



MINISTÉRIO DA CIÊNCIA E TECNOLOGIA

**INSTITUTO NACIONAL DE PESQUISAS ESPACIAIS**

sid.inpe.br/mtc-m19/2015/04.22.17.05-TDI

**EJEÇÕES DE MASSA CORONAL NOS CICLOS  
SOLARES 23 E 24 - EVOLUÇÃO DA OCORRÊNCIA,  
PERIODICIDADES E FENÔMENOS ASSOCIADOS**

Márcia Regina Guimarães Guedes

Tese de Doutorado do Curso  
de Pós-Graduação em Astrofísica,  
orientada pelo Dr. José Roberto  
Cecatto, aprovada em 15 de maio  
de 2015.

URL do documento original:

<<http://urlib.net/8JMKD3MGP7W/3JCAJNP>>

INPE  
São José dos Campos  
2015

**PUBLICADO POR:**

Instituto Nacional de Pesquisas Espaciais - INPE

Gabinete do Diretor (GB)

Serviço de Informação e Documentação (SID)

Caixa Postal 515 - CEP 12.245-970

São José dos Campos - SP - Brasil

Tel.:(012) 3208-6923/6921

Fax: (012) 3208-6919

E-mail: pubtc@sid.inpe.br

**COMISSÃO DO CONSELHO DE EDITORAÇÃO E PRESERVAÇÃO  
DA PRODUÇÃO INTELECTUAL DO INPE (DE/DIR-544):****Presidente:**

Marciana Leite Ribeiro - Serviço de Informação e Documentação (SID)

**Membros:**

Dr. Gerald Jean Francis Banon - Coordenação Observação da Terra (OBT)

Dr. Amauri Silva Montes - Coordenação Engenharia e Tecnologia Espaciais (ETE)

Dr. André de Castro Milone - Coordenação Ciências Espaciais e Atmosféricas  
(CEA)

Dr. Joaquim José Barroso de Castro - Centro de Tecnologias Espaciais (CTE)

Dr. Manoel Alonso Gan - Centro de Previsão de Tempo e Estudos Climáticos  
(CPT)

Dr<sup>a</sup> Maria do Carmo de Andrade Nono - Conselho de Pós-Graduação

Dr. Plínio Carlos Alvalá - Centro de Ciência do Sistema Terrestre (CST)

**BIBLIOTECA DIGITAL:**

Dr. Gerald Jean Francis Banon - Coordenação de Observação da Terra (OBT)

Clayton Martins Pereira - Serviço de Informação e Documentação (SID)

**REVISÃO E NORMALIZAÇÃO DOCUMENTÁRIA:**

Simone Angélica Del Ducca Barbedo - Serviço de Informação e Documentação  
(SID)

Yolanda Ribeiro da Silva Souza - Serviço de Informação e Documentação (SID)

**EDITORAÇÃO ELETRÔNICA:**

Marcelo de Castro Pazos - Serviço de Informação e Documentação (SID)

André Luis Dias Fernandes - Serviço de Informação e Documentação (SID)



MINISTÉRIO DA CIÊNCIA E TECNOLOGIA

**INSTITUTO NACIONAL DE PESQUISAS ESPACIAIS**

sid.inpe.br/mtc-m19/2015/04.22.17.05-TDI

**EJEÇÕES DE MASSA CORONAL NOS CICLOS  
SOLARES 23 E 24 - EVOLUÇÃO DA OCORRÊNCIA,  
PERIODICIDADES E FENÔMENOS ASSOCIADOS**

Márcia Regina Guimarães Guedes

Tese de Doutorado do Curso  
de Pós-Graduação em Astrofísica,  
orientada pelo Dr. José Roberto  
Cecatto, aprovada em 15 de maio  
de 2015.

URL do documento original:

<<http://urlib.net/8JMKD3MGP7W/3JCAJNP>>

INPE  
São José dos Campos  
2015

Dados Internacionais de Catalogação na Publicação (CIP)

---

Guedes, Marcia Regina Guimarães.

G934e Ejeções de massa coronal nos ciclos solares 23 e 24 - Evolução da ocorrência, periodicidades e fenômenos associados / Márcia Regina Guimarães Guedes. – São José dos Campos : INPE, 2015. xx + 109 p. ; (sid.inpe.br/mtc-m19/2015/04.22.17.05-TDI)

Tese (Doutorado em Astrofísica) – Instituto Nacional de Pesquisas Espaciais, São José dos Campos, 2015.  
Orientador : Dr. José Roberto Cecatto.

1. Ejeção de massa coronal. 2. Ciclo solar 23. 3. CME. I.Título.

CDU 523.94

---



Esta obra foi licenciada sob uma Licença [Creative Commons Atribuição-NãoComercial 3.0 Não Adaptada](https://creativecommons.org/licenses/by-nc/3.0/).

This work is licensed under a [Creative Commons Attribution-NonCommercial 3.0 Unported License](https://creativecommons.org/licenses/by-nc/3.0/).

Aprovado (a) pela Banca Examinadora  
em cumprimento ao requisito exigido para  
obtenção do Título de **Doutor(a)** em  
**Astrofísica**

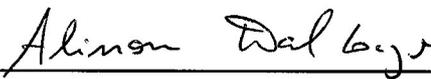
Dr. Joaquim Eduardo Rezende Costa

  
\_\_\_\_\_  
Presidente / INPE / São José dos Campos - SP

Dr. José Roberto Cecatto

  
\_\_\_\_\_  
Orientador(a) / INRE / São José dos Campos - SP

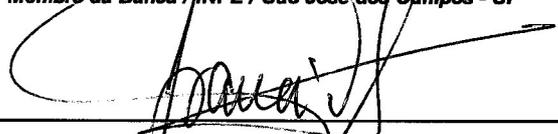
Dr. Alisson Dal Lago

  
\_\_\_\_\_  
Membro da Banca / INPE / São José dos Campos - SP

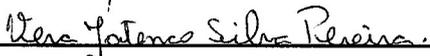
Dr. Eduardo dos Santos Pereira

  
\_\_\_\_\_  
Membro da Banca / INPE / São José dos Campos - SP

Dr. Francisco Carlos Rocha Fernandes

  
\_\_\_\_\_  
Convidado(a) / UNIVAP / São José dos Campos - SP

Dra. Vera Jatenco Silva Pereira

  
\_\_\_\_\_  
Convidado(a) / IAG/USP / São Paulo - SP

Este trabalho foi aprovado por:

( ) maioria simples

unanimidade

Título: "EJEÇÕES DE MASSA CORONAL NOS CICLOS SOLARES 23 E 24 - EVOLUÇÃO DA  
OCORRÊNCIA, PERIODICIDADES E FENÔMENOS ASSOCIADOS."

Aluno (a): **Marcia Regina Guimarães Guedes**

São José dos Campos, 15 de Maio de 2015



*Regina e Fernando*



## AGRADECIMENTOS

Meus agradecimentos à CAPES pelo suporte financeiro, ao INPE pelo suporte físico, à Pós-Graduação da Divisão de Astrofísica, professores e secretárias e ao Dr. José Roberto Cecatto pela orientação.

Gostaria de agradecer de maneira especial o Dr. Eduardo S. Pereira pelo tempo dedicado a elaboração do artigo, pelas sugestões e discussões que foram fundamentais para a conclusão deste trabalho.

Gostaria de agradecer também ao Newton, que me incentivou e acreditou que eu poderia chegar até aqui.

Gostaria de agradecer aos meus amigos, principalmente aqueles que fiz aqui durante todo esse tempo, pelo apoio, incentivo e torcida. Ao pessoal do EMBRACE por me receber tão bem, foi muito bom fazer parte deste time por um tempo.

Algumas pessoas merecem um agradecimento especial, Valéria, Karleyne, Mari, Tereza, Elvis, Luiz Augusto, Márcio, Víctor, Carlos, Pedro, Camila, Flávia, Lígia, Lívia, Cristiano, vocês são muito especiais e foram fundamentais nessa longa jornada.

E por último a minha família, que sem dúvida nenhuma foi o meu maior suporte durante todo esse tempo. Em especial, a pessoa que merece todos os agradecimentos, Mãe, se não fosse você nada disso teria acontecido, seu colo foi mais que fundamental para que tudo isso chegasse ao fim, obrigada por não ter me deixado desistir. E por fim à pessoa que chegou por último nesse processo todo, Fernando, obrigada por toda paciência, dedicação e carinho, por ter caminhado ao meu lado no meu deserto.



