSTANTÂNEA DO CHOQUE US.....	48
FIGURA 4.2. 2.1 : EXEMPLO DO PERFIL DE UM CHOQUE FRONTAL LENTO.	49
FIGURA 4.2. 2.2 :EXEMPLO DO PERFIL DE UM CHOQUE FRONTAL RÁPIDO.	49
FIGURA 4.2.2.3 : HISTOGRAMAS PARA O NUMERO DE MACH MAGNETOSSONICO, NUMERO DE MACH ALFAVENICO E VELOCIDADE RELATIVA DO CHOQUE, NOS CHOQUES FRONTAIS RÁPIDOS.....	50
FIGURA 4.2. 2.4: HISTOGRAMA MOSTRANDO A RAZÃO DA COMPRESSÃO MAGNÉTICA, RAZÃO DA COMPRESSÃO DA DENSIDADE, VARIÇÃO DA PRESSÃO TÉRMICA E DA PRESSÃO DINÂMICA ATRAVÉS DOS CHOQUES FRONTAIS RÁPIDOS.	51
FIGURA 4.2.2.5: HISTOGRAMA PARA: DENSIDADE, VSW E CAMPO MAGNÉTICO UPSTREAM, VELOCIDADE MAGNETOSSONICA DO MODO RÁPIDO E LENTO DA ONDA E VELOCIDADE DE ALFVEN DOS CHOQUES FRONTAIS RÁPIDOS.....	52
FIGURA 4.2.2.6: HISTOGRAMAS PARA O NUMERO DE MACH MAGNETOSSONICO, NUMERO DE MACH ALFAVENICO E VELOCIDADE RELATIVA DO CHOQUE, NOS CHOQUES FRONTAIS RÁPIDOS.....	53
FIGURA 4.2.2.7: HISTOGRAMA MOSTRANDO A RAZÃO DA COMPRESSÃO MAGNÉTICA, RAZÃO DA COMPRESSÃO DA DENSIDADE, VARIÇÃO DA PRESSÃO TÉRMICA E DA PRESSÃO DINÂMICA PARA OS CHOQUES FRONTAIS LENTOS.....	54
FIGURA 4.2.2.8: HISTOGRAMA PARA: DENSIDADE, VSW E CAMPO MAGNÉTICO UPSTREAM, VELOCIDADE MAGNETOSSONICA	

DO MODO RÁPIDO E LENTO DA ONDA E VELOCIDADE DE ALFVEN DOS CHOQUES FRONTAIS LENTOS.....	55
FIGURA 4.2.3.4: EXEMPLO DE UM FFS E SI POSITIVO OBSERVADO EM 11 DE JANEIRO DE 2000. OS PAINÉIS MOSTRAM DE CIMA PARA BAIXO: VELOCIDADE DO VENTO SOLAR, DENSIDADE DE PRÓTONS E TEMPERATURA, INTENSIDADE DO CAMPO MAGNÉTICO, PRESSÃO DINÂMICA E O ÍNDICE SYM-H.....	57
FIGURA 4.4.3.6: EXEMPLO DE UM FRS E SI NEGATIVO DE 25 DE MAIO DE 1999. OS PAINÉIS MOSTRAM DE CIMA PARA BAIXO: VELOCIDADE DO VENTO SOLAR, DENSIDADE DE PRÓTONS E TEMPERATURA, INTENSIDADE DO CAMPO MAGNÉTICO, PRESSÃO DINÂMICA E O ÍNDICE SYM-H.....	58
FIGURA 4.2.3.8: DISTRIBUIÇÃO DO SI E $P_2^{1/2} - P_1^{1/2}$ DOS FFS (NA ESQUERDA) E DOS FRS (NA DIREITA).....	59

LISTA DE TABELAS

TABELA A – PROPRIEDADES TÍPICAS DE PLASMAS.....	19
TABELA B - PROPRIEDADES DO VENTO SOLAR OBSERVADOS PRÓXIMOS A ÓRBITA DA TERRA (1UA)	24
TABELA C SUMARIO SOBRE O PERFIL DOS CHOQUES.	60

CAPÍTULO 1

INTRODUÇÃO

O PROJETO “DETERMINAÇÃO DE PARÂMETROS DE ONDAS DE CHOQUE NO MEIO INTERPLANETÁRIO”

Este Projeto de atividades de Iniciação Científica no Programa PIBIC/INPE - CNPq//MCT tem por objetivo capacitar o bolsista a identificar ondas de choque no meio interplanetário a partir de observações *in-situ* no vento solar; capacitar o bolsista a adquirir conhecimentos físicos básicos referentes à propagação de ondas de choque no espaço interplanetário e de seus efeitos sobre a magnetosfera terrestre. O plano do bolsista consiste em estudos básicos da relação Sol-Terra e da física de ondas de choque sem colisões; da aquisição de dados de plasma e campo magnético medidos por sondas do vento solar e de índices geomagnéticos, a partir da Internet; da organização destes dados; do desenvolvimento de programas para análise dos dados e geração de gráficos; da identificação dos eventos de ondas de choque no espaço interplanetário durante o ano 2000 e 2001 do máximo do ciclo solar 23, com a elaboração de um catálogo de choques; do cálculo dos parâmetros de choques e seus efeitos magnetosféricos (impulsos súbitos); estudar a transformada ondeleta de Haar para aplicação no estudo de choques.

CAPÍTULO 2

2.1 INTRODUÇÃO ÀS ONDAS DE CHOQUE

Introduzimos nosso estudo das ondas de choque no meio interplanetário, estudando e relatando alguns tópicos das ondas sonoras. Estes tópicos nos ajudarão a entender melhor o fenômeno das ondas de choque no meio interplanetário, fazendo-se associações entre o fenômeno ocorrido nas ondas sonoras com o ocorrido no meio interplanetário.

2.1.1 Cone de Mach ou Ondas de Choque

Quando o observador está em repouso em relação a uma fonte sonora que se movimenta com uma velocidade maior que v , velocidade do som naquele meio ocorre uma situação especial. Em um dado tempo, a fonte avança mais do que a frente de onda; por exemplo, se em um intervalo de tempo t , a fonte move-se de A para B, FIGURA 2.1, a onda emitida em A apenas caminha de A para A'. a superfície tangente a todas as ondas sucessivas é um cone cujo eixo é a linha de movimento da fonte e cuja abertura α é dada por:

$$\text{sen}\alpha = \frac{V}{V_s} \quad 2-1$$

O movimento ondulatorio resultante é, portanto, uma onda cônica que se propaga como indica a FIGURA 2.1. Algumas vezes, essa onda é chamada de onda de Mach, ou uma onda de choque, e constitui o som repentino e violento que ouvimos quando um avião supersônico passa por perto. (Alonso e Finn, 1972).

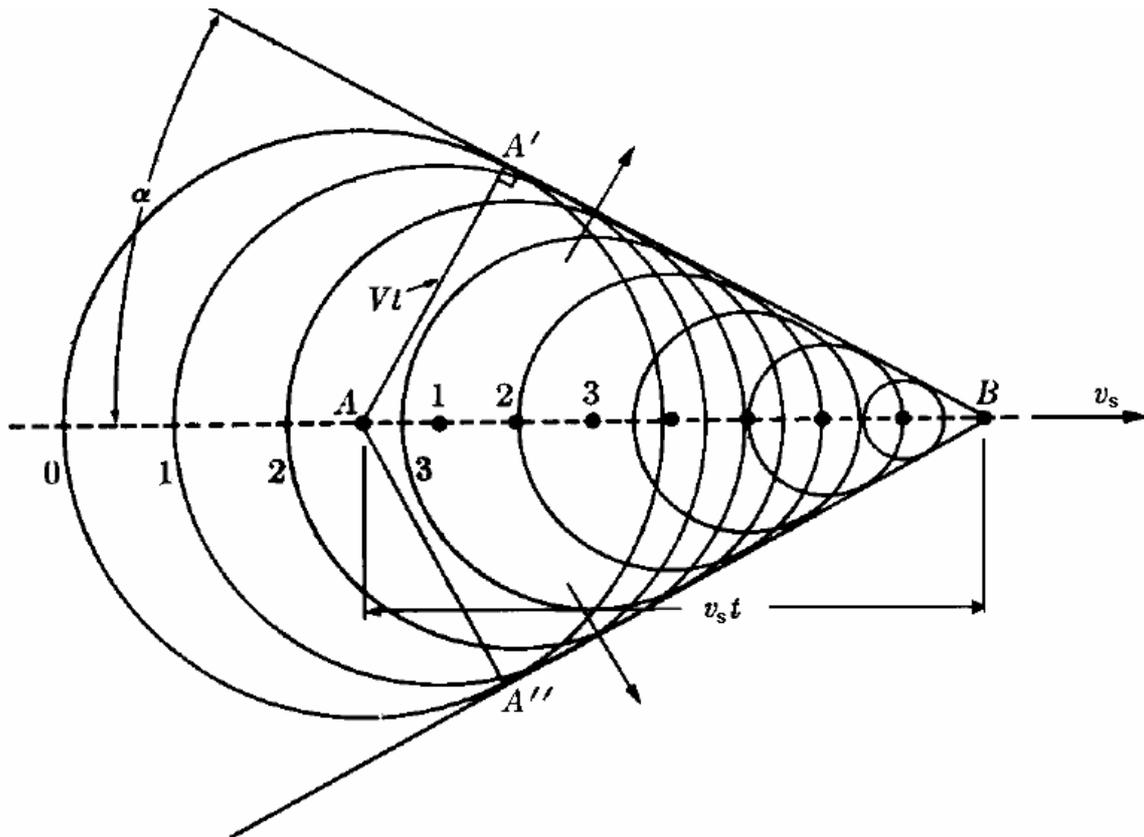


FIGURA 1– Onda de Choque ou Cone de Mach.

FONTE: Alonso e Finn, 1972, vol II, página 277.

Assim, quanto maior for a velocidade supersônica do objeto, menor será o ângulo de abertura do cone de Mach. Todas as seções das ondas junto à superfície cônica têm a mesma forma e se superpõem, reforçando-se mutuamente. A onda de choque é uma estrutura cônica delgada de ar a uma pressão muito maior que a pressão atmosférica normal e que se arrasta por trás do objeto. A formação dessas ondas sonoras consome energia do corpo. Em outras palavras, o corpo sofre uma força de resistência ao seu movimento. As ondas sonoras se amortecem com o tempo devido ao seu espalhamento por uma região do espaço cada vez maior e devido ao atrito interno do próprio gás (viscosidade).

2.2 FÍSICA DE PLASMA

Outro aspecto importante que nos auxilia no entendimento das ondas de choque no meio interplanetário é o estudo da física do plasma, pois nos dá a fundamentação teórica necessária para compreender o meio de propagação dessas ondas.

2.2.1 Movimento de uma partícula

O plasma é um gás ionizado, porém macroscopicamente neutro. Consiste de partículas carregadas e de partículas neutras, sendo que a quantidade de partículas neutras pode variar bastante desde uns poucos por cento ou menos, na atmosfera solar, até uma quantidade de neutros igual ao de íons, em ionosferas. O papel das forças magnética e elétrica é útil para entender o comportamento do plasma. Isto nos faz presumir que as equações de importância na física de plasma devem conter forças eletromagnéticas. Se um campo elétrico \vec{E} e um campo magnético \vec{B} atuam em uma partícula com carga q e velocidade \vec{v} , esta partícula experimenta uma força \vec{F}_L , chamada de força de Lorentz:

$$\vec{F}_L = q\vec{E} + q(\vec{v} \times \vec{B}) \quad 2-4 - \text{Lei das forças Lorentz}$$

Esta equação da forma que está expressa aqui, é trabalhada no Sistema Internacional de Unidades, expressando massa, comprimento e tempo em: quilograma (Kg), metros (m) e segundos (s) respectivamente. Assim também é expresso, campo elétrico \vec{E} , em Volts por metro, (V/m) a carga é expressa em Coulomb (C).

Através das Leis de Newton nós temos que a variação do momento é dada por:

$$m \frac{d\vec{v}}{dt} = q\vec{E} + q\vec{v} \times \vec{B} + \vec{F}_g \quad 2-5$$

Onde \vec{F}_g representa as forças não eletromagnéticas, e sim forças gravitacionais que podem estar presentes. Normalmente podemos considerar que a influencia dessas forças sejam pequenas assim podemos dizer que $\vec{F}_g = 0$. Porém \vec{F}_g é muito importante, por exemplo, no estudo da coroa solar ou de ionosfera planetárias.

O movimento circular em um campo magnético uniforme não varia a energia cinética da partícula, $\frac{1}{2}mv^2$, como pode ser observado através da Equação 2-5, com $\vec{E} = 0$ e fazendo o produto escalar com o vetor velocidade obtemos:

$$m \frac{d\bar{v}}{dt} \cdot \bar{v} = \frac{d\left(\frac{1}{2}m\bar{v}^2\right)}{dt} = q\bar{v} \cdot (\bar{v} \times \bar{B}) = 0 \quad 2-6$$

Se o campo magnético não desaparece, ou se existir o gradiente no campo magnético, o movimento da partícula será modificado. Em plasmas espaciais, até mesmo se existe um campo elétrico, ele é fraco que nos possibilita supor que a componente paralela ao campo magnético é nula. ($\bar{E} \cdot \bar{B} = E_{\parallel} B = 0$). Isto porque a Equação 2-3, com $\bar{F}_g = 0$, nos diz que somente um campo elétrico pode exercer força ao longo de \bar{B} . A força move a partícula carregada positivamente na direção paralela à \bar{E} e a partícula carregada negativamente na direção oposta.

A resposta de uma partícula carregada para uma componente perpendicular à \bar{E} é totalmente diferente. Devido a este aspecto do movimento da partícula, é muito importante na notificação de propriedades especiais do plasma. É importante que se entenda não somente matematicamente como é o comportamento dessas partículas, mas como é o movimento das partículas positivas e negativas em um campo magnético uniforme, se um campo elétrico perpendicular ao campo magnético esteja presente. Imaginamos primeiramente que somente o campo magnético esteja presente. A partícula giraria em círculos, e a direção do giro dependeria do sinal da carga da partícula m , porém seu deslocamento será perpendicular à \bar{E} , e não depende do sinal da carga, veja na FIGURA 2.2. O raio do círculo variaria com a massa da partícula e seria muito maior para uma carga positiva do que para uma carga negativa, visto que a massa do próton é maior que a massa do elétron, se suas velocidades forem às mesmas. A força elétrica acelera a partícula durante parte de cada órbita. O resultado é que sua órbita será um espiral.

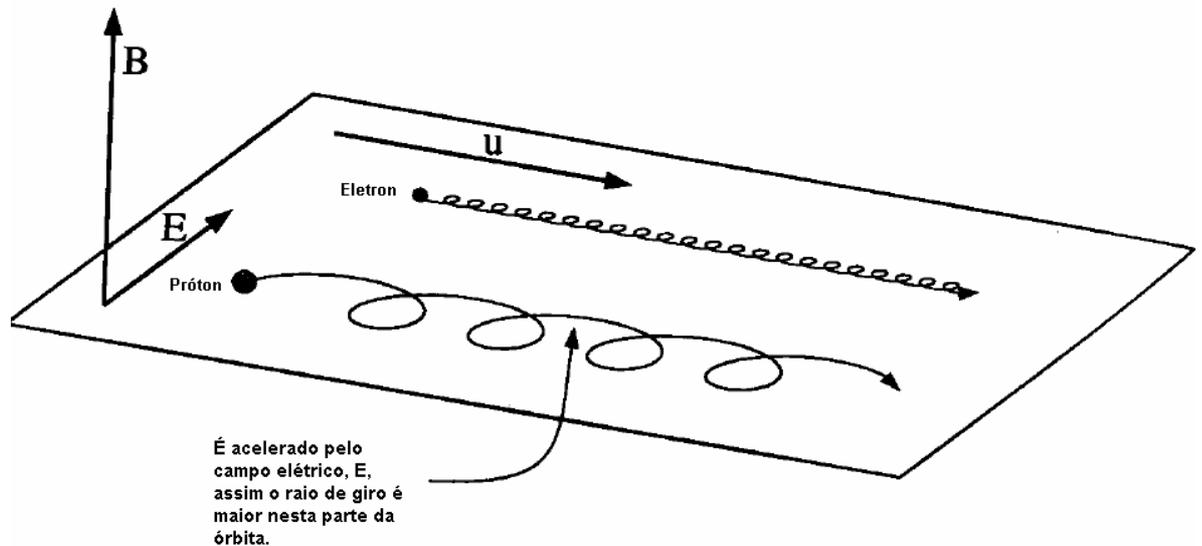


FIGURA 2.2 - Esquema mostrando o movimento das partículas, próton e elétron, em um campo magnético B uniforme na presença de um campo elétrico, E, perpendicular à B. o diagrama representa o movimento num plano perpendicular ao campo magnético. Para ambos sinais das cargas o movimento se dá com velocidade constante, não afetada pela presença dos campos.

FONTE: Adaptada de Kivelson e Russell (1995).

A velocidade \vec{u} da partícula obedece a seguinte equação:

$$\vec{u} = (\vec{E} \times \vec{B}) / B^2 \quad 2-7$$

Como observamos a velocidade é perpendicular a ambos, campo elétrico e magnético.

2.2.2 Conjunto de partículas

Até este momento descrevemos o movimento de uma única partícula. O plasma consiste em um conjunto de partículas, algumas carregadas positivamente e outras negativamente e muitas delas com diferentes velocidades. As aproximações são bastante sensíveis. Nós descrevemos as propriedades de um grande número de partículas dizendo quantas delas existem por unidade de volume, ou seja, a densidade de plasma e por meio de cálculos específicos, que não entraremos em detalhes neste relatório, encontra a velocidade média do fluxo dessas partículas.

Qualitativamente o plasma ideal é tratado como sendo um gás ionizado eletricamente neutro de baixa densidade e altíssimas temperaturas. Como exemplos de plasma temos: vento solar, ionosfera auroral entre outros.

A Tabela A mostra as propriedades características do plasma.

Tabela A – Propriedades típicas de plasmas.

Tipo de plasma	Densidade(m ⁻³)	Temperatura (eV)
Interestelar	10 ⁶	10 ⁻¹
Vento solar	10 ⁷	10
Coroa solar	10 ¹²	10 ²
Atmosfera solar	10 ²⁰	1
Magnetosfera	10 ⁷	10 ³
Ionosfera	10 ¹²	10 ⁻¹

Fonte - Adaptada de Kivelson e Russel (1995) página 41. The plasma state.

Felizmente, as propriedades comuns do plasma são governadas pelas leis básicas de conservação da massa, momentum e energia em um fluido. Se os efeitos dos campos eletromagnéticos pudessem ser ignorados, as equações relevantes do fluido são as equações da hidrodinâmica, mas como os campos elétrico e magnético e corrente são sempre muito importantes em plasma, devemos incluir estes efeitos. Aqui devemos introduzir então as equações da Magnetohidrodinâmica – MHD. Estas equações englobam as leis da mecânica familiar, mas também consideram as propriedades eletromagnéticas

2.3 O SOL

O estudo da Física Solar faz-se indispensável para a compreensão do estudo das ondas de choque no meio interplanetário, pois o Sol é a fonte, princípio, dessa fenomenologia. O Sol embora seja considerado uma bola de plasma, possui várias camadas distintas como pode ser observado na FIGURA 2.3.

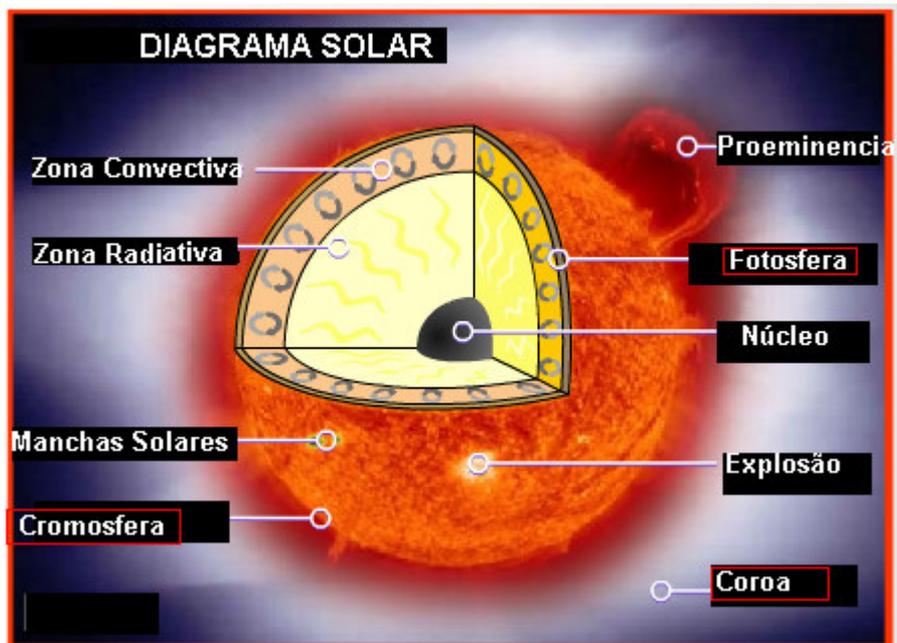


FIGURA 2.3 - Diagrama Solar identificando cada componente

FONTE: Adaptado de <<http://www.spaceweathercenter.org/>>

O Núcleo é a camada que produz uma enorme quantidade de energia. Em consequência da alta pressão e da alta temperatura, existentes neste local, dois átomos de hidrogênio se unem formando o átomo de hélio, este processo é conhecido como fusão nuclear. A energia produzida no Núcleo atravessa lentamente uma região muito densa, a Zona Radiativa. A transferência dessa energia para a superfície é feita pela Zona Convectiva, como o próprio nome sugere ocorrem correntes de convecção semelhantes as que ocorrem quando a água ferve. Acredita-se que o campo magnético do Sol forme-se na região entre a Zona Radiativa e a Zona Convectiva. A Fotosfera emite radiação na faixa do visível do espectro eletromagnético, assim sendo a primeira camada visível aqui da Terra, então definida como superfície solar. Porém o Sol não possui uma superfície como o caso da Terra. A Fotosfera é a primeira região onde o processo de absorção de radiação permite que nossos olhos vejam algo. A camada solar mais externa é a Coroa Solar, ela é visualizada depois de eclipse, ou quando o Sol é artificialmente ocultado por um coronógrafo encobre o disco solar. É a zona em que aparecem as proeminências, nuvens imensas de gás brilhante que emergem da cromosfera superior, envolta em campos magnéticos intensos estas proeminências podem liberar no espaço enorme quantidade de energia. A zona exterior da coroa alonga-se muito pelo espaço e consiste de partículas que se afastam lentamente do Sol.

O espectro de radiação solar segue a lei de Planck com boa aproximação, comportando-se como um corpo negro emitindo energia no espaço. As regiões extremas do espectro solar, de comprimento de onda menor que 10^3 \AA ($\times 10^{-10} \text{ m}$) e maior que 10^7 \AA , são as mais afetadas durante fenômenos associados às tempestades e erupções solares (Kirchhoff, 1991). As radiações solares provêm de 3 camadas da atmosfera solar, Cromosfera, Coroa e a Fotosfera.

A radiação mais intensa, no espectro do visível, tem como origem à Fotosfera. Esta camada possui cerca de 500Km de espessura, uma densidade de 10^{23} m^{-3} e a temperatura decresce com a distância do centro do Sol variando de 500.000K a 5.000K. A camada intermediária é a cromosfera ela é composta de gases, basicamente hidrogênio e hélio, possui uma espessura de aproximadamente 2.500Km e densidade de 10^{17} m^{-3} , é fonte da radiação ultravioleta que chega na Terra. Nessa camada ocorre um fenômeno curioso, a temperatura volta a crescer, enquanto a temperatura na superfície visível do Sol é de aproximadamente 6.000K na cromosfera atinge temperaturas superiores a 1000.000K. O modelo mais antigo para a explicação desse fenômeno, dada pelos astrônomos que o descobriram, é que “...parte da energia que chega na cromosfera é acústica, som e ruídos, que ao chegar na cromosfera são dissipados na forma de calor, como nesta região os gases são rarefeitos essa dissipação é suficiente para elevar a temperatura aos valores observados...” [Universidade Federal do Ceará, <http://www.fisica.ufc.br/ativsolar/ativsolar1.htm>], porém modelos mais recentes atribuem este papel a dissipação de ondas MHD, pois o interior do Sol é muito opaco, tal como névoa densa, e a radiação experimenta várias deflexões. Se essa radiação viesse diretamente para fora chegaria na superfície em apenas 2 segundos, mas há muito espalhamento que ela leva 10milhões de anos! (Kivelson e Russell, 1995, pág. 61). A camada mais externa do Sol, acima da Cromosfera, é a chamada Corona Solar, ela apresenta temperaturas muito altas, da ordem de milhões de K, acredita-se que este fenômeno também seja explicado devido à densidade da Corona ser ainda menor que a da Cromosfera, o fenômeno de aumento de temperatura é acentuado devido à dissipação da energia na forma de calor. Essa camada não é bem definida seus limites confundem-se com o meio interplanetário, assim não é possível dar uma medida precisa de sua espessura.

2.3.1 O Campo Magnético do Sol

Acredita-se que os fenômenos que ocorrem na coroa estão fortemente ligados à presença de intensos campos magnéticos que se originam em regiões internas do Sol e se espalham pela parte externa. Diferentemente do campo magnético da Terra que é aproximadamente constante e vai de um pólo a outro, as linhas de campo magnético na superfície do Sol são inteiramente irregulares. Como veremos adiante, elas estão associadas ao comportamento das chamadas "manchas solares", as quais são regiões mais frias (cerca de 2000 K) e mais escuras (por efeito de contraste) do que a fotosfera solar circunvizinhanças. Elas emitem menos energia do que a fotosfera em geral porque possuem intensos campos magnéticos (cerca de 1000 vezes mais intensos que a superfície solar normal, 0,1 T contra 10^{-4} T, onde T = Tesla) que parcialmente bloqueiam a energia transmitida para cima pelas células de convecção na região sub-fotosférica (Eddy, 1976; Schove, 1983; Kivelson and Russel, 1995). De maneira geral é dessa variabilidade do campo magnético a responsabilidade da ocorrência da maioria dos fenômenos das atividades solares as quais estudaremos a seguir.

