

Raios cósmicos e a heliosfera

(Cosmic rays and the heliosphere)

A.G. Izzo de Oliveira¹, M. Rockenbach, A.A. Pacini

*Instituto de Pesquisa e Desenvolvimento, Universidade do Vale do Paraíba,
São José dos Campos, SP, Brasil*

Recebido em 4/9/2013; Aceito em 6/10/2013; Publicado em 6/6/2014

Este texto sintetiza a modulação pelas partículas do fluxo de raios cósmicos galácticos durante seu transporte na heliosfera, fornecendo algumas referências necessárias para a compreensão do assunto aos interessados no tema. Neste contexto, os elementos, fenômenos e eventos estão descritos de modo preferencialmente teórico-conceitual, apenas utilizando a formulação matemática quando ela se faz realmente indispensável. Partindo das noções fundamentais de raios cósmicos e heliosfera, discute-se a interação mútua desses destes elementos, que está severamente relacionada à dinâmica dos fluidos e ao eletromagnetismo. A conclusão relata a importância da compreensão do assunto para a geociência e as ciências espaciais.

Palavras-chave: heliosfera, raios cósmicos galácticos, modulação de raios cósmicos.

This paper synthesizes the modulation of the particle flux of galactic cosmic rays during their transport inside the heliosphere and provides some fundamental references to understanding of this modulation. In this context, all elements, phenomena and events are preferably described in a theoretical-conceptual way, just using the mathematical approach when it is really indispensable. Starting from the fundamental definitions of heliospheric and cosmic rays, we discuss the mutual interactions of these elements, which is severely related to fluid dynamics and electromagnetism. The conclusion indicates the importance of this theme for the geosciences and space sciences.

Keywords: heliosphere, galactic cosmic rays, cosmic rays modulation.

1. Introdução

Este artigo tem como objetivo introduzir aos estudantes os conceitos físicos fundamentais envolvidos na modulação sofrida pelos raios cósmicos galácticos (*galactic cosmic rays* - GCR) durante sua trajetória no interior da heliosfera, servindo como referência básica ao tema. Assim o texto foi elaborado privilegiando uma abordagem teórica e conceitual e evitando, na medida do possível, o tratamento matemático dos modelos físicos. Apesar dessa abordagem garantir a simplicidade e a fluidez do texto, também torna-se imprescindível a utilização de fontes bibliográficas complementares para uma compreensão mais completa dos temas abordados. Os autores citados no texto são excelente ponto de partida na busca por estas informações.

Esse artigo foi estruturado nos seguintes tópicos:

- Tópico 2 - Raios cósmicos. Aqui encontra-se uma breve revisão da evolução histórica do conceito de raios cósmicos. Apresentam-se, em seguida, os principais conceitos necessários a compreensão da origem e por conseguinte da classificação dos raios

cósmicos. Conclui-se com a descrição da física básica envolvida na interação dos GCR com a atmosfera terrestre.

- Tópico 3 - Heliosfera. Neste item define-se heliosfera tratando inicialmente de modo sucinto das estruturas que a delimitam interna e externamente. Trata-se em seguida de introduzir os conceitos magnetohidrodinâmicos das estruturas que a compõem com uma breve discussão da dinâmica temporal e distribuição espacial.
- Tópico 4 - Modulação heliosférica dos raios cósmicos galácticos. Este tópico discute como os raios cósmicos no tópico 2 se propagam pelas estruturas apresentadas no tópico 3. Nesta parte do texto um tratamento matemático um pouco mais explícito é utilizado para que se possa discutir a equação do transporte de Parker que sumariza os fenômenos de difusão, deriva e a contribuição do vento solar na variação temporal da densidade de raios cósmicos. Discute-se ainda os fenômenos que causam a modulação dos raios cósmicos se-

¹E-mail: a.ger@aol.com.

cundários detectados na superfície da Terra.

- Tópico 5 - Conclusão. A conclusão indica as principais áreas de pesquisa para as quais os temas discutidos são de relevância fundamental, relacionando-as com sua importância para o ambiente terrestre e por conseguinte para o seres humanos inseridos neste ambiente. Também são indicadas algumas das inúmeras possibilidades de pesquisa de um tema que, apesar de demandar árduo esforço do pesquisador, é muito estimulante e profícuo.

2. Raios cósmicos

O fluxo de raios cósmicos que atravessam os meios interplanetários e interestelar é composto de 90% de prótons, 9% de partículas alfa e o restante de núcleos de elementos mais pesados [1]. A movimentação destas partículas pela heliosfera é um exemplo de interações magnetohidrodinâmicas. Magnetohidrodinâmica (MHD) é o estudo do movimento de um fluido condutor de eletricidade na presença de um campo magnético. As correntes elétricas induzidas no fluido como resultado de seu movimento alteram as linhas de campo magnético, por sua vez a variação das linhas de campo magnético produzem forças que modificam o movimento do fluido [2]. Apesar de sua patente complexidade os conceitos básicos da MHD são discutidos durante as aulas de eletromagnetismo e mecânica dos fluidos.

A descoberta dos raios cósmicos é atribuída a Victor Hess que, por meio de experimentos com balões, notou que o fluxo de radiação ionizante, até então associada a radiatividade ambiente do solo, se intensificava com o aumento da altitude. Isso o levou a conclusão de que provavelmente a fonte desta “radiação” teria origem extraterrestre [3]. A partir de então uma nova era iniciou-se para a física das partículas e para a física espacial. Pesquisas pioneiras levaram ao descobrimento de novas partículas subatômicas subprodutos da interação dos raios cósmicos com os constituintes atmosféricos, em uma época em que não se contava com os recursos tecnológicos necessários para obter artificialmente partículas tão energéticas quanto os raios cósmicos. A partir deste período, toda a compreensão do espaço interplanetário foi severamente reformulada. Dentre as pesquisas pioneiras, figura o trabalho do físico brasileiro César Lattes que descobriu a existência das partículas méson π [4]. A maioria dos raios cósmicos movem-se com velocidades relativística, mas desde a década de 1960 são observados raios cósmicos com energia da ordem de 10^{20} eV [1], o que ainda hoje desafia explicações científicas convencionais.

A importância dos dados obtidos através dos raios cósmicos abrangem uma ampla gama de áreas do conhecimento. Como exemplos pode-se citar sua aplicação no estudo do meio interplanetário [5], na identificação

de precursores de tempestades geomagnéticas [6] e na datação de eventos paleoclimáticos por meio dos isótopos cosmogênicos que os raios cósmicos produzem [7].

2.1. Origem dos raios cósmicos

É com base na análise do espectro de energia das partículas que a origem dos raios cósmicos é inferida. A Ref. [8] descreve o fluxo diferencial de partículas de raios cósmicos no meio interplanetário pela lei de potência

$$\frac{dN}{dE} = E^{-\gamma}, \quad (1)$$

onde N indica o número de partículas, E o espectro energético e γ é o índice espectral que pode ser, a grosso modo, aproximado para 3. Na prática, esta lei descreve um fluxo de raios cósmicos decrescentes com relação a energia, tal que é possível encontrar uma partícula com energia da ordem de 100 MeV a cada centímetro quadrado por segundo, mas a ocorrência de partículas com energias da ordem de 10^{20} eV é de uma a cada quilometro quadrado por século. O clássico gráfico do diagrama de fluxo na Fig. 1 mostra dados observacionais que levaram a Eq. (1).