## RESUMO

Ejeções de massa coronal (CMEs) e *flares* são os fenômenos mais energéticos que ocorrem na superfície do Sol. Juntos, eles são os principais responsáveis por distúrbios no espaço exterior. Acredita-se que as ejeções de massa coronal e erupções solares podem estar correlacionados com o ciclo solar, que se caracteriza principalmente pelo número de manchas solares. CMEs têm sido observadas desde 1996 até os dias atuais, o que corresponde a um período maior que um ciclo solar. Tais observações permitiram, que pela primeira vez, fosse realizada uma análise das propriedades observadas nos eventos ao longo de um ciclo completo. E ainda, que fosse observado o comportamento das propriedades em cada uma das fases em que é dividido o ciclo de atividade. Também foi realizada uma pesquisa de periodicidade(s) na mesma série, usando tanto o método de Lomb-Scargle quanto a análise wavelet em conjunto com a média móvel simples, nomeada Análise Wavelet Ampla (AWA). Além da busca por periodicidade(s) a AWA possibilita a determinação de associação (coerência wavelet) entre a série de ocorrência de CMEs e as séries tanto de *flares* registrados em raios-X pelo satélite GOES, como do número de manchas solares, na mesma base diária, no entanto, para o período de 2000 - 2012. Os resultados obtidos mostram que a dinâmica de CMEs apresenta um padrão específico. A grande maioria dos eventos concentra-se em velocidades até  $10^6 m/s$ ; acelerados ou desacelerados. As acelerações concentram-se no intervalo de  $\pm 100 m/s^2$ , embora valores elevados (até  $\sim -800 m/s^2$  e até  $\sim 1000 m/s^2$ ) tenham sido registrados. Além disso, acelerações positiva ou negativa de até  $200 m/s^2$  em módulo foram registradas para a pequena parcela de CMEs que apresentam velocidades acima de  $10^6 m/s$ , com predomínio daqueles desacelerados. Valores maiores (1 - 2 ordens de grandeza) de massa ( $10^{12} - 10^{13}$ ) kg são observados nas fases de subida e máximo do ciclo 23 em comparação com os valores registrados no final da fase de decaimento e fase de mínimo do ciclo 23, e de subida do ciclo atual ( $10^{10} - 10^{11}$ ) kg. Com relação à energia, valores da ordem de  $10^{23} - 10^{24}$  J são observados durante as fases de subida e máximo do ciclo 23, enquanto que um decréscimo de 2 a 3 ordens de grandeza nesses valores é observado nas fases de decaimento e mínimo do ciclo 23, e valores médios de cerca de  $10^{21}$  J na fase de subida do ciclo atual. Os resultados mostraram a existência de sinais periódicos e intermitentes nas séries temporais de CMEs, *flare* e de manchas solares. Para as séries de CME e *flares*, foram observados poucos e relativamente curtos intervalos de tempo sem qualquer sinal. Os sinais com um caráter intermitente ocorrem durante algumas épocas das fases de máximo e descida do ciclo solar 23 e subida do ciclo solar 24. A comparação entre as séries temporais de *flares* em raios-X, manchas solares, e CME mostra uma relação mais forte entre *flares* e manchas solares, embora durante alguns intervalos de tempo curtos (4 - 8 meses) e em uma faixa relativamente estreita. No entanto, em contraste obteve-se uma relação mais fraca ou até mesmo ausente entre CMEs e *flares* em raios-X, bem como entre as séries de CMEs e o número de manchas solares.



# CORONAL MASS EJECTION IN 23<sup>th</sup> AND 24<sup>th</sup> SOLAR CYCLES - EVOLUTION OF OCCURRENCE, PERIODICITIES AND ASSOCIATED PHENOMENA

## ABSTRACT

Coronal mass ejections (CMEs) and solar flares are the most energetic phenomena that occur in the solar surface. Together, they are primarily responsible for disturbances in outer space. It is believed that the coronal mass ejections and solar flares can be correlated with the solar cycle, which is mainly characterized by the number of sunspots. CMEs have been observed from 1996 to the present day, which corresponds to a period greater than one solar cycle. These observations enabled, for the first time, an analysis of the properties of observed events over a full cycle. Also, the observation of the behaviour of the properties in each one of the solar cycle phases. In addition, a periodicity research was conducted in the same series during the period of 2000 -2012, taking the Lomb-Scargle method of wavelet analysis combined with the simple moving average, named wide wavelet analysis. The technique makes possible the search for periodicity as well the wavelet coherence between the CMEs occurrences series, x-ray flares and sunspots, at the same daily database. The results show that the dynamics of CMEs has a specific pattern. The great majority of events are at speeds up to  $10^6$  m/s, either accelerated or decelerated. The accelerations are concentrated in the range of  $+/- 100m/s^2$ , although higher amounts (up to  $\sim -800m/s^2$  and  $\sim 1000m/s^2$ ) have been registered. Also, positive or negative acceleration of up to  $200m/s^2$  in module were recorded for the small portion of CMEs that have speeds above  $1,0 \times 10^6$  m/s, with the predominance of decelerated ones; Higher values (1-2 orders of magnitude) of mass ( $10^{12} - 10^{13}$ ) kg are observed in the phases of rise and maximum cycle 23 compared to the values recorded at the end of phase and minimum decay phase of the cycle 23 and the rise of the current cycle ( $10^{10} - 10^{11}$ ) kg. In energy, the values of order  $10^{23} - 10^{24}$  J are observed throughout the period of rise and maximum cycle 23, while a decrease of 2-3 orders of magnitude in these values is observed in the decay phase of the cycle and 23 min, and average values of about  $10^{21}$  J at the rising phase of the current cycle. The results showed the existence of periodic and intermittent signals in the time series of CMEs, flare, and sunspots. For CME series and flares were observed little and relatively short intervals of time without any sign. Signals with an intermittent character occur during certain times of the maximum phase of the solar cycle and fall and rise of 23 Solar Cycle 24. The comparison between the flares time series in X-rays, sunspots, and CME shows a stronger relationship between flares and sunspots, although for a few short periods of time (4-8 months) and in a relatively narrow range. However, in contrast got weaker or even missing relationship between the CME and flare in X-rays and between CMEs series and the number of sunspots.



## LISTA DE FIGURAS

	<u>Pág.</u>
2.1 Morfologia da CME: 1- Estrutura frontal brilhante; 2- Cavidade Escura; 3- Núcleo Brilhante. Fonte: Gopalswamy et al. (2003) . . . . .	8
2.2 Esquema do modelo CSHKP, que descreve a erupção de uma CME típica associada a um <i>flare</i> . Fonte: Forbes (2000) . . . . .	9
2.3 a) Formação do campo anti-paralelo. b) Momento de reconexão magnética. Fonte:Kopp e Pneuman (1976) . . . . .	10
2.4 Visão transversal da estrutura do <i>flux rope</i> durante o momento de reconexão magnética. Fonte:Temmer et al. (2010) . . . . .	10
2.5 Média das latitudes de CMEs e proeminência eruptivas. As curvas pontilhadas e tracejadas representam o ângulo de inclinação da lâmina de corrente heliosférica nos hemisférios norte e sul, respectivamente. As setas para cima e para baixo indicam os momentos da inversão de polaridade nos pólos norte e sul solares. Fonte: Gopalswamy (2010) . . . . .	17
2.6 <i>Flare</i> solar observado em raios-X, com máximo às ~ 19 : 48 UT de 04 de novembro de 2003. Fonte:Science@Nasa (2015) . . . . .	18
2.7 Fases de um <i>flare</i> solar. Fonte:(BENZ, 2008) . . . . .	19
2.8 Mancha solar. Fonte:Science@Nasa (2015) . . . . .	21
2.9 Diagrama borboleta, representando a evolução da latitude das manchas solares ao longo de vários ciclos de atividade. Fonte:Science@Nasa (2015)	22
2.10 A componente radial do campo magnético solar em função da latitude. Fonte:Science@Nasa (2015) . . . . .	23
2.11 Catálogo <i>on line</i> do LASCO. . . . .	27
2.12 Composição do catálogo CDAW. . . . .	28
2.13 Lista de eventos de <i>flares</i> solares disponível no SWPC. . . . .	30
2.14 Lista do número diário de manchas solares disponível no SWPC. . . . .	31
3.1 Exemplo de um gráfico tipo quantil-quantil. . . . .	35
3.2 Exemplo de um gráfico resultante da análise wavelet, composto pelo espectro de potência wavelet e espectro global. A área hachurada no EPW corresponde à região do COI. Os picos observados no EGW correspondem ao sinal integrado durante o intervalo completo de investigação sobreposto ao espectro de Fourier do sinal. . . . .	43

3.3	Exemplo de um gráfico de coerência wavelet. A área hachurada corresponde a região do COI. A escala de cores representa a intensidade do grau de coerência entre as séries. . . . .	45
4.1	Número anual de eventos de CME entre 1996 e 2012 registrados no catálogo CDAW. As linhas preta e amarela, sobrepostas ao histograma, representam, respectivamente, a evolução do número médio mensal de manchas solares e a evolução do ciclo de atividade solar no mesmo período. .	48
4.2	Média diária dos eventos de CME para cada mês durante os anos de 1996 a 2012 registrados no catálogo CDAW. . . . .	48
4.3	Distribuição de latitude dos eventos de CME no hemisfério Norte solar. As linhas verticais tracejadas correspondem a separação adotada para o ciclo solar 23 e início do ciclo 24. . . . .	49
4.4	Distribuição de latitude dos eventos de CME no hemisfério Sul solar. As linhas verticais tracejadas correspondem a separação adotada para o ciclo solar 23 e início do ciclo 24. . . . .	50
4.5	Distribuição de velocidades dos eventos de CME, registrados no catálogo CDAW, entre 1996 e 2012, em função da latitude. As linhas verticais tracejadas correspondem a separação adotada para o ciclo solar 23 e início do ciclo 24. . . . .	51
4.6	Distribuição de velocidades dos eventos de CME, registrados no catálogo CDAW, entre 1996 e 2012, subdivididas em intervalos de $1,0 \times 10^5$ m/s. As linhas verticais tracejadas correspondem a separação adotada para o ciclo solar 23 e início do ciclo 24. . . . .	52
4.7	Distribuição de velocidades das CMEs para as fases de subida, máximo e descida do ciclo 23 e também de subida do ciclo 24. As linhas verticais tracejadas correspondem a separação adotada para o ciclo solar 23 e início do ciclo 24. . . . .	53
4.8	Gráfico quantil-quantil para a distribuição de velocidade ( $\times 10^5$ m/s) nas fases de subida (1996 - 1999) e máximo do ciclo 23 (2000 - 2004). . . . .	54
4.9	Gráfico quantil-quantil para a distribuição de velocidade ( $\times 10^5$ m/s) nas fases de subida (1996 - 1999) e descida do ciclo 23 (2005 - 2008). . . . .	55
4.10	Gráfico quantil-quantil para a distribuição de velocidade ( $\times 10^5$ m/s) nas fases de subida do ciclo 23 (1996 - 1999) e ciclo 24 (2009 - 2012). . . . .	55
4.11	Gráfico quantil-quantil para a distribuição de velocidade ( $\times 10^5$ m/s) nas fases de máximo (2000 - 2004) e descida do ciclo 23 (2005 - 2008). . . . .	56