O Sol possui um campo magnético, cuja intensidade é da ordem de 10^{-4} T (Tesla) na superfície da Fotosfera. Este campo é aproximadamente dipolar - Pneuman e Kopp, 1970 - porém devido ao Vento Solar ser altamente condutor ele é transportado pelo meio interplanetário, constituindo o chamado Campo Magnético Interplanetário – CMI – com uma intensidade de aproximadamente 5nT nas circunvizinhanças da Terra.

O eixo do dipolo magnético é próximo ao eixo de rotação do Sol, e pode-se imaginar um plano de simetria cortando o seu equador. As linhas de Campo Magnético Interplanetário são aproximadamente radiais próximas ao Sol - de 1,5 a 2,5 raios solares, entrando no Sol acima do plano de simetria e saindo abaixo deste plano, dependendo da fase do ciclo solar de 22 anos. No meio interplanetário, a transição entre as linhas de campo entrando e saindo do Sol constitui uma estreita região, não necessariamente planar, onde se forma uma lâmina de corrente, chamada Lamina de Corrente Heliosférica, LCH - Schultz, 1973. Essa lâmina separa um hemisfério com polaridade negativa de outro com polaridade positiva.

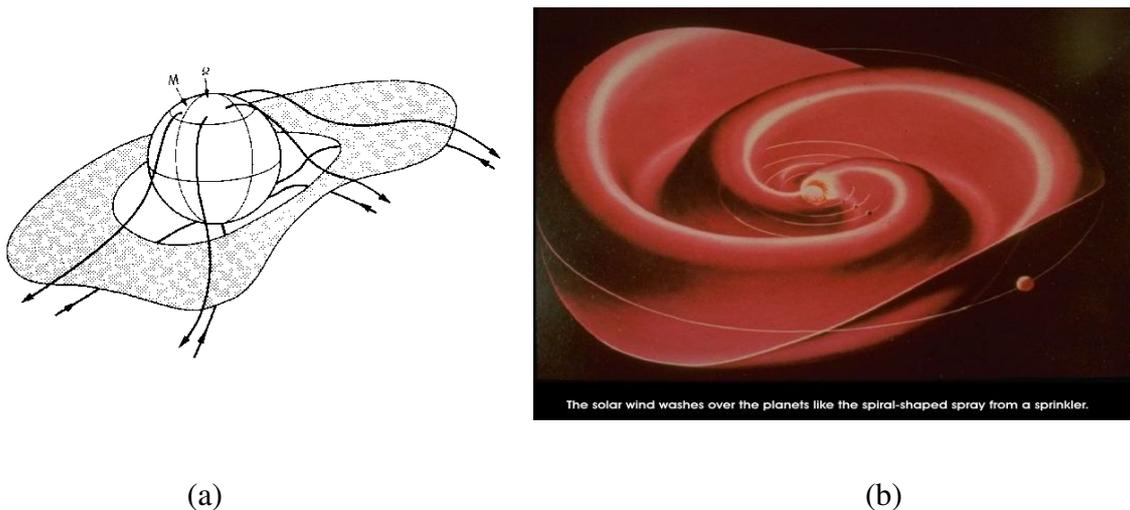


FIGURA 2.4 – (a) Lamina de Corrente Heliosférica – LCH, próxima ao Sol. (b) Aspecto do Campo Magnético Interplanetário.

FONTE: (a) <http://lepmfi.gsfc.nasa.gov/mfi/hcs/hcs> e
 (b) <http://www.spaceweathercenter.org/>

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

2.3.2 Vento Solar

O meio interplanetário está permeado pelo vento solar, um fluxo de plasma ionizado, juntamente com o campo magnético solar. O vento solar é resultado de uma enorme diferença de pressão de gás entre a coroa solar e o espaço interestelar. Esta diferença conduz o plasma pra fora, apesar da influencia da gravidade solar.

O primeiro interesse da comunidade científica em estudar este distante e tênue plasma esta nas relações Sol-Terra. O vento solar é significativamente influenciado pela atividade solar e transmite esta influencia para os planetas, cometas, partículas e raios cósmicos que estão imersos nele. A origem da influência solar através da interação do campo magnético solar com plasma coronal tem sido o maior tópico da pesquisa do vento solar até hoje.

O segundo aspecto importante da pesquisa do vento solar tem ajudado a explicar o contínuo interesse nos processos físicos que ocorrem na formação e expansão da

quente coroa solares para as frias, tênues e longínquas regiões de fora do vento solar. Esta expansão leva o plasma magnetizado a grandes variações em suas propriedades; mas extremamente raras no meio interplanetário.

2.3.2.1 Propriedades do vento solar:

O vento solar que passa nas proximidades da Terra é quente, tênue e move-se rápido pelos padrões da Terra. É constituído principalmente por hidrogênio ionizado, com uma pequena mistura de hélio ionizado (~5%), e ainda menos íons de elementos mais pesados. Embebido neste plasma está um campo magnético orientado aproximadamente paralela ao plano da eclíptica, mas em aproximadamente 45° à linha Sol-Terra para um observador a 1 UA. (Kivelson, M. G. e Russell, 1995).

As observações do vento solar têm sido feitas por satélites próximos á órbita da Terra. A Tabela B mostra algumas propriedades físicas do plasma e campo magnético em 1UA.

Tabela B - Propriedades do vento solar observados próximos a órbita da Terra (1UA)

Densidade de prótons	6,6 cm ⁻³
Densidade de elétrons	7,1cm ⁻³
Densidade He ²⁺	0,25 cm ⁻³
Velocidade (aproximadamente radial)	450 Km/s
Temperatura de prótons	1.4x10 ⁵ K
Temperatura de elétrons	1.4x10 ⁵ K
Intensidade do campo magnético	7x10 ⁻⁹ T

Fonte - Adaptada de Kivelson e Russel (1995)

O fluxo de momento angular freqüentemente chamado de pressão dinâmica, devido ao seu papel no confinamento do campo magnético. Maior parte da energia está na forma de energia cinética destas mesmas partículas. Estas médias das medidas feitas próximas ao plano da eclíptica são de condições típicas sobre uma esfera centrada no Sol, com raio de 1UA, nós podemos obter os fluxos totais destas quantidades se multiplicamos a área total dessa esfera, $2,82 \times 10^{27} \text{ cm}^2$.

A pressão do gás ionizado com igual densidade de prótons e elétrons n é:

$$p_{\text{gas}} = n\kappa(T_p - T_e) \quad 2-8$$

onde k é a constante de Boltzmann, T_p e T_e são as temperaturas dos prótons e elétrons respectivamente.

Ondas sonoras em um gás ionizado com pressão de gás p_{gas} e densidade de massa

$$\rho = n(m_p + m_e) \quad 2-9$$

onde m_p e m_e são respectivamente as massas do próton e do elétron viajando com uma velocidade

$$c_s = \sqrt{\frac{\gamma p}{\rho}} = \sqrt{\frac{\gamma \kappa}{(m_p + m_e)}(T_p + T_e)} \quad 2-10$$

onde γ é a relação do calor específico a pressão e volume constantes, e c_s é a velocidade do som. Usando $\gamma = \frac{5}{3}$ para um gás de hidrogênio ionizado e as temperaturas da Tabela A, encontramos uma velocidade para o som em 1UA que é de $c_s \approx 60\text{km/s}$.

Deste modo a velocidade típica do fluxo solar de 400km/s é quase uma ordem de magnitude maior que a velocidade do som em 1UA; o fluxo do vento solar é altamente supersônico. Finalmente a presença de um campo magnético em um gás ionizado pode levar a efeitos hidromagnéticos, podendo, de varias maneiras exercer uma pressão magnética

$$p_{\text{mag}} = \frac{B^2}{2\mu_0} \quad 2-11$$

onde μ_0 é a constante de permeabilidade magnética, e a pressão magnética possuindo um valor comparável a pressão do gás, indicando que o efeito magnético de ser tão importante quanto o efeito da pressão do gás no vento solar.

Para tentar entender a origem do vento solar, é necessário retomar algumas propriedades da coroa solar acima citadas, como a que temperatura do Sol diminui de ~

$15 \times 10^6 \text{K}$ em seu interior para $\sim 5000 \text{K}$ na superfície visível. Surpreendentemente, em maiores latitudes na atmosfera, a temperatura sobe novamente, tornando-se maior que 10^6K e então diminui suavemente com o aumento da altitude na coroa. É esta suave variação de temperatura de aproximadamente $1,5 \times 10^6 \text{K}$ que é a característica distinguível da coroa a razão física da formação do vento solar.

2.3.2.2 Conceções básicas da formação do vento solar na coroa solar

Apresentaremos aqui três facetas que nos conduzirão à teoria clássica do vento solar. A primeira faceta envolve um modelo de fluido para o estado de equilíbrio da coroa solar que conduz ao conceito básico de um fluido supersônico contínuo de plasma da coroa solar para o meio interplanetário. A segunda envolve uma descrição da configuração das linhas de campo magnético solar que estão congeladas no plasma, sendo arrastadas para o meio interplanetário pelo vento solar. Finalmente consideramos que o vento solar alcança grandes distâncias no sistema solar combinando-se com o meio interestelar.

2.3.3 Atividade do Sol

As características mais claras da variabilidade solar são as mudanças com o tempo no número de manchas solares vistas na metade visível do Sol (Stuiver e Quay, 1980). Os registros observados do número de manchas solares mostram um ciclo médio da atividade solar próximo dos 11 anos. Modernas teorias atribuem as características periódicas das manchas solares à existência de um dínamo solar em que a convecção e a rotação diferencial da superfície interagem para amplificar e manter um assumido campo magnético inicial (Leighton, 1969). Modelos de dínamo são bem sucedidos na reprodução de certas características do Ciclo Solar de 11 anos, mas ainda não é possível explicar a variação de amplitude nas épocas de máximo e de outras mudanças características de longo período (Eddy, 1976). A FIGURA 2.5 ilustra um diagrama da atividade solar do Ciclo Solar 23.

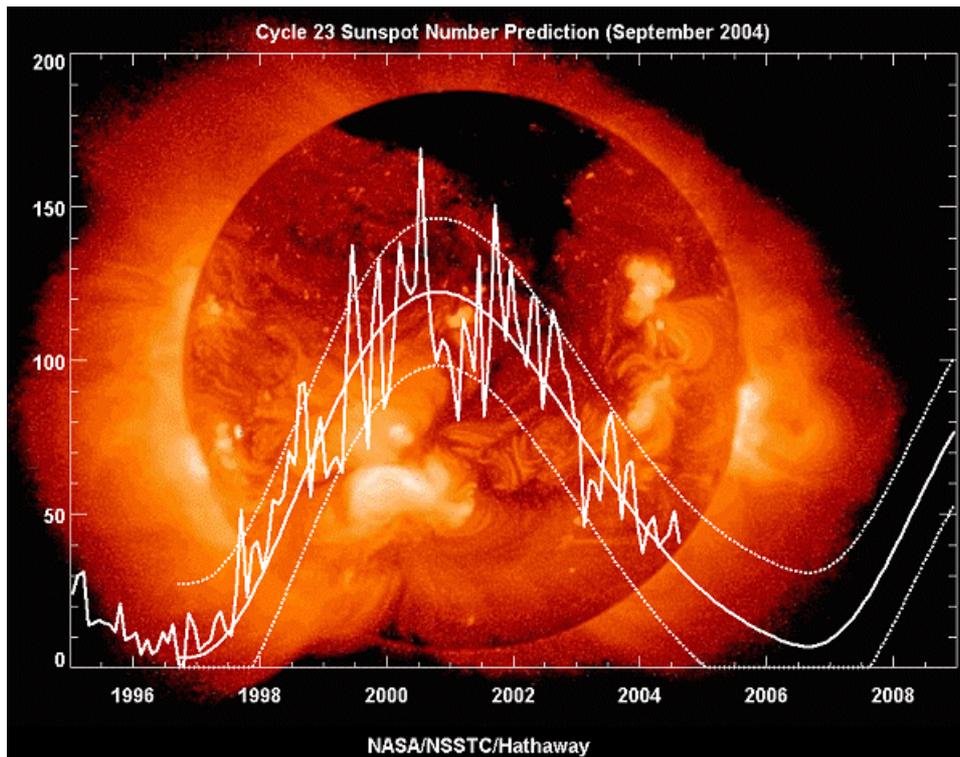


FIGURA 2.5 - Diagrama mostrando a atividade solar do Ciclo Solar 23

FONTE:< <http://www.spaceweathercenter.org>>

Durante o Ciclo Solar são identificadas fases distintas, a fase de mínimo solar, fase ascendente, fase de máximo solar e fase descendente. Durante o máximo do ciclo ocorre o aumento de fenômenos energéticos nas regiões ativas associadas às manchas. Estes fenômenos são chamados de explosões solares ou “Flares”, podendo estar associadas a Ejeções Coronais de Massa – CME (Coronal Mass Ejection) – e a Tempestades Geomagnéticas.

2.3.3.1 Ejeções Coronais de Massa – ECM

São designadas como grande quantidade de matéria 10^{15} a 10^{16} g – entremeadas nas linhas de campo magnético do Sol. São expulsas do Sol durante um período de várias horas, formando uma enorme erupção que se expande para o espaço interplanetário a velocidades de varias centenas e poucos milhares de km/h.

As Ejeções Coronais de Massa tem uma frequência relacionada com o Ciclo Solar, podendo ser observados cerca de 1 evento por semana, no mínimo do ciclo, enquanto podem ocorrer 2 a 3 eventos por dia nos períodos do máximo da atividade solar. As ECMs são perturbações que se propagam no vento solar de background e

possuem características diferentes, maior campo magnético, menor temperatura, maior velocidade, do vento solar normal. Estas características são de um vento solar perturbado, e podem ter importantes efeitos sobre os sistemas tecnológicos.

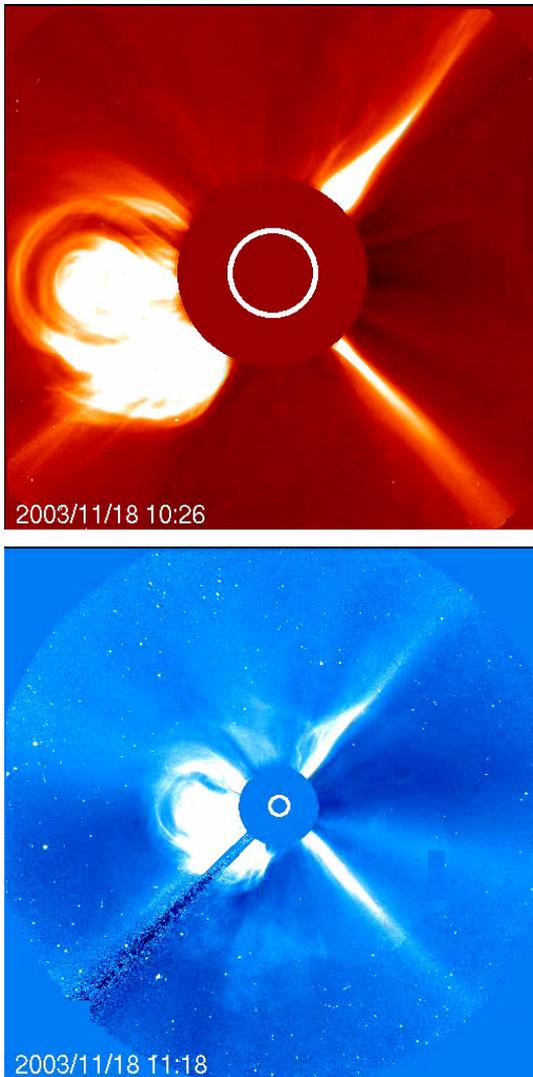


FIGURA 2.6 - Imagens do coronógrafo LASCO C2 e C3, respectivamente, de uma ECM do dia 18 de novembro de 2003.

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

A bordo do satélite SOHO da missão conjunta da NASA e ESA, encontra-se um instrumento, o coronógrafo, que mede a radiação fotosférica espalhada por elétrons no Plasma coronal ionizado, mostrando a estrutura da densidade da Coroa. Essas imagens são feitas do Sol ocultando o disco solar possibilitando o estudo da coroa solar, assim na FIGURA 2.6 podemos observar duas imagens feitas pelo coronógrafo LASCO - Large

Angle Spectrometric Coronagraph, C2 que mostra a coroa interna até 8,4 milhões de quilômetros do Sol, e C3 que possui um grande campo de visão, em perspectiva suas imagens são de aproximadamente 45 milhões de quilômetros do Sol, de uma ejeção coronal de massa.

2.4 ONDAS DE CHOQUE NO MEIO INTERPLANETÁRIO

Na teoria Magnetohidrodinâmica – MHD, assim como em dinâmica dos fluidos, existem superfícies sobre a qual os campos físicos variam descontinuamente e em qualquer lados dessa descontinuidade o campo permanece constante. Estas superfícies incluem estruturas que não se propagam, descontinuidades tangenciais e descontinuidades de contato, e estruturas que se propagam, descontinuidades rotacionais e ondas de choque. Na realidade cada tipo de superfície possui uma estrutura interna determinada pelos processos de plasma, mas estas estruturas são ignoradas nas aproximações MHD.

Em dinâmica de gases ordinários, há somente uma velocidade característica do meio – a velocidade do som. Portanto há apenas um tipo de onda de choque, uma superfície que se propaga mais rapidamente que a velocidade do som no meio à frente dela. Em Magnetohidrodinâmica (MHD), há três velocidades características, a velocidade do som, a velocidade de Alfvén e a velocidade magnetossônica. Há cinco tipos possíveis de choques MHD: choques rápidos, choques lentos e três tipos de choques intermediários, dependendo da velocidade da superfície do choque relativa às outras velocidades características (Parks, 1991; Burgess, 1995; Echer et al., 2003).

2.4.1 Classificação dos Choques

Choques interplanetários podem ser classificados de acordo com:

- A propagação: se estiver se propagando para o Sol, Choque Reverso, ou para longe do Sol, Choque Frontal, essa propagação é relativamente ao próprio Sol;
- Ao modo de onda que gera o choque: se a velocidade relativa ao vento solar é maior que o modo rápido da onda magnetossônica, choque rápido, ou se é maior que o modo lento da onda magnetossônica, choque lento.

Como o meio ambiente, vento solar, move-se supersonicamente para fora a partir do Sol, ambos choques frontais ou reversos, movem-se para fora a partir do Sol em relação ao Sol.

Qualquer tipo de onda sendo uma superfície, possui um vetor unitário \mathbf{n} , que é definido no ponto em direção contrária ao fluxo de plasma, região de mais baixa entropia. Na teoria MHD, os choques são classificados tomando como base o ângulo α entre a \mathbf{n} e o campo magnético ambiente \mathbf{B}_1 . Se $\alpha = 90^\circ$ o choque é chamado de “choque perpendicular”. Se α é próximo de 90° , o choque é chamado de “choque quase perpendicular”. Um choque em que $\alpha=0^\circ$ é chamado de “choque paralelo”, e um choque onde α é próximo de 0° é um “choque quase paralelo”. Um choque onde $\alpha \approx 45^\circ$ é chamado de “choque oblíquo”. O salto nos campos e as variações de velocidade através de um choque depende de α , assim como do beta de plasma, β e o número de Mach.

2.4.2 Equações de Rankini-Hugoniot

Todos os tipos de choque e certamente todos os tipos de superfícies de descontinuidade em um fluido MHD devem satisfazer as equações de *Rankine-Hugoniot*. Estas equações são relações físicas fundamentais para uma superfície plana de descontinuidade (choque), através das quais há um salto nos campos físicos do lado *upstream* para o *downstream*, ou seja, do lado contrário ao fluxo, denotado com o subscrito u, para o lado do fluxo, denotado com o subscrito d. Essas equações expressam a conservação da massa, de fluxo de momentum tangencial, de energia e de fluxo magnético. Burlaga (1995) apresenta estas equações relativamente a um sistema de referência com origem no choque.

Assumindo que os campos são constantes em ambos os lados do choque, então há variações somente no choque. As grandezas escalares são a densidade ρ e a pressão total P , assumida como sendo isotrópica. As grandezas vetoriais são a velocidade do vento solar \mathbf{v} e ao campo magnético \mathbf{B} . As componentes do campo vetorial ao longo da normal do choque \mathbf{n} são denotadas com o subscrito n, e as componentes perpendiculares a normal do choque pelo subscrito t.

As equações de Rankini-Hugoniot para uma descontinuidade MHD, em relação ao sistema de referencia com a origem, fixo ou se movendo, na superfície da descontinuidade, são como segue.

Conservação da massa:

$$\rho_u v_{un} = \rho_d v_{dn} \quad 2-12$$

Conservação do fluxo de momentum normal:

$$\rho_u v_{un}^2 + P_u + \frac{B_u^2}{8\pi} = \rho_d v_{dn}^2 + P_d + \frac{B_d^2}{8\pi} \quad 2-13$$

Conservação do fluxo de momentum tangencial:

$$\rho_u v_{un} v_{ut} + \frac{B_n B_{ut}}{4\pi} = \rho_d v_{dn} v_{dt} + \frac{B_n B_{dt}}{4\pi} \quad 2-14$$

Conservação da energia:

$$\left(\frac{\rho_u v_u^2}{2} + \frac{5P_u}{2} + \frac{B_{ut}^2}{4\pi} \right) v_{un} - \frac{B_n B_{ut} v_{ut}}{4\pi} = \left(\frac{\rho_d v_d^2}{2} + \frac{5P_d}{2} + \frac{B_{dt}^2}{4\pi} \right) v_{dn} - \frac{B_n B_{dt} v_{dt}}{4\pi} \quad 2-15$$

A conservação do fluxo magnético:

$$B_{un} = B_{dn} = B_n \quad 2-16$$

A condição de campo magnético congelado implica em:

$$B_n (v_{ut} - v_{dt}) = B_{ut} v_{un} - B_{dt} v_{dn} \quad 2-17$$

Se um choque esta se movendo radialmente para longe do Sol com velocidade U_s relativa ao Sol, sendo as velocidades de plasma nos lados *upstream* e *downstream* respectivamente u_1 e u_2 e predominantemente radiais, então a conservação de massa fornece a velocidade do choque em termos da densidade e da velocidade medidas por uma única espaçonave:

$$U_s = \frac{n_2 u_2 - n_1 u_1}{n_2 - n_1} \quad 2-18$$

Onde, n_1 e n_2 são respectivamente as densidades *upstream* e *downstream*.

As equações de Rankini-Hugoniot são essenciais para identificar os choques, calcular sua velocidade e definir que tipo de choque. Contudo, elas requerem o conhecimento da normal do choque e de sua velocidade, pois elas são escritas em um sistema de referencias que se move com a velocidade do choque, orientado ao longo da normal \mathbf{n} .

2.4.2.1 Cálculo da normal do choque

Existem dois métodos de calcular a normal dos choques. O primeiro utiliza medidas dos campos físicos obtidos somente por um satélite. O segundo utiliza medidas do tempo de chegada do choque em dois os mais satélites, juntamente com as equações de Rankini-Hugoniot. Neste trabalho calculamos a normal dos choques utilizando as medidas de somente um satélite.

Teoricamente, pode-se calcular a normal do choque \mathbf{n} a partir de observações do campo magnético por um único satélite usando o teorema da coplanaridade (Colburn and Sonett, 1966). O teorema da coplanaridade diz que \mathbf{B}_u , \mathbf{B}_d e \mathbf{n} estão em um plano. A continuidade da componente normal do campo magnético B_n através do choque implica que $(\mathbf{B}_d - \mathbf{B}_u)$ seja paralelo à superfície do choque. Se \mathbf{B}_{ut} é paralelo a \mathbf{B}_{dt} , então $\mathbf{B}_u \times \mathbf{B}_d$ é também paralelo à superfície do choque. Portanto, $(\mathbf{B}_u \times \mathbf{B}_d) \times (\mathbf{B}_d - \mathbf{B}_u)$ está ao longo da direção normal ao choque. O vetor unitário normal ao choque será portanto

$$\mathbf{n} = \frac{(\mathbf{B}_u \times \mathbf{B}_d) \times (\mathbf{B}_d - \mathbf{B}_u)}{|(\mathbf{B}_u \times \mathbf{B}_d) \times (\mathbf{B}_d - \mathbf{B}_u)|} \quad 2-19$$

A vantagem desse modelo, chamado modelo magnético coplanar, é que necessita somente das medidas do campo magnético antes e depois do choque. A desvantagem é que não é muito preciso, pois as variações do campo magnético através do choque são pequenas, da ordem de 10° , e as incertezas em \mathbf{B} são relativamente grandes devido as flutuações em \mathbf{B} que estão presentes tanto no lado upstream quanto

no lado downstream. O método da coplanaridade magnética não funciona para choques paralelos, pois $\mathbf{B}_u \times \mathbf{B}_d = 0$ e é muito impreciso para choques quase paralelos.

2.4.3 Choques perpendiculares

Um choque MHD perpendicular rápido é aquele em que o campo magnético é perpendicular à normal antes e depois do choque; deste modo $B_n = 0$. A única onda que se propaga perpendicular à \mathbf{B} é a onda magnetossônica. O fluxo entra com um velocidade maior que a velocidade magnetossônica e sai com uma velocidade menor que a velocidade magnetossônica. Portanto, o choque propaga-se supermagnetosonicamente.