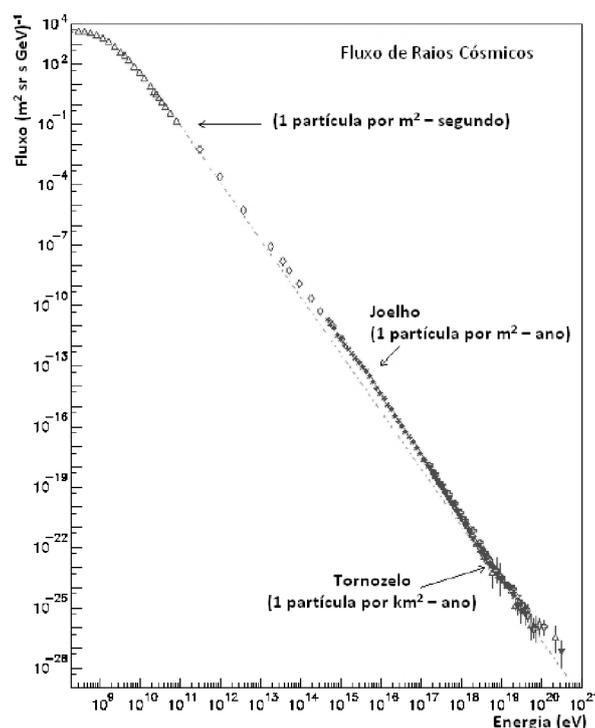


Figura 1 - Diagrama do fluxo de raios cósmicos para energias superiores a 100 MeV. Modificado da Ref. [8].

No diagrama estão identificados dois sutis pontos de inflexão da curva chamados de joelho e tornozelo indicados na Fig. 1. Estes pontos dividem o digrama de fluxo em níveis de energia que se distinguem pelos processos de aceleração necessário para atingi-los.

Na realidade, determinar a origem dos raios cósmicos por métodos diretos é impossível uma vez que estes movem-se por trajetórias aleatórias (*random walks*) ao atravessar campos magnéticos turbulentos, contudo métodos indiretos indicam que a parte do diagrama da Fig. 1 compreendida entre 10^9 eV e 10^{15} eV, ou seja, até o joelho do espectro tem origem galáctica [9]. O fluxo de partículas com energias até 10^9 eV pode ser explicada por fenômenos de origem solar e portanto são denominadas raios cósmicos solares (*solar cosmic rays - SCR*) [10].

Aproximadamente na mesma faixa de energia dos SCRs encontra-se um conjunto de partículas cuja composição química indica que não foram aceleradas pelos mesmos processos dos raios cósmicos solares e galácticos. Estas partículas são denominadas raios cósmicos anômalos (*anomalous cosmic rays - ACR*) e um esquema ilustrativo do modelo teórico mais aceito de seu ganho de energia é exibido na Fig. 2. Tratam-se de partículas neutras de gás interestelar que, por não estarem sujeitas as forças de Lorentz, adentraram na heliosfera. Já no interior da heliosfera estas partículas tornam-se ionizadas ou por fotoionização ou por trocas de carga com o material do vento solar. Agora sujeitas aos efeitos MagnetoHidroDinâmicos (MHD) estas partículas são arrastadas pelo vento solar [11] para periferia da heliosfera onde turbulentos campos magnéticos induzem uma trajetória aleatória (*random walk*) que pode culminar arremessando a partícula de volta ao interior da heliosfera [9].

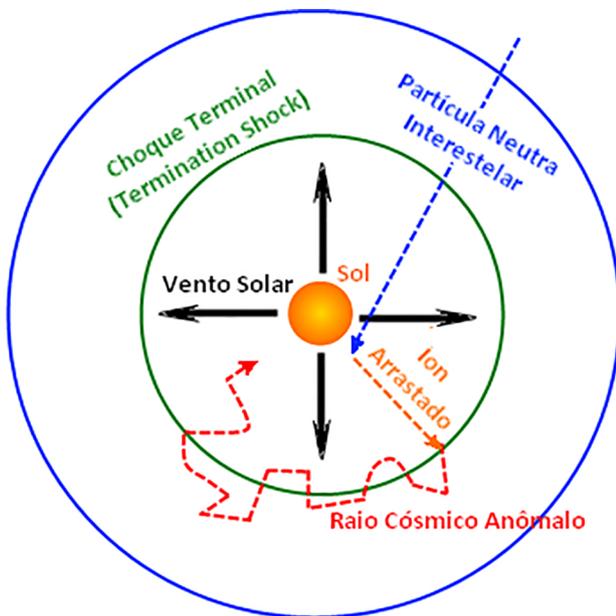


Figura 2 - Representação esquemática da formação dos raios cósmicos anômalos. Modificado da Ref. [9].

É bem aceito atualmente que partículas com es-

²Hádrons são todas partículas suscetíveis a interação nuclear forte [14].

³A interação forte é uma das quatro interações fundamentais da natureza e identifica o que em física nuclear é habitualmente chamado de interação núcleon-núcleon ou interação nuclear [15].

pectro de energia entre 10^9 eV e 10^{16} eV devam sua aceleração a remanescentes de supernovas, enquanto no espectro de energia entre o joelho ($\sim 10^{16}$ eV) e o tornozelo ($\sim 10^{19}$ eV) as acelerações seriam oriundas de remanescentes não-ordinárias de supernovas [12]. Ainda segundo a Ref. [12] a origem da aceleração de partículas com energia acima de 10^{19} eV permanece incerta, porém há consenso no fato de que a fonte é extragaláctica.

2.2. Raios cósmicos primários e secundários

É importante compreender que os raios cósmicos que permeiam o meio interplanetário não são os mesmos observados em detectores na superfície da Terra. As partículas transportadas pelo meio interplanetário são denominados raios cósmicos primários. Essas partículas primárias não conseguem chegar até a superfície terrestre, uma vez que adentram com a atmosfera terrestre tornando-se suscetíveis a interações com elétrons, núcleos de átomos e moléculas que constituem a atmosfera. As partículas sofrem perda de energia através de processos hadrônicos e/ou eletromagnéticos [13].

Os hádrons² incidentes sofrem interações de natureza forte³ quando colidem com núcleos atmosféricos como o nitrogênio e oxigênio. Se a energia do hádron incidente for da ordem de 10^9 eV, dá-se início uma cadeia de interações sucessivas, denotadas por *chuveiro de partículas* ou *chuveiro de raios cósmicos*, que resultam na criação de uma série de partículas secundárias dentre elas os mésons. A Fig. 3 ilustra esquematicamente o chuveiro de partículas de raios cósmicos na atmosfera.

De acordo com a Ref. [13], um próton primário sofre em média 12 interações ao longo de uma trajetória vertical do topo da atmosfera até o nível do mar o que corresponde a um caminho livre médio de interação de cerca de 80 g/cm^2 .