4.12	Gráfico quantil-quantil para a distribuição de velocidade ( $\times 10^5$ m/s) nas fases de máximo do ciclo 23 (2000 - 2004) e subida do ciclo 24 (2009 - 2012). . . . .	56
4.13	Gráfico quantil-quantil para a distribuição de velocidade ( $\times 10^5$ m/s) nas fases de descida do ciclo 23 (2005 - 2008) e subida do ciclo 24 (2009 - 2012). . . . .	57
4.14	Distribuição das acelerações entre 1996 e 2012 registrados no catálogo CDAW. As linhas tracejadas correspondem às divisões dos ciclos solares adotadas neste trabalho. . . . .	58
4.15	Distribuição dos eventos acelerados e desacelerados em função da latitude. Os círculos vermelhos correspondem aos eventos com aceleração positiva e os azuis aqueles com aceleração negativa. . . . .	58
4.16	Distribuição das acelerações dos eventos de CME, em função da velocidade, registrados no catálogo CDAW. Os pontos vermelhos correspondem a eventos com aceleração positiva, enquanto os pontos azuis correspondem àqueles com aceleração negativa. . . . .	59
4.17	Distribuição da massa de CMEs observados entre 1996 e 2013 em função de latitude. A barra de cores corresponde as ordens de grandeza do logaritmo da massa em quilogramas. . . . .	61
4.18	Distribuição da energia de CMEs observados entre 1996 e 2013 em função de latitude. A barra de cores corresponde as ordens de grandeza do logaritmo da energia em joules. . . . .	62
4.19	Espectro Lomb-Scargle de componentes da série de ocorrências de CME. A linha tracejada indica o nível de $\alpha = 0,01$ que corresponde ao limiar entre as componentes significativas e aquelas que não apresentam contribuição efetiva ao sinal. A seta azul indica a componente de frequência significativa encontrada, correspondente a aproximadamente 385 dias (cerca de um ano) . . . . .	63
4.20	Espectro de potência e espectro global obtidos pela TWC aplicada à série original de dados de CME. . . . .	64
4.21	Ocorrências diárias de CMEs com as médias móveis $M = 365$ , $M = 180$ e $M = 60$ sobrepostas (linha preta). A área sombreada corresponde ao intervalo $[+\sigma, -\sigma]$ . . . . .	65
4.22	<i>Painel superior</i> : Espectros de potência e global da transformada wavelet contínua para a série de CMEs após MMS com $M = 365$ dias; <i>Painel do meio</i> : o mesmo para $M = 180$ ; <i>Painel inferior</i> : $M = 60$ . . . . .	66
4.23	Espectro de potência e espectro global obtidos pela TWC aplicada à série original de dados de <i>flare</i> . . . . .	68

4.24	<i>Painel superior</i> : Espectros de potência e global da transformada wavelet contínua para a série de <i>flare</i> após MMS com $M = 365$ dias; <i>Painel do meio</i> : o mesmo para $M = 180$ ; <i>Painel inferior</i> : $M = 60$ . . . . .	68
4.25	Espectro de potência e espectro global obtidos pela TWC aplicada à série original de dados de manchas solar. . . . .	70
4.26	<i>Painel superior</i> : Espectros de potência e global da transformada wavelet contínua para a série de <i>flare</i> após MMS com $M = 365$ dias; <i>Painel do meio</i> : o mesmo para $M = 180$ ; <i>Painel inferior</i> : $M = 60$ . . . . .	70
4.27	Coerência wavelet aplicada às séries de CME e <i>flare</i> . A escala de cores corresponde ao grau de coerência entre as séries. . . . .	72
4.28	Coerência wavelet aplicada às séries de CME e manchas solares. A escala de cores corresponde ao grau de coerência entre as séries. . . . .	73
4.29	Coerência wavelet aplicada às séries de <i>flare</i> e manchas solares. A escala de cores corresponde ao grau de coerência entre as séries. . . . .	73

## LISTA DE TABELAS

	<u>Pág.</u>
2.1 Valores médios das propriedades estatísticas das CMEs observadas pelos coronógrafos de diferentes satélites em diferentes épocas. . . . .	12
4.1 Valores de massa e energia anual acumulado e médio mensal dos CMEs .	60



## SUMÁRIO

	<u>Pág.</u>
<b>1 INTRODUÇÃO</b> . . . . .	<b>1</b>
<b>2 FENÔMENOS INVESTIGADOS (CME, <i>FLARES</i>, MANCHAS SOLARES), CICLO DE ATIVIDADE SOLAR E INSTRUMENTAÇÃO ASSOCIADA</b> . . . . .	<b>7</b>
2.1 Ejeções de massa coronal - CME . . . . .	7
2.1.1 Parâmetros observáveis das CMEs . . . . .	12
2.1.1.1 Cinemática . . . . .	13
2.1.1.2 Massa . . . . .	15
2.1.1.3 Energia . . . . .	15
2.1.1.4 Localização e Abertura Angular . . . . .	16
2.2 <i>Flares</i> . . . . .	17
2.3 Manchas solares . . . . .	21
2.4 Ciclo solar . . . . .	23
2.5 Fontes das séries de dados e instrumentos para observação dos fenômenos solares . . . . .	24
2.5.1 SOHO-LASCO . . . . .	24
2.5.1.1 Catálogo CDAW . . . . .	26
2.5.2 Satélites GOES . . . . .	28
2.5.2.1 Dados de <i>flare</i> . . . . .	29
2.5.3 Número diário de manchas solares (Space Weather Prediction Center - SWPC) . . . . .	30
2.5.3.1 Dados de manchas solares . . . . .	31
<b>3 METODOLOGIA DE ANÁLISE</b> . . . . .	<b>33</b>
3.1 Análise dos parâmetros observáveis e estimados de CMEs . . . . .	33
3.2 Levantamento de periodicidade na ocorrência de CMEs . . . . .	35
3.2.1 Análise de Fourier e Lomb-Scargle . . . . .	36
3.2.2 Análise Wavelet Ampla . . . . .	39
3.2.2.1 Média Móvel Simples . . . . .	40
3.2.2.2 A Transformada Wavelet Contínua . . . . .	41
3.2.2.3 Coerência wavelet . . . . .	43

<b>4</b>	<b>RESULTADOS</b>	<b>47</b>
4.1	Características Observáveis	47
4.1.1	Ocorrência de CMEs	47
4.1.2	Velocidade	50
4.1.3	Aceleração	57
4.1.4	Massa e Energia	59
4.2	Levantamento de periodicidade na ocorrência de CMEs, <i>flares</i> , e manchas solares	62
4.2.1	Técnica de Lomb-Scargle	62
4.2.2	Análise Wavelet Ampla	64
4.2.2.1	CMEs	64
4.2.2.2	<i>Flares</i>	67
4.2.2.3	Manchas solares	69
4.2.3	Resultados da coerência wavelet entre as séries de CME, <i>flare</i> , e manchas solares	71
<b>5</b>	<b>DISCUSSÕES</b>	<b>75</b>
<b>6</b>	<b>CONCLUSÕES</b>	<b>81</b>
6.1	Perspectivas futuras	84
	<b>REFERÊNCIAS BIBLIOGRÁFICAS</b>	<b>87</b>
	<b>APÊNDICE A - CÁLCULO DA MASSA DAS CMEs</b>	<b>97</b>
	<b>ANEXO A - ARTIGO</b>	<b>99</b>

# 1 INTRODUÇÃO

Descoberto em 1971 (TOUSEY, 1973), o fenômeno de ejeção de massa coronal (CME) se tornou uma das principais formas da atividade solar estudada por vários grupos de pesquisa, por ser o fenômeno transiente mais energético com ampla influência em toda a heliosfera. Em particular, quando dirigidos para a Terra, CMEs podem causar efeitos no ambiente terrestre próximo (clima espacial), com impactos diretos em sistemas tecnológicos em órbita e em solo. Avanços na compreensão do fenômeno de CME têm sido obtidos com as observações feitas pelos coronógrafos do experimento LASCO (*Large Angle and Spectrometric Coronagraph*) a bordo do satélite SOHO (*Solar and Heliospheric Observatory*) e dos satélites STEREO (*Solar Terrestrial Relations Observatory*), e também na interação das CMEs com o meio interplanetário pelas missões espaciais *Wind*, ACE (*Advanced Composition Explorer*) e *Ulysses*.

As principais observações de CMEs têm sido feitas por coronógrafos. Os coronógrafos são instrumentos que geram um eclipse artificial por meio de um disco que oculta a luz da fotosfera, de maneira que as estruturas menos brilhantes da coroa possam ser observadas. Estas estruturas são observadas porque os elétrons livres da coroa espalham a luz da fotosfera por espalhamento Thomson, produzindo assim a emissão de luz branca da coroa. Desta forma, uma CME é caracterizada pelo aumento de brilho observado na linha de visada do coronógrafo que significa um aumento da densidade coronal (CHEN, 2011). O aumento de brilho ao longo da linha de visada dos coronógrafos permite que a CME seja acompanhada e classificada de acordo com as propriedades observáveis.

As propriedades observáveis das CMEs podem ser distinguidas entre categorias morfológicas e estatísticas. No entanto, é importante observar que as medidas que caracterizam estas propriedades são medidas aparentes, uma vez que as CMEs são vistas projetadas em duas dimensões em um meio opticamente fino (HUDSON et al., 2006). A projeção introduz distorções na observação das CMEs e torna a determinação de propriedades pontuais mais difícil e geralmente dependente de modelos. Estas distorções são pequenas para estruturas próximas ao plano do céu (ou seja, o plano contendo o limbo solar) mas podem ser mais severas em outras regiões. Por esse efeito, eventos localizados longe do plano do limbo solar aparecem em latitudes aparentes mais altas, têm abertura angular aparente maior e altura aparente menor do que seus valores verdadeiros (HUNDHAUSEN, 1993). E, além disso, as alturas aparentes menores levam à subestimativa das velocidades das CMEs. A subestimativa da altura também provoca impacto no brilho observado e, portanto, na estimativa da massa

(HUNDHAUSEN et al., 1994). As propriedades observáveis das CMEs serão descritas no Capítulo 2.