Para um choque perpendicular, o fluxo de massa e a equação de campo congelado darão:

$$\frac{\overline{B}_d}{\overline{B}_u} = \frac{Np_d}{Np_u} \quad 2-20$$

que nos diz que a direção do campo magnético não muda através de um choque perpendicular.

2.4.4 Choques paralelos

Um choque MHD rápido paralelo é aquele cuja normal é paralela a \mathbf{B} . como $\mathbf{B} = B_n \mathbf{n}$ é o mesmo em ambos os lados do choque, nem a direção nem a intensidade do campo magnético variam através do choque paralelo. Neste tipo de choque existem duas velocidades características, a velocidade do som, Equação 2-5, e a velocidade de Alfvén., velocidade característica do meio, que é dada por:

$$V_A = \frac{B_u}{\sqrt{\mu_0 \rho_u}} \quad 2-21$$

onde B_u : campo magnético no lado upstream e ρ_u : densidade de plasma do lado upstream.

Se a velocidade do som é maior que a velocidade de Alfvén à frente de choque, a velocidade do som é dominante e o choque é como se fosse um choque da dinâmica dos

fluidos, com um fluido entrando mais rapidamente que a velocidade do som e saindo mais lentamente que a velocidade do som. O fluxo é super-Alfvénico em ambos os lados do choque.

Se a velocidade de Alfvén é maior que a velocidade do som à frente do choque, existem três possibilidades. Um choque paralelo ao gás entrando super-Alfvénicamente e saindo sub-Alvenicamente provavelmente não ocorre na natureza (Jeffrey e Tuniuti, 1964). Um choque paralelo com o gás entrando supersonicamente e super-Alfvénicamente e saindo subsonicamente e super-Alfvénicamente é permitido. Finalmente, o gás pode entrar supersonicamente e sub-Alfvénicamente e sair subsonicamente e sub-Alfvénicamente ou super-Alfvénicamente.

Para um choque paralelo, $v_{ut} = v_{dt}$, assim não existe coplanaridade da velocidade. O campo magnético não entra nas equações de Rankini-Hugoniot, tornando-se idênticas as equações de fluidos, exceto pela pressão que pode ser anosotrópica.

2.4.5 Número de Mach

Como discutimos anteriormente, a razão entre a velocidade do fluxo e a velocidade característica do meio é denominada número de Mach. Para choques no meio interplanetário, o seu número de Mach será calculado através da razão entre a velocidade relativa entre o choque e o vento solar e a velocidade característica, velocidade magnetossônica ou Alfvênica. A velocidade da onda magnetossônica é dada por:

$$V_{MS} = \sqrt{\left(\left(\frac{1}{2} \right) \cdot (V_A^2 + C_S^2) \pm \left((V_A^2 + C_S^2)^2 - 4C_S^2 \cdot V_A^2 \cos^2(\alpha) \right)^{1/2} \right)} \quad 2-22$$

assim a equação para determinarmos o número de Mach Alfvênico é dada pela razão entre a velocidade diferencial do choque em relação à velocidade do vento solar no lado upstream pela velocidade Alfvênica:

$$M_A = \frac{|U_S - u_u|}{V_A} \quad 2-23$$

similarmente, o numero de Mach Magnetossonico é dado por:

$$M_A = \frac{|U_s - u_u|}{V_{MS}}$$

2-24

O número de Mach indica a intensidade do choque, e é uma medida da quantidade de energia processada pelo choque; quanto maior o número de Mach, mais dramático será o choque.

2.4.6 Possíveis origens para ondas de choque no espaço interplanetário

O meio interplanetário é permeado pelo vento solar, um plasma magnetizado sem colisões onde o empilhamento de ondas não lineares pode ocorrer e gerar choque. O vento solar favorece a ação das forças Coulombianas de longo alcance. Essas forças exercem no meio interplanetário, um papel semelhante ao das colisões. Colisões em um gás ordinário servem para transferir momentum e energia entre as moléculas, além de fornecerem o acoplamento para que a onda sonora, meio básico de transferência de informação, exista (Burgess, 1995). Em um plasma sem colisões, tal acoplamento colisional está ausente, pois o livre caminho médio entre as colisões é muito maior que o sistema (Kivelson e Russell). No caso do plasma interplanetário o livre caminho médio na órbita da Terra é da ordem da distância Terra-Sol (1 Unidade Astronômica, $1,49598 \times 10^8$ Km).

As estruturas interplanetárias podem ser geoefetivas ou não, isto é, quando elas interagem com a magnetosfera da Terra, podem causar tempestades magnéticas, especialmente se um componente intenso para o sul e de longa duração do campo magnético estiver presente. Como as ondas de choque têm uma maior extensão espacial do que as estruturas interplanetárias que as geram, é comum que espaçonaves próximas à órbita da Terra observem apenas o choque, mas não a ejeção que o impulsiona ou induz. Entretanto, o choque pode ter efeitos geoefetivos, especialmente impulsos súbitos e ondas MHD/micropulsões dentro da magnetosfera terrestre (Nishida, 1978; Kivelson e Russell, 1995; Echer et al., 2003).

Se as bordas laterais da frente de choque passam por uma espaçonave, pode ocorrer que nenhum sinal do gás propulsor ejetado do Sol seja detectado, devido à

menor extensão espacial da ejeção, o que explica muitos eventos em que se detecta a frente de choque próximo a Terra, mas não a ejeção (Schwenn, 1986). Também existe a possibilidade de que alguns choques sem o sinal do gás propulsor sejam realmente as ondas de explosão de Parker (1961), criados por uma repentina liberação de energia, sem ejeção material adicional, em uma configuração de campo coronal pré-existente. Outra possibilidade é de que a variação rápida da área de buracos coronais possa gerar perturbações de choque no meio interplanetário (Hewish e Bravo, 1986). Bravo et al. (1991) apresentaram evidências teóricas e observacionais de que buracos coronais de baixa latitude, instáveis, poderiam ser em algumas circunstâncias, fontes de choques interplanetários. Desta forma, choques poderiam ser produzidos por buracos coronais quando mudanças suficientemente rápidas na geometria de seus tubos de fluxos ou em sua área efetiva ocorressem (Bravo et al., 1991). Outras fontes de choques observadas no vento solares são as Regiões de Interação Corrotantes (RIC ou RI), quando a compressão do vento solar mais lento pelos feixes rápidos emitidos de buracos coronais provoca o desenvolvimento de choques, principalmente do tipo reverso em 1UA, e mais raramente do tipo frontal rápido (Burlaga, 1995). As RIs são caracterizadas por campo magnético flutuante e produzem geralmente tempestades fracas/moderadas. As ejeções solares constituem-se de material coronal expelido do Sol, que se propaga através do meio interplanetário. As ondas de choque detectadas próximo à órbita da Terra são causadas principalmente por ejeções coronais de massa interplanetário, ECMIs. Se a velocidade relativa entre os remanescentes interplanetários da ejeção solar e do vento solar é maior que a velocidade característica do meio (magnetossônica) uma onda de choque pode se formar. A velocidade magnetossônica rápida no vento solar é cerca de 50-70 Km/s (Gonzales et al, 1999).

Segundo Gosling et al (1990), no seu estudo do período de 1979-1982, em cerca de metade de todos os eventos de choque a Terra não se encontra a ECMI diretamente, presumivelmente porque a perturbação de choque típica é mais larga que a ECMI que a induz, e cerca de metade das ECMIs, distinguidas por eventos de contra-fluxo de elétrons, não velocidade alta o suficiente, relativamente ao vento solar ambiente, para produzir perturbações de choques. Ainda deve-se considerar que um indutor de choque possui vários sinais característicos e comumente um destes sinais não é facilmente identificado, sendo necessário analisar vários sinais característicos para certificar-se da presença ou não do indutor (Richardson e Cane, 1993). Para um indutor de choque ser

observado, ele deve se estender em longitude sobre pelo menos a separação angular entre a fonte solar e a Terra.

2.4.7 A Espaçonave ACE

A espaçonave ACE, Advanced Composition Explorer, está em missão desde 25 de agosto de 1997 e sua principal tarefa é fazer medições da composição de partículas energéticas provenientes do Sol, da Heliosfera e da Galáxia. Sua órbita é ao redor Terra/Sol localizada no ponto lagrangeano L1, onde as forças gravitacionais da Terra e do Sol são equivalentes e se anulam. Possui massa de 785 Kg incluindo 196Kg de combustível, suficiente para lhe manter em órbita até 2019, não ocorrendo imprevistos na órbita. Possui quatro placas fixas receptoras de energia Solar, com potencia de 443W. Instrumentação: Oito instrumentos que medem plasma e composição de partícula energética, e um para que meça o campo magnético interplanetário, MAG. (Stone et al, 1998, Space Science Reviews).

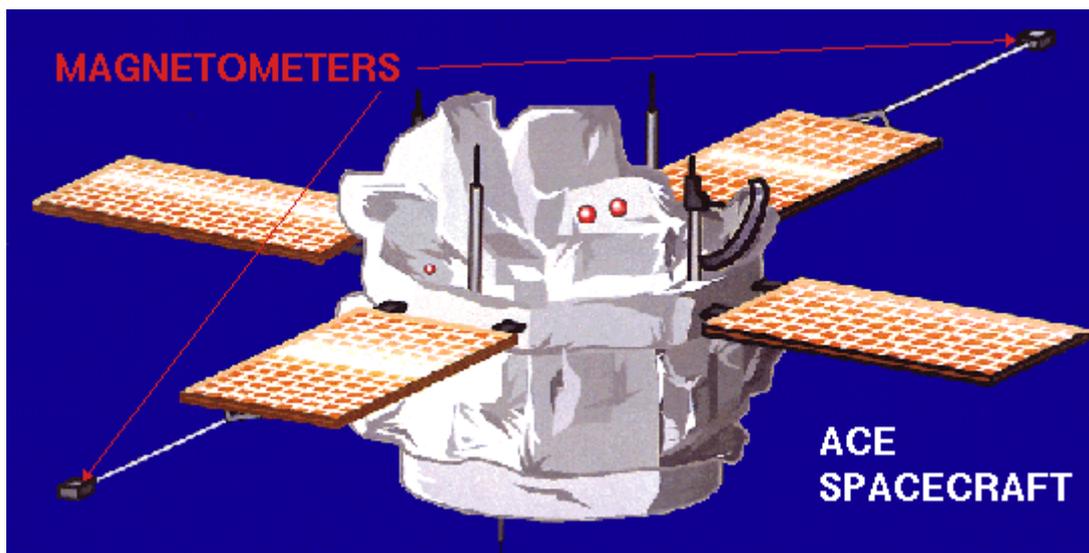


FIGURA 2.7- Ilustração da espaçonave ACE demonstrando os magnetômetros.

FONTE: <http://www-ssg.sr.unh.edu/mag/ace/images/ace_mag.gif>

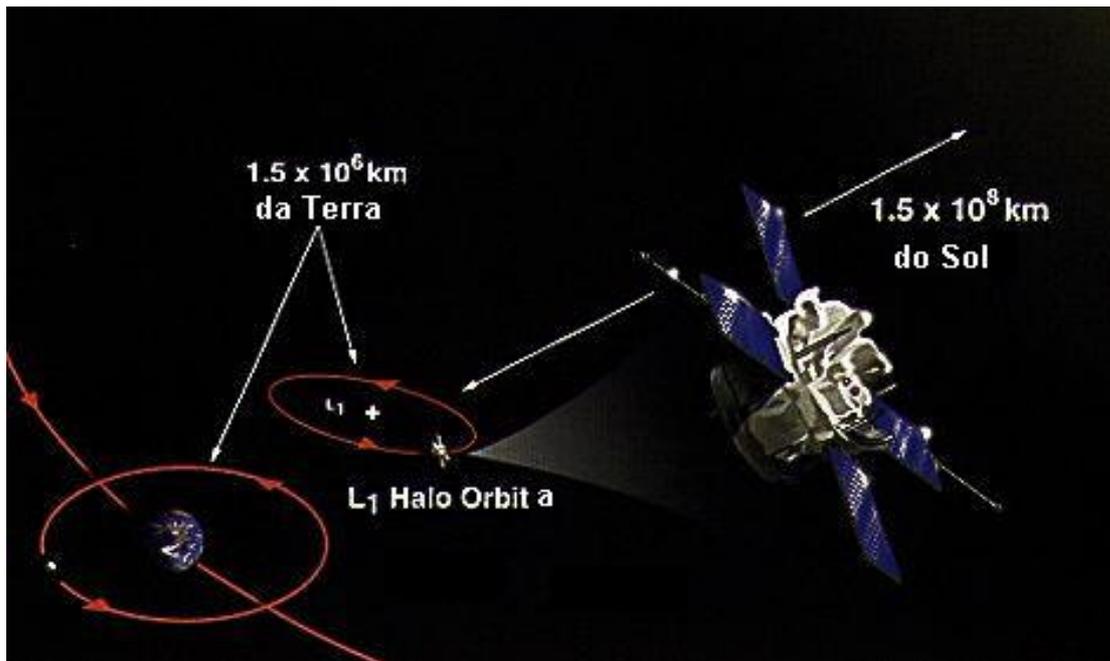


FIGURA 2.8 – Representação da órbita da espaçonave ACE.

FONTE: Adaptado de <http://swepam.lanl.gov/>

CAPÍTULO 3

MATERIAIS E MÉTODOS UTILIZADOS PARA ANÁLISE DOS DADOS

Foram utilizados dados de plasma e campo magnético do meio interplanetário fornecidos pela sonda ACE - Advanced Composition Explorer disponíveis em: <<http://www.srl.caltech.edu/ACE/ASC/level2/index.html>> com resolução temporal de 64 segundos. Para a familiarização da bolsista com os dados interplanetários de plasma e campo magnético foi utilizado o software Origin, o qual possibilitava a visualização das tabelas correspondentes aos valores das medidas dos parâmetros interplanetários e a identificação de cada coluna correspondente de acordo com a lista abaixo e conforme pode ser observado na FIGURA 3.1.

O Programa desenvolvido para elaboração dos gráficos, encontra-se detalhado no Apêndice A.

Com análise das figuras obtidas com a utilização do programa acima, podemos classificá-los em choques Frontais, Rápidos ou Lentos; Reversos, Rápidos ou Lentos, de acordo com a variação dos parâmetros. Segundo Echer et al, os perfis de cada choque seguem como na FIGURA 3.3.

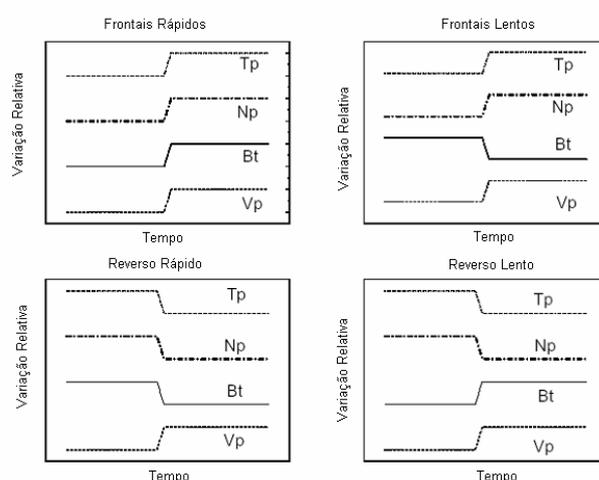


FIGURA 3. 1 - Diagrama ilustrando os perfis de quatro tipos diferentes de choques: Frontais Rápidos, Frontais Lentos, Reversos Rápidos e Reversos Lentos, com a respectiva variação nos parâmetros de plasma e campo magnético interplanetário.

FONTE: Adaptado de Echer et al, 2003.

Na análise das variações de parâmetros utilizamos o seguinte método:

Primeiro observamos onde se encontra a variação súbita dos parâmetros. Então dividimos os gráfico em 3 janelas distintas de 10 minutos cada, o intervalo de turbulência na chegada do choque (S), outra antes da chegada do fluxo (U) e uma última depois do fluxo (D). Como pode ser observado na FIGURA 3.4.

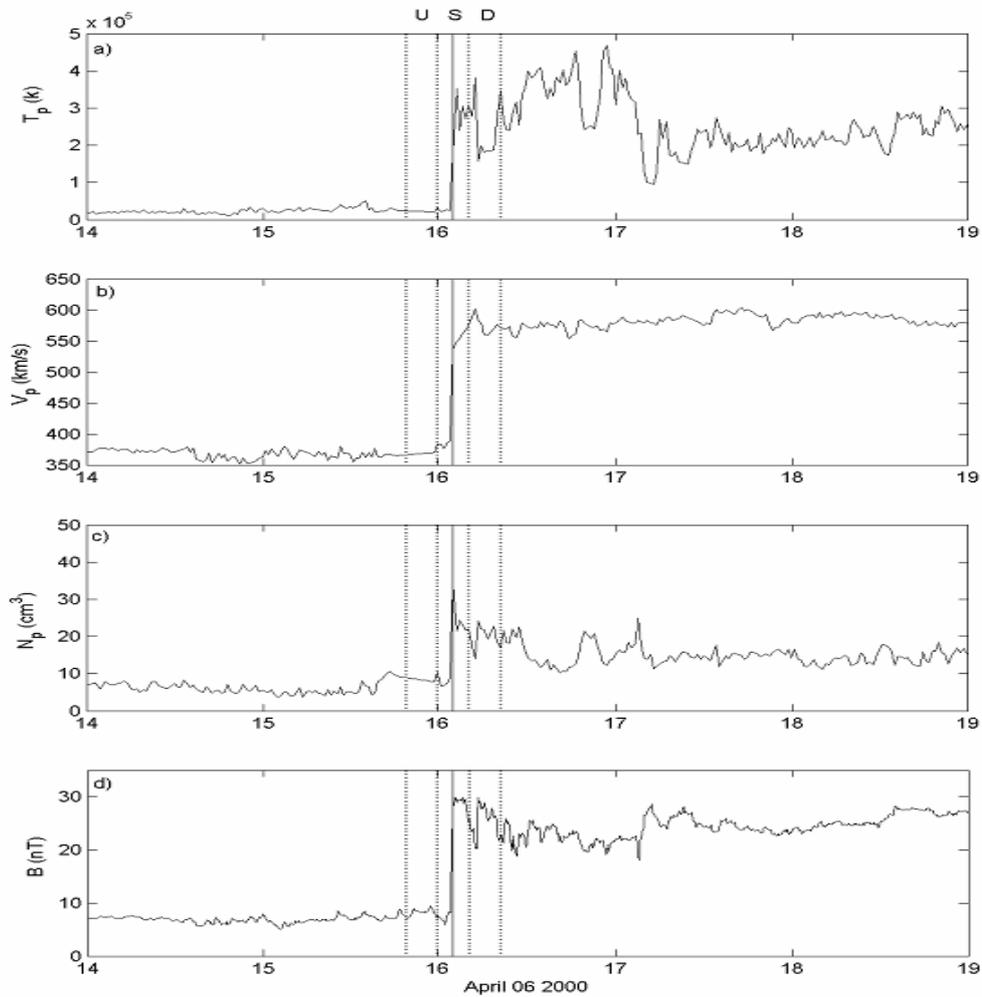


FIGURA 3. 2 - Mostra a divisão do gráfico em 3 janelas, as linhas representam as regiões upstream (U), Choque (S) e downstream (D). Este método foi utilizado para o cálculo da variação dos parâmetros.

FONTE: Echer et al, 2003.

A partir deste fato fizemos cálculos do valor médio de cada parâmetro e determinamos as variações dos parâmetros de plasma e campo magnético, e seus respectivos erros de desvio padrão da média,

$$\sigma = \sqrt{\frac{1}{n-1} \sum_{i=1}^n (X_i - \bar{X})^2} \quad 3.1$$

Onde n é o número de dados utilizados no caso 10, X é o valor da variável e \bar{X} é a média aritmética entre os valores utilizados.

No cálculo da incerteza da ortogonalidade do choque utilizamos a seguinte equação:

$$\sigma_{rx} = r_x * \left(\frac{\sigma_{xu}}{xu} + \frac{\sigma_{xd}}{xd} \right) \quad 3.2$$

onde r_x é a razão entre duas grandezas, N_p ou B , xu e xd , são os valores de uma grandezas, respectivamente antes e depois do choque, σ_{xu} e σ_{xd} são os erros dos valores médios, respectivamente antes e depois do choque. Posteriormente calculamos a intensidade de cada evento com as equações de Rankine-Hugoniot, previamente citadas.

CAPÍTULO 4

RESULTADOS E ANÁLISE

4.1 Atividade do bolsista

No período referente a execução deste projeto, na área de ondas de choque no meio interplanetário, a bolsista desenvolveu no Laboratório de Clima Espacial e Previsão de Tempestades Geomagnéticas do Centro Regional Sul de Pesquisas Espaciais – CRSPE/INPE – MCT, no âmbito da parceria INPE/MCT – UFSM, através do Laboratório de Ciências Espaciais de Santa Maria – LACESM/CT– UFSM, as seguintes atividades:

- A bolsista realizou revisão da literatura especializada, em artigos, revistas e livros, indicados pelo Orientador, para familiarização com a fenomenologia relacionada;
- Realizou a aquisição e processamento dos dados, de plasma e campo magnético da Sonda ACE e WIND via Internet;
- A bolsista realizou, em cooperação com J.F. Savian; S. M. da Silva; C. R. Braga; A. Dal Lago; E. Echer e N. J. Schuch, o trabalho **“ESTIMATIVA DO TEMPO DE PROPAGAÇÃO NO MEIO INTERPLANETÁRIO DAS ONDAS DE CHOQUES TRANSIENTES, DESDE O SOL ATÉ A ÓRBITA DA TERRA (1UA)”** e apresentou-o no Congresso Regional de Iniciação Científica de Tecnologia e Engenharia – CRICTE 2006 realizado na cidade de Foz do Iguaçu – PR. A bolsista recebeu o prêmio de melhor trabalho apresentado em sua seção;
- A bolsista realizou, juntamente com J.F. Savian; S. M. da Silva; C. R. Braga; E. Echer e N. J. Schuch, o trabalho **“A COMPARISON OF FAST AND SLOW INTERPLANETARY SHOCK PARAMETERS OBSERVED NEAR EARTH”** e o apresentou no 8^o Encontro Brasileiro de Física dos Plasmas ocorrido em Novembro de 2005 na cidade de Niterói – RJ;

- A bolsista foi aceita para participar da “International Advanced School on Space Weather” de 2-19 maio de 2006, no The Abdus Salam International Centre for Theoretical Physics em Trieste, Itália.
- Foi submetido e aceito com alterações o artigo **“POSITIVE AND NEGATIVE SUDDEN IMPULSES CAUSED BY FAST FORWARD AND REVERSE INTERPLANETARY SHOCKS”** sob autoria de V.F.Andrioli, J.F.Savian, E.Echer e N.J. Schuch, na Revista Brasileira de Geofísica na seção especial Low Latitude Aeronomy em Janeiro de 2006.
- A bolsista participou da II Escola de Inverno de Física, promovida pela Pós-Graduação em Física da Universidade Federal de Santa Maria, no período de 08 a 10 de agosto de 2005 com carga horária de 20h.
- Apresentou o trabalho **“SICINPE-2005: DETERMINAÇÃO DE PARÂMETROS INTERPLANETÁRIOS DE ONDAS DE CHOQUE”**, na Jornada Acadêmica Integrada 2005, que por motivos da greve nas universidades federais, foi realizada de 08-10 março de 2006 na Universidade Federal de Santa Maria.
- A bolsista, juntamente com Samuel M. da Silva, Ezequiel Echer e Nelson J. Schuch, colaborou com a redação do trabalho: **“ANALYSIS OF INTERPLANETARY SHOCK PARAMETERS AT SEVERAL HELIOCENTRIC DISTANCES”**. No 11th Quadrennial Solar Terrestrial Physics Symposium “Sun, Space Physics and Climate” realizado no Rio de Janeiro, Brazil de 6 a 10 de março de 2006.

4.2 Redução e análise dos dados

Durante o decorrer deste projeto a bolsista vem se dedicando no estudo e análise dos dados de:

- *Densidade de plasma* N_p (cm^{-3}), medida do número de prótons H^+ presentes em cada centímetro cúbico do plasma;
- *Temperatura* T_p (K), medida da temperatura do vento solar em Kelvin;
- *Velocidade* VSW (Km/s); medida da velocidade média do vento solar, em quilômetros por segundo;
- *Campo magnético interplanetário* B (nT), medida da intensidade do módulo do campo magnético interplanetário em nano, 10^{-9} , Testa.

Com a análise dos dados mencionados acima, a bolsista pode realizar vários estudos sobre os choques interplanetários.

4.2.1. Cálculo da estimativa do tempo de propagação dos choques transientes do Sol até a órbita da Terra

Para o cálculo da estimativa do tempo de propagação dos choques transientes do Sol até a órbita da Terra foram utilizados resultados apresentados em A. Dal Lago et. al (2004), para compararmos com o método empregado em nosso trabalho. Foram analisados na realização deste trabalho, 29 eventos.

Em A. Dal Lago et. al (2004) encontramos a seguinte relação, entre a V_{eje} , velocidade da ejeção coronal de massa, e V_{tr} , velocidade de transito do choque: $V_{\text{eje}} = 0,54V_{\text{tr}} + 161\text{km/s}$. Em nossa análise utilizamos a velocidade de transito do choque, ou seja, a velocidade media entre a primeira imagem da CME observada no instrumento LASCO C2, do satélite SOHO, e o pico do choque, provocado por essa CME, identificado no satélite ACE ou WIND, no ponto L1 (A. Dal Lago et. al 2004). Essa velocidade V_{tr} foi comparada com a velocidade U_s , velocidade instantânea do choque calculada por uma única espaçonave.