A partir da detecção das partículas secundárias produzidas nos chuveiros de raios cósmicos é possível reproduzir o fluxo de raios cósmicos primários que os produziram e conseqüentemente inferir as condições do meio interplanetário. Neste sentido empreendimentos como a Rede de Detectores de Neutrons [16] e a Rede Global de Detectores de Múons [17] são de grande importância. Obviamente além destas duas redes de detectores existem ainda várias iniciativas interessadas em detectar e analisar as diferentes partículas produzidas nos chuveiros de raios cósmicos. Há também instrumentos a bordo de satélites, como o *Pamela* (Payload for Matter-Antimatter Exploration and Light Nuclei Astrophysics) e o ainda mais preciso AMS-02 (Alpha Magnetic Spectrometer) que detectam diretamente o

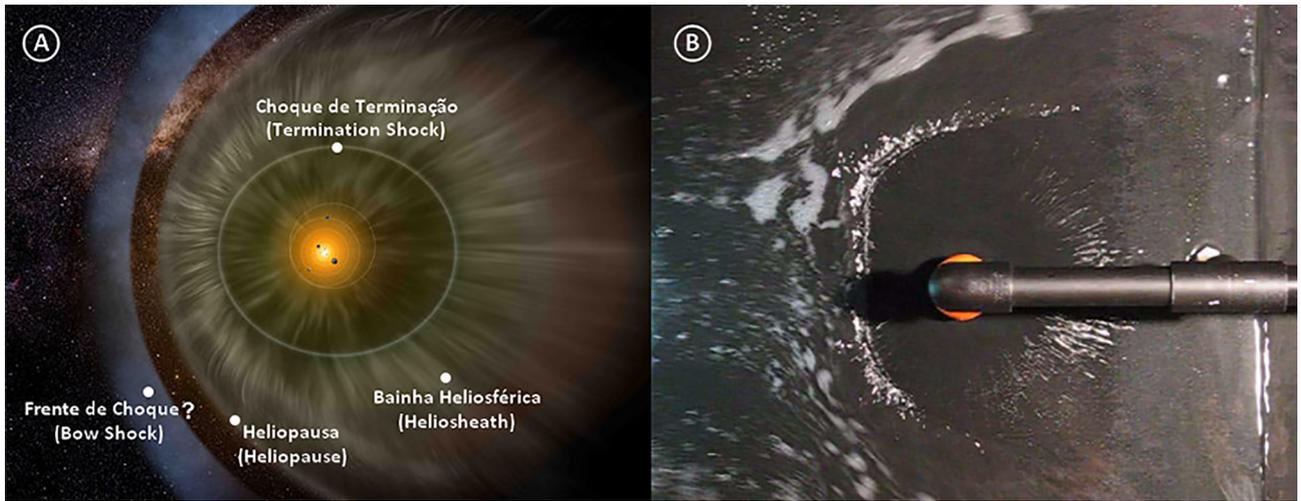


Figura 4 - No painel A: representação artística da heliosfera com as principais regiões de choque indicadas. Modificado da Ref. [24]. No painel B: foto de experimento físico que ilustra regiões hidrodinâmicas de choque similares as da heliosfera. Modificado da Ref. [9].

No interior da heliosfera, o Sol gera um intenso campo magnético cujo modelo pode, a grosso modo, ser aproximado ao de um dipolo magnético nas imediações do Sol quando em épocas de atividade solar mínima [25]. Este campo magnético estende-se por toda heliosfera sendo denominado Campo Magnético Interplanetário (*Interplanetary Magnetic Field - IMF*). A interação entre o vento solar e o IMF constitui um sistema MagnetoHidroDinâmico (MHD) tal como descrito pela Ref. [26]. A compreensão do MHD requer familiaridade com os conceitos fundamentais de termodinâmica, mecânica dos fluidos e eletromagnetismo. A *Equação de Indução Ideal*, uma das equações básicas do MDH, é dada pela relação [27]

$$\frac{\partial \mathbf{B}}{\partial t} - \nabla \times (\mathbf{v} \times \mathbf{B}) = 0, \quad (2)$$

onde \mathbf{v} é a velocidade do plasma e \mathbf{B} o campo magnético e é válida para plasmas com condutividade muito alta como é o caso do vento solar e da maioria dos plasmas espaciais. A Eq. (2) fornece um meio de determinar o vetor campo magnético (\mathbf{B}) a partir do vetor velocidade (\mathbf{v}) do plasma, permitindo afirmar que as linhas de IMF movem-se juntamente com o plasma do modo que está ilustrado na Fig. 5a e portanto considera-se que o fluxo magnético do IMF está congelado no vento solar.

Entender este conceito é de crucial importância a discutir-se as estruturas heliosféricas que são intrinsecamente relacionadas a atividade solar. A Fig. 5b mostra como o movimento vento solar distorce as linhas do IMF que estão congeladas nele.

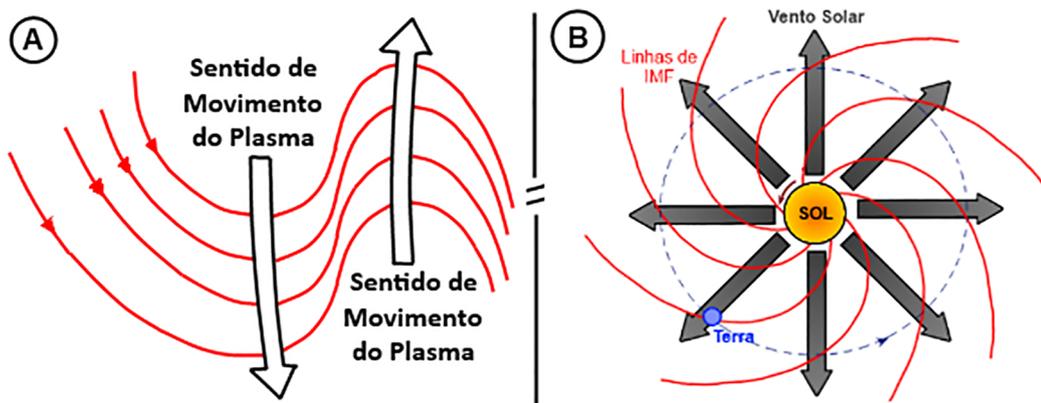


Figura 5 - No painel A: Esquema indicando o movimento das linhas de campo magnético (em vermelho) acompanhando o deslocamento de duas porções de um plasma altamente condutor que estão se deslocando em sentidos opostos. Modificado da Ref. [20]. No painel B: Ilustração da distorção das linhas de campo do IMF devido ao deslocamento radial do vento solar e ao movimento rotacional do Sol.

3.1. Estruturas heliosféricas

O termo atividade solar faz referência as variações magnéticas periódicas da estrela responsável por uma ampla gama de estruturas e eventos (que ocorrem no Sol ou a partir dele) e cujo principal índice é a contagem do número de manchas solares [28]. Manchas solares são regiões escuras na fotosfera do Sol pelas quais arcos de campos magnéticos de grande magnitude emergem oriundos de regiões mais profundas do Sol [29]. O ciclo de atividades solar tem uma periodicidade média de cerca de 11 anos, variando sua duração de 9 a 14 anos [30]. Neste texto, discute-se a modulação dos GCRs durante seu transporte na heliosfera, considerando momentos de atividade solar mínima ou pouco além disso, evitando discutir prolongadamente variações temporais. Para tanto faz-se necessária uma breve descrição da estrutura da heliosfera neste período. O fluxo dos SCRs também depende fortemente da atividade solar variando em fase com ela. A modulação dos GCRs, no entanto, varia em fase inversa ao nível de atividade solar. Nesses momentos de mínima atividade solar as estruturas heliosféricas tem uma topologia que torna sua descrição mais simples, contudo essa topologia muda drasticamente em função do tempo. Algumas estruturas, como a lâmina de corrente heliosférica (*Heliospheric Current Sheet - HCS*), existem continuamente na heliosfera, outras estruturas como ejeções de massa coronal (*Coronal Mass Ejections - CME*) são transientes e ocorrem mais frequentemente em períodos de máxima atividade solar, porém não é de todo incomum registros de ocorrência destas estruturas em períodos

de pouca atividade solar [31].