Estudos das propriedades observáveis das CMEs têm sido realizados (GOPALSWAMY et al., 2003; GOPALSWAMY, 2010; VOURLIDAS et al., 2010), sobretudo daquelas que dizem respeito às propriedades estatísticas (abertura angular, velocidade, aceleração, massa e energia). Estes estudos têm sido realizados principalmente com os dados do SOHO/LASCO que são disponibilizados em um catálogo *on line*, que contém todas estas informações. O catálogo do LASCO contém atualmente mais de 20.000 eventos observados cobrindo todo o ciclo solar 23 (1997 - 2008) até os dias atuais. Detalhes do catálogo são apresentados no Capítulo 2. Com a abrangência dos dados (1996-2012) foi possível neste trabalho, realizar uma análise das características dos eventos de CME durante o último ciclo solar (ciclo 23), bem como comparações com o início do ciclo 24.

A importância do estudo das propriedades estatísticas das CMEs está no fato de que através dele é possível observar o comportamento das CMEs tanto de maneira geral como por exemplo, frequência de ocorrência dos fenômenos, variações de velocidade, aceleração, massa, energia ao longo do ciclo e também de uma maneira mais restrita, considerando somente alguns intervalos de interesse destas propriedades. O conhecimento do comportamento dos eventos de CME, especialmente a existência de um padrão periódico na sua ocorrência, é essencial na tentativa de tentar prevê-los. Isto tem implicações diretas sobre o clima espacial e seus efeitos no ambiente terrestre.

Sabe-se que o clima espacial é afetado diretamente por fenômenos solares, principalmente os energéticos (*flares* e CMEs). Particularmente, CMEs são responsáveis por vários efeitos no ambiente terrestre, entre eles as tempestades geomagnéticas. Quando muito intensas, essas tempestades podem causar, entre outros, os seguintes efeitos: distúrbios nas operações de satélites, distúrbios em sistemas de navegação, nas redes de distribuição de gás, danos em transformadores de distribuição de energia e como consequência os blecautes que provocam grandes prejuízos ao ser humano. Neste caso, a previsão da ocorrência e determinação das características de CMEs, com antecedência suficiente, são de grande importância para os seres humanos. Isto permitirá no futuro evitar, ou pelo menos minimizar, seus efeitos nos sistemas tecnológicos que fazem parte das atividades humanas.

Os mecanismos de origem, erupção e propagação de uma CME ainda não são completamente entendidos. Vários modelos têm sido desenvolvidos na tentativa de explicar todo o processo envolvido nas ejeções de massa coronal (CHEN, 2011). No entanto,

acredita-se que CMEs geralmente se originem de regiões ativas em associação com *flares*, e também de filamentos eruptivos nos períodos de Sol calmo (HUDSON et al., 2006).

O modelo baseado em observações originalmente desenvolvido por Carmichael (1964), Sturrock (1966), Hirayama (1974) e Kopp e Pneuman (1976), conhecido como modelo CSHKP (descrito no Capítulo 2), que descreve a evolução global de uma CME associada a um *flare* tem sido usado como o modelo padrão para as erupções de CMEs. No entanto, de acordo com Chen (2011) o modelo CSHKP descreve a evolução global de uma CME/*flare* sem levar em consideração muitos detalhes por se tratar de um modelo fenomenológico baseado em observações. No entanto o quadro teórico precisa ser aprimorado com novas observações em múltiplos comprimentos de onda, para cobrir as várias fases da erupção de uma CME, desde seu início até sua propagação pelo espaço. Para tentar responder questões que ainda estão em aberto, tais como início das CMEs, seus mecanismos de aceleração entre outras.

Quando associados, *flares* e CMEs podem ser considerados diferentes manifestações do mesmo processo físico, ou seja, conversão de energia magnética em energia radiativa e cinética, respectivamente (HARRISON, 1995). Estudos da relação *flare*-CME (CYR; WEBB, 1991; HUNDHAUSEN, 1993; HARRISON, 1995) têm revelado que existe uma significativa associação entre o início dos dois processos, entretanto, a relação precisa entre os dois fenômenos ainda não é totalmente clara.

A associação entre CMEs e *flares* pode estar relacionada à fase em que se encontra o ciclo solar. Estudos da relação entre a ocorrência de *flares* e CMEs durante a fase de descida do ciclo 23 (2007 - 2009), mostraram que somente CMEs com velocidades maiores que  $7 \times 10^5 m/s$  e abertura angular maior que  $100^\circ$  estariam associadas com *flares* observados em raio-X (NITTA et al., 2014). Ainda de acordo com os autores, intensos *flares* ocorrem em regiões ativas com campo magnético intenso e complexo, enquanto, *flares* associados a CMEs tendem a ocorrer em regiões ativas pequenas e incluindo aquelas que não possuem manchas solares.

Além da associação entre os fenômenos, a busca por padrões de ocorrência e análise das características dos eventos são de fundamental importância na elaboração de modelos e ferramentas de previsão para aplicações no clima espacial. Investigações da ocorrência de fenômenos solares são principalmente realizadas a partir da análise das séries temporais. Registros de ocorrência de fenômenos solares, como por exemplo as manchas, são datados desde as primeiras civilizações da antiguidade, e dão origem a

longas séries temporais. Registros de observações de *flares* e CMEs são mais recentes e atribuídas principalmente ao advento das missões espaciais no século 20. Como resultado de tais observações, mais de 20.000 eventos de CME já foram observados desde 1996 até os dias atuais. O período de observações cobre portanto, todo o ciclo solar 23 (1996 - 2008) e o atual ciclo com início no ano de 2009. Com observações anteriores a 1996, *flares* e manchas solares possuem séries mais longas, cobrindo vários ciclos solares.

Diferentes técnicas têm sido aplicadas na busca de padrões na ocorrência de fenômenos solares. Dentre elas estão análise dos espectros de Fourier, periodogramas do tipo Lomb-Scargle e análise *wavelet*. Esta última tem se mostrado uma ferramenta útil na análise de fenômenos solares (OCHADLICK et al., 1993; LAWRENCE et al., 1995; OLIVER et al., 1998; SELLO, 2000; SELLO, 2003; LOU et al., 2003; LARA et al., 2008; CHOUDHARY et al., 2014), por se mostrar uma ferramenta adequada na análise de sinais não estacionários.

A partir da análise da série de dados de CME do catálogo CDAW (descrito no Capítulo 2) alguns autores (LOU et al., 2003; LARA et al., 2008; CHOUDHARY et al., 2014) encontraram padrões periódicos na ocorrência dos fenômenos. Em particular, Lou et al. (2003) usando observações de CMEs e *flares* entre os anos 1999 a 2003 encontram períodos de 343, 187, 102, 38,3 e 36,1 dias para as CMEs e períodos de 259 e 157 dias para ocorrência de *flares*. Utilizando uma série de dados maior (1996 - 2006), porém com algumas descontinuidades (entre junho a outubro de 1998 e de dezembro de 1998 a fevereiro de 1999), Lara et al. (2008) encontraram para a ocorrência de CMEs periodicidades iguais a 256 dias entre os anos 1999 e 2002, entre 128 - 256 dias para o intervalo de 2002 a 2004, e final de 2006. Os autores encontram também aumentos intermitentes na intensidade do sinal na banda de 32 dias em meses específicos dos anos de 2000, 2001, 2003 e 2005.

De acordo com os resultados obtidos na literatura, observa-se que padrões periódicos na ocorrência de fenômenos solares (*flares* e CMEs) estão concentrados em bandas da ordem de dezenas a centenas de dias, e na sua maioria associadas a períodos específicos do ciclo solar, tais como o próprio período do ciclo solar ( $\sim 11$  anos), ou ao período da rotação solar ( $\sim 27$  dias). Isto mostra que, quando analisados em larga escala de tempo, a energia ou potência destes sinais acaba por mascarar a presença de sinais mais fracos, os quais por sua vez, poderiam apresentar um caráter periódico com períodos menores que seriam úteis no desenvolvimento de ferramentas de previsão para uso em centros de clima espacial.

A necessidade atual em conhecer o comportamento dos eventos transientes para o desenvolvimento de ferramentas de previsão destes, motivou neste trabalho a investigação e busca de sinais periódicos em escalas infra-anuais. Para tanto, utilizou-se a técnica inédita na análise de fenômenos solares, denominada de Análise Wavelet Ampla.

A técnica de Análise Wavelet Ampla (AWA) desenvolvida neste trabalho consiste na utilização da média móvel simples como um filtro, períodos selecionados igual e inferiores a 365 dias, que atuam como o limite superior para a série temporal analisada, a qual posteriormente é submetida à aplicação de uma transformada wavelet contínua para a detecção de possíveis sinais periódicos nesta escala. Ainda como parte da AWA fazemos uso da coerência wavelet, utilizada como uma meio quantitativo para identificar a forma como se relacionam as séries de dados de eventos solares (CME, *flare* e manchas solares) ao longo do ciclo.

Este trabalho tem como objetivos: Observar a evolução da ocorrência e dos parâmetros observados e estimados das CMEs (latitude, velocidade, aceleração, massa, energia) ao longo de um ciclo solar completo; Buscar por padrões de ocorrência em escalas infra-anuais em uma série contínua de dados; Determinar uma relação quantitativa entre os fenômenos de CME, *flare em raio-X moles*, e manchas solares usando uma técnica inédita neste tipo de estudo;

Uma descrição dos fenômenos investigados bem como dos dados utilizados é feita no Capítulo 2. As metodologias utilizadas são descritas no Capítulo 3. Os resultados de toda a análise são apresentados no Capítulo 4. Discussões são apresentados no Capítulo 5 e as conclusões no Capítulo 6.



## 2 FENÔMENOS INVESTIGADOS (CME, *FLARES*, MANCHAS SOLARES), CICLO DE ATIVIDADE SOLAR E INSTRUMENTAÇÃO ASSOCIADA

É bem conhecido que o Sol apresenta atividade num padrão aproximadamente cíclico, com um período médio de 11 anos. Contudo, uma análise um pouco mais cuidadosa mostra que podem haver desvios deste tipo de comportamento, particularmente no caso da ocorrência de CMEs. Neste capítulo, é feita uma descrição e são apresentadas características dos fenômenos de CME, *flare*, manchas solares e do ciclo de atividade solar. Também são descritos os instrumentos utilizados para a observação e detecção desses fenômenos, que são estudados neste trabalho.