Primeiro comparamos os histogramas das duas velocidades, onde podemos observar através da Figura 4.2.1. 1. que a velocidade V_{tr} é, em geral, maior que a velocidade U_s .

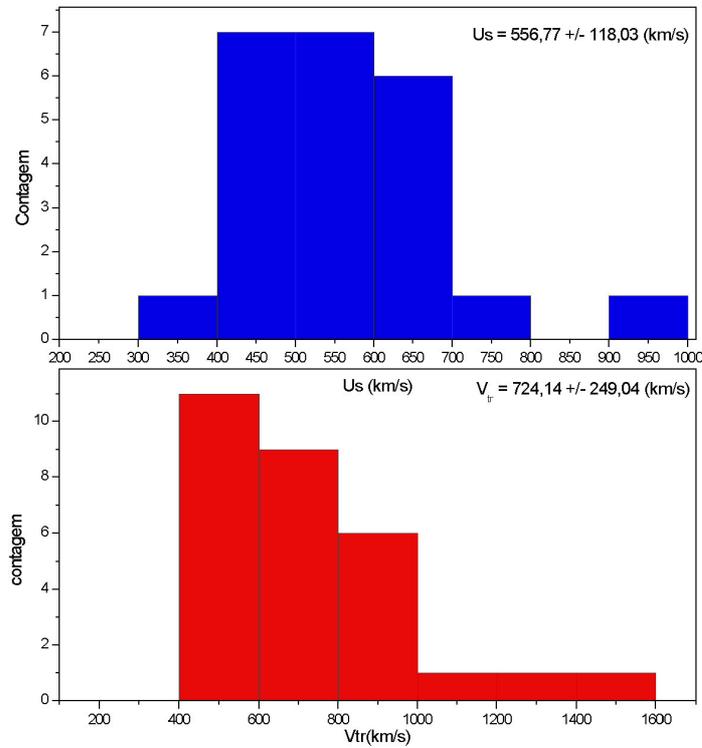


Figura 4.2.1. 2 : Histograma comparando a velocidade U_s e a velocidade de transito V_{tr} .

Calculamos o tempo de propagação dos choques pelas duas velocidades, adotando que o espaço percorrido pelo choque, do Sol a órbita, é de uma unidade astronômica (150 milhões de quilômetros). Para isso supomos que U_s seria a velocidade media de propagação do choque do Sol a Terra. Assim, como era esperado, o tempo médio de propagação do choque calculado através de V_{tr} é menor que o tempo calculado por U_s , veja Figura 4.2.2.

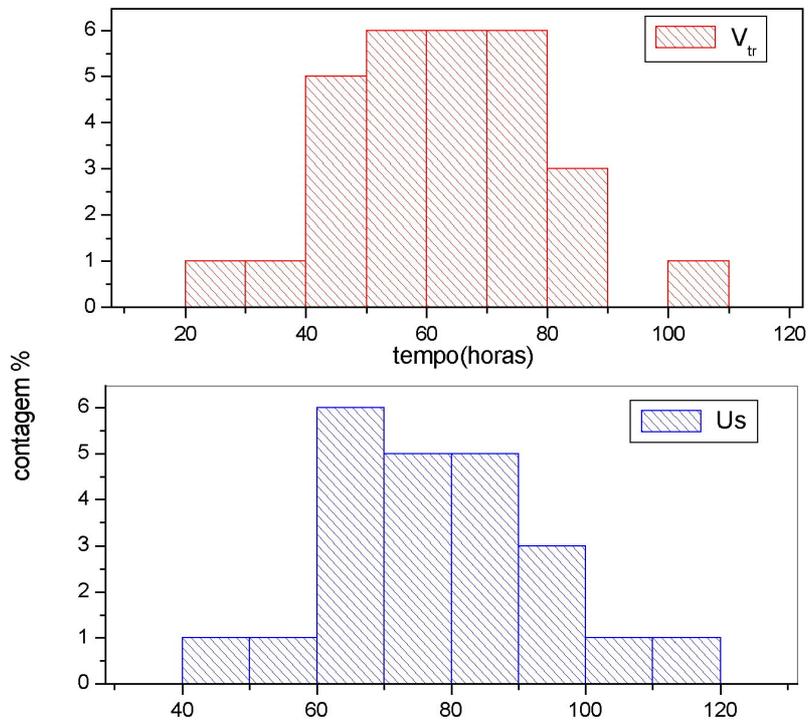


Figura 4.2.1.3: Histograma comparando os tempos de propagação em azul V_{tr} , ejeção coronal de massa, e em vermelho U_s , choque interplanetário.

Relacionamos V_{tr} com U_s e encontramos a equação:

$$V_{tr} = 250,21 + 0,78U_s \pm 148 \text{ (km/s)}$$

O gráfico do ajuste linear entre as duas velocidades pode ser visto na Figura 4.2.3.

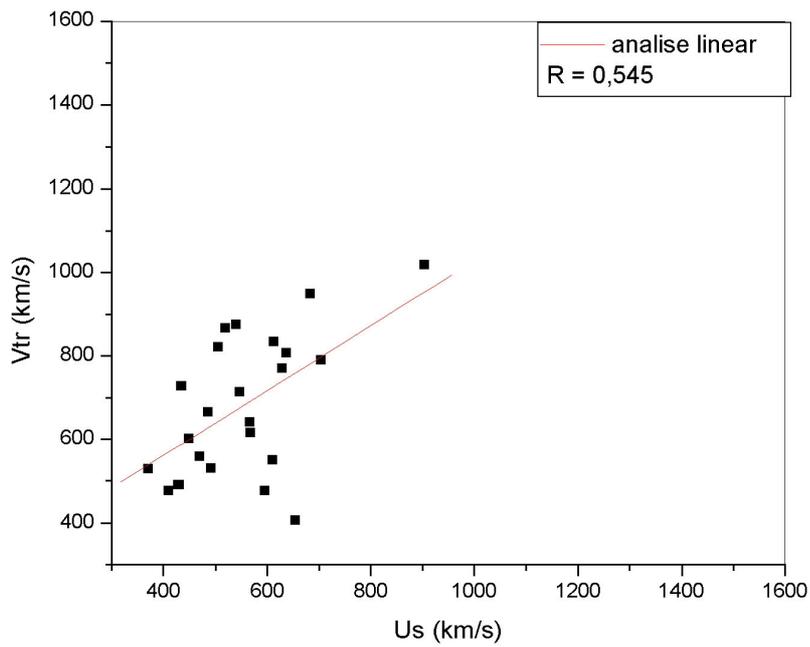


Figura 4.2.1. 4: Relação entre a velocidade de transito e a velocidade instantânea do choque U_s .
 Obtivemos a equacao $V_{tr} = 250,21 + 0,78U_s \pm 148$ (km/s)

Uma relação semelhante foi realizada com os tempos de propagação. Encontramos a equação:

$$T_{tr} = 52,28 + 0,39U_s \pm 14 \text{ (h)}$$

O gráfico deste ajuste linear pode ser observado na Figura 4.2.4.

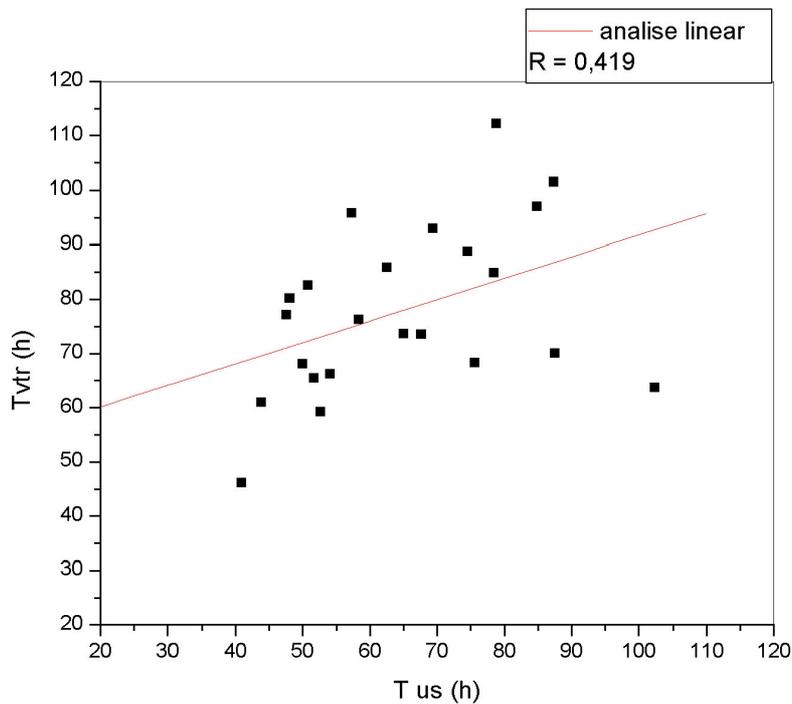


Figura 4.2.1. 5 : Relação entre a velocidade de transito e a velocidade instantânea do choque U_s . Obtivemos a equação $T_{tr} = 52,28 + 0,39U_s \pm 14$ (h).

4.2.2. Comparação entre choques frontais rápidos e lentos com parâmetros observados próximos da Terra

As variações descontínuas nos parâmetros de plasma e campo magnético do vento solar, ou seja, os choques interplanetários, têm basicamente duas origens: a interação de feixes de alta e baixa velocidade do vento solar nas regiões de interação corrotantes e os remanescentes interplanetários das ejeções coronais de massa, como já mencionado anteriormente na revisão teórica. Podemos identificar a ocorrência desses choques através da análise dos parâmetros interplanetários de plasma, (densidade de prótons, temperatura e velocidade do vento solar) e de campo magnético, a partir de observações “in-situ” no vento solar.

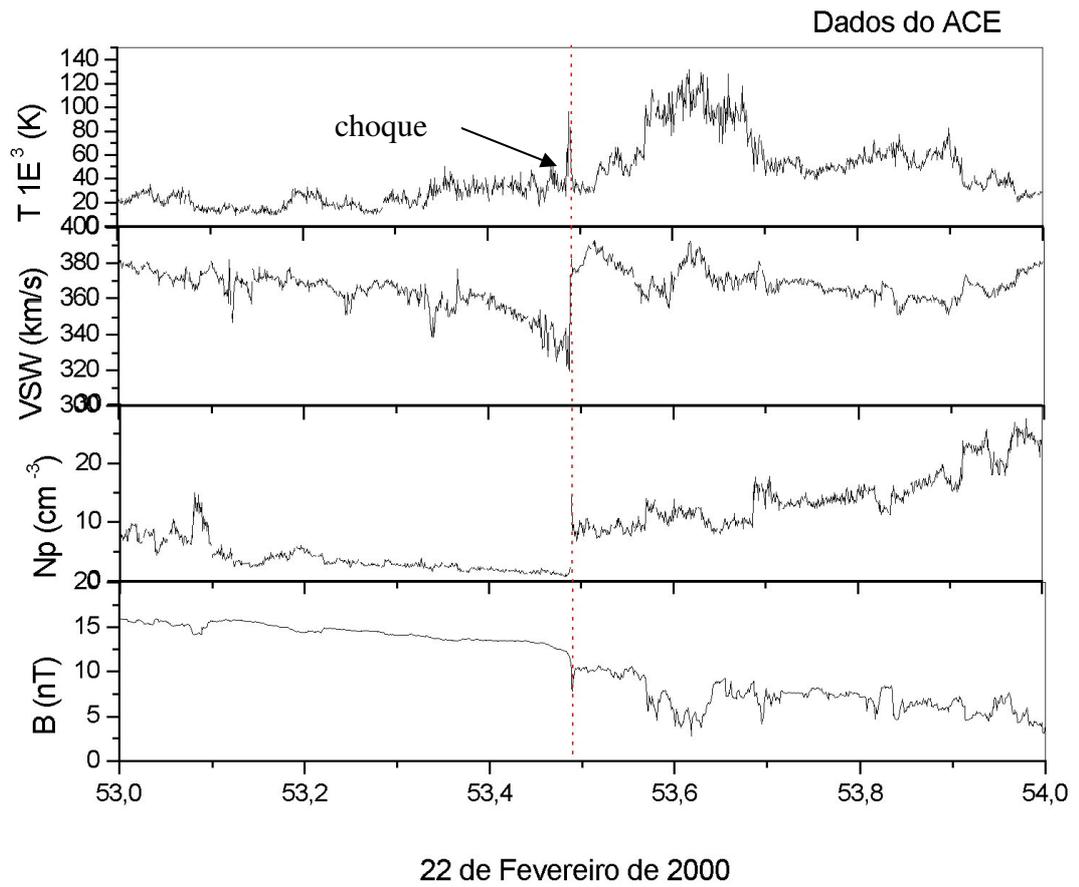


Figura 4.2. 2.1 : Exemplo do perfil de um choque frontal lento, ocorrido em 22 de fevereiro de 2000.

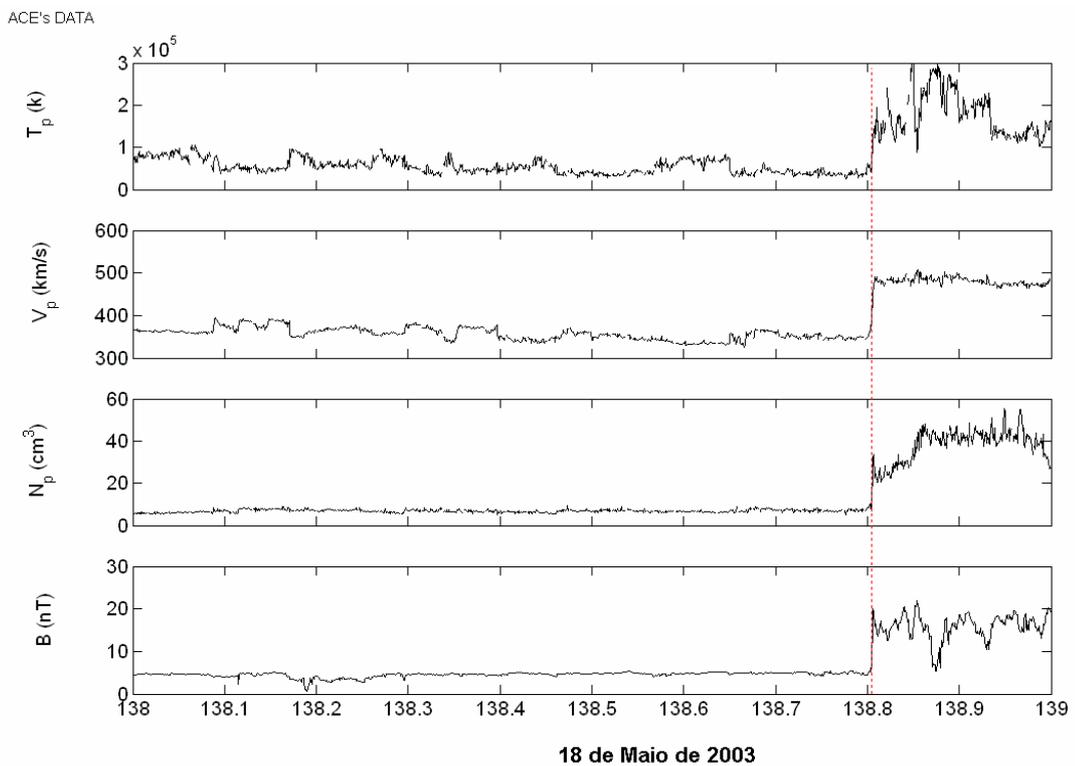


Figura 4.2. 2.2 : Exemplo do perfil de um choque frontal rápido, ocorrido em 18 de maio de 2003.

Utilizamos dados dos sensores de plasma e campo magnético da sonda ACE e WIND. Identificamos o perfil de choque de acordo com as variações dos parâmetros de plasma MHD, rápidos ou lentos, e de acordo com o tipo de propagação, frontais ou reversos. São feitas comparações entre os parâmetros de plasma do vento solar upstream, antes da chegada do fluxo causador do choque, de choques frontais rápidos versus os do tipo choques frontais lentos, para analisar possíveis discrepâncias entre os tipos de choques. Com o objetivo de observar possíveis influências da atividade solar nos perfis e variações dos parâmetros de choques o período utilizado para análise foi o de declínio de Ciclo Solar 23 (2002-2003).

Nas figuras abaixo apresentadas, mostramos histogramas comparando os dois tipos de choque, em vermelho os choques do tipo frontais rápidos e em azul os choques do tipo frontais lentos.

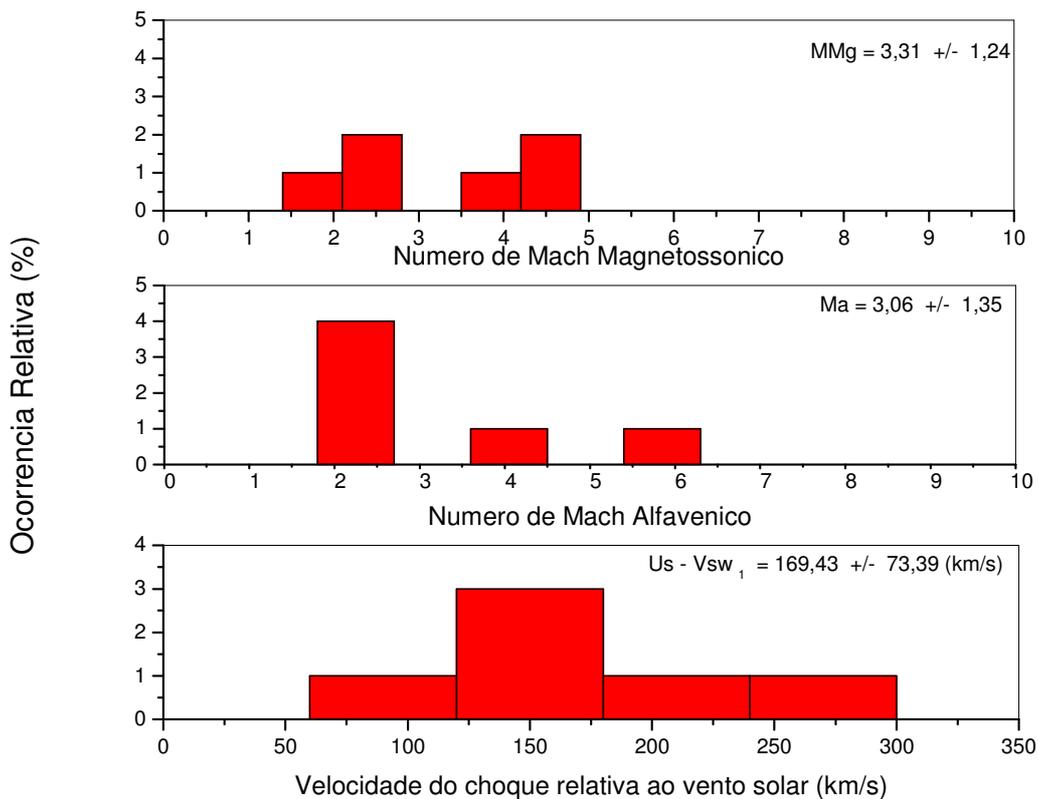


Figura 4.2.2.3 : Histogramas para o número de Mach magnetossônico, número de mach alfavênico e velocidade relativa do choque, nos choques frontais rápidos.

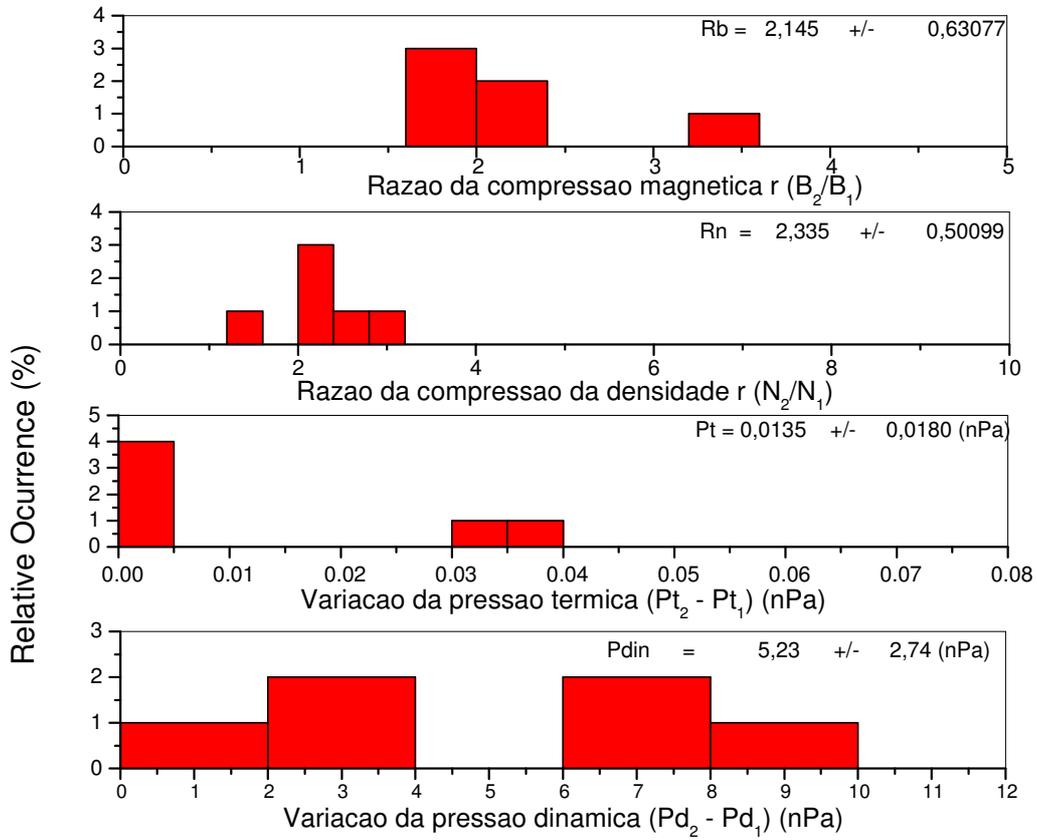


Figura 4.2. 2.4: Histograma mostrando a razão da compressão magnética, razão da compressão da densidade, variação da pressão térmica e da pressão dinâmica através dos choques frontais rápidos.

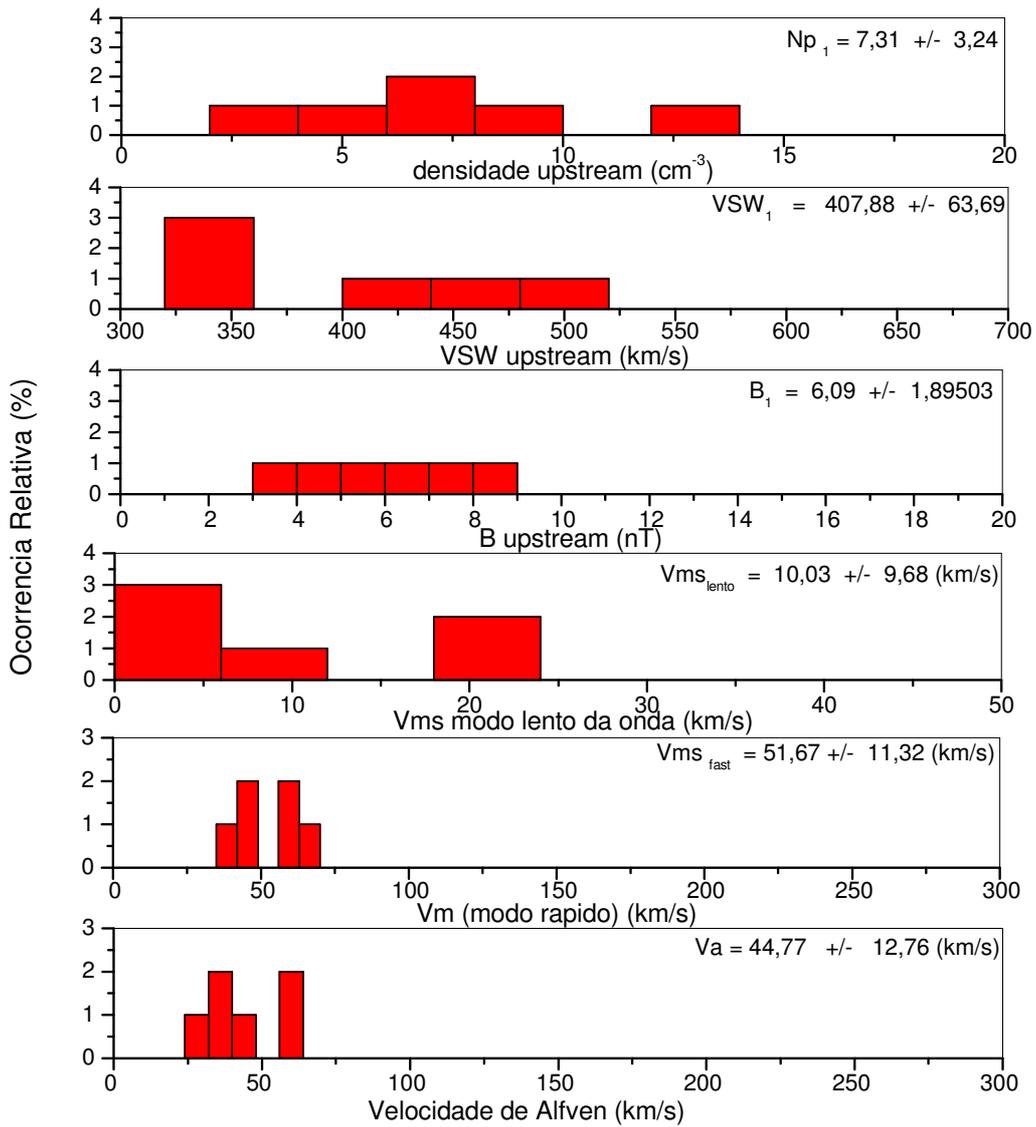


Figura 4.2.2.5: Histograma para: densidade, VSW e campo magnético upstream, velocidade magnetossonica do modo rápido e lento da onda e velocidade de Alfven dos choques frontais rápidos.