A topologia do campo magnético global do Sol é tal que para posições de baixa latitude as linhas de campo magnético são comumente fechadas o que faz com que o vento solar seja ejetado a menores velocidades do que em posições de latitude alta onde as linhas de campo, por estenderem-se por toda heliosfera, são consideradas abertas. As regiões de linhas abertas podem ser observadas como áreas escurecidas próximas, a região polar, sendo denominadas *buracos coronais* [27]. Desta forma, a velocidade de ejeção do vento solar não é uniforme pela área superficial do Sol: um vento solar rápido é ejetado da região polar enquanto um vento solar mais lento é emitido das regiões equatoriais. É importante notar que a posição e distribuição dos buracos coronais variam muito em função da época de atividade solar.

Com a expansão do vento solar as linhas de campo magnético nele congeladas são arrastadas e deformadas até assumirem a configuração ilustrada no painel A da Fig. 6. A partir de certa distância as linhas de campo magnéticas abertas tornam-se antiparalelas. Quando isso ocorre uma lâmina de corrente surge de forma a satisfazer as equações de Maxwell para o eletromagnetismo [32]. Esta lâmina de corrente é denominada Lâmina de Corrente Heliosférica (HCS) e em períodos de mínima atividade solar apresenta-se aproximadamente como um disco plano próximo ao equador magnético do Sol [33], como mostram as imagens do painel B da Fig. 6, registradas pelos coronógrafos LASCO-C1 e LASCO-C2 a bordo do satélite SOHO (*Solar and Heliospheric Observatory*).

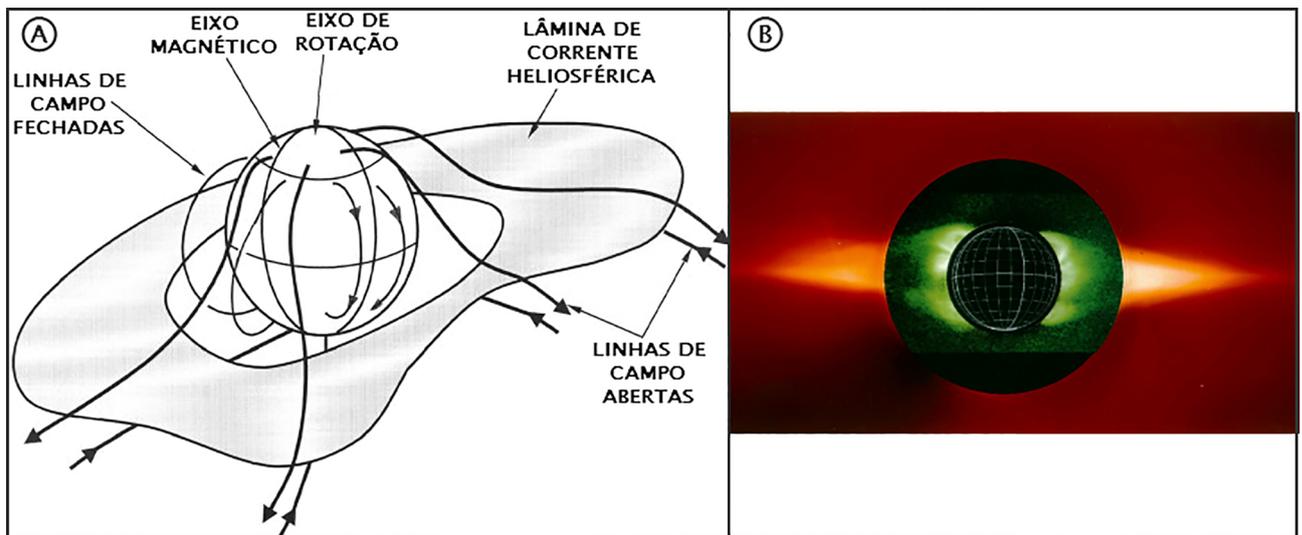


Figura 6 - Painel A: Representação esquemática da HCS que divide a heliosfera em dois setores magnéticos. Pode-se notar que eixo magnético do Sol está inclinado em relação ao seu eixo de rotação. Modificado da Ref. [32]. Painel B: Composição de imagens dos coronógrafos LASCO-C1 e LASCO-C2 registradas em 1 de Fevereiro de 1996. Na parte mais interna, imagem do LASCO-C1 na linha do verde (530,3 nm). Na parte mais externa imagem em luz branca do LASCO-C2. Fonte: [34].

A HCS divide a heliosfera em dois hemisférios magnéticos com linhas de campo orientadas em sentidos opostos. A orientação dessas linhas depende do ciclo de atividade solar em questão. No início de cada ciclo as linhas do IMF apontam no sentido inverso ao que apontavam no início do ciclo anterior, tal como ilustrado na Fig. 7 da Ref. [35]. Utilizando a notação de que quando

as linhas do campo magnético apontam para fora do (em direção ao) Sol no hemisfério norte (sul), a polaridade é considerada positiva ($A > 0$), e quando as linhas de campo apontam em direção ao (para fora do) Sol no hemisfério norte (sul), a polaridade é considerada negativa ($A < 0$).

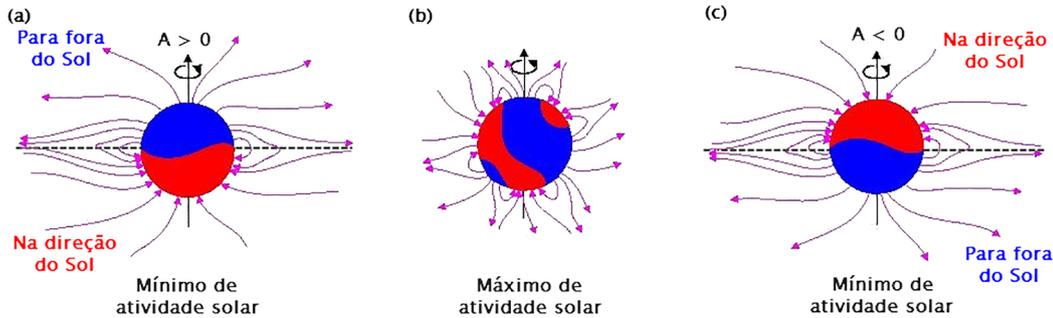


Figura 7 - Esquema indicando a estrutura do campo magnético solar durante **a.** o mínimo de atividade quando $A > 0$, **b.** o período de máxima atividade solar, **c.** o mínimo de atividade quando $A < 0$. A linha escura tracejada indica a HCS que não é regular durante o período de máximo solar e portanto foi omitida no item **b.** Modificado da Ref. [35].

Como o Sol rotaciona enquanto ejeta o vento solar, as linhas do IMF assumem a forma de uma espiral arquimediana com o centro no Sol. Este formato espiral, representado na Fig. 5b, é conhecido como *espiral de Parker* em homenagem ao seu primeiro propositos [33].