### 2.1 Ejeções de massa coronal - CME

Observações de explosões solares, principalmente depois do evento ocorrido em 1859, observado e noticiado por Carrington (CARRINGTON, 1859), e suas associações com tempestades geomagnéticas na Terra, conduziram à proposição de que plasmas transientes poderiam ser ejetados do Sol e impactar o campo magnético terrestre alguns dias depois (LINDEMANN, 1919). Observações do desaparecimento de proeminências na superfície solar forneciam evidências de que o material poderia se elevar na coroa, aumentando sua velocidade até atingir a velocidade de escape do Sol e se propagar pelo espaço (KIEPENHEUER, 1953). Considerando tais observações, teorias foram então desenvolvidas postulando que o campo magnético solar deveria ser afetado por essas ejeções, uma vez que estas deveriam arrastar as linhas de campo ou rompê-las completamente por meio da reconexão magnética, sendo responsáveis pelos distúrbios observados no meio interplanetário (GOLD, 1962; PIDDINGTON, 1958). Somente com o advento das observações espaciais é que estes fenômenos transientes passaram a ser considerados ocorrências comuns no Sol, e seu potencial para gerar efeitos na Terra fez com que se tornassem um tópico de grande interesse de pesquisa.

Tais fenômenos transientes passaram a ser conhecidos como ejeção de massa coronal e foram definidos como sendo uma variação observável da estrutura da coroa que (1) ocorre em uma escala de tempo de poucos minutos a várias horas e (2) envolve o aparecimento (e movimento exterior) de uma nova, discreta, brilhante, característica luz branca no campo de visada de um instrumento chamado coronógrafo (HUNDHAUSEN et al., 1984).

Os mecanismos de origem, erupção e propagação de uma CME ainda não são completamente entendidos. Acredita-se que CMEs geralmente se originem de regiões

ativas em associação com *flares*, mas que também se originem de filamentos eruptivos nos períodos de Sol calmo (HUDSON et al., 2006). Existem autores que também acreditam que a ocorrência dos fenômenos esteja fortemente correlacionada com o período de atividade do ciclo solar (WEBB; HOWARD, 2012).

CMEs, muitas vezes, são observadas como estrutura de plasma composta por três partes: uma parte frontal brilhante, seguida por uma cavidade escura e um núcleo brilhante (HUNDHAUSEN et al., 1984) (Figura 2.1). Essa configuração é indicativa de um sistema de arcos magnéticos emergindo do Sol como uma estrutura de *flux rope* (um feixe helicoidal de linhas de campo torcidas) ou bolhas magnéticas preenchidas com plasma e material coronal sendo varrido a sua frente. Desta maneira, as forças agindo nas CMEs são descritas dentro do contexto da magneto-hidrodinâmica (MHD) (CHEN, 2011).

De acordo com Low (1996), as CMEs têm um papel fundamental no processo global de atividade solar. Agindo como um mecanismo de perda de massa, as CMEs são a maneira pela qual o fluxo magnético acumulado é retirado da coroa. De acordo com o mesmo autor, o processo de remoção do fluxo se repete várias vezes até que não haja mais fluxo emergente das cavidades coronais onde estes são acumulados. Assim, as CMEs respondem pela remoção do fluxo magnético ao longo de todo o ciclo solar.

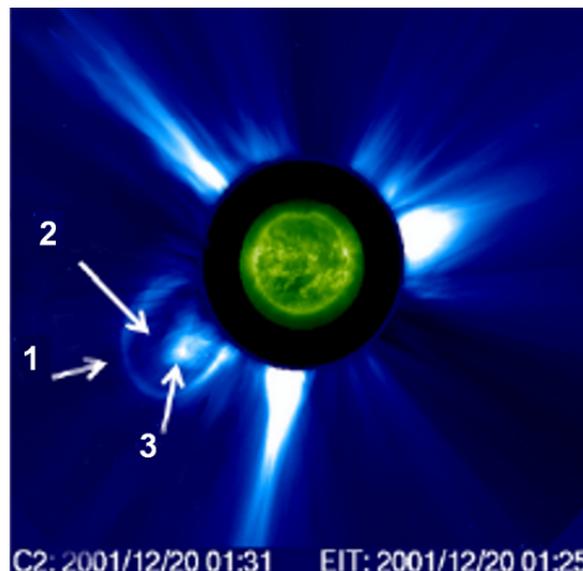


Figura 2.1 - Morfologia da CME: 1- Estrutura frontal brilhante; 2- Cavidade Escura; 3- Núcleo Brilhante. Fonte: Gopalswamy et al. (2003)

O modelo baseado em observações, originalmente desenvolvido por Carmichael (1964), Sturrock (1966), Hirayama (1974) e Kopp e Pneuman (1976), conhecido como modelo CSHKP, descreve a evolução global de uma CME associada a um *flare* e tem sido usado como o modelo padrão para as erupções de CMEs (HUDSON; CLIVER, 2001). O modelo CSHKP descreve a erupção de uma CME da seguinte maneira: uma estrutura de campo magnético torcida conhecida como *flux rope*, que pode ou não carregar um filamento ou proeminência, é mantida em equilíbrio por um envelope de linhas de campo magnético sobrejacente presas à superfície solar (Figura 2.2). Devido a alguma razão (por exemplo, rearranjo da configuração do campo magnético, perda de equilíbrio, ou algum outro tipo de instabilidade) a estrutura se expande (aumentado de tamanho), esticando as linhas do campo magnético sobrejacente, dando origem à linhas de campo magnético antiparalelas. Durante a expansão, há uma aproximação das linhas de campo magnético ascendentes e descendentes localizadas abaixo da estrutura com a formação de uma lâmina de corrente (*current sheet*). Instabilidades microscópicas na lâmina de corrente possibilitam a reconexão magnética (Figura 2.3) e uma rápida reconexão leva a um *flare* solar, abaixo do ponto de reconexão.

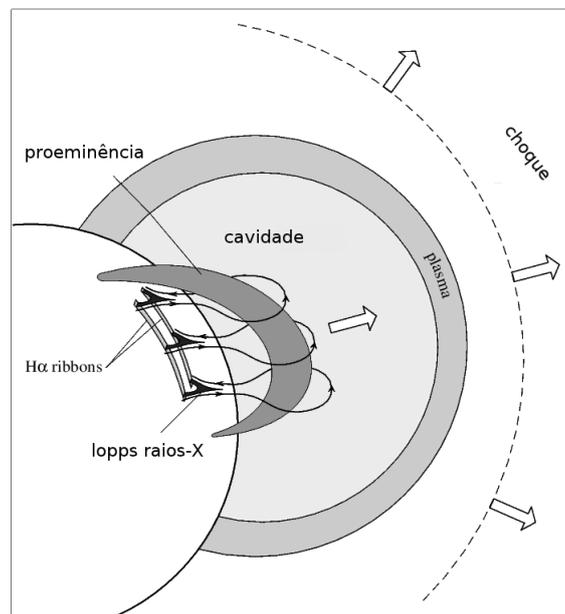


Figura 2.2 - Esquema do modelo CSHKP, que descreve a erupção de uma CME típica associada a um *flare*. Fonte: Forbes (2000)

Por outro lado, a reconexão magnética corta as linhas de campo antes presas à su-

perfície, o que remove a restrição para o *flux rope* e facilita a rápida erupção deste. O fluxo magnético toroidal do *flux rope* continua crescendo conforme a reconexão continua. A erupção do *flux rope* empurra as linhas de campo magnético sobrejacente formando o arco frontal da CME (Figura 2.4) e o choque à sua frente. Se as reconexões rápidas não são excitadas, o *flux rope* ainda tem uma chance de entrar em erupção devido à perda de equilíbrio ou às várias instabilidades MHD. Neste caso, nenhum *flare* é visível próximo da superfície solar (FORBES, 2000).

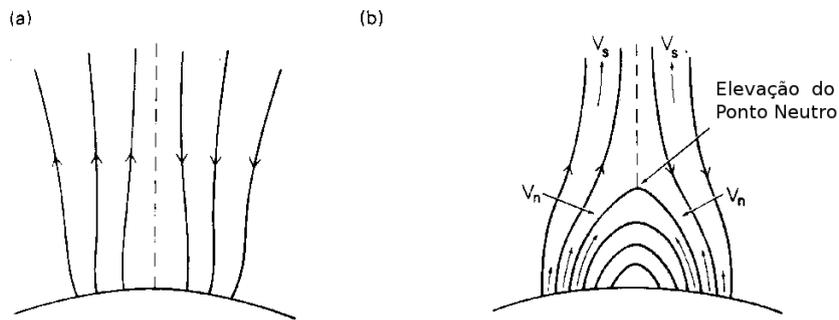


Figura 2.3 - a) Formação do campo anti-paralelo. b) Momento de reconexão magnética. Fonte:Kopp e Pneuman (1976)

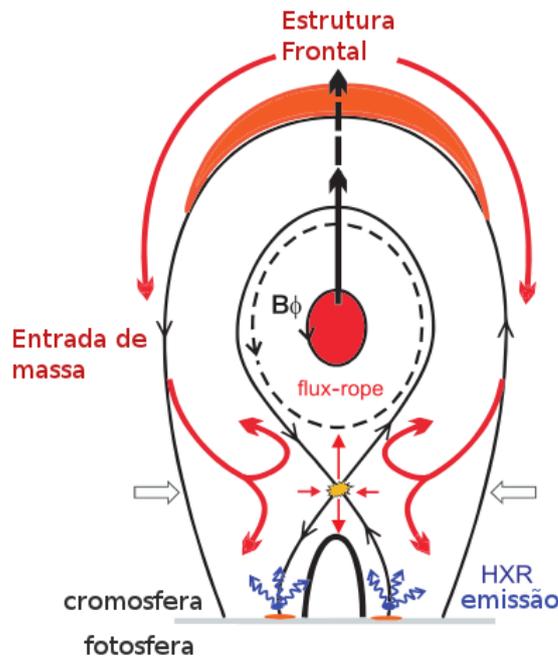


Figura 2.4 - Visão transversal da estrutura do *flux rope* durante o momento de reconexão magnética. Fonte:Temmer et al. (2010)

Ejetadas em todas as direções, CMEs que viajam na direção do observador se aproximando ou se afastando deste, são vistas circulando o disco solar (devido a efeitos de projeção) e recebem o nome de halo-CMEs (quando circundam totalmente o disco) ou halo-parcial (quando não há um contorno total do disco). No caso de CMEs que se propagam em direção à Terra (halos-CMEs totais ou parciais), a densidade de partículas e a energia envolvidas podem causar tempestades magnéticas, especificamente se a orientação do campo magnético da CME for contrária a orientação do campo da magnetosfera terrestre, o que permite a reconexão magnética das linhas de campo, ou a abertura das linhas e a penetração do campo na atmosfera terrestre. Entender essa interação é de fundamental interesse devido aos possíveis danos que podem ser causados em sistemas tecnológicos tais como os satélites. Com esse fim, missões como *Solar and Heliospheric Observatory* (SOHO) (DOMINGO et al., 1995) e *Solar Terrestrial Relations Observatory* (STEREO) (KAISER et al., 2008) foram lançados para o estudo de CMEs.