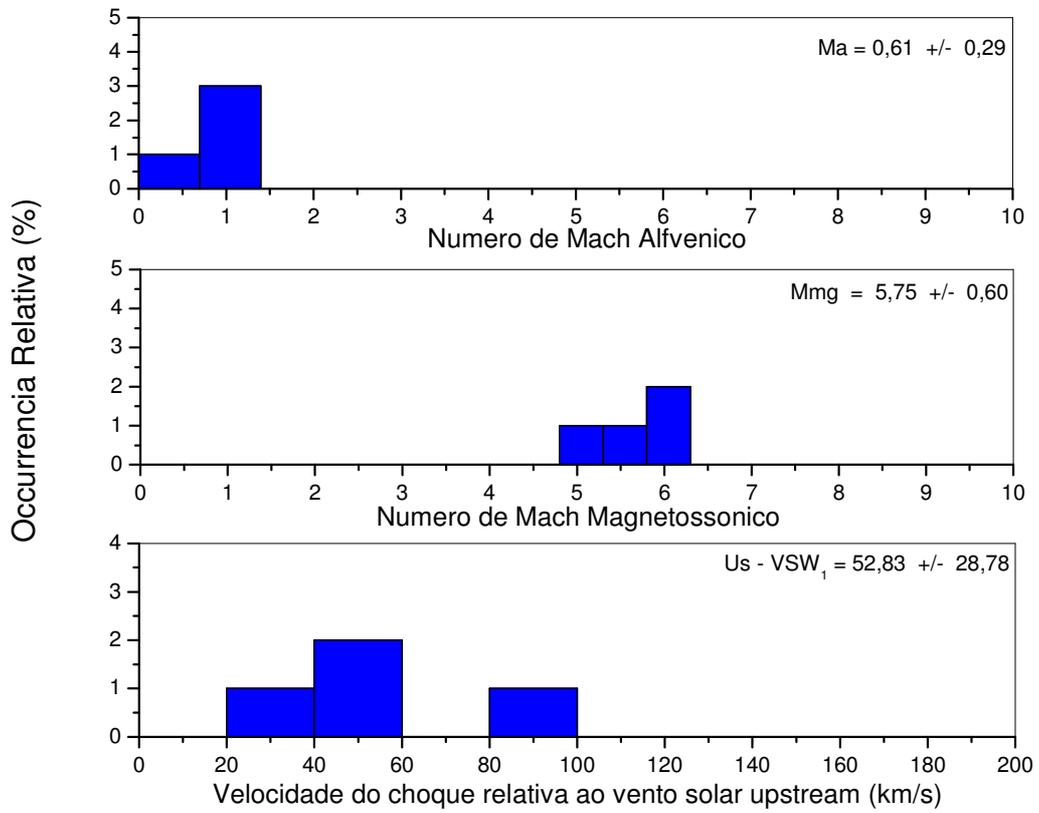


Figura 4.2.2.6: Histogramas para o número de mach magnetosônico, número de mach alfvênico e velocidade relativa do choque, nos choques frontais rápidos.

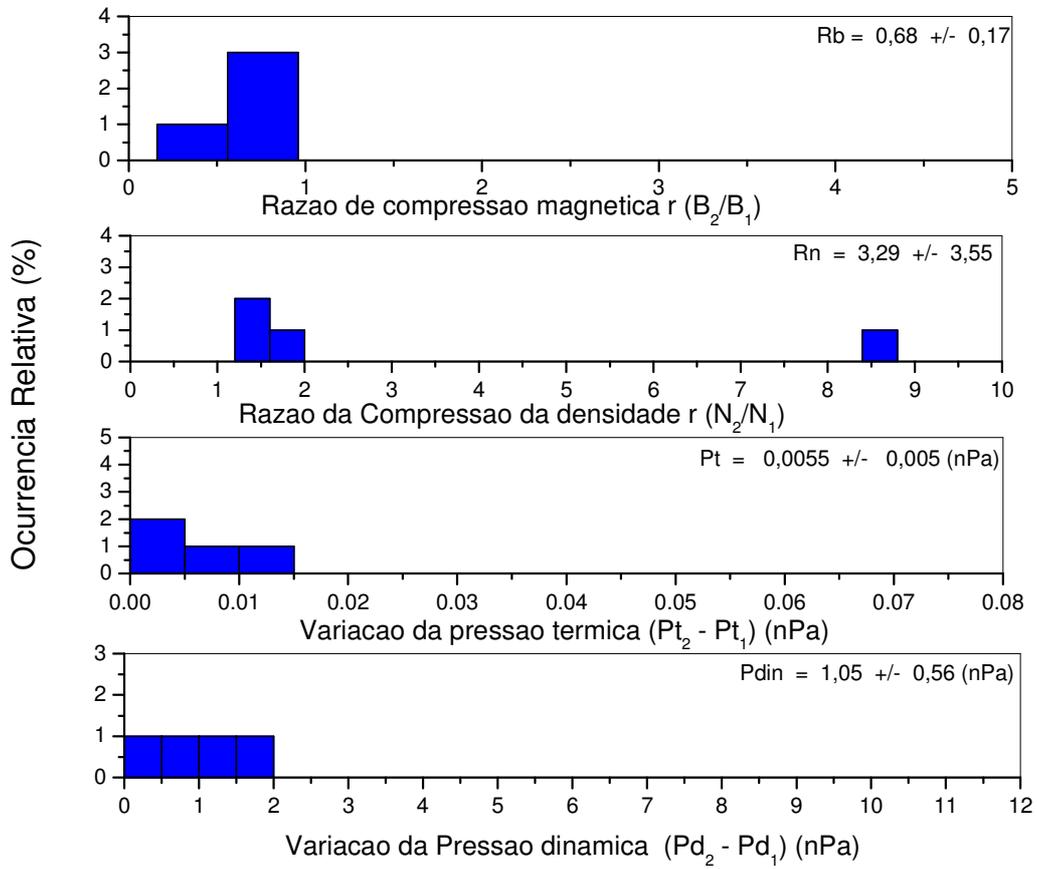


Figura 4.2.2.7: Histograma mostrando a razão da compressão magnética, razão da compressão da densidade, variação da pressão térmica e da pressão dinâmica para os choques frontais lentos.

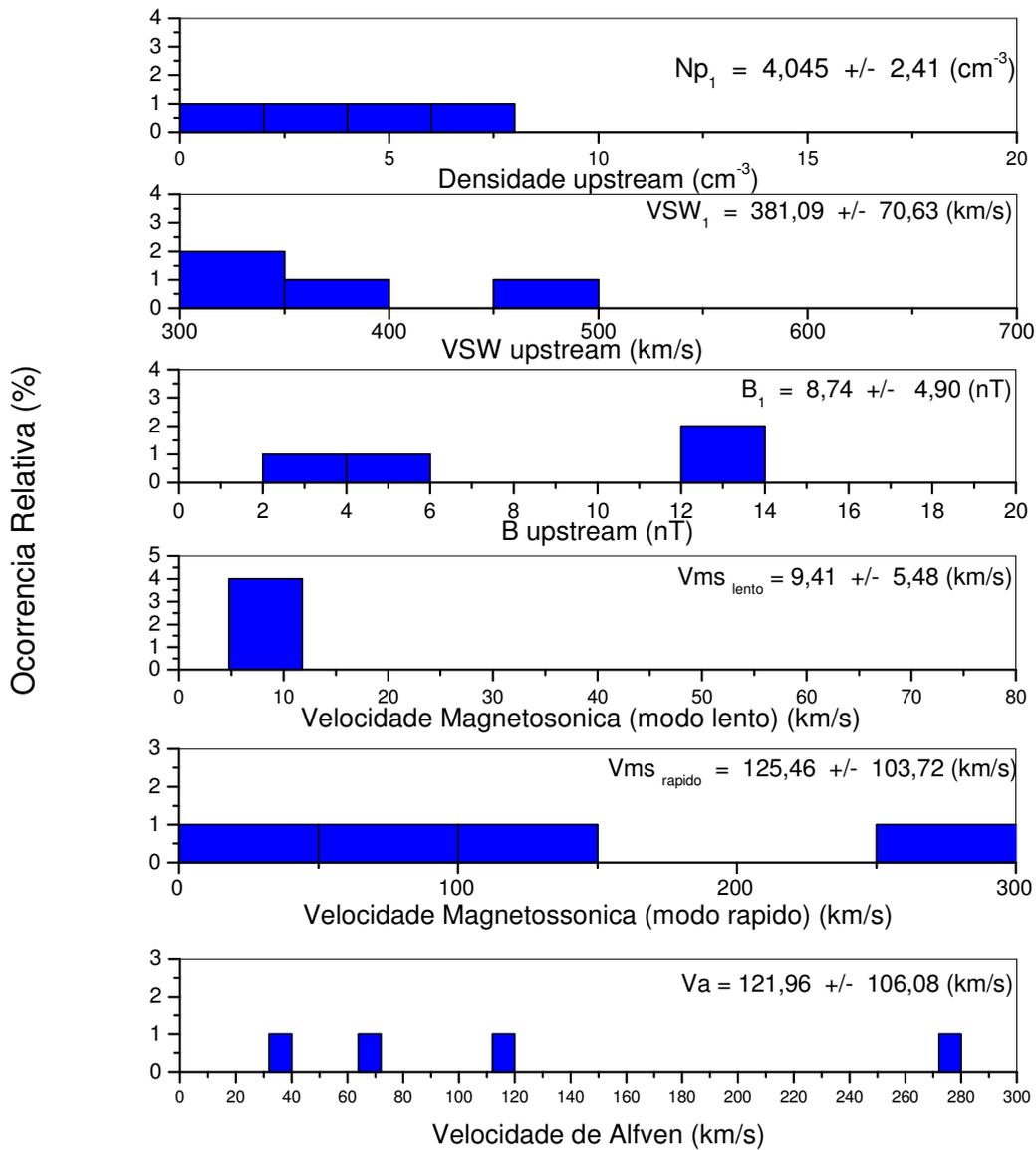


Figura 4.2.2.8: Histograma para: densidade, VSW e campo magnético upstream, velocidade magnetossônica do modo rápido e lento da onda e velocidade de Alfvén dos choques frontais lentos.

4.2.3. Impulsos súbitos positivos e negativos causados por choques interplanetários dos tipos frontal e reversos rápidos

A magnetopausa é a camada limite que separa as regiões de plasma espaciais através do campo magnético da Terra das regiões de domínio do campo magnético interplanetário. Esta interface contém uma corrente elétrica – a corrente Chapman Ferraro (Nishida, 1978; Russell, 1990). A posição da magnetopausa é

determinada pelo balanço da pressão. A pressão dinâmica do vento solar (ρv^2) é balanceada pela pressão magnética ($B^2/2\mu_0$) na localização da magnetopausa.

Quando um choque interplanetário chega na magnetosfera, variações súbitas ocorrem na corrente Chapman Ferraro, detectados na componente horizontal (H) da baixa latitude do campo geomagnético. Se o choque for frontal rápido, um impulso súbito (SI) positivo é identificado (Siscoe et al., 1968; Smith et al., 1986) enquanto que se o for choque reverso um SI negativo ocorre (Akasofu, 1964; Nishida, 1978).

Estes SI ocorrem como resultado devido a corrente da magnetopausa ser acréscida e comprimida que causam uma variação positiva no campo magnético, observando-se um pico para choques frontais e um vale e expansão da magnetopausa para os choques reversos.

Estudamos efeitos dos choques frontais rápidos (FFS) e choques frontais lentos (FRS) nos SI assinalados em baixas latitudes através do índice simétrico H (SYM-H – Iyemori et al, 1999) retirado do World Data Centre for Geomagnetism-Kyoto com resolução de 1min. Nesta análise foram utilizados 50 FFS estudados por Echer et al. (2005) e 10 FRS encontrados através de observações nos dados de vento solar. Observa-se nos dados do ACE e o SYM-H, que as variações súbitas positivas/negativas levam aproximadamente uma hora para se propagar da posição do ACE até a Terra.

Exemplos de SI positivos e negativos são apresentados nas figuras: 4.2.3.1 e 4.4.3.2. Figura 4.2.3.3, mostra os parâmetros de plasma do vento solar, pressão dinâmica e o índice SYM-H para um FFS observado pelo ACE aproximadamente as 13:38UT. O SI positivo foi observado por volta das 14:28 UT este choque teve a razão de compressão da densidade igual a 1,8 e magnética 1,4. A observação da amplitude do SI foi de 17 nT, enquanto que a a variação da raiz quadrada da pressão dinâmica foi de aproximadamente $1,05 \text{ nPa}^{1/2}$, que é um resultado similar ao encontrado em Echer et al. (2005).

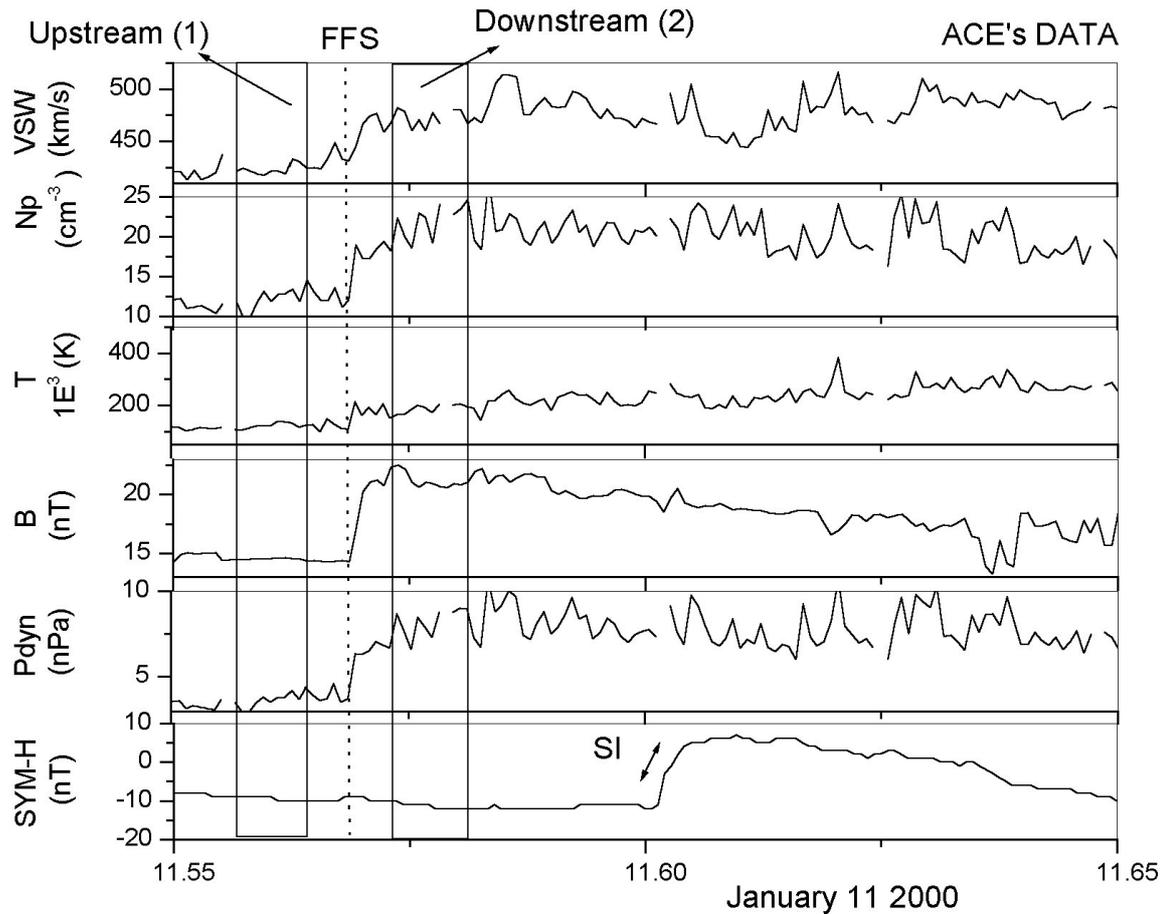


Figura 4.2.3.4: Exemplo de um FFS e SI positivo observado em 11 de Janeiro de 2000. Os painéis mostram de cima para baixo: velocidade do vento solar, densidade de prótons e temperatura, intensidade do campo magnético, pressão dinâmica e o índice SYM-H.

Os parâmetros de plasma do vento solar, pressão dinâmica e o índice SYM-H para um FRS observado pelo ACE aproximadamente as 09:45UT, são apresentados na Figura 4.4.3.5. O SI negativo foi observado por volta das 10:45 UT. Este choque teve a razão de compressão da densidade e magnética aproximadamente 2. A observação da amplitude do SI foi de aproximadamente -9 nT, enquanto que a a variação da raiz quadrada da pressão dinâmica foi de aproximadamente $-0,29 \text{ nPa}^{1/2}$, que é um resultado similar ao encontrado em Echer et al. (2005).

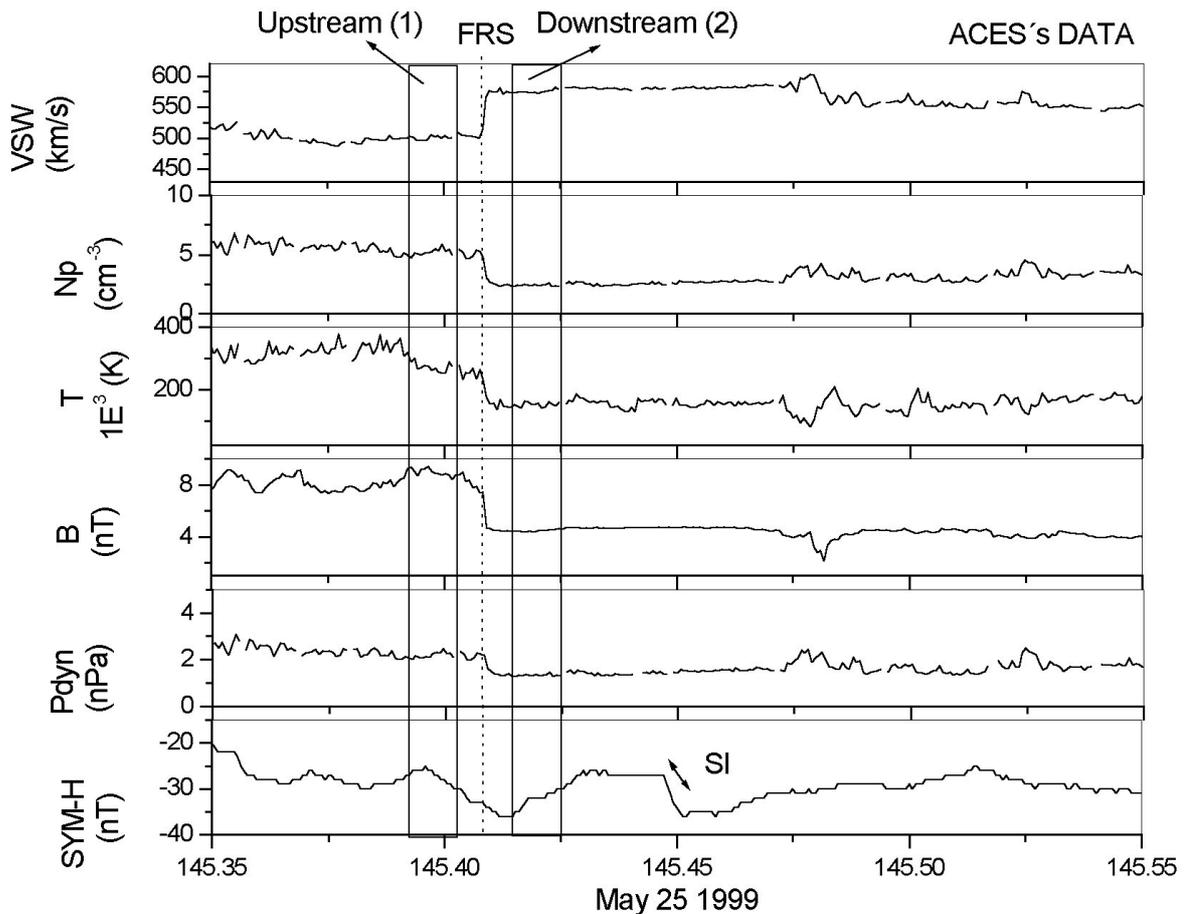


Figura 4.4.3.6: Exemplo de um FRS e SI negativo de 25 de Maio de 1999. Os painéis mostram de cima para baixo: velocidade do vento solar, densidade de prótons e temperatura, intensidade do campo magnético, pressão dinâmica e o índice SYM-H.

Nota-se que este tipo de SI é difícil de ser observado especialmente se ele ocorre durante uma variação negativa na corrente de anel Dst.

Os SI e as distribuições P1/22 – P1/21 podem ser observados na Figura 4.2.3.7. podemos ver que a magnitude do SI é muito maior para os FFS. A maioria dos eventos com SI negativo, tem amplitude em torno de 5-10 nT, enquanto os eventos com SI positivo tem magnitude em torno de 10-30 nT. A variação da raiz quadrada da pressão dinâmica mostra que os FFS são mais intensos e conseqüentemente possuem maiores amplitudes para os SI.

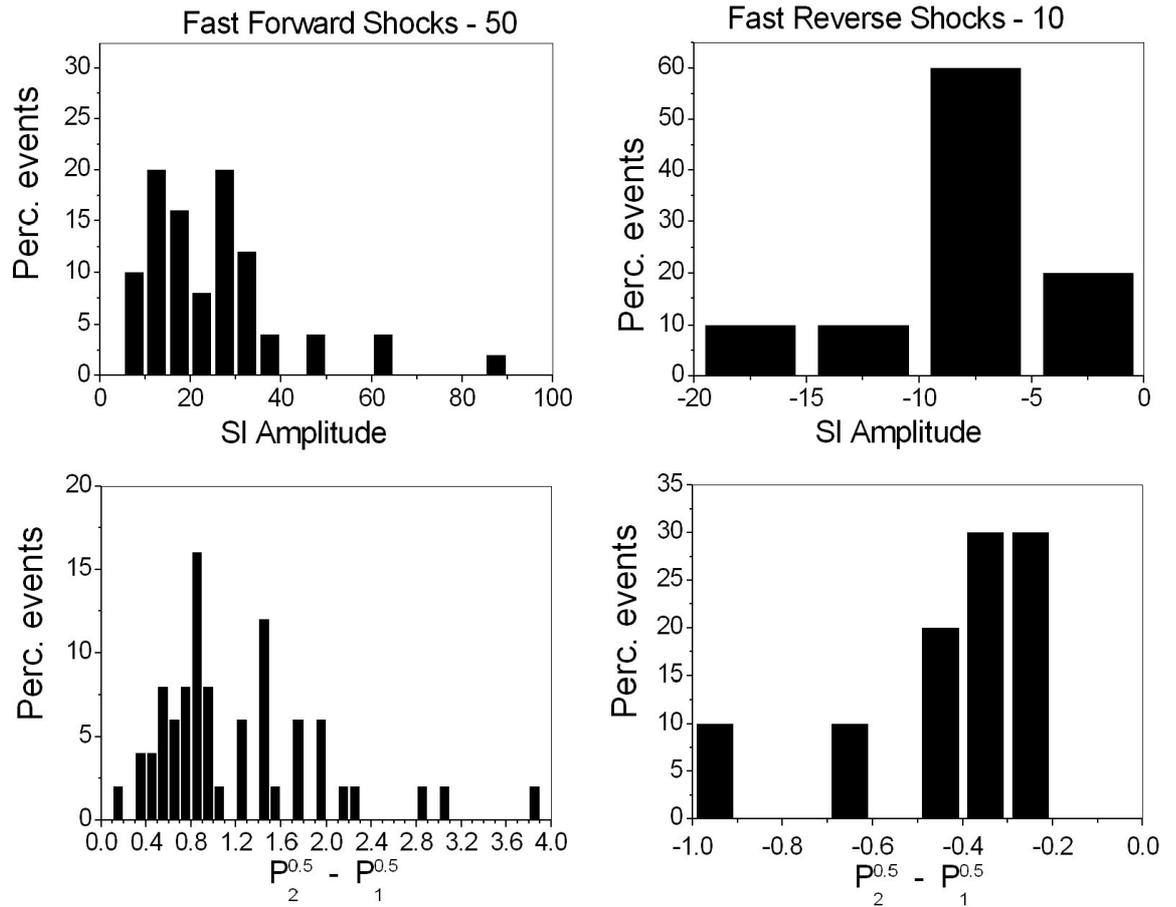


Figura 4.2.3.8: Distribuição do SI e $P^{1/2}_2 - P^{1/2}_1$ dos FFS (na esquerda) e dos FRS (na direita).

4.2.4. Análise de choques interplanetários a varias distancias heliocêntricas

Utilizamos dados das seguintes espaçonaves: ACE, WIND, Ulysses, Voyagers 1 and 2, Pioneer 11, Helios 1 and 2; ISEE3 and IMP-8 para a realizacao deste estudo sobre choques interplanetários a varias distancias heliocêntricas.

A variação dos parâmetros de choque upstream e downstream foram calculados e um exemplo é mostrado na Tabela C.