O fato do eixo magnético solar não coincidir com seu eixo de rotação causa um movimento de precessão do eixo magnético que faz com que a HCS assuma uma forma drapeada como uma saia de bailarina. Em épocas pouco além do mínimo de atividade solar a região coberta pelos buracos coronais se expande para latitudes menores. Por existirem regiões de mesma latitude ejetando vento solar rápido e lento, a medida que se distanciam do Sol a interação entre os ventos com diferentes velocidades forma estruturas que em condições suficientemente estáveis, corrotacionam com o Sol sendo denominadas regiões de interação corrotante (*corotating interaction regions - CIR*) [33].

A Fig. 8 mostra uma representação artística do modelo *saia de bailarina* inicialmente proposto pela Ref. [36], para uma heliosfera pouco perturbada. Este modelo é a composição das estruturas discutidas. Na Fig. 8 é possível ver, no Sol, em laranja escuro as regiões dos buracos coronais por onde escapa o vento solar rápido e em laranja claro a região de ejeção do vento solar lento. A área verde representa a HCS drapeada, com as linhas de campo em preto curvadas na espiral arquimediana de Parker. Também em verde é possível ver a Terra com sua órbita ao redor do Sol traçada em preto. É interessante notar que ora a Terra transita acima da HCS (região em verde claro), ora transita abaixo dela (região em verde escuro), mudando de setor magnético heliosférico no decorrer de seu movimento or-

bita. O choque formado pela interação entre o vento solar rápido (amarelo) e o vento solar lento aparece em vermelho. Na região em amarelo está indicada o sentido de expansão do vento solar.

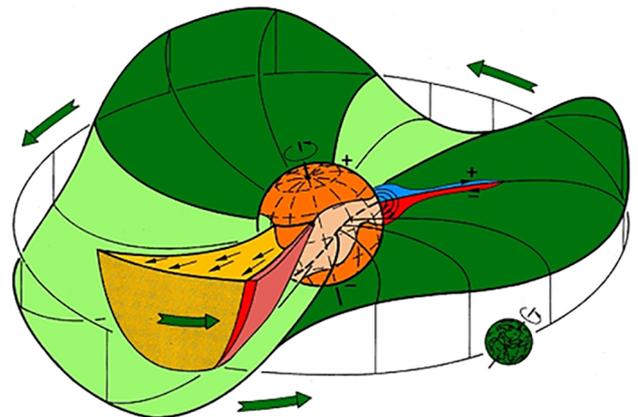


Figura 8 - Representação artística da heliosfera. Fonte: [33].

A evolução temporal deste modelo é por si só bastante complexa e ainda outras estruturas transitórias, além das CIRs, devem ser consideradas em um modelo que represente acuradamente a heliosfera.

Já definiu-se CIRs como o resultado da interação do vento solar rápido com o vento solar lento. Estas estruturas predominam na heliosfera durante as fases de declínio e de mínimo do ciclo de atividade solar [37].

Explosões solares ou *Flares* aceleram partículas subatômicas e emitem radiação desde a banda de rádio até o espectro dos raios gama [38]. Segundo a Ref. [39], explosões solares podem ser definidas como fenômenos de complexidade desconcertante variando do brilho de

pontos subtelescópicos que duram alguns segundos até emissões das maiores regiões de manchas solares durando mais de 20 horas e acelerando prótons a energias da ordem de GeV (ver sessão 2.1.). É bem aceito que a fonte da energia das explosões solares sejam processos de reconexão magnética no campo magnético das manchas solares [40]. Reconexão Magnética ou Fusão de Linhas de Campo Magnético é processo pelo qual o plasma pode atravessar uma superfície de separação entre duas regiões com linhas de campo magnético topologicamente distintas [41]. As partículas aceleradas durante as explosões solares que dirigem-se ao meio interplanetário são denominadas Partículas Energéticas Solares (*Solar Energetic Particles - SEP*).

Ejeções de Massa Coronal (*Coronal Mass Ejection - CME*) são espetaculares erupções que são visualizadas na coroa solar. Originadas de arcos coronais de tamanho da ordem de 104 km que expandem-se até cobrir boa parte da superfície solar e continuam expandindo-se da baixa coroa até o meio interplanetário [42]. É importante entender que CMEs tratam-se de ejeções de matéria solar que são visualizadas na coroa e não ejeções de material exclusivamente coronal. A Fig. 9 mostra uma CME incomum com formato helicoidal que parte da coroa.

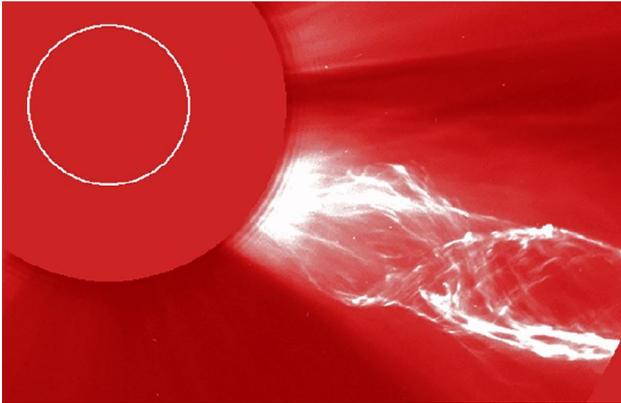


Figura 9 - Foto do instrumento LASCO-C2 a bordo do satélite SOHO que registrada dia 02 de Junho de 1998 de uma CME pouco usual. O Sol é eclipsado por um anteparo (círculo laranja) para favorecer a visualização da CME. A posição do Sol é representada pela circunferência branca. Fonte: <http://sohowww.nascom.nasa.gov/gallery/images/>, acesso em 25/5/2013.

Conforme distanciam-se do Sol as CMEs tornam-se menos visíveis e a partir de certo ponto são identificáveis apenas pelas alterações no IMF e no plasma do vento solar. O remanescente interplanetário de uma CME é denominada Ejeção de Massa Coronal Interplanetária (*Interplanetary Coronal Mass Ejection - ICME*). Segundo a Ref. [31], as estruturas de uma ICME pode contar com uma componente denominada Nuvem Magnética (*Magnetic Clouds - MC*) que possui características muito específicas, como campo magnético intenso, baixa temperatura de prótons e rotação lenta na componente z do IMF.

4. Modulação heliosférica de raios cósmicos galácticos

O fato de que estruturas heliosféricas modulam a população de GCR pode ser facilmente verificado ao perceber a anticorrelação entre as séries de contagem de raios cósmicos e de manchas solares, ilustrados na Fig. 10. Essas séries mostram claramente que quando o ciclo de atividade solar, definido pelo número de manchas solares, está no máximo as contagens de raios cósmicos são mínimas e quando o ciclo solar está no mínimo de atividade, as contagens de raios cósmicos são máximas. A Fig. 10 também mostra uma alternância entre picos agudos e picos chatos na contagem de raios cósmicos. Esta alternância é decorrente da inversão dos polos magnéticos solares ao final de cada ciclo solar (consultar Fig. 7). Em épocas em que $A > 0$ espera-se que os GCR com carga elétrica positiva derivem para dentro da heliosfera na direção dos polos do Sol e saiam através da HCS, enquanto as partículas negativas seguem o trajeto inverso. Em épocas em que $A < 0$ a deriva das partículas é revertida e as partículas positivas adentram pela HCS enquanto as negativas o fazem em direção aos pólos do Sol [43].