Observadas continuamente durante somente um ciclo de atividade acredita-se que o número de ocorrência de CMEs varie de acordo com o período de atividade do ciclo solar, com um número maior de ocorrências no período de máximo do ciclo. As principais observações de CMEs têm sido feitas por coronógrafos. Os coronógrafos são instrumentos que geram um eclipse artificial por meio de um disco que oculta a luz da fotosfera de maneira que as estruturas menos brilhantes da coroa possam ser observadas. Estas estruturas são observadas porque os elétrons livres da coroa espalham a luz da fotosfera por espalhamento Thomson, produzindo assim a emissão de luz branca da coroa. Desta forma uma CME é caracterizada pelo aumento de brilho observado na linha de visada do coronógrafo que significa um aumento da densidade coronal (CHEN, 2011).

As primeiras observações de CMEs utilizando coronógrafos a bordo de missões espaciais foram feitas pelo satélite OSO-7 (Orbiting Solar Observatory) (KOOMEN et al., 1975), entre os anos de 1971 e 1974, com aproximadamente uma dúzia de eventos observados. Em seguida, nos anos de 1973 e 1974, com o satélite Skylab (MACQUEEN et al., 1974) foram observados por volta de 100 eventos; entre 1979 e 1985 mais de 1500 eventos foram observados pelo SOLWIND (SHEELEY et al., 1980). Aproximadamente a mesma quantidade foi observada pelo satélite Solar Maximum Minimum (SMM) (MACQUEEN et al., 1980). Com o lançamento do satélite SOHO, em 1996, (BRUECKNER et al., 1995), mais de 20.000 CMEs já foram observadas utilizando os coronógrafos C1, C2 e C3 do instrumento LASCO (*Large Angle and Spectrometric Coronagraph*) à bordo do SOHO (DOMINGO et al., 1995). Mais recentemente, os

coronógrafos COR1 and COR2 do SECCHI (Sun-Earth Connection and Heliospheric Imaging) (HOWARD et al., 2008) à bordo dos satélites do STEREO (Solar Terrestrial Relations Observatory) (KAISER et al., 2008) também já observaram milhares de CMEs desde de 2006. Um resumo dos valores médios dos parâmetros (velocidade, massa, aceleração, etc) das CMEs observados por coronógrafos e instrumentos de satélites distintos em diferentes épocas é apresentado na Tabela 2.1.

Tabela 2.1 - Valores médios das propriedades estatísticas das CMEs observadas pelos coronógrafos de diferentes satélites em diferentes épocas.

Coronógrafo	OSO-7	Skylab	SolWind	SMM	LASCO
Ano	1971	1973 - 74	1979 - 85	1980 84 -89	1996 - presente
Total # CMEs	27	115	1607	1351	> 20000
Velocidade ( $\times 10^5$ m/s )	-	4,70	4,60	3,49	4,89
Aceleração ( $m/s^2$ )	-	-	-	-	-16 a +5
Largura ( $^\circ$ )	-	42	43	46	47
Massa ( $\times 10^{12}$ ) kg	-	6,2	1,7	3,3	1,3
Energia Cin. ( $\times 10^{23}$ ) J	-	-	4,3	8,0	2,0
Energia Mec. ( $\times 10^{23}$ ) J	-	-	-	-	4,2

Adaptado de Webb e Howard (2012)

Os dados das observações desses e outros parâmetros são em sua maioria disponibilizados na forma de catálogos de domínio público. Entre os principais catálogos disponíveis estão o CDAW (descrito em detalhes na Seção 2.5.1.1), o CACTus e o SEEDs, que disponibilizam informações obtidas com o LASCO, sendo que os dois últimos são gerados a partir de *softwares* que detectam de maneira automática os eventos de CME sem intervenção humana. O catálogo com os dados do STEREO se encontra disponível na página do SECCHI<sup>1</sup>. Adiante é fornecida uma descrição do instrumento LASCO cujos dados são utilizados neste trabalho.

### 2.1.1 Parâmetros observáveis das CMEs

As observações feitas por meio de coronógrafos permitem a determinação de alguns parâmetros que caracterizam as CMEs. Dentre eles estão a velocidade e a aceleração, determinadas a partir de ajustes da posição do evento em uma sequência de imagens simultâneas com medidas de tempo; a abertura angular calculada a partir da pro-

<sup>1</sup>[http://sharpp.nrl.navy.mil/cgi-bin/swdbi/secchi\\_flight/cmes/form](http://sharpp.nrl.navy.mil/cgi-bin/swdbi/secchi_flight/cmes/form)

jeção do evento no plano do céu a partir da qual se determina a latitude das CME (por ser o disco solar ocultado pelo coronógrafo, a determinação direta da latitude do evento se torna inviável). Ainda considerando as imagens obtidas pelos coronógrafos, a massa é estimada por meio da diferença de brilho entre as imagens por um procedimento descrito no Apêndice A. A energia cinética dos eventos é estimada a partir dos valores de velocidade e massa obtidos.

### 2.1.1.1 Cinemática

Um estudo do catálogo CDAW mostra que a velocidade aparente da estrutura frontal das CMEs varia entre  $2,0 \times 10^4$  m/s até  $\sim 3,4 \times 10^6$  m/s, de acordo com os dados do catálogo CDAW. A média anual de velocidade das CMEs estimada a partir de observações realizadas pelo Solwind e SSM variava entre  $1,5 \times 10^5$  -  $4,75 \times 10^5$  m/s ao longo do ciclo solar (HUNDHAUSEN et al., 1994). Com as observações do LASCO, de acordo com Yashiro et al. (2004), o valor médio das velocidade varia entre  $2,8 \times 10^5$  e  $5,5 \times 10^5$  m/s durante a fase de máximo. Segundo Gopalswamy et al. (2006), CMEs apresentam velocidades relativamente constantes no campo de visão dos coronógrafos acima de  $2R_{\odot}$ . Ainda de acordo com os autores CMEs mais lentas tendem a mostrar aceleração, enquanto as mais rápidas tendem a desacelerar. Isto pode ser esperado, devido à interação entre as CMEs e o vento solar, cuja velocidade na parte externa da coroa é de cerca de  $4,0 \times 10^5$  m/s.

Cyr et al. (2000) mostraram que a fase de aceleração para a maioria das CMEs deve ocorrer na região da baixa coroa ( $< 2R_{\odot}$ ), uma vez que poucos dos eventos observados pelo LASCO (17%) exibem aceleração além de  $30 R_{\odot}$ . Comparando CMEs observadas em solo pelo Mauna Loa com observações do SMM acima de ( $1,5R_{\odot}$ ), Cyr et al. (2000) encontraram tanto perfis de velocidades constantes como de aceleração constante. Ainda de acordo com os autores, os eventos associados às regiões ativas são mais propensos a ter velocidades constantes e aqueles associados com erupções de proeminência a ter acelerações constantes. A aceleração média dos eventos encontrada foi de  $264 m/s^2$ , que é muito mais rápida que os valores próximos de zero encontrados para as CMEs observadas pelo LASCO (YASHIRO et al., 2004).

Usando os dados do LASCO, Sheeley et al. (1999) e Srivastava et al. (1999) observaram que CMEs que aceleravam gradualmente apareciam como balões nas imagens do coronógrafo, enquanto CMEs mais rápidas se moviam com velocidades constantes mesmo em regiões com altura da ordem de  $30 R_{\odot}$ . De acordo com Sheeley et al. (1999) quando observadas fora do plano do céu, CMEs graduais aparecem como suaves halos que aceleram até um valor limite desaparecendo em seguida, enquanto

as CMEs rápidas apresentam estruturas irregulares e desaceleram. [Yashiro et al. \(2004\)](#) encontraram que CMEs lentas tendem a acelerar ao longo do campo de visada do LASCO, e aquelas com velocidades próximas a velocidade do vento solar têm velocidades constantes. Desta maneira, CMEs seriam aceleradas na baixa coroa até que a gravidade e outras forças de arrasto as desaceleram. [Sheeley et al. \(1999\)](#) usaram dados do LASCO para sugerir que existiriam duas classes dinâmicas de CMEs: as graduais, mais lentas, aceleradas no campo de visada do coronógrafo, e preferencialmente associadas às proeminências eruptivas; e as impulsivas, mais rápidas, desaceleradas no campo de visada do coronógrafo, e preferencialmente associadas aos *flares*.

A tendência das CMEs mais rápidas estarem associadas com *flare* é conhecida desde as primeiras observações feitas pelos coronógrafos. Por exemplo, [Gosling \(1976\)](#) usando as observações do Skylab, encontrou uma tendência das CMEs mais rápidas estarem associadas com os *flares* e as mais lentas com as proeminências. Entretanto, as proeminências estão frequentemente associadas aos *flares* (*two-ribbon flares*) e os *flares* também podem ser acompanhados de erupção de proeminência, especialmente em regiões ativas. A questão básica, então, é se existem dois processos físicos diferentes que dão origem às CMEs ou se todas as CMEs pertencem a um contínuo dinâmico, com um único processo físico de iniciação.