Tabela C Sumario sobre o perfil dos choques. Onde U_s é a velocidade do choque na órbita da Terra; Ma é o numero de mach alfvénico; R_n é a razão de compressão da densidade e R_b é a razão de compressão magnética

Exemplos de parâmetros de choque observados pelo ACE					
Perfil do choque	U_s (km/s)	Ma	R_n	R_b	Data
Reverso rápido	400,94	0,43	0,50	0,57	04/09/2002
Reverso lento	338,34	0,39	0,48	1,49	03/03/2002
Frontal rápido	548,22	2,50	2,76	2,43	17/07/2002
Frontal lento	747,63	2,50	1,38	0,88	05/02/2002

Estudamos o evento de 5 de Janeiro de 1978, analisado por L. Burlaga et al. 1981 Gráficos de campo magnético, densidade, temperatura e velocidade do vento solar, medidas através da V1, V2, H2, H1 e IMP8 são apresentados em Burlaga et al. 1981, que nos possibilitou fazer algumas análises quanto a variação desses parâmetros com a distancia heliocêntrica.

Observa-se que dentro da nuvem magnética a velocidade é maior, e a densidade e a temperatura são menores, especialmente no meio dela. A pressão total na nuvem é maior que a pressão ambiente a 2UA, indicando que a nuvem provavelmente estava se expandindo em 2UA (Burlaga et al., 1981).

O fluxo do momento na nuvem magnética decresce no transito de 1UA para 2UA em decorrência da expansão e da desaceleração. Porém, observa-se ainda a presença do choque guiando a nuvem magnética (Burlaga et al., 1981).

CAPÍTULO 5

CONCLUSÕES

Durante o período de vigência do Projeto de Pesquisa do Programa PIBIC/INPE – CNPq/MCT, 2005-2006, fez-se estudos a respeito da propagação de ondas magnetosônicas no meio interplanetário e através da análise das medidas de parâmetros de plasma, densidade (N_p), temperatura (T_p), velocidade do vento solar (VSW), e campo magnético interplanetário (B) determinou-se a ocorrência de ondas de choque no vento solar, calculou-se a variação dos parâmetros, intensidade e tipos de choques durante o intervalo de 1998 a 2003.

Notou-se que a maioria dos choques identificados próximos à Terra foram do tipo Frontal Rápido (FFS), acredita-se que isto deve-se a maior ocorrência de ejeções coronais de massa. Esta hipótese foi estudada e segundo Schwenn, 2000, estas distribuições ocorrem, pois as ejeções interplanetárias são o principal indutor de choques próximo à órbita da Terra durante o máximo solar. Estas ejeções devem possuir velocidades suficientemente altas em relação ao vento solar, capazes de causar ondas de choque.

Percebeu-se, uma proporcionalidade entre o ciclo das manchas solares e o total de eventos de choque registrados pela sonda ACE. Isto nos leva a acreditar que o ciclo das manchas solares está realmente ligado aos eventos de choque e conforme apresentado por Webb et al. (1994).

Foram analisados 29 eventos para calcular a velocidade média de deslocamento do choque desde a fonte do Sol, a qual é 30% maior que a velocidade instantânea calculada para a órbita da Terra. O tempo calculado para a propagação do choque do Sol até a órbita da Terra, pelo nosso método é 23,82% maior que o tempo médio calculado pelo método da velocidade média;

O choque é desacelerado no espaço interplanetário durante sua propagação do Sol à Terra – o Mecanismo provável de arraste com o vento solar background.

A nossa estimativa do tempo é útil quando não tivermos imagens do SOHO, então com a equação: $TVt = 52,28 + 0,39TUs \pm 14h$, estima-se o tempo utilizando somente uma espaçonave.

Na comparação entre choques Frontais Rápidos (FFS) e lentos (SFS) analisando os histogramas da densidade e a velocidade do vento solar upstream, observamos que o salto da densidade e velocidade são maiores para os FFS que para os SFS enquanto o campo magnético é mais intenso para os SFS. Entretanto, o erro é maior para os SFS. A velocidade de alfvén é maior para os SFS que para os FFS. A velocidade magnetossonica para o modo lento da onda é semelhante para ambos. No caso da velocidade magnetossonica para o modo rápido é maior para os SFS que para os FFS. As razões da compressão magnéticas e da densidade são mais intensas para os FFS. A velocidade relativa do choque é maior durante os FFS.

No estudo dos impulsos súbitos positivos e negativos em baixa latitude causados por FFS e FRS observamos que a amplitude dos SI é maior para os SI positivos que para os negativos, como consequência dos FFS possuem uma maior variação da pressão dinâmica.

Na análise dos parâmetros dos choques para várias distâncias heliocêntrica nos pôde confirmar, assim como na bibliografia estudada, que os choques são desacelerados devido provavelmente a sua expansão. Porém, realizamos somente um estudo de caso.

Nos exemplos dados para os perfis dos choques, notamos que: o numero de mach, razão de compressão magnética e de densidade, são maiores para os choques frontais rápidos que os demais tipos. Isto se deve, provavelmente aos choques frontais rápidos serem mais potentes que os outros por geralmente serem dirigidos por ICME.

REFERÊNCIAS

- AKASOFU, S. I.** - 1964 - The development of geomagnetic storms after a negative sudden impulse, *Planet. Space Sci*, vol. 12, 573-578.
- BRAVO, S.,** Mendoza, B., Pérez-Enríquez, R., **Coronal holes as sources of large-scale solar wind disturbances and geomagnetic perturbations**, *Journal of Geophysical Research*, v. 96, n. A4, 5387-5396, 1991.
- BURLAGA, L. F.**, *Interplanetary Magnetohydrodynamics*, Oxford University Press, New York, USA, 1995.
- BURLAGA, L.F.,** E. Sittler, F. Mariani, R. Scwenn, **Magnetic Loop Behind Interplanetary Shock: Voyager, Helios, and IMP 8 observations**, *Journal of Geophysical Research*, vol.86, N^o.A8, p.6673-6684, 1 de agosto de 1981.
- COLBURN, D.S.,** and C.P. Sonett, Discontinuities in the solar wind, *Space Sci. Rev.*, **9**, 467, 1966.
- ECHER, E.** and Gonzalez, W. D., **Geoeffectiveness of interplanetary shocks, magnetic clouds, sector boundary crossings and their combined occurrence**, *Geophysical Research Letters*, 31, L09808, doi:10.1029/2003GL019199, 2004.
- ECHER, E.,** Gonzalez, W. D., Dal Lago, A., Vieira, L. E. A., Guarnieri, F. L., Clúa de Gonzalez, A. L., and Schuch, N. J. - 2005 - Interplanetary shocks and sudden impulses in solar maximum (2000) and solar minimum (1995-1996), *Advances in Space Research*, v. 36, n. 12, 2313-2317.
- ECHER, E.,** Gonzalez, W. D., Vieira, L. E. A., Dal Lago, A., Guarnieri, F. L., Prestes, A., Gonzalez, A. L. C. and Schuch, N. J. **Interplanetary Shock Parameters during Solar Activity Maximum (2000) and Minimum (1995-1996)**, *Brazilian Journal of Physics*, 33, 115-122, 2003
- EDDY, J. A.,** **The Maunder minimum**, *Science*, v. 19, n.4245,1189-1202, 1976.
- GONZALEZ, W. D.,** B. T. Tsurutani, and A. L. Cla de Gonzalez, *Space Science Reviews* **88**, 529, 1999.

- GONZALEZ**, W. D., Joselyn, J. A., Kamide, Y., Kroehl, H. W., Rostoker, G., Tsurutani, B. T. Vasyliunas, V. M., **What is a geomagnetic storm?**, Journal of Geophysical Research , 99, 5771-5792, 1994.
- GOSLING**, J. T., Bame, S. J., McComas, D. J. e Phillips, J. L., **Coronal mass ejections and large geomagnetic storms**, Geophysical Research Letters, v. 17, n.7, 901-904, 1990.
- HEWISH**, A., and S. Bravo, **The sources of large-scale heliospheric disturbances**. *Solar Phys.*, **106**, 185, 1986.
- IYEMORI**, T., Araki, T., Kamei, T. and Takeda, M. - 1999 - Mid-latitude geomagnetic indices ASYa and SYM, Data analysis center for geomagnetism and space magnetism, Graduate School of Science, Kyoto University.
- KIRCHHOFF**, Volker W. J. H., – Introdução à Geofísica Espacial. – São Paulo: Nova Stella, Editora da Universidade de São Paulo: FAPESP, 1991.
- KIVELSON**, M. G. e Russell, C. T. **Introduction to Space Physics**. Cambridge: University Press, 1995, 91p.
- LEIGHTON**, R.B, *Astrophysic Journal*, **156**, 1 (1969).
- NISHIDA**, A. **Geomagnetic Diagnosis of the Magnetosphere**, Physics and Chemistry in Space 9, Springer Verlag, 256p., 1978.
- PARKER**, E. N., **Interplanetary Dynamic Process**, John Wiley and Sons, New York, EUA, 1963.
- RICHARDSON**, I. G., Cane, H. V., **Signatures of shock drivers in the solar wind and their dependence on the solar source location**, Journal of Geophysical Research, v. 98, n. A9, 15295-15304, 1993.
- RUSSELL**, C. T. - 1990 - The magnetopause, in AGU Geophysical Monograph 58, 439-453.
- SCHOVE**, D.J., **Sunspot Cycles**, Hutchinson Ross Publishing Company, Stroudsburg, Pennsylvania (1983).

SCHWENN, R., *Space Science Reviews* **44**, 139, 1986

SISCOE, G. L., Formisano, V. and Lazarus, A. J. - 1968 - Relation between geomagnetic sudden impulses and solar wind pressure changes – an experimental investigation, *J. Geophys. Res.*, **73**, 4869.

SMITH, E. J., Slavin, J. A., Zwickl, R. D. and Bame, S. J., Shocks and storm sudden commencements, in ed. Kamide, Y. and Slavin, J. A. - 1986 - *Solar Wind Magnetosphere Coupling*, 345-365, Terra Scientific Publishing Company, Tokyo.

STONE, E. C., Frandsen, A. M., Mewaldt, R. A., Christian, E. R., Margolies, D., Ormes, J. F., Snow, F., **The Advanced Composition Explorer**, *Space Science Reviews*, v. 86, n.1, 1-22, 1998.

STUIVER, M. e P.D. Quay, *Science*, **207**, 11 (1980).

WEBB, D. F. and R. A. Howard, *Journal of Geophysical Research*. **99**, 4201, 1994.

APÊNDICE A

**PROGRAMA DESENVOLVIDO PARA REDUÇÃO DOS DADOS DE
EVENTOS INTERPLANETÁRIOS**

```

s = load('D:\Users\Vania\dados\lace2002.DAT');           %abre o arquivo de dados
cont = size(s(:,1)); %calcula o tamanho da primeira coluna dos dados, mas retorna o n° de
linha e de colunas

cont = cont(1);           % soma somente o número de linhas

tempo = s(:,4);           %coluna do tempo

Np = s(:,5);           %coluna da densidade
ii = find(Np == -9999.900);
Np(ii) = nan;

Vp = s(:,7);           %coluna da velocidade
ii = find(Vp == -9999.90);
Vp(ii) = nan;

Vx = s(:,8);           %coluna da velocidade componente "X"
ii = find(Vx == -9999.90);
Vx(ii) = nan;

Vy = s(:,9);           %coluna da velocidade componente "y"
ii = find(Vy == -9999.90);
Vy(ii) = nan;

Vz = s(:,10);           %coluna da velocidade componente "z"
ii = find(Vz == -9999.90);
Vz(ii) = nan;

BxGSE = s(:,11);           %coluna do campo magnético componente "xGSE"
ii = find(BxGSE == -9999.90);
BxGSE(ii) = nan;

ByGSE = s(:,12);           %coluna do campo magnético componente "yGSE"
ii = find(ByGSE == -9999.90);
ByGSE(ii) = nan;

BzGSE = s(:,13);           %coluna do campo magnético componente "zGSE"
ii = find(BzGSE == -9999.90);
BzGSE(ii) = nan;

```

```

BxGSM = s(:,14);           %coluna do campo magnético componente "xGSM"
ii = find(BxGSM == -9999.90);
BxGSM(ii) = nan;

ByGSM = s(:,15);           %coluna do campo magnético componente "yGSM"
ii = find(ByGSM == -9999.90);
ByGSM(ii) = nan;

BzGSM = s(:,16);           %coluna do campo magnético componente "zGSM"
ii = find(BzGSM == -9999.90);
BzGSM(ii) = nan;

Tp = s(:,6);               %coluna da temperatura
ii = find(Tp == -9.9999e+03);
Tp(ii) = nan;

B = s(:,17);               %coluna do campo magnético
ii = find(B == -9.9999e+003);
B(ii) = nan;

saida = fopen('D:\Users\Vania\dados\ace2002b.dat','w'); %cria um arquivo cujo nome e
ace2002b.dat

for i = 1 : cont-1         %loop para salvar os dados linha por linha

    fprintf(saida,'%f\t%f\t%f\t%f\t%f\t%f\t%f\t%f\t%f\t%f\t%f\t%f\t%f\t%f\t%f\n',tempo(i),
    Np(i),Vp(i),Tp(i),B(i),Vx(i), Vy(i), Vz(i), Bxse(i),
    Byse(i),Bzse(i),Bxsm(i),Bysm(i),Bzsm(i));

    % escreve os dados no arquivo ace2002b.dat seguindo a ordem das colunas
    % igual a ordem das variaveis tempo, Np, Vp, Tp e assim por diante, em
    %vermelho => %f\t indica o tipo de numero => f e' flout e \t indica uma
    % tabulação entre um dado e outro e no final \n significa que o próximo
    %dado ser´a salvo na próxima linha

end                         % final do loop

fclose(saida);

```

APÊNDICE B

PROGRAMA PARA ELABORAR OS GRÁFICOS UTILIZANDO OS DADOS PREVIAMENTE REDUZIDOS

```

s = load('D:\Users\Vania\dados\ace2000d.dat'); % abre o arquivo de dados

cont= size(s(:,1));
                                     % calcula o tamanho da primeira coluna dos
                                     % dados, mas retorna o n° de linha e de colunas

t = s(:,1);                          % t é a variável correspondente a coluna do dia frac "tempo"

Np = s(:,2);    %densidade entre parênteses esta indicada qual a coluna correspondente

Vp = s(:,3);    %velocidade entre parênteses esta indicada qual a coluna correspondente

Tp = s(:,4);    %temperatura entre parênteses esta indicada qual a coluna correspondente

B = s(:,5);    %campo magnetico entre parenteses esta indicada qual a coluna correspondente

figure(1)                                %inicio da elaboração dos gráficos
ndim=4;
nn=1;
    %limites das escalas
Tp_limit = 2e5;    %limite p/ a temperatura
Vp_limit = 450;    %limite p/ a velocidade
Np_limit = 10;    %limite p/ densidade
B_limit = 10;    %limite p/ o campo magnetico

is = 1;
xmin = 17;    %limites p/ a escala do "X"
xmax = 18;
mci = 1;
mcf = 1;
sh1 = 1;
sh2 = 1;

subplot(ndim,1,nn), plot(t,Tp, 'Color', [0 0 0]);
ylabel('T_p (k)');
axis([xmin xmax 0 Tp_limit]);
line([t(is) t(is)], [0 Tp_limit],'linestyle','-','Color', [0 0 0]);
line([t(mci) t(mci)], [0 Tp_limit],'linestyle',':','Color', [0 0 0]);
line([t(mcf) t(mcf)], [0 Tp_limit],'linestyle',':','Color', [0 0 0]);

```

```

nn=nn+1;

subplot(ndim,1,nn), plot(t,Vp, 'Color', [0 0 0]);
axis([xmin xmax 300 Vp_limit]);
line([t(is) t(is)], [0 Vp_limit],'linestyle','-','Color', [0 0 0]);
line([t(mci) t(mci)], [0 Vp_limit],'linestyle',':','Color', [0 0 0]);
line([t(mcf) t(mcf)], [0 Vp_limit],'linestyle',':','Color', [0 0 0]);
ylabel('V_p (km/s)');
set(gca,'XTickLabel','');
nn=nn+1;

subplot(ndim,1,nn), plot(t,Np, 'Color', [0 0 0]);
axis([xmin xmax 0 Np_limit]);
line([t(is) t(is)], [0 Np_limit],'linestyle','-','Color', [0 0 0]);
line([t(mci) t(mci)], [0 Np_limit],'linestyle',':','Color', [0 0 0]);
line([t(mcf) t(mcf)], [0 Np_limit],'linestyle',':','Color', [0 0 0]);
ylabel('N_p (cm^3)');
set(gca,'XTickLabel','');
nn=nn+1;

subplot(ndim,1,nn), plot(t,B, 'Color', [0 0 0]);
axis([xmin xmax 0 B_limit]);
line([t(is) t(is)], [0 B_limit],'linestyle','-','Color', [0 0 0]);
line([t(mci) t(mci)], [0 B_limit],'linestyle',':','Color', [0 0 0]);
line([t(mcf) t(mcf)], [0 B_limit],'linestyle',':','Color', [0 0 0]);
ylabel('B (nT)');
xlabel('Dia 17 de Janeiro de 2000');
%set(gca,'XTickLabel','');
nn=nn+1;

```


APÊNDICE C

RESUMOS PUBLICADOS EM EVENTOS CIENTÍFICOS

PARÂMETROS DE CHOQUES FRONTAIS RÁPIDOS COMPARADOS COM CHOQUES MHD DO TIPO FRONTAIS LENTOS E REVERSOS, RÁPIDOS E LENTOS

Vânia Fátima Andrioli

Universidade Federal de Santa Maria - UFSM - RS - Brasil

Jairo Francisco Savian

Universidade Federal de Santa Maria - UFSM - RS - Brasil

Samuel Martins da Silva

Universidade Federal de Santa Maria - UFSM - RS - Brasil

Carlos Roberto Braga

Universidade Federal de Santa Maria - UFSM - RS - Brasil

Ezequiel Echer

Instituto Nacional de Pesquisas Espaciais, DGE/CEA/INPE - MCT - SP - Brasil

Nelson Jorge Schuch

Centro Regional Sul de Pesquisas Espaciais - CRSPE/INPE - MCT - RS - Brasil

No espaço interplanetário, diversos tipos de ondas Magnetohidrodinâmica - MHD - se propagam, algumas das quais podem originar ondas de choque que causam variações descontínuas nos parâmetros de plasma e campo magnético do vento solar. As ondas de choques que se propagam no meio interplanetário, têm basicamente duas origens: a interação de feixes de alta e baixa velocidade do vento solar nas regiões de interação corrotantes e os remanescentes interplanetários das ejeções coronais de massa. Podemos identificar a ocorrência desses choques através da análise dos parâmetros interplanetários de plasma, (densidade de prótons, temperatura e velocidade do vento solar) e de campo magnético, a partir de observações "in-situ" no vento solar. Utilizamos dados dos sensores de plasma e campo magnético da sonda ACE - Advanced Composition Explorer. Identificamos o perfil de choque de acordo com as variações dos parâmetros de plasma MHD, rápidos ou lentos, e de acordo com o tipo de propagação, frontais ou reversos. São feitas comparações entre os parâmetros de plasma do vento solar "upstream", antes da chegada do fluxo causador do choque, de choques frontais rápidos versus os dos demais tipos de choques (lentos, reversos rápidos e lentos), para analisar possíveis discrepâncias entre os tipos de choques. Com o objetivo de observar possíveis influências da atividade solar nos perfis e variações dos parâmetros de choques o período utilizado para análise foi o de declínio do Ciclo Solar 23 (2002-2003).

3.12.06.00-0

ESTIMATIVA DO TEMPO DE PROPAGAÇÃO NO MEIO INTERPLANETÁRIO DAS ONDAS DE CHOQUES TRANSIENTES DO SOL A 1UA

Vania Fatima Andrioli, Jairo Francisco Savian, Samuel Martins da Silva, Carlos Roberto
Braga, Ezequiel Echer, Nelson Jorge Schuch
vania@lacesm.ufsm.br - Universidade Federal de Santa Maria

Diversos tipos de ondas MHD (Magnetohidrodinâmicas), se propagam no meio interplanetário. Muitas dessas ondas podem originar frentes de choque que causam variações descontínuas nos parâmetros de plasma e campo magnético do vento solar. Essas ondas de choques podem ter suas origens nos remanescentes interplanetários das ejeções coronais de massa, desde que, os mesmos se propaguem no espaço interplanetário com velocidade relativa ao vento solar, maior do que a velocidade característica do meio, ou seja, a velocidade magnetosônica. Podemos identificar esses choques através da análise dos parâmetros de plasma, (densidade de prótons, temperatura e velocidade do vento solar) e intensidade do campo magnético interplanetário, a partir de observações "in-situ" no vento solar. O objetivo deste trabalho é estimar o tempo de propagação destas frentes de choque do Sol até a Terra. Pois, em muitos casos, esses remanescentes interplanetários indutores de choques, são fontes de tempestades geomagnéticas, as quais podem danificar muitos equipamentos tecnológicos. Assim, estimando o tempo de propagação, pode-se ter uma ferramenta adicional no estudo do clima espacial. Utilizou-se neste trabalho uma equação derivada das equações da teoria MHD ideal de Rankine-Hugoniot, para o cálculo da velocidade média de propagação dos choques. Usando-se esta velocidade calculada e a distância média Terra - Sol de 1UA (uma Unidade Astronômica 150 milhões de km), estimou-se o tempo de propagação da frente de choque. Com base em resultados preliminares de alguns eventos analisados, temos que, para um choque com velocidade de 650 km/s o tempo de propagação Sol - Terra é de aproximadamente 64 horas. Porém, há necessidade de comparar estes resultados com os obtidos por pesquisadores que utilizam outros métodos para a estimativa desse tempo de propagação. Assim, poderemos avaliar a precisão desse método. Esta avaliação está sendo realizada e será apresentada juntamente com os demais resultados. Tudo isso está sendo realizado com o objetivo maior de, futuramente, se dispor de métodos mais eficazes de correlação entre eventos interplanetários e suas origens solares, o que contribuirá para melhorias na previsão do Clima Espacial.



**A COMPARATIVE STUDY OF SHOCK PARAMETER VARIATIONS ACROSS TRANSIENT
AND COROTATING SHOCKS**

V. F. Andrioli (1,3), J. Savian (1,3), E. Echer (2,4), N. J. Schuch (3)

- (1) LACESM/CT - Universidade Federal de Santa Maria – UFSM/ME,
- (2) Instituto Nacional de Pesquisas Espaciais – INPE – MCT (permanent), Sao Jose Campos, SP, Brazil.
- (3) Centro Regional Sul de Pesquisas Espaciais – CRSPE/INPE – MCT
- (4) Max Planck Institut fur Sonnesystemforschung (temporary), Katlenburg-Lindau, Germany.

vaniandrioli@yahoo.com.br/ Fax: +55 – 55 220 8007

In this work we study the variations in the plasma and magnetic field parameters across transient, ICME-driven shocks (fast forward), and corotating shocks (mainly fast reverse), associated with CIRs. The period analysed is the decline phase of the solar cycle 23 (2002-2003). Solar wind data were obtained through internet from the ACE - Advanced Composition Explorer database (<http://www.srl.caltech.edu/ACE/ASC/level2/index.html>). We plot and analyze solar wind data and classify every shock according to its propagation direction (forward or reverse) and MHD wave mode (fast or slow). Associated solar wind structures were also determined (ICMEs or CIRs). The jump of plasma and magnetic field across these shocks was then calculated and distributions obtained for each interplanetary shock type. These distributions are compared in this work.



ANALYSIS OF INTERPLANETARY SHOCK PARAMETERS AT SEVERAL HELIOCENTRIC DISTANCES

V. F. Andrioli ^{1,3}, S. M. da Silva ^{1,3}, E. Echer ², N. J. Schuch ³

- (5) Space Science Laboratory of Santa Maria – LACESM/UFSM, Santa Maria, RS, Brazil.
- (6) National Institute for Space Research – INPE – MCT, São José Campos, SP, Brazil.
- (7) Southern Regional Space Research Center – CRSPE/INPE – MCT, Santa Maria, RS, Brazil.

vania@lacesm.ufsm.br/ Fax: +55 – 55 220 8007

Shocks waves can appear when the relative speed between the Magnetohydrodynamic waves - MHD - and the solar wind is higher than the characteristic magnetosonic speed. The interplanetary shock waves may be driven by the interplanetary remnants of the coronal mass ejections or result of the solar wind fast-slow streams interaction. In this work, we study the interplanetary shock parameters variation with the heliocentric distance. We use plasma and magnetic field observations from spacecrafts located in the inner heliosphere - Helios 1 and 2; near Earth's orbit - ISEE3-, IMP-8 and ACE; and in the outer heliosphere - Ulysses, Voyagers 1 and 2 and Pioneer 11 - to identify and calculate the variation of parameters across fast forward shocks. A few examples at each heliogracentric distance are shown. Besides the plasma and magnetic field jump through the shocks, we also present the Mach numbers and shock speeds. The shock parameters are calculated and compared with solar wind upstream conditions (density, velocity, Alfvén and magnetosonic speeds) in diverse distances of heliosphere.