No entanto, a modulação heliosférica dos GCR não se resume somente a este efeito. Na verdade muitas considerações acerca da difusão de partículas eletricamente carregadas em campos magnéticos turbulentos, da convecção e expansão do vento solar e da deriva de partículas devem ser ponderados para que um modelo teórico suficientemente bem representativo possa ser elaborado.

4.1. Equação do transporte de Parker

A Ref. [44] sintetizou as bases teóricas para a modelagem do trânsito dos GCR no meio interplanetário. Ele discutiu o movimento de partículas eletricamente carregadas através do espaço interplanetário considerando tempo de transito, perda de energia e a convecção para fora causada pelo vento solar. Ele ainda demonstra que a maior parte dos GCR são imediatamente devolvidos ao meio interestelar na interação inicial com o vento solar e que os que conseguem difundir-se sofrem considerável perda de energia.

Todas as considerações da Ref. [44] estão sintetizadas em sua equação do transporte. Em relação a função de distribuição omnidirecional $f(\mathbf{r}, p, t)$ de partículas na posição \mathbf{r} , com momento p , no instante t esta equação pode ser descrita pela igualdade [45]

$$\frac{\partial f}{\partial t} = \nabla \cdot (\mathbf{K}^{(s)} \cdot \nabla f) - \mathbf{v}_d \cdot \nabla f - \mathbf{V} \cdot \nabla f + \frac{1}{3} \nabla \cdot \mathbf{V} \frac{\partial f}{\partial \ln p} + Q, \quad (3)$$

na qual $\mathbf{K}^{(s)}$ é a parte simétrica do tensor de difusão, \mathbf{V} é a velocidade do vento solar e \mathbf{v}_d a velocidade de deriva da partícula.

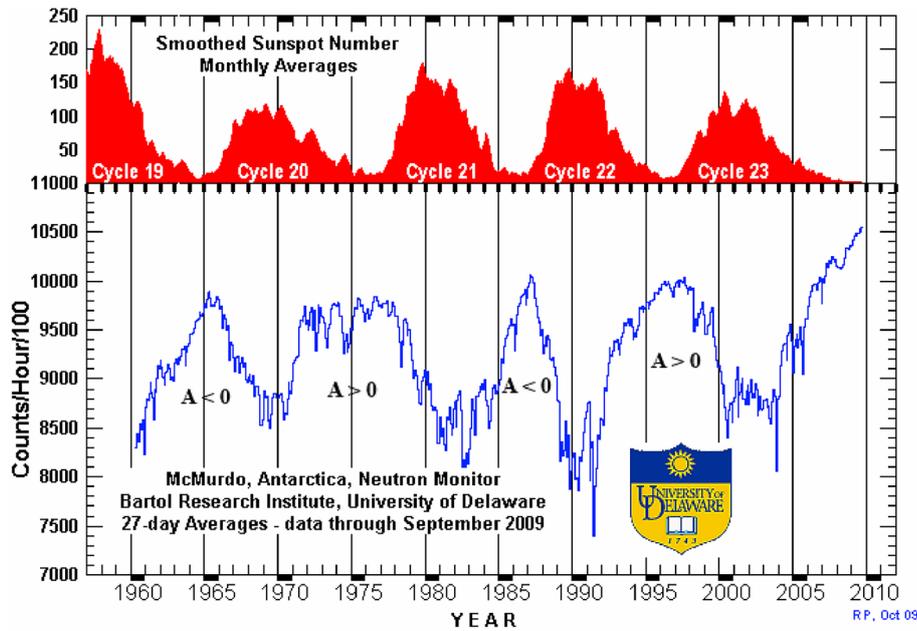


Figura 10 - Figura indicando a anticorrelação entre a contagem de manchas solares, indicadores do ciclo de atividade solar, e a detecção de nêutrons em solo, produzidos na interação dos raios cósmicos primários com os elementos atmosféricos. Modificado de <http://neutronm.bartol.udel.edu/~pyle/modplotM.gif>, acesso em 25/5/2013.

Na Eq. (3) o primeiro termo do lado direito da igualdade trata da difusão das partículas de GCR, o segundo termo trata de deriva, o terceiro termo descreve a convecção para fora causada pela expansão do vento solar, o quarto termo refere-se às mudanças adiabáticas de energia e o quinto considera a fonte dos GCRs. É justificável e amplamente utilizado considerar um estado estático com $\partial f/\partial t = 0$ e $Q = 0$ em condições de mínimo solar, porém estes termos não podem ser desconsiderados para modelagem de fenômenos dependentes do tempo e da aceleração de partículas na região do TS (consultar tópico 3.).

4.1.1. Difusão

As leis do eletromagnetismo clássico ditam que a trajetória do movimento de uma partícula eletricamente carregada é regida pela intensidade do campo magnético que está atravessando. Deste modo já foi observado que estruturas que afetam a intensidade do IMF causam variações na detecção de GCR tanto nas circunvizinhanças da Terra [46] quanto em pontos mais periféricos da heliosfera [47].

Contudo, resumir a difusão ao campo do eletromagnetismo é impossível uma vez que as partículas de raios cósmicos estão inseridas em um ambiente magnetohidrodinâmico. Assim elementos de cálculo tensorial são requeridos para modelar a difusão destas partículas e o tensor de difusão é dado por

$$\mathbf{K} = \begin{bmatrix} \kappa_{||} & 0 & 0 \\ 0 & \kappa_{\perp\theta} & \kappa_A \\ 0 & -\kappa_A & \kappa_{\perp r} \end{bmatrix}, \quad (4)$$

onde $\kappa_{||}$ e κ_{\perp} são, respectivamente, os coeficientes de difusão paralelo e perpendicular ao IMF médio de fundo; κ_A é o coeficiente assimétrico que opera como um coeficiente de “deriva” das partículas [45]. A direção das componentes do tensor de difusão estão ilustrados na Fig. 11.

4.1.2. Deriva

Existem dois tipos específicos de deriva: a deriva de curvatura que deve-se ao efeito centrífugo que uma partícula eletricamente carregada experimenta ao atravessar linhas de campo magnético curvadas e a deriva de gradiente que é resultado da variação do raio de giro da partícula ao atravessar campos magnéticos de intensidade não uniforme [20]. Um dos principais efeitos que a deriva causa na modulação de raios cósmicos definindo a trajetória que percorrem pela heliosfera foi discutida no primeiro parágrafo do tópico 4. e é responsável pela alternância entre picos chatos e agudos na detecção dos raios cósmicos na Terra. A Fig. 12 mostra um esquema de como ocorre a deriva para épocas em que $A < 0$ e para épocas $A > 0$.

4.1.3. Vento solar

A importância do vento solar na modulação dos GCR é inegável e não pode ser desconsiderada uma vez que ele é responsável por dois mecanismos de modulação: um convectivo e outro adiabático. Contudo, a ideia de que os parâmetros do vento solar são os que estão mais diretamente correlacionados aos dados de GCR têm-se mostrado inverídica. A correlação com observações

referentes aos processos difusão e de deriva tem se mostrado mais elevadas. De fato a justificativa desta constatação ainda é motivo de discussão no meio acadêmico. Contudo é importante para a pesquisa relacionar os dados de vento solar aos de raios cósmicos utilizando um outro parâmetro de modulação complementar [49].