[Low e Zhang \(2002\)](#) propuseram um modelo de dois tipos de CMEs associadas a proeminências eruptivas dependente da geometria magnética destas. Os autores encontraram que CMEs originadas de proeminências com polaridade normal tinham mais energia e velocidades mais altas. Ao contrário, comparando CMEs associadas a *flares* com as não associadas, [Vrsnak et al. \(2005\)](#) encontraram uma considerável sobreposição das acelerações e velocidades entre os dois grupos de CME. Enquanto CMEs associadas a *flares* são geralmente mais rápidas que aquelas sem *flares*, existe também uma correlação entre as velocidades e o fluxo do pico de raio-X, pela qual CMEs associadas com pequenos *flares* são similares a CMEs com erupção de filamentos. Isso reforça o conceito de contínuo dinâmico, contrário ao conceito de duas classes de CME. [Yurchyshyn et al. \(2005\)](#) encontraram que as velocidades das CMEs aceleradas e desaceleradas do LASCO apresentam uma distribuição log-normal, implicando que as velocidades de ambos os grupos resultam de vários processos simultâneos ou de uma série sequencial de eventos. Recentemente, [Howard e Harrison \(2013\)](#), usando observações históricas, sugeriram um único mecanismo de início e um contínuo de energias.

### 2.1.1.2 Massa

A estimativa da massa das CMEs (conforme descrito no Apêndice A) requer a conversão da intensidade do brilho observado nas imagens dos coronógrafos em densidade de elétrons (e portanto do plasma) pelo mecanismo de espalhamento Thomson (maiores detalhes em [Vourlidas e Howard \(2006\)](#)). Da mesma forma que para o cálculo da velocidade, a determinação da massa é feita considerando a projeção da CME no plano do céu, apresentando assim incertezas que subestimam o valor real. Os valores médios derivados dos dados dos coronógrafos mais antigos como Skylab, SMM e Solwind eram da ordem de  $2,0 - 6,0 \times 10^{12}$  kg (Tabela 2.1). Já as estimativas feitas a partir dos dados do LASCO indicam uma massa média um pouco menor, da ordem de  $1,0 \times 10^{12}$  kg (Tabela 2.1), uma vez que as observações permitem a estimativa de massas da ordem de  $10^{10}$  kg ([VOURLIDAS et al., 2010](#)). De acordo com os mesmos autores, os valores de massa podem estar subestimados por um fator dois e os valores da energia cinética por um fator oito.

Ainda de acordo com os autores, os resultados da análise da densidade de massa em função da altura da CME na coroa, sugerem que CMEs com massas maiores alcançariam distâncias maiores ( $> 7R_{\odot}$ ), e seriam mais propensas a escapar do Sol, enquanto as menos massivas e mais lentas poderiam não conseguir escapar para o espaço interplanetário.

Estimativas de massa usando observações em rádio ([GOPALSWAMY; KUNDU, 1992](#)) e em raio-X ([HUDSON; WEBB, 1997](#)) foram realizadas para algumas CMEs, e mais recentemente em EUV ([ASCHWANDEN et al., 2009](#)). Muitas das medidas em raio-X e EUV envolvem observações de escurecimento coronal, das quais as estimativas resultam geralmente em massas menores do que as encontradas com as observações em luz branca. Provavelmente, isto se deve ao fato de que o material que deixa a região de escurecimento coronal é apenas uma parte do material da CME. As técnicas de rádio, raio-X e EUV fornecem uma verificação independente das massas das CME, uma vez que sua dependência é sobre as propriedades térmicas do plasma (densidade e temperatura) versus somente a densidade nas observações em luz branca.

### 2.1.1.3 Energia

Como no caso dos valores de massa, os valores estimados da energia cinética média, a partir das observações do LASCO são menores ( $2,0 \times 10^{23}$  J) do que aqueles obtidos anteriormente por outros instrumentos ( $4,0 - 8,0 \times 10^{23}$  J) ([VOURLIDAS et al., 2010](#)). A distribuição de energia cinética parece obedecer uma lei de potência com índice

$-1$  (VOURLIDAS et al., 2002), diferente daquela encontrada para *flares* que tem um índice  $-2$  (YASHIRO et al., 2006).

A quantidade de energia armazenada disponível para a erupção das CMEs e sua associação com atividade solar permanece um tópico pouco entendido. No processo da estimativa da quantidade de energia disponível, assume-se que a energia total viria da energia magnética armazenada na cora antes da ejeção. Desta forma, seria possível alocar uma quantidade de energia para a CME e para o respectivo fenômeno a ela associado (*flare*, erupção de filamento entre outros). A principal dificuldade no entanto, está na aquisição de medidas acuradas da quantidade de energia disponível para a CME e a atividade solar associada. Resultados de alguns estudos apontam que a energia mecânica consumida pela CME seria muito maior que toda a energia do fenômeno associado. Por exemplo, Canfield et al. (1980), Webb et al. (1980), Emslie et al. (2005), encontraram que a energia mecânica da CME era uma ordem de grandeza maior que aquela associada ao *flare*, correspondendo a maior parte da energia do campo magnético disponível. No entanto, a incerteza associada a esses cálculos é muito grande para que sejam derivadas conclusões sólidas (WEBB; HOWARD, 2012).

#### 2.1.1.4 Localização e Abertura Angular

A localização das CMEs em latitude na superfície solar é estimada a partir da posição do ângulo central, que corresponde à abertura angular (em relação ao centro do disco) da projeção da CME no plano do céu. A distribuição em latitude das CMEs tende a se agrupar sobre o equador em torno do mínimo solar, mas se estende sobre todas as latitudes durante o período de máximo solar.

Segundo Hundhausen (1993), o padrão observado na distribuição de latitudes das CMEs se aproxima mais do observado para as proeminências eruptivas (PE) e *streamers* do que aquele observado para regiões ativas ou machas solares. Ainda segundo o autor, esse padrão está intimamente ligado à variação do campo magnético solar global, exemplificado pela inclinação da lâmina de corrente heliosférica quando o Sol faz a transição do mínimo para o máximo solar. Este padrão foi confirmado com os dados do LASCO, como pode ser observado na Figura 2.5. De acordo com Gopalswamy et al. (2003), a distribuição das latitudes mostra que as altas latitudes CMEs e PEs estão confinados à fase de máximo solar e sua ocorrência é assimétrica nos hemisférios norte e sul. PEs em latitudes inferiores a  $40^\circ$  podem surgir a partir de regiões ativas ou de filamentos em regiões quiescentes, mas aqueles em latitudes mais altas são sempre associadas ao último.

Com relação à largura ou ao valor da abertura angular, na era das observações pré-SOHO, estes pareciam variar pouco ao longo do ciclo solar, com um valor médio de  $45^\circ$  (HUNDHAUSEN, 1993). Entretanto, com a capacidade de detecção dos instrumentos do LASCO e do STEREO passou-se a observar CMEs mais largas, especialmente as do tipo halo. Desta maneira, incluindo CMEs tipo halo, Cyr et al. (2000) encontraram um valor médio igual a  $72^\circ$  para a largura das CMEs. Incluindo todas as CMEs observadas pelo LASCO com largura entre  $20^\circ - 120^\circ$  (não-halos) Gopalswamy (2010) encontrou um valor médio de  $41^\circ$ , mas considerando todas as observações, o valor médio é igual a  $60^\circ$ .

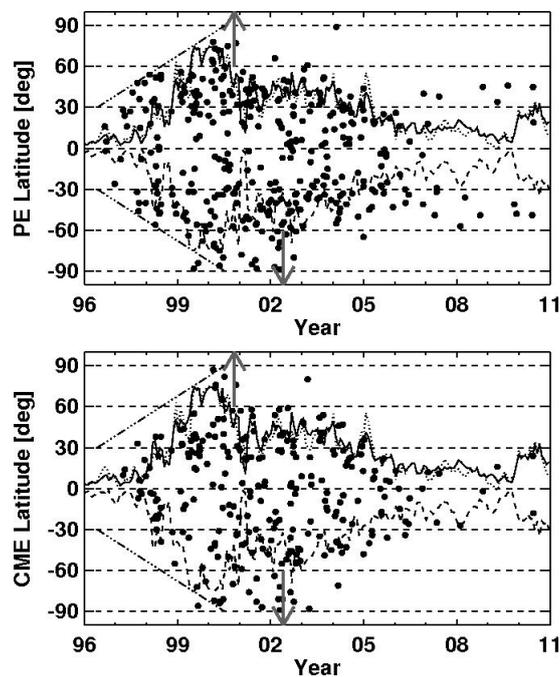


Figura 2.5 - Média das latitudes de CMEs e proeminência eruptivas. As curvas pontilhadas e tracejadas representam o ângulo de inclinação da lâmina de corrente heliosférica nos hemisférios norte e sul, respectivamente. As setas para cima e para baixo indicam os momentos da inversão de polaridade nos pólos norte e sul solares. Fonte: Gopalswamy (2010)

## 2.2 Flares

Um *flare* solar pode ser definido como uma repentina (segundos a minutos) e explosiva liberação de energia ( $10^{20} - 10^{25}$  J), de uma localizada região ativa do Sol, observada na forma de radiação eletromagnética que pode ser observada ao longo de todo o espectro. Acredita-se que a energia do *flare* seja liberada na coroa por

reconexão das linhas de campo magnético (BENZ, 2008). A observação de um flare em raios-X é mostrado na Figura 2.6.

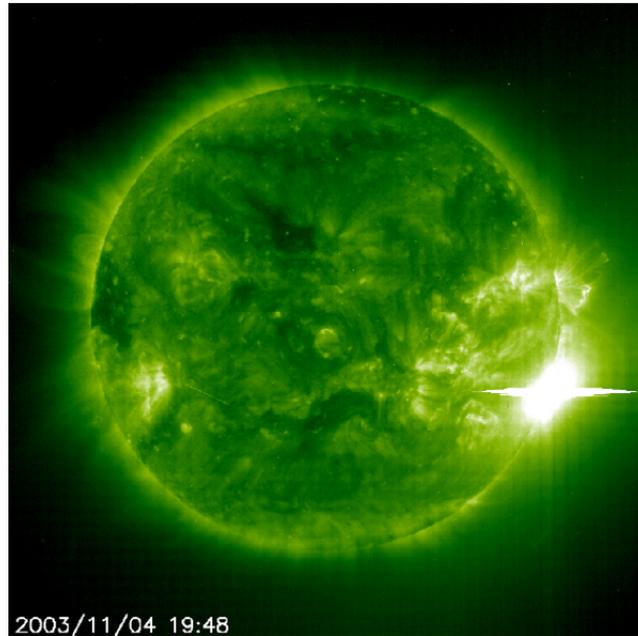


Figura 2.6 - *Flare* solar observado em raios-X, com máximo às  $\sim 19 : 48$  UT de 04 de novembro de 2003. Fonte:Science@Nasa (2015)

O modo como a energia é liberada ou como a configuração magnética se torna instável e o *flare* é disparado ainda não é conhecido exatamente. O que acontece depois que a energia é liberada e qual é a fração desta para os processos de aquecimento do plasma, aceleração de partículas, e radiação eletromagnética, também ainda não estão muito claros. (SINGH et al., 2010).

Um *flare* solar pode ser dividido em fases caracterizadas de acordo com a frequência da emissão observada, conforme mostrado na Figura 2.7. Na fase do pré-*flare*, o plasma coronal na região do *flare* se aquece lentamente e é visível em raios-X moles e EUV. Na fase impulsiva, um grande número de elétrons energéticos e íons são acelerados, quando a maior parte da energia é liberada. Esta fase é caracterizada pela emissão de raios-X duros nos chamados *footpoints* localizados na cromosfera. Algumas partículas energéticas são aprisionadas e produzem emissão intensa na banda de micro-ondas. A emissão térmica dos raios-X moles e a emissão de H- $\alpha$  atingem seus máximos após a fase impulsiva. O rápido aumento na intensidade e na largura da linha H- $\alpha$  é chamada de fase do *flash*. Ela coincide amplamente com a fase impulsiva, embora possa ter um pico de H- $\alpha$  mais tarde. Na fase do decaimento,

o plasma coronal praticamente retorna a seu estado original, exceto na alta coroa ( $> 1,5 R_{\odot}$ ), onde reconfiguração magnética, ejeção de plasma e onda de choque continuam a acelerar partículas, causando explosões rádio e eventos de partículas interplanetários.

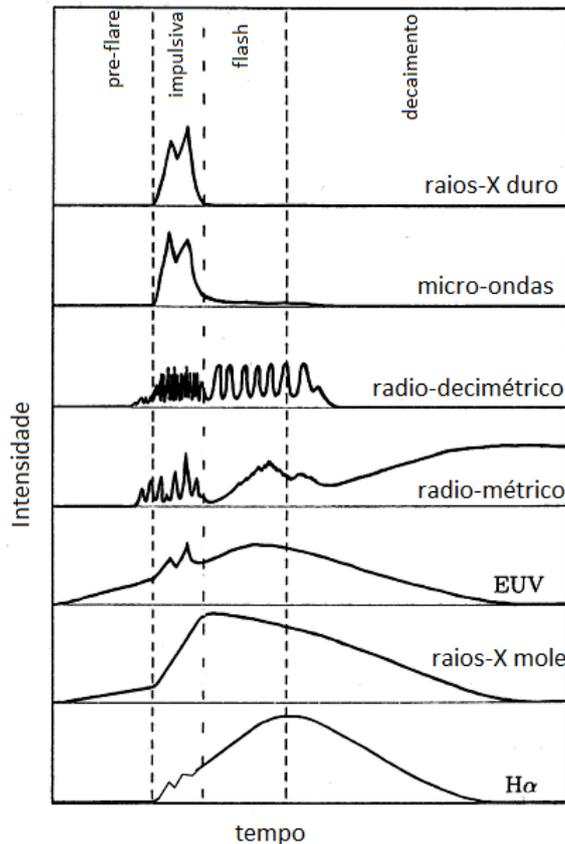


Figura 2.7 - Fases de um *flare* solar. Fonte:(BENZ, 2008)

Baseado na sua topologia, os *flares* podem ser classificados como *simple loop* e *two-ribbon flares* (MESSEROTTI et al., 2009). Os *flares* classificados como *simple loop* ocorrem em regiões de um único *loop*, cuja forma e volume não mudam significativamente durante o *flare* e não há emissão de partículas carregadas. Já os classificados como *two-ribbon* ocorrem em arcadas magnéticas e mostram duas regiões de emissão de partículas, em ambos os lados da linha de inversão magnética, na parte baixa da atmosfera.

Além da classificação devido a sua topologia, os *flares* solares também são classificados de acordo com sua emissão em raios-X moles. A intensidade dos raios-X moles

na banda de  $0,1 - 0,8$  nm é medida pelos satélites GOES, numa escala logarítmica de base 10, usada para classificar os flares nas classes A, B, C, M ou X de acordo com o pico do fluxo medido em ( $Wm^{-2}$ ). Cada classe tem um pico de fluxo que é dez vezes maior que o da classe inferior, e corresponde a uma década de fluxo.

De acordo como o observado no diagrama das fases do *flare* na Figura 2.7 os mesmos emitem radiação ao longo de todo o espectro eletromagnético desde rádio até raios-X duros e algumas vezes, durante os *flares* mais intensos, raios- $\gamma$ . Cada tipo de radiação, no entanto, é liberada em um momento diferente durante o processo do *flare*.

A primeira assinatura visível do *flare* aparece em raios-X moles ( $0,1 - 10$  nm) com energias da ordem de dezenas de keV originando aquecimento do plasma coronal. Raios-X duros não térmicos, podem ser observados em alguns *flares* logo após a explosão em raio-X moles (SCHWENN, 2006). A emissão no EUV permite a visualização da chamada região de transição, entre cromosfera e coroa, que também é aquecida abruptamente. As linhas da série de Lyman do Hidrogênio, Lyman- $\alpha$  (121,6 nm), Lyman- $\beta$  (102,6 nm), Lyman- $\gamma$  (97,2 nm), vem da parte superior da cromosfera, enquanto as linhas da série de Balmer se tornam dominantes nas partes mais baixas da atmosfera, sendo H- $\alpha$  (656,3 nm) a mais proeminente. A emissão dos *flares* no extremo ultravioleta EUV (10 – 125 nm) é um dos fatores mais geofetivos, uma vez que a densidade de fluxo no intervalo do EUV altera o estado da ionosfera terrestre (BENZ, 2008).

Prótons acelerados durante o *flare* podem penetrar profundamente na atmosfera solar dentro de camadas que usualmente não estão envolvidas com *flare*, e excitar emissão de raios- $\gamma$  e luz branca sendo a energia necessária para tanto, maior que 20 keV. O que explica porque somente *flares* muito intensos são observados nestes comprimentos de onda. Uma população de elétrons com essa mesma energia na presença de campos magnéticos cromosféricos emite na banda rádio de micro-ondas por processos de emissão giro-síncrotron. A emissão em rádio também é observada em explosões rádio tipo III que acompanham os elétrons acelerados durante o *flare*; também podem ser observadas explosões rádio tipo-II métricas e quilométricas (SINGH et al., 2010).

Desde a descoberta da aparente conexão entre intensos *flares* e tempestades geomagnéticas por Carrington em 1859, estes eram considerados os principais causadores dos distúrbios geomagnéticos. No entanto, em 1980 se tornou claro que o único fenômeno solar que possui uma relação de causa e efeito com a atividade geomagnética

é CME e não *flare* (SCHWENN, 2006). Schwenn (1983) e Sheeley Jr. et al. (2011) mostraram que toda CME ejetada com uma velocidade maior que  $4,0 \times 10^5$  m/s eventualmente gera uma onda de choque, que pode ser observada *in-situ* desde que o observador esteja localizado dentro do ângulo de alcance da CME. Se esse choque e, muitas vezes, a nuvem ejetada atingem a Terra, efeitos geomagnéticos podem ocorrer desde que as condições de orientação do campo magnético necessárias sejam satisfeitas.

### 2.3 Manchas solares

De acordo com Solanki (2003), modelos que reproduzem as observações das manchas solares sugerem que estas e as respectivas regiões ativas hospedeiras são formadas pela emergência de grandes tubos de fluxo magnético - provenientes de camadas sub-fotosféricas desde a tacoclina - ao longo da superfície solar dentro da faixa de  $-40^\circ$  a  $+40^\circ$  de latitude. Levando isto em consideração, é proposto na literatura (PIDDINGTON, 1975), que próximo à superfície solar o tubo de fluxo se fragmenta em tubos menores, e os maiores seriam então as manchas solares. Desta maneira, as manchas solares seriam o exemplo mais proeminente de tubos de fluxo no Sol. As manchas visíveis seriam a intersecção da superfície com o tubo de fluxo. Os pés do tubo de fluxo estariam ancorados abaixo da superfície além da zona convectiva, onde a intensidade do campo é uma ordem de magnitude acima do valor de equipartição de aproximadamente 1 T. As manchas solares são estruturas magnéticas que aparecem como regiões escuras na 'superfície' solar (fotosfera). Isto ocorre porque são mais frias do que a fotosfera circundante. Cada mancha é caracterizada por um núcleo escuro chamado de umbra e um halo menos escuro denominado penumbra (Figura 2.8).

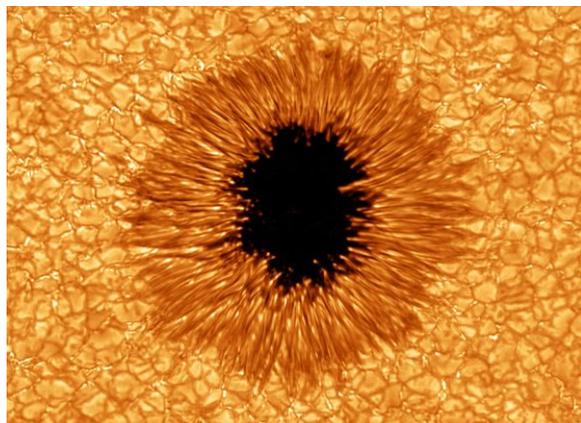


Figura 2.8 - Mancha solar. Fonte:Science@Nasa (2015)

O número de manchas