SICINPE 2005 - DETERMINAÇÃO DE PARÂMETROS DE ONDAS DE CHOQUE NO MEIO INTERPLANETÁRIO¹

Vânia Fátima Andrioli², Ezequiel Echer³, Nelson J. Schuch⁴

O espaço entre o Sol e os planetas – o meio interplanetário – possui uma densidade extremamente baixa, podendo ser considerado como um meio não colisional. Entretanto, este meio é permeado pelo vento solar, um plasma magnetizado o qual nas proximidades da Terra, apresenta uma velocidade de ~ 400 km/s, densidade entre $5\text{-}10\text{ cm}^{-3}$ e intensidade de campo magnético de ~ 5 nT. A coroa solar por possuir alta temperatura se expande, resultando no vento solar. Em consequência de sua alta condutividade, o plasma do vento solar obedece ao teorema do congelamento do campo magnético da teoria Magnetohidrodinâmica – MHD – ideal e transporta consigo o campo magnético solar. Neste meio, diversos tipos de ondas MHD se propagam, algumas das quais podem originar ondas de choque que causam variações descontínuas nos parâmetros de plasma e campo magnético do vento solar. As ondas de choques que se propagam no meio interplanetário, têm basicamente duas origens: a interação de feixes de alta e baixa velocidade do vento solar nas regiões de interação corrotantes e os remanescentes interplanetários das ejeções coronais de massa. Podemos identificar a ocorrência desses choques através da análise dos parâmetros interplanetários de plasma, (densidade de prótons, temperatura e velocidade do vento solar) e de campo magnético, a partir de observações *in-situ* no vento solar. Na realização deste trabalho utilizamos os dados dos sensores de plasma e campo magnético da sonda ACE - *Advanced Composition Explorer*, com o objetivo de identificar a ocorrência de choques interplanetários e classificá-los de acordo com seus tipos. Nós estudamos as Equações de Rankine-Hugoniot e calculamos a variação dos parâmetros de plasma e campo magnético através dos choques. Elaboramos um catálogo com a ocorrência de choques interplanetários no período de máximo de atividade solar, 2000-2001, classificando cada evento de acordo com o perfil de choque observado. Neste trabalho apresentamos este catálogo de choques, alguns exemplos dos diferentes tipos de choques encontrados no período analisado e exemplos de parâmetros calculados.

- 1 – Trabalho desenvolvido no Laboratório de Clima Espacial do CRSPE/INPE – MCT.
- 2 – Apresentador/Autor: Acadêmica do Curso de Física Licenciatura – UFSM.
- 3 – Orientador: Pesquisador do Departamento de Geofísica Espacial - DGE/CEA/INPE - MCT, São José dos Campos, SP.
- 4 – Co-Orientador: Coordenador da Ação 1275 do PNAE, Implantação do CRSPE/INPE - MCT.

XX Jornada Acadêmica Integrada, UFSM, 19, 20 e 21 de outubro de 2005.

APÊNDICE D

POSTERS APRESENTADOS EM EVENTOS CIENTÍFICOS



NATIONAL INSTITUTE FOR SPACE RESEARCH - INPE/MCT
SOUTHERN REGIONAL SPACE RESEARCH CENTER - CRSPE/INPE - MCT
SOUTHERN SPACE OBSERVATORY - OES/CRSPE/INPE - MCT

FEDERAL UNIVERSITY OF SANTA MARIA - UFSM
SPACE SCIENCE LABORATORY OF SANTA MARIA - LACESM/CT - UFSM
INPE/MCT - UFSM/MEC



A COMPARATIVE STUDY OF SHOCK PARAMETER VARIATIONS ACROSS TRANSIENT AND COROTATING SHOCKS

V. F. Andrioli^{1,3}, J. F. Savian^{1,3}, E. Echer^{2,4}, N. J. Schuch³

¹ Space Science Laboratory of Santa Maria - LACESM/CT - UFSM, Santa Maria, Brazil, ² National Institute for Space Research - INPE - MCT, São José dos Campos, Brazil, ³ Southern Regional Space Research Center - CRSPE/INPE - MCT, Santa Maria, Brazil, ⁴ Max Planck Institut fur Sonnensystemforschung (temporary), Katlenburg-Lindau, Germany, vania@lacsms.ufsm.br / Fax: +55-55-220-8007

In this work we study the variations in the plasma and magnetic field parameters across transient, ICME-driven shocks (fast forward), and corotating shocks (mainly fast reverse), associated with CIRs. The period analysed is the decline phase of the solar cycle 23 (2002-2003). Solar wind data were obtained through internet from the ACE - Advanced Composition Explorer database (<http://www.srl.caltech.edu/ACE/ASC/level2/index.html>). We plot and analyze solar wind data and classify every shock according to its propagation direction (forward or reverse) and MHD wave mode (fast or slow). Associated solar wind structures were also determined (ICMEs or CIRs). The jump of plasma and magnetic field across these shocks was then calculated and distributions obtained for each interplanetary shock type. These distributions are compared in this work.

INTRODUCTION

Transient and corotating shocks can be distinguished in plasma and magnetic field data because of their different signature. We analyse solar wind data during 2002-2003 and classified the shocks in these two classes. For some shocks, an unambiguous classification was not possible and we included these in a doubt class.

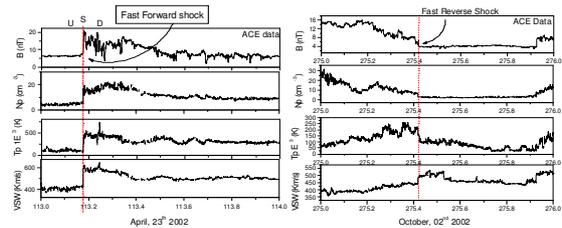


FIGURE 1 - Shocks profile of Transient Shock on April 23th 2002, and of Corotating Shock on October 2nd 2002.

We analyzed in this work solar wind data during the decline phase of solar cycle 23, years 2002-2003, in order to classify the interplanetary shocks occurring in this period. During these years, 88 probable shocks were observed by ACE spacecraft sensors near Earth, 55 in 2002 and 33 in 2003. We could classify 54 of these shocks as transients, 11 as corotating and for 23 events we could not unambiguously identify the shock type.

RESULT

The distributions for the interplanetary shocks studied in this work are shown in Figures 2, 3 and 4.

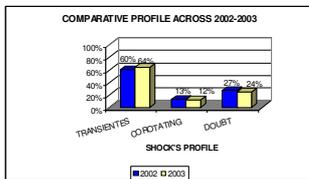


FIGURE 2 - Percentage of each type of interplanetary shock for 2002 and 2003.

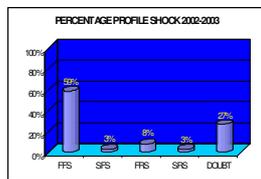


FIGURE 3 - Percentage of each type of interplanetary shock according to the plasma MHD wave mode (slow or forward) and propagation direction (forward or reverse). FFS is Fast Forward Shock, SFS is Slow Forward Shock, FRS is Fast Reverse Shock, SRS is Slow Reverse Shock and Doubt is the shock that we didn't get to identify the shock type.

ACKNOWLEDGEMENTS

The authors would like to acknowledge the ACE work teams for providing the data used in this work. The authors would also like to acknowledge the PIBIC/INPE - CNPq/MCT.

REFERENCES

- BURLAGA, L. F., *Interplanetary Magnetohydrodynamics*, Oxford University Press, New York, USA, 1995.
- ECHER, E., W. D. Gonzalez, L. E. A. Vieira, A. Dal Lago, F. L. Guarnieri, A. Prestes, A. L. C. Gonzalez and N. J. Schuch, *Interplanetary shock parameters during solar activity maximum (2000) and minimum (1995-1996)*, Brazilian Journal of Physics, 33, 115-122, 2003.
- KIVELSON, M. G., C. T. Russell, *Introduction to Space Physics*, New York, USA, 1995.

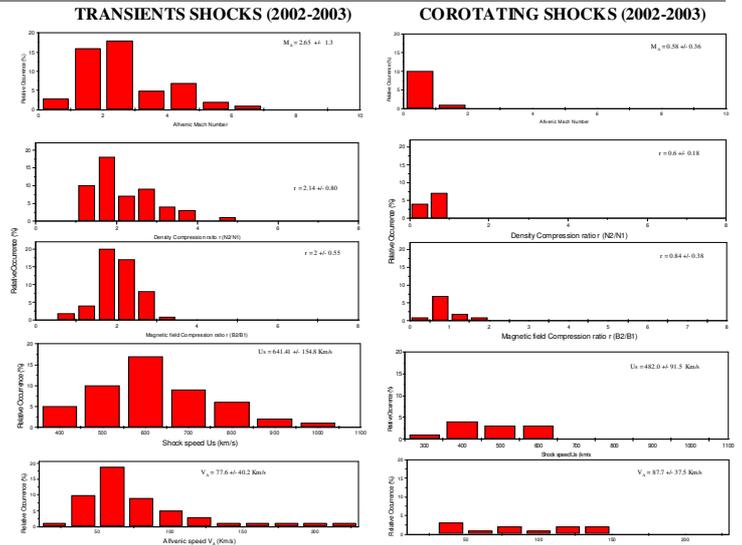


FIGURE 04 - Histogram comparing the Transients shocks with the Corotating shocks happened in the period of 2002-2003. We used the plasma data of ACE.

CONCLUSION

We have determined the shock parameter variations across the shocks. Distributions of the following parameters: Alfvénic solar wind speed, Alfvénic Mach number, shock speed, density compression ratio and magnetic field strength compression ratio, were obtained for transient and corotating shocks.

- Comparing these distributions, the next points can be stressed:
 - > Shock speed is higher (~ 640 km/s) for transient than for corotating (~482 km/s) shocks, but its distribution for corotating shocks is more homogeneous.
 - > As expected, Mach number and compression ratio averages are lower than 1 for corotating shocks, because most of them are of the reverse type, which indicates that the shock itself is propagating away from the spacecraft toward of the sun (and it is observed only they are being convected by solar wind). For transient shocks, values are higher than 1.0 because most of them are fast forward type, which shows both plasma and magnetic field positive jumps.
 - > Alfvén speed is slightly higher before corotating (~88 km/s) than before transient shocks (~77 km/s), but extreme values are observed in the upstream region of transient shocks.
 - > We have found at least one transient shock with density compression ratio higher than 4.0, which is the limit of finite compression in the case of a monoatomic gas with high Mach number (Kivelson and Russell, 1995). Other cases with values of compression higher than 4.0 have been reported (Echer et al., 2003). These cases are, however, a very small percentage of shocks and they be could caused by: i) some error of measurements - which seems to be less likely, since these cases were observed by plasma sensors onboard both ACE and SOHO; ii) extreme cases in which the conditions assumed for deriving the limit of 4.0 compression (shock exactly perpendicular, monoatomic ideal gas, adiabatic processes) may not be valid.
 - > In this work we have compared the distributions of shock parameters for transient and corotating shocks. In a future work we will do a more refined classification, separating the shocks according both its plasma MHD mode (slow or fast) and to their propagation direction (forward or reverse).

LAGA 2005 Scientific Assembly
Toulouse, France
18 - 29 July 2005



ID-NR: IAGA2005-A-00470



ANALYSIS OF INTERPLANETARY SHOCK PARAMETERS AT SEVERAL HELIOCENTRIC DISTANCES

V. F. Andrioli^{1,3}, S. M. da Silva^{1,3}, E. Echer², N. J. Schuch³

¹ Space Science Laboratory of Santa Maria – LACESM/CT - UFSM, Santa Maria, Brazil, ² National Institute for Space Research – INPE – MCT, São José dos Campos, Brazil, ³Southern Regional Space Research Center – CRSPE/INPE - MCT, Santa Maria, Brazil.
vania@lacesm.ufsm.br / Fax: +55-55-220-8007

ABSTRACT

Shocks waves can appear when the relative speed between the Magnetohydrodynamic waves - MHD - and the solar wind is higher than the characteristic magnetosonic speed. The interplanetary shock waves may be driven by the interplanetary remnants of the coronal mass ejections or result of the solar wind fast-slow streams interaction. In this work, we study the interplanetary shock parameters variation with the heliocentric distance. We use plasma and magnetic field observations from spacecrafts located in the inner heliosphere - Helios 1 and 2; near Earth's orbit - ISEE3, IMP-8 and ACE; and in the outer heliosphere - Ulysses, Voyagers 1 and 2 and Pioneer 11 - to identify and calculate the variation of parameters across fast forward shocks. A few examples at each heliocentric distance are shown. Besides the plasma and magnetic field jump through the shocks, we also present the Mach numbers and shock speeds. The shock parameters are calculated and compared with solar wind upstream conditions (density, velocity, Alfvén and magnetosonic speeds) in diverse distances of heliosphere.

INTRODUCTION

Shock waves detected near the Earth's orbit, 1 AU, are mainly caused by interplanetary remnants of solar ejection, although some types of shock could be generated by interaction regions between slow and high speed solar wind stream (Buraga 1995 and E. Echer et al. 2003). A shock occurs when the relative speed between a high speed stream and the background solar wind is higher than the characteristic speed of the medium (Alfvénic, magnetosonic) (Kivelson and Russell 1995, Stone and Tsurutani 1995, Sagdeev and Kennel 1991, Burlaga 1995 and E. Echer et al. 2003).

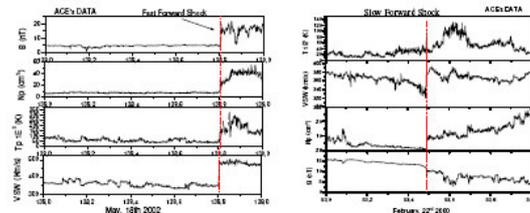


FIGURE 1 - Shocks profile of Fast Forward Shock on May 18th 2002, and of Slow Forward Shock on February 22nd 2000.

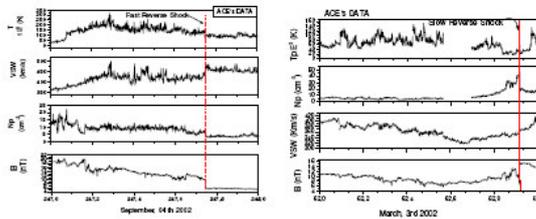


FIGURE 2 - Shocks profile of Fast Reverse Shock on September 04th 2002, and of Slow Reverse Shock on March, 3rd 2002.

METHODOLOGY OF DATA ANALYSIS

We analyzed in this work, solar wind data from some spacecrafts to study the interplanetary shock parameters variation with the heliocentric distance. We used plasma data from the ACE, WIND, Ulysses, Voyagers 1 and 2, Pioneer 11, Helios 1 and 2; ISEE3 and IMP-8 to this work.

RESULT

The parameter variation through the shocks, upstream and downstream side were calculated, (Echer et al., 2003) and, an example of shock's profile with shock parameter is presented in the Table 1.

ACE AND WIND'S DATA TO SHOCK PARAMETERS EXEMPLE					
SHOCK PROFILE	U _s (km/s)	M _s	R _n	R _B	DATE
FAST REVERSE SHOCK	402.04	0.43	1.51	0.07	17/4/2002
SLOW REVERSE SHOCK	338.24	0.39	1.48	1.49	2/3/2002
FAST FORWARD SHOCK	548.56	1.44	2.04	0.24	05/18/2002
SLOW FORWARD SHOCK	702.63	1.34	1.61	0.84	02/22/2000

TABLE 1 – Table with a summary about the shock profile. Where U_s is the shock speed at the Earth's orbit, M_s is Alfvénic mach number, R_n is density ratio and R_B is magnetic field ratio. We used the plasma data of ACE and WIND.

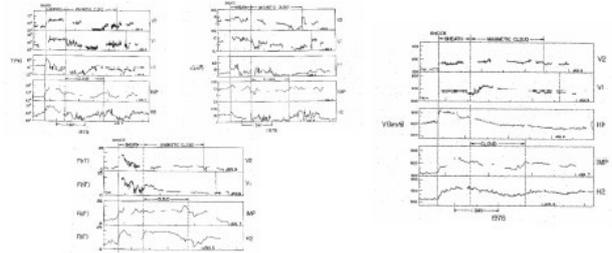


FIGURE 3 - Magnetic field strength, n density profile, T temperature profile and V bulk speed profile, measured by V1, V2, HE, HI and IMP 8. Fonte: Burlaga et al. 1981.

Inside the magnetic cloud the speed was high, and the density and temperature were relatively low, especially near the middle of the cloud. The total pressure in the cloud was higher than the ambient pressure at 2 AU, indicating that the cloud was probably expanding at 2 AU, and, by inference, within 2 AU as well (Burlaga et al. 1981).

The momentum flux in the cloud at 2 AU was not generally higher than that ahead of it, yet the cloud was preceded by a shock. It is suggested that the shock might have been driven by the stream carrying the magnetic cloud when it was near the sun but that momentum flux decreased in transit to 1 AU owing to expansion and perhaps deceleration, so that at 2 AU the shock was no longer driven but rather moved on ahead of the cloud by virtue of the motion it acquired earlier. (Burlaga et al. 1981).

We studied a event that occurred on January 5th 1978 and observed parameters variations with the heliocentric distance. This event has been studied by L. Burlaga et al. in 1981 by observation of five spacecrafts: Voyagers 1 and 2, Helios 1 and 2 and IMP-8, as it is seen in Figure 3.

CONCLUSION

We computed the interplanetary shock parameters variation with the diferent profiles and with the heliocentric distance. We observed that it was a fast forward shock because there are a positive jump in all that shock parameters: speed, temperature, magnetic field and density.

In those examples of shock profiles, we noted that: mach number, density and magnetic ratio are bigger to fast forward shock than the other profiles. This can be because these type of shocks are stronger and generally they driven by ICME's.

REFERENCES

- BURLAGA, L. F., E. Sitler, F. Mariani, R. Sowden, *Magnetic Loop Behind an Interplanetary Shock: Voyager, Helios, and IMP 8 observations*. Journal of Geophysical Research, vol 86, NO. A8, p. 6673-6684, August 1st, 1981.
- BURLAGA, L. F., *Interplanetary Magnetohydrodynamics*, Oxford University Press, New York, USA, 1995.
- ECHER, E., W. D. Gonzalez, L. E. A. Vieira, A. Dal Lago, F. L. Gonzalez, A. Prestes, A. L. C. Gonzalez and N. J. Schuch, *Interplanetary shock parameters during solar activity maximum (2000) and minimum (1995-1996)*, Brazilian Journal of Physics, 33, 115-122, 2003.
- KIVELSON, M. G., C. T. Russell, *Introduction to Space Physics*, Cambridge University Press, New York, USA, 1995.
- STONE, E. C., F. Zandbergen, A. M. Mewaldt, R. A. Christian, E. R. Margolies, D. Omnes, J. F., Snow F. *The advanced Composition Explorer*. Space Sci. Rev. 36, 1-22, 1994.
- SAGDEEV, R. Z. and C. F. Kennel, *Scientific American*, April, 40, 1991.

ACKNOWLEDGEMENTS

The authors would like to acknowledge the ACE, WIND, Ulysses, Voyagers 1 and 2 and Pioneer 11, Helios 1 and 2, ISEE3 and IMP-8 work teams for providing the data used in this work. The authors would also like to acknowledge the PIBIC/INPE – CNPq/MCT.





A COMPARISON OF FAST AND SLOW INTERPLANETARY SHOCK PARAMETERS OBSERVED NEAR EARTH

V. F. Andrioli^{1,3}, J. F. Savian^{1,3}, S. M. da Silva^{1,3}, C. R. Braga^{1,3}, E. Echer², N. J. Schuch³

¹ Space Science Laboratory of Santa Maria – LACESM/CT – UFSM, Santa Maria, Brazil, ² National Institute for Space Research – INPE – MCT, São José dos Campos, Brazil, ³ Southern Regional Space Research Center – CRSP/INPE – MCT, Santa Maria, Brazil.
vania@lacesm.ufsm.br / Fax: +55-55-220-8007

ABSTRACT

Several types of Magnetohydrodynamic waves – MHD – can propagate in the interplanetary space. Shock waves can appear when the relative speed between these waves and the solar wind is higher than the characteristic of magnetosonic speed. The interplanetary shock waves may have two basic origins: the interaction between the fast and slow speed streams of the solar wind in the coronating interaction regions and the interplanetary remnants of the coronal mass ejections. We can identify the occurrence of those shocks and classify each type through the analysis of the interplanetary parameters of plasma (protons density, temperature and speed of the solar wind) and magnetic field, by observations in-situ of the solar wind. We have used plasma and magnetic field data from sensors onboard the ACE – Advanced Composition Explorer spacecraft. We have classified the shocks according to the types fast or slow and forward or reverse, by looking at the plasma and magnetic field through the shocks. In this work we compare the solar wind upstream conditions (density, velocity, Alfvén and magnetosonic speeds) before interplanetary shocks and contrast these conditions for fast and slow shocks, during the solar cycle 23 decline (2002-2003).

INTRODUCTION

Interplanetary shock waves are generated when the relative speed between a fast solar wind stream (e.g., coronal mass ejection) and the slow solar wind is greater than the characteristic speed of the medium – the magnetosonic speed (Kivelson and Russell, 1995). A forward shock is a shock that moves away from the Sun relatively to the solar wind reference system. It may be classified in fast or slow depending on the mode of the MHD wave (Burlaga, 1995). A shock is fast when its relative speed to the solar wind is higher than the fast magnetosonic wave speed; a shock is slow when its relative speed is higher than the slow magnetosonic wave speed, but lower than the fast magnetosonic speed (Burlaga, 1995; E. Echer et al., 2003).

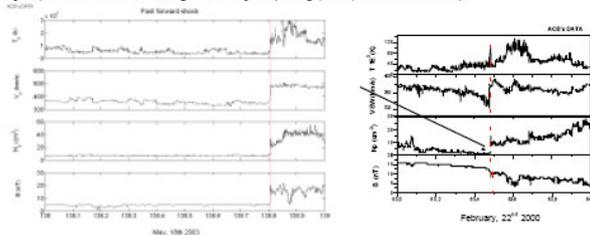


FIGURE 1 - Shock profile examples. On the left, a Fast Forward Shock on May 18th 2002, and on the right, a Slow Forward Shock on February 22nd 2000.

METHODOLOGY OF DATA ANALYSIS

We analyzed solar wind data from six fast forward shock (FFS), and four slow forward shocks (SFS). High resolution interplanetary magnetic field and plasma used in this study were obtained from sensors onboard WIND (60 and 90 s for magnetic field and plasma data, respectively) spacecraft (Acuña et al., 1995; Lepping et al., 1995) and ACE (64s) spacecraft (Stone et al., 1998).

RESULTS

In order to calculate the parameter variation across the shocks, three 10-min windows were defined, one centered on the shock, one before the shock the upstream side, and one after the shock – the downstream side (Echer et al., 2003). A comparison of shock parameter variations through fast and slow shocks is showed in Figures 2 and 3.

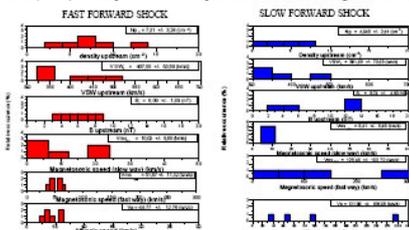


FIGURE 2 – Histograms comparing the fast and slow forward shock parameters: density solar wind speed and magnetic field, upstream side. Magnetosonic speed to fast and slow mode of wave and Alfvénic speed

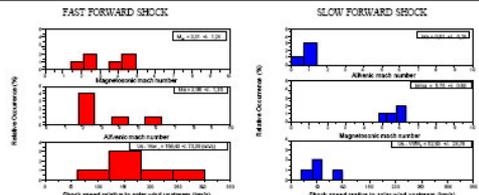


FIGURE 03 - Histogram comparing the fast and slow forward shock parameters: magnetosonic Mach numbers and shock speed to solar wind speed.

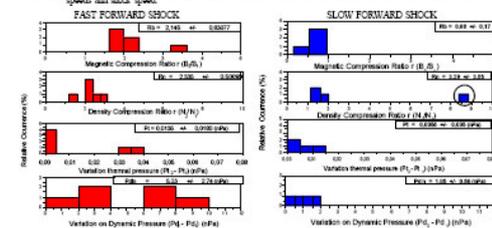


FIGURE 04 - Histogram comparing the fast and slow forward shock parameters: magnetosonic and density compression, Bernoulli and dynamic pressure ratios

CONCLUSION

We have studied in this work fast and slow forward interplanetary shocks during solar cycle 23. Upstream solar wind conditions and the shock strengths were determined - Density and solar wind speed for the FFS are stronger than for the SFS, while magnetic field is stronger for the SFS than FFS. However, the variation (error) is also larger for SFS. - The Alfvénic speed is stronger for SFS than FFS. - The slow wave mode speed is similar for FFS and SFS, but, the fast wave mode is higher upstream of FFS. - The ratio compression (magnetic and density) are stronger to fast forward shocks. - The relative shock speed is also higher during FFS. - This was a first study to compare solar wind conditions upstream of slow and fast shocks. This study will be complemented with the study of detailed interplanetary magnetic structures present in solar wind and the origin of fast and slow shocks.

REFERENCES

ACUÑA, M. B., Ogino, K.W., Balin, D.N., Catts, S.A., Fairfield, D.H., Mish, W.H. *The global progress science program on interplanetary Space Sci. Rev.* 71, 5-21, 1995.
BURLAGA, L. *Interplanetary Magnetohydrodynamics*. Oxford University Press, New York, USA, 1995.
ECHER, E., W. J. Gonzalez, L. E. A. Vieira, A. De Lugo, F. L. Guarnieri, A. Freitas, A. C. C. Oliveira and H. J. Schuch. *Interplanetary shock parameters during solar-wind maximum (2002-2003)*. *Journal of Space Weather and Space Climate*, 3, 117-122, 2009.
KIVELSON, R. G. C. T. *Space and Time in Space Physics*. New York, USA, 1995.
LEPPING, R.P., Acuña, M.H., Burlaga, L.F., Pasch, W.M., Sarris, J.A., Slavin, K.H., Souza, F., Ness, N.F., Newkome, J.M., Wang, Y.C., Ryan, J.B., Pauls, P.V., Schwade, S., Taylor, G.H. *The WIND magnetic field investigation*. *Space Sci. Rev.* 70, 327-329, 1995.
STONE, E.C., Tomasko, A.M., Mendenhall, J.A., Cochran, E.R., Margolis, D., Usher, J.F., New F. *Advanced Composition Explorer Space Sci. Rev.* 46, 5-23, 1998.

ACKNOWLEDGEMENTS

The authors would like to acknowledge the ACE and WIND work teams for providing the data used in this work. The authors would also like to acknowledge the FIBIC/INPE – CNPq/MCT.

APÊNDICE D

ARTIGO SUBMETIDO À REVISTA BRASILEIRA DE GEOFÍSICA

Title of the Manuscript, Título do Trabalho:

(In) POSITIVE AND NEGATIVE SUDDEN IMPULSES CAUSED BY FAST FORWARD AND REVERSE INTERPLANETARY SHOCKS

(Pt) IMPULSOS SÚBITOS POSITIVOS E NEGATIVOS CAUSADOS POR CHOQUES INTERPLANETÁRIOS DOS TIPOS FRONTAL E REVERSO RÁPIDOS

Short Title, Título Abreviado:

(English) SUDDEN IMPULSES CAUSED BY INTERPLANETARY SHOCKS

(Português) IMPULSOS SÚBITOS CAUSADOS POR CHOQUES INTERPLANETÁRIOS

Full Name of the Authors, Nome Completo do(s) Autor(es):

Vânia Fátima Andrioli, Ezequiel Echer, Jairo Francisco Savian, Nelson Jorge Schuch

Professional Address, Instituição de Origem:

1st Author, 1^o Autor:

Space Science Laboratory of Santa Maria – LACESM/CT – UFSM, Santa Maria, Brazil.
Campus da Universidade Federal de Santa Maria – UFSM
Centro Tecnológico– LACESM – Cidade Universitária
Santa Maria – RS – Brazil
Zip Code 97105-900
Telephone: +55 54 3525 1066 ou 3525 1171
Fax: +55 54 3525 1171
E-mail: vaniafatima@gmail.com

2nd Author, 2^o Autor:

Instituto Nacional de Pesquisas Espaciais – INPE – MCT, São José dos Campos, Brazil.
Av. dos Astronautas, 1.758 - Jd. Granja
São José dos Campos - SP – Brazil
ZIP Code 12227-010
Telephone: +55 12 3945 60000
E-mail: echer@dge.inpe.br

3rd Author, 3^o Autor:

Space Science Laboratory of Santa Maria – LACESM/CT – UFSM, Santa Maria, Brazil.
Campus da Universidade Federal de Santa Maria – UFSM
Centro Tecnológico – LACESM – Cidade Universitária
Santa Maria – RS – Brazil
Zip Code 97105-900
Telephone: +55 55 3220 8021 ou 3220 8781
Fax: +55 55 3220 8007
E-mail: savian@lacesm.ufsm.br

4th Author, 4^o Autor:

Southern Regional Space Research Center – CRSPE/INPE – MCT, Santa Maria, Brazil.
Centro Regional Sul de Pesquisas Espaciais (CRSPE)
Campus da Universidade Federal de Santa Maria – UFSM. Cidade Universitária
Santa Maria – RS – Brazil
Zip Code 97105-900 PO BOX : 5021
Telephone: +55 55 3220 8021 ou 3220 8781
Fax: +55 55 3220 8007
E-mail: njschuch@lacesm.ufsm.br

POSITIVE AND NEGATIVE SUDDEN IMPULSES CAUSED BY FAST FORWARD AND REVERSE INTERPLANETARY SHOCKS

ABSTRACT

Fast forward interplanetary shocks (FFS) are characterized by positive jump in all interplanetary plasma parameters (solar wind speed, temperature and density) and interplanetary magnetic field. However the fast reverse interplanetary shocks (FRS) are characterized by negative jump in all mentioned parameters except solar wind speed. Observations show that FFS cause positive sudden impulses (SI) while FRS cause negative SI in the H-component of the geomagnetic field. In this work we investigate the SI caused by interplanetary shocks. We use the observed plasma parameters, upstream and downstream, to calculate the variation of dynamic pressure. We observe that the SI amplitude is larger for positive SI than for negative ones, as a consequence of the fact that FFS have larger dynamic pressure variations as compared to FRS.

Key words: Solar wind, interplanetary shock waves, sudden impulses, magnetosphere

IMPULSOS SÚBITOS POSITIVOS E NEGATIVOS CAUSADOS POR CHOQUES INTERPLANETARIOS DOS TIPOS FRONTAL E REVERSO RÁPIDOS

RESUMO

Choques interplanetários do tipo frontal rápido (FFS) são caracterizados por uma descontinuidade súbita positiva em todos os parâmetros de plasma interplanetário (velocidade, temperatura e densidade do vento solar) e campo magnético interplanetário. Os choques do tipo reverso rápido (FRS) possuem descontinuidade súbita negativa em todos os parâmetros exceto a velocidade do vento solar. Observa-se que os FFS causam impulsos súbitos (SI) positivos e os FRS causam SI negativos na componente H do campo magnético terrestre. Neste trabalho realizou-se um estudo destes impulsos súbitos, causados por choques interplanetários. Utilizaram-se os parâmetros de plasma, antes e depois do choque, para calcular a variação da pressão dinâmica. Observou-se que os SIs são maiores quando causados por FFS que quando formados por FRS, isto porque os FFS possuem maior variação na pressão dinâmica que os FRS.

Palavras chave:

Vento solar, ondas de choque interplanetárias, impulsos súbitos, magnetosfera

INTRODUCTION

The magnetopause is the boundary that separates the region of space where plasmas are dominated by the Earth's magnetic field (the magnetosphere) from the region where the interplanetary magnetic field (IMF) predominates. This interface contains a current sheet – the Chapman Ferraro current (Nishida, 1978; Russell, 1990). The magnetopause position is determined through a pressure balance. The solar wind dynamic pressure (ρV^2) is balanced by the geomagnetic field pressure ($B^2/2\mu_0$) at the magnetopause location.

Interplanetary shocks are observed as sudden variations in solar wind plasma and magnetic fields. They occur when the relative difference between a fast solar wind stream (such as an interplanetary coronal mass ejection - ICME) and the slow, background solar wind stream is higher than the solar wind magnetohydrodynamics (MHD) characteristic speed – magnetosonic (Burgess, 1995; Echer et al., 2003). When the disturbance has a larger velocity than the fast mode MHD wave, a fast shock can be formed. Shock can be of the forward type, propagation away from the Sun and usually associated with ICMEs (Gosling et al., 1990; Burlaga, 1995). On the other hand, shocks can be of the fast reverse type, which is propagating toward the Sun, but is convected by the supersonic solar wind and from the point of view of spacecraft/Earth is propagating antisunward (Burlaga, 1970; Echer et al., 2003); they are mainly associated with the trailing edge of corotating interaction regions (CIRs) (Burlaga, 1995).

The plasma and magnetic field profiles through these different types of shocks are shown in Echer et al. (2003). The main difference is that, for a forward shock, all observed parameters (density, velocity, temperature, magnetic field magnitude) show a positive jump across the shock, while for a reverse shock the magnetic field, density and temperature/pressures shows a negative jump. Only velocity shows a positive jump, because the shock is being convected by solar wind. Near Earth's orbit, fast forward shocks are more common (Echer et al. 2003).

When an interplanetary shock impinges on the magnetosphere, a sudden variation in the Chapman-Ferraro current is recorded in the horizontal (H) component of the low latitude geomagnetic field. If the shock is a fast forward one, a positive sudden impulse (SI) is recorded (Siscoe et al., 1968; Smith et al., 1986) while, if a reverse shock impinges, occurs a negative sudden impulse (Akasofu, 1964; Nishida, 1978). The positive SI due to forward shocks occurs as a result of the compressed magnetosphere and intensified magnetopause current, which cause a positive variation in the magnetic field observed at ground level. The negative SI due to reverse shocks occurs because of the expanded magnetosphere due to the decrease in solar wind pressure.

In this work we study the effects of fast forward and reverse shocks on the SI recorded on low latitudes through the SYM-H index. We used 50 fast shocks studied by Echer et al. (2005) and 10 reverse shocks found by looking into solar wind data. Dynamic pressure variations and SI amplitude for these 2 classes of shocks/SI are compared in this paper.

METHODOLOGY

Echer et al. (2005) have studied the relation between sudden impulse amplitudes and solar wind pressure. We take from that study the 50 fast shocks observed in 2000. Solar wind data from ACE spacecraft (Stone et al., 1998) were used to calculate the SW pressure. Only the proton density was considered in the calculation of dynamic pressure ρV_2 . In addition, we have identified 10 reverse shocks occurring in solar wind during 1999-2003 using also ACE data. Upstream (1) and downstream (2) averages of solar wind/IMF parameters were calculated in two intervals around the interplanetary shock following the procedure described in Echer et al. (2003).

To calculate the SI amplitude, we have used the SYM-H index (Iyemori et al, 1999) from World Data Centre for Geomagnetism-Kyoto. This index is a high resolution (1 min) version

of the Dst index. With the shock time observed at ACE, we searched at SYM-H, taking into account around 1 hour of delay for the propagation time from ACE position to Earth and look for sudden positive/negative variations in this index.

RESULTS AND DISCUSSION

Examples of positive and negative sudden impulses are presented in Figures 1 and 2. Figure 1 shows the solar wind parameters, dynamic pressure and SYM-H for the fast forward shock observed by ACE on January 11th 2000 at ~13:38. Upstream (1) and downstream (2) intervals used to calculate upstream and downstream solar wind/IMF averages are also shown. The positive SI was observed around 14:28 UT by ground based stations. This shock had compression ratio of 1.8 (density, n_2/n_1) and 1.4 (magnetic field, B_2/B_1). The observed SI amplitude was 17 nT, while the variation the square root of dynamic pressure ($P_2^{1/2} - P_1^{1/2}$) was $\sim 1.05 \text{ nPa}^{1/2}$, which is a result similar to the average seen by Echer et al. (2005).

(espaço reservado para figura1)

Figure 2 shows the solar wind data and SYM-H index for the reverse shock observed on May 25th 1999 at ~09:45 UT on 25 May 1999, by ACE. A negative SI was observed around ~10:45 UT. This shock had a compression ratio of ~ 2.0 for density and magnetic field. The SI amplitude is $\sim -9 \text{ nT}$, and the $(P_2^{1/2} - P_1^{1/2}) \sim -0.29 \text{ nPa}^{1/2}$.

(espaço reservado para figura 2)

Notice that this type of SI is difficult to detect, especially if it occurs during a negative Dst variation/ring current enhancement. We can distinguish this variation during negative SYM-H values mainly because of the sudden variations in SYM-H seen during SIs.

The SI and $P_2^{1/2} - P_1^{1/2}$ distributions can be seen on Figure 3. These distributions are the normalized number of events per each SI amplitude or dynamic pressure variation range. The normalized number was obtained by dividing the number of shocks in each range interval by the total number of shocks and times 100. We can see that the magnitude of SI is much higher for forward shocks. Most of negative SI events had amplitude around ~5-10 nT, while positive SI had magnitude around 10-30 nT. The square root dynamic pressure variation also shows that forward shocks are stronger and consequently their associated SI will have higher amplitudes.

(espaço reservado para figura3)

Correlation analysis (not showed here) between SI amplitude and $P_2^{1/2} - P_1^{1/2}$ was performed. We have observed that the correlation is higher for fast forward shocks ($r \sim 0.84$) than for fast reverse shocks ($r \sim 0.62$). There is also a larger scattering of points for reverse shocks. In part, this lower correlation could be caused by the small number of points available for reverse shocks. The coefficients are more or less similar, 17.4 nT/nPa^{1/2} for forward shocks and 13.5 nT/nPa^{1/2} for reverse shocks. These values are closer to the coefficient observed for SI x forward shocks during solar maximum and solar minimum (17 and 18 nT/nPa^{1/2}) by Echer et al. (2005).

Finally, we can notice that dynamic pressure variations are always negative across reverse shocks. Since velocity increases and density decreases through these shocks, is theoretically possible to have cases with a positive dynamic pressure variation. This was not observed in the present study. In fact, positive dynamic pressure variations across reverse shocks should be very rare in solar wind at Earth's orbit. This is expected because the relative variation of density across shocks is much higher (2-4 times the upstream

density) than the solar wind speed relative variation (typically 1.5 times the upstream values) and then the pressure variation is determined mainly by the density variation.

CONCLUSION

We have studied positive and negative low latitude sudden impulses caused by fast forward and reverse shocks. We have observed that the SI amplitude is larger for positive SI than for negative SIs, as a consequence of fast forward shocks having larger dynamic pressure variations (stronger shocks). Correlation and proportionality coefficients are lower for reverse shocks, but the proportionality with the square root variation of dynamic pressure is still followed.

ACKNOWLEDGEMENTS

The authors would like to acknowledge for PIBIC/INPE – CNPq, ACE mission for solar wind data and Geomagnetism-Kyoto for SYM-H index.

REFERENCES

AKASOFU, S. I. - 1964 - The development of geomagnetic storms after a negative sudden impulse, *Planet. Space Sci*, vol. 12, 573-578.

BURLAGA, L. F. - 1970 - A reverse hydromagnetic shock in the solar wind, *Cosmic Electrodynamic*, 1, 233-238.

BURGESS, D. - 1995 - Collisionless Shocks, In *Introduction to Space Physics* (Kivelson and Russell), Cambridge, University Press, 129-163.

BURLAGA, L. F. - 1995 - *Interplanetary Magnetohydrodynamics*, Oxford University Press, New York.

ECHER, E., Gonzalez, W. D., Vieira, L. E. A., Dal Lago, A., Guarnieri, F. L. Prestes, A., Gonzalez, A. L. C. and Schuch, N. J. - 2003 - Interplanetary shock parameters during solar activity maximum (2000) and minimum (1995-1996), *Braz. J. Phys.*, 33, 115-122.

ECHER, E., Gonzalez, W. D., Dal Lago, A., Vieira, L. E. A., Guarnieri, F. L., Clúa de Gonzalez, A. L., and Schuch, N. J. - 2005 - Interplanetary shocks and sudden impulses in solar maximum (2000) and solar minimum (1995-1996), *Advances in Space Research*, v. 36, n. 12, 2313-2317.

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

IYEMORI, T., Araki, T., Kamei, T. and Takeda, M. - 1999 - Mid-latitude geomagnetic indices ASYa and SYM, Data analysis center for geomagnetism and space magnetism, Graduate School of Science, Kyoto University.

NISHIDA, A. - 1978 - Geomagnetic diagnosis of the Magnetosphere, *Physics and Chemistry in Space*, V. 9, Springer-Verlag, New York.

RUSSELL, C. T. - 1990 - The magnetopause, in *AGU Geophysical Monograph* 58, 439-453.

SISCOE, G. L., Formisano, V. and Lazarus, A. J. - 1968 - Relation between geomagnetic sudden impulses and solar wind pressure changes – an experimental investigation, *J. Geophys. Res.*, 73, 4869.

SMITH, E. J., Slavin, J. A., Zwickl, R. D. and Bame, S. J., Shocks and storm sudden commencements, in ed. Kamide, Y. and Slavin, J. A. - 1986 - *Solar Wind Magnetosphere Coupling*, 345-365, Terra Scientific Publishing Company, Tokyo.

STONE, E. C., Frandsen, A. M., Mewaldt, R. A., Christian, E. R., Margolies, D., Ormes, J. F. and Snow, F. - 1998 - The Advanced Composition Explorer, *Space Sci. Rev.*, 86, 1-22, 1998.

APENDIX 1

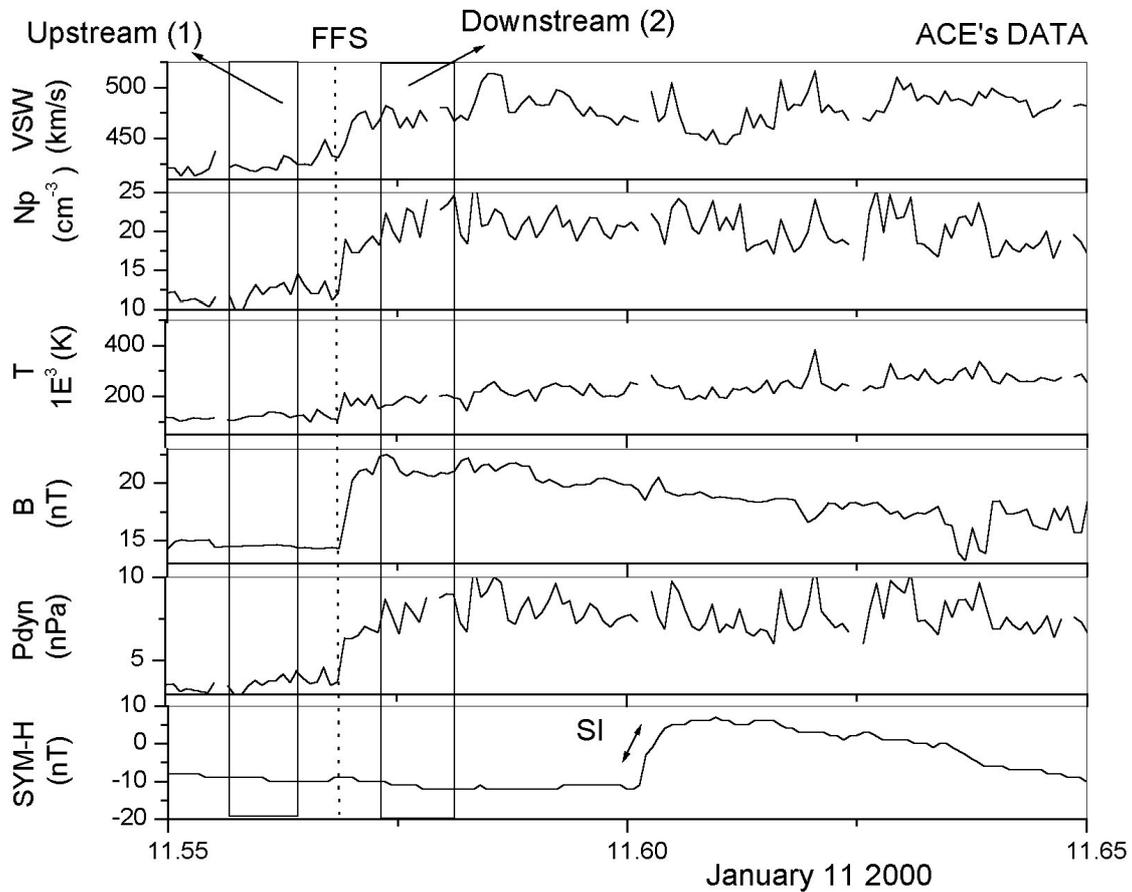


Figure 1 (English):

Example of a fast forward shock and a positive SI, observed on January 11th, 2000. Panels are, from top: solar wind velocity, proton density and temperature, magnetic field strength, solar wind dynamic pressure and the SYM-H index.

Figura 1 (Português):

Exemplo de choque frontal rápido e impulso súbito positivo, observado em 11 de Janeiro de 2000. Os painéis mostram de cima para baixo: velocidade do vento solar, densidade de prótons e temperatura, intensidade do campo magnético, pressão dinâmica do vento solar e o índice SYM-H.

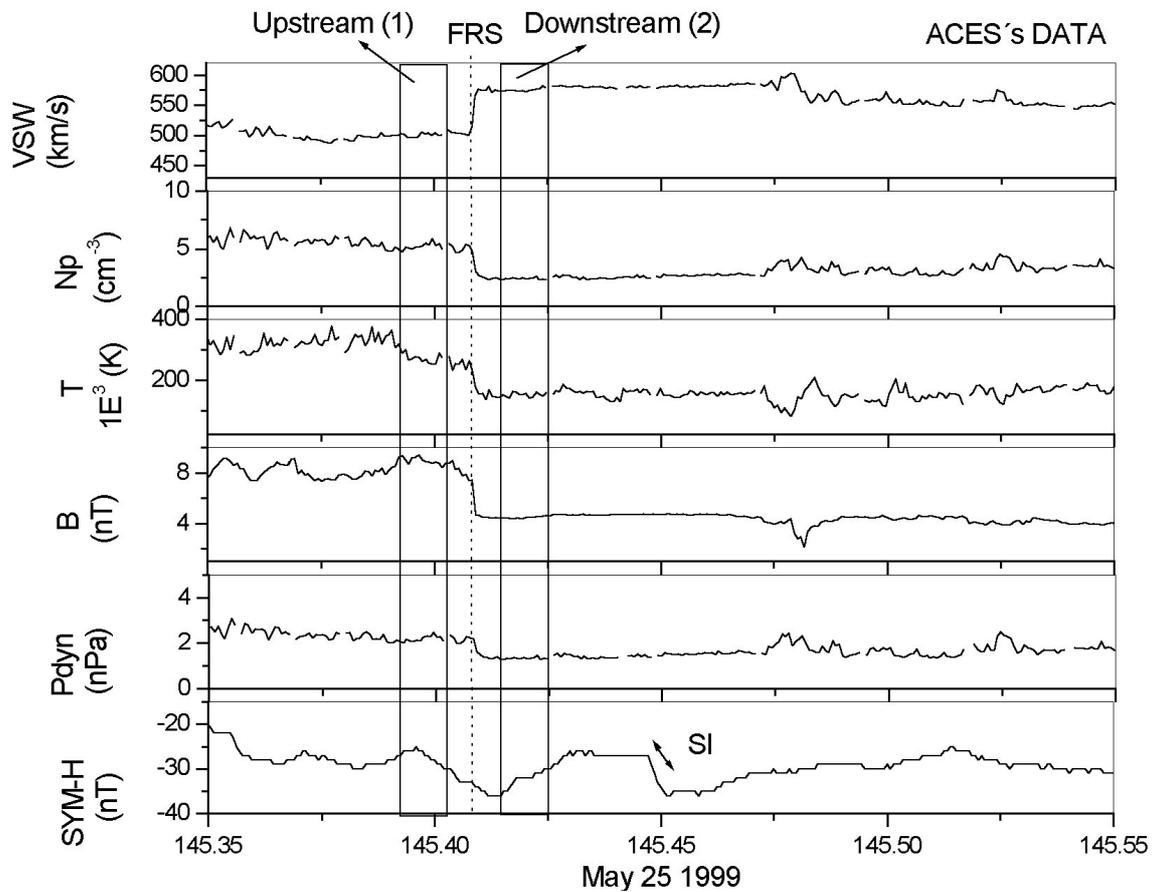


Figure 2 (English):

Example of a fast reverse shock and a negative SI, observed on May 25th, 1999. Panels are the same as in Figure 1.

Figura 2 (Português):

Exemplo de choque reverso rápido e impulso súbito negativo em 25 de Maio de 1999. Os painéis são do mesmo modo como os da Figura 1.

Figure 3 (English):

Distribution of SI amplitudes and $P_2^{1/2} - P_1^{1/2}$ for fast forward shocks (on the left) and fast reverse shocks (on the right).

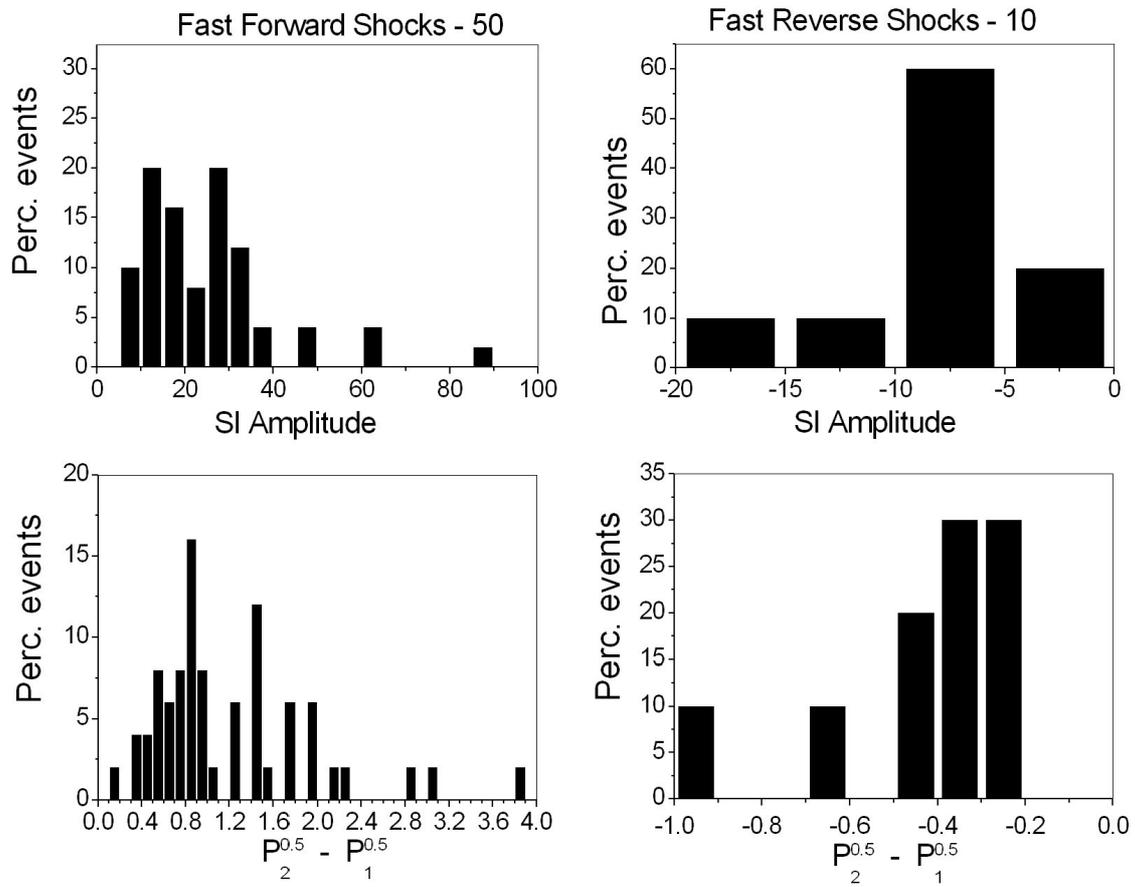


Figura 3 (Português):

Distribuição do impulso súbito e $P_2^{1/2} - P_1^{1/2}$ dos choques frontais rápidos (na esquerda) e choques reversos rápidos (na direita).