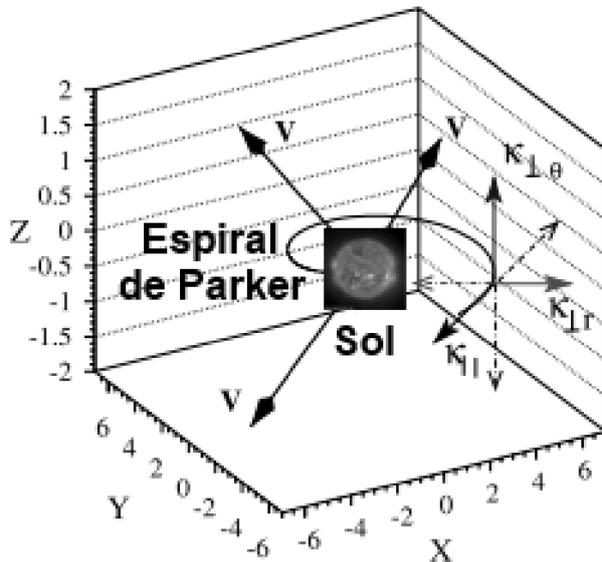


Figura 11 - Imagem indicando as componentes do tensor de difusão em relação a uma linha do IMF torcida na espiral de Parker. As setas V indicam a expansão do vento solar. Modificado da Ref. [43].

4.2. Anisotropias

A detecção de raios cósmicos na Terra é aproximadamente isotrópica, porém certas anisotropias são registradas por detectores na superfície da Terra. Duas anisotropias são perenes nas detecções: (1) A anisotropia Leste-Oeste, decorre da população de GCRs nas ondulações da HCS, onde as partículas ficam aprisionadas entre as linhas do IMF que agem como pás de moinho rotacionando com o Sol e causando um pico de detecção às 18:00 horas do dia solar local e um mínimo às 06:00 horas [50].

(2) A Anisotropia Norte-Sul deve-se ao fato de que ao gradiente de população de GCR que aponta para fora do Sol. Como há maior população de raios cósmicos no espaço voltado para o lado noturno da Terra e menor no lado diurno a configuração das linhas do IMF apontando para fora (*away*) ou para dentro (*toward*) do Sol faz com que haja uma maior incidência de partículas no hemisfério Norte ou no hemisfério Sul da Terra devido a força eletromagnética de Lorentz [51]. Esta anisotropia permite localizar a Terra em relação a HCS. Representações esquemáticas da anisotropia Leste-Oeste e Norte-Sul estão ilustradas na Fig. 13.

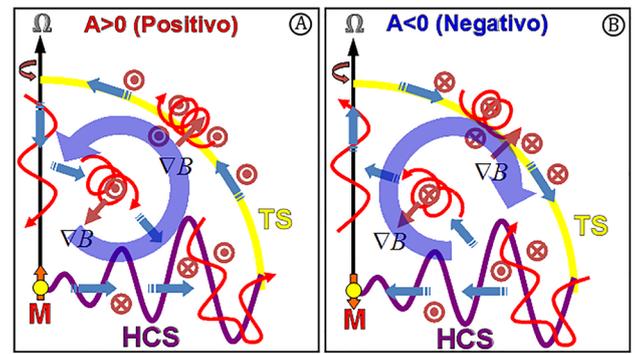


Figura 12 - Esquema da trajetória de deriva dos raios cósmicos no plano meridional. No painel A para épocas em que $A > 0$ e no painel B para épocas em que $A < 0$. A trajetória dos raios cósmicos está representada pelas setas vermelhas. Os raios cósmicos penetram na heliosfera ao longo da folha de corrente heliosférica em épocas que $A < 0$ saindo pelos polos. Em épocas quando $A > 0$ o fluxo é revertido com partículas entrando pela região dos polos e saindo ao longo da folha de corrente heliosférica. Modificado da Ref. [48].

Emboras estas anisotropias estejam continuamente presentes há variação na intensidade com que ocorrem.

A Ref. [52] demonstrou que variações na detecção de raios cósmicos ocorrem também devido a estruturas transitórias. Na verdade, a análise deste tipo de anisotropia já provou-se bastante importante no estudo de alguns elementos heliosféricos transitórios. A Ref. [53] argumenta que nenhum outro tipo de dado é tão profícuo na compreensão da topologia interna de ICMEs, nem mesmo dados oriundos de satélites e veículos espaciais.

Das anisotropias transitórias dois tipos de decréscimo são os mais comuns: (1) decréscimos recorrentes cujo início é gradual e simétrico a fase de recuperação, normalmente associados a CIRs. (2) E os decréscimos não recorrentes que tem um início súbito, causam um profundo mínimo na contagem e uma sua fase de recuperação é mais suave. Um decréscimo não recorrente pode ser verificado no gráfico de contagem de neutrons da Fig. 14. Não é incomum na literatura identificar qualquer decréscimo de curto prazo como *decréscimos de Forbush*, contudo no sentido estrito em que foi proposto apenas os decréscimos não recorrentes adequam-se a designação [53].

Para compreender o mecanismo do decréscimo de Forbush, deve-se entender antes a magnetohidrodinâmica do deslocamento das CMEs e de suas contrapartidas interplanetárias, as ICMEs. A velocidade de deslocamento de uma ICME normalmente supera a velocidade do vento solar em que está imerso, criando com isso uma região de choque a sua frente. A partir dessa região o vento solar é comprimido e aquecido. A intensidade do campo magnético congelado no vento solar aumenta nas vizinhanças da região de choque que age portanto como um escudo para a passagem dos raios cósmicos [53]. Esta é uma descrição idealizada, o real processo está muito mais relacionado a impossibilidade de difusão das partículas de GCR no turbulento e intenso campo magnético da região de choque.

tados por empresas de aeronáutica, climatologia, telecomunicações, espacial para mencionar apenas alguns exemplos, estendendo ao pesquisador da área outras possibilidades de além a da carreira exclusivamente acadêmica. É uma área com amplas possibilidades para aqueles que concluem a graduação.

Agradecimentos

Os autores agradecem ao Programa de Pós Graduação em Física e Astronomia da Universidade do Vale do Paraíba, por possibilitar que esse trabalho fosse desenvolvido na disciplina Relação Sol-Terra. Marlos Rockenbach agradece ao Conselho Nacional de Desenvolvimento Científico e Tecnológico (CNPq) pela bolsa de produtividade (PQ2 300300/2012-3) e à Fundação de Amparo à Pesquisa do Estado de São Paulo (FAPESP) pelo apoio financeiro (Projeto Regular 2011/11581-9). Alessandro Izzo de Oliveira agradece à CAPES pela bolsa de doutorado. Marlos Rockenbach e Alessandra Pacini agradecem à Fundação de Amparo à Pesquisa do Estado de São Paulo (FAPESP) pelo apoio financeiro (Projeto Temático 2012/08445-9).

Referências

- [1] T.K. Gaisser, *Cosmic Rays and Particle Physics* (Cambridge University Press, Cambridge, 1990).
- [2] T.S. Cowling, *Magnetohydrodynamics* (Higer, Londres, 1976).
- [3] V.F. Hess, *Phys. Zeitschr.* **13**, 1084 (1912).
- [4] C.M.G. Lattes, H. Muirhead, G.P.S. Occhialini e C.F. Powell, *Nature* **159**, 694 (1947).
- [5] A.G. Izzo de Oliveira, *Estudo da Relação entre o Campo Magnético e a Intensidade de Raios Cósmicos no Meio Interplanetário via Redes Neurais*. Dissertação de Mestrado, UNIVAP, 2013.
- [6] M. Rockenbach, A. Dal Lago, W.D. Gonzalez, K. Munakata, C. Kato, T. Kuwabara, J. Bieber, N.J. Schuch, M.L. Duldig et al., *Geophys. Res. Lett.* **38**, L16108 (2011).
- [7] A.A. Pacini, I.G. Usoskin, H. Evangelista, E. Echer e R. De Paula, *Adv. Space Res.* **48**, 811 (2011).
- [8] J.W. Cronin, *Rev. Mod. Phys.* **71**, s165 (1999).
- [9] J.R. Jokipii, *Cosmic Rays in Heliosphere*. Palestra, (2011). Disponível em http://www.vsp.ucar.edu/Heliophysics/pdf/2011_Jokipii_Cosmic-Rays-Lecture.pdf, acesso em 25/5/2013.
- [10] L. Miroshnichenko, *Solar Cosmic Rays* (Kluwer Academic Publishers, Dordrecht, 2001).
- [11] L.A. Fisk et al., *Astrophys. J.* **190**, L35 (1974).
- [12] T. Stanev, *High Energy Cosmic Rays* (Praxis Publishing Ltd., Chichester, 2010).
- [13] P.K.F. Grieder, *Cosmic Rays at Earth: Reseracher's Reference Manual and Data Book* (Elsevier Science B.V., Amsterdam, 2001).
- [14] D. Griffithis, *Introduction to the Elementary Particles* (John Wiley & Sons, Weinheim, 2004).
- [15] R. Eisberg e R. Resnick, *Física Quântica: Átomos, Moléculas, Sólidos, Núcleos e Partículas* (Elsevier, Rio de Janeiro, 1979).
- [16] H. Mavromichalaki et al, in *Effects of Space Weather on Technology Infrastructure*, editado por I.A. Daglis (Kluwer Academic Publishers, Dordrecht, 2004).
- [17] A. Fushishita, T. Kuwabara, C. Kato, S. Yasue, J.W. Bieber, P. Evenson, M.R. Da Silva, A. Dal Lago, N.J. Schuch et al., *Astrophys. J.* **715**, 1239(2010).
- [18] O. Adriani, G.C. Barbarino, G.A. Bazilevskaia, R. Bellotti, M. Boezio, E.A. Bogomolov, M. Bongi, V. Bonvicini, S. Borisov et al., *Astrophys. J.* **770**, 2(2013).
- [19] T. Kirn, *Nucl. Instr. Meth. Phys. Res. A* **706**, 43 (2013).
- [20] W. Baumjohann e R. A. Treumann, *Basic Space Plasma Physics* (Imperial College Press, Londres, 1997).
- [21] T. Tanaka e H. Washimi, *J. Geophys. Res.* **104**, 12605 (1999).
- [22] R. Cowen, *Nature* (2013). Disponível em <http://www.nature.com/news/voyager-1-has-reached-interstellar-space-1.1373>, acesso em 23/9/2013.
- [23] D.J. McComas, D. Alexashov, M. Bzowski, H. Fahr, J. Heerikhuisen, V. Izmodenov, M. A. Lee, E. Möbius, N. Pogorelov et al., *Science* **336**, 1291 (2012).
- [24] D.J. McComas, *No "Bow Shock" For Our Heliosphere*. (2012) Disponível em <http://ibex.swri.edu/archive/2012.05.10.shtml>, acesso em 25/5/2013.
- [25] H.W. Babcock, *Astrophys. J.* **133**, 572 (1961).
- [26] H. Alfvén, *Nature* **150**, 405 (1942).
- [27] D.W. Longcope, *Living Rev. Solar Phys.* **3**, 2 (2005).
- [28] I.G. Usoskin, *Living Rev. Solar Phys.* **5**, 3 (2008).
- [29] D. Hathaway, *Living Rev. Solar Phys.* **7**, 1 (2010).
- [30] P. Charbonneau, *Living Rev. Solar Phys.* **2**, 2 (2005).
- [31] E. Echer, W.D. Gonzalez, B.T. Tsurutani e A.L.C. Gonzalez, *J. Geophys. Res.* **113**, A05221 (2008).
- [32] E. Smith, *J. Geophys. Res.* **106**, 15819 (2001).
- [33] R. Schwenn, *Living Rev. Solar Phys.* **3**, 2 (2006).
- [34] R. Schwenn, B. Inhester, S.P. Plunkett, A. Eppele, B. Podlipnik, D.K. Bedford, C.J. Eyles, G.M. Simnett, S.J. Tappin et al., *Solar Phys.* **175**, 667 (1997).
- [35] Y. Okazaki, *Three Dimensional Anisotropy and Density Gradient of Galactic Cosmic Rays measured by Global Muon Detector Network*. Tese de Doutorado, Tohoku University, Sendai, 2008.
- [36] H. Alfvén, *Rev. Geophys. and Space Phys.* **15**, 271 (1977).
- [37] A. Balogh, J.T. Gosling, J.R. Jokipii, R. Kallenbach e H. Kunow, in *Corotating Interaction Regions*, editado por A. Balogh, J.T. Gosling, J.R. Jokipii, R. Kallenbach e H. Kunow (Kluwer Academic Publishers, Dordrecht, 1999).

- [38] F. Reddy, *NASA's Fermi Detects the Highest-Energy Light From a Solar Flare*, (2012). Disponível em http://www.nasa.gov/mission_pages/GLAST/news/highest-energy.html, acesso em 25/5/2013.
- [39] J. Heyvaerts, E.R. Priest e D.M. Rust, *Astrophys. J.* **216**, 123 (1977).
- [40] H. Hara, T. Watanabe, L.K. Harra, J.L. Culhane e P.R. Young, *Astrophys. J.* **741**, 107 (2011).
- [41] V.M. Vasyliunas, *Rev. Geophys. and Space Phys.* **13**, 303 (1975).
- [42] P.F. Chen, *Living Rev. Solar Phys.* **8**, 1 (2011).
- [43] B. Heber, H. Fichtner e K. Scherer, *Sp. Sci. Rev.* **125**, 81 (2006).
- [44] E.N. Parker, *Planet. Space Sci.* **13**, 9 (1965).
- [45] M. Potgieter, *Sp. Sci. Rev.* **83**, 147 (1998).
- [46] H. Cane, *J. Geophys. Res.* **98**, 3509 (1993).
- [47] L.F. Burlaga, F.B. McDonald e R. Ness, *J. Geophys. Res.* **98**, 1 (1993).
- [48] J.R. Jokipii, E.H. Levy e W.B. Hubbard, *Astrophys. J.* **213**, 861 (1977).
- [49] A. Belov, *Sp. Sci. Rev.* **93**, 79 (2000).
- [50] M. Pomerantz, *Cosmic Rays* (Van Nostrand Reinhold Momentum Books, Nova York, 1976).
- [51] D. Hall, M.L. Duldig e J.E. Humble, *Proceedings of the Astronomical Society of Australia* **12**, 153 (1995).
- [52] S. Forbush, *Phys. Rev.* **54**, 975 (1938).
- [53] H. Cane, *Sp. Sci. Rev.* **93**, 55 (2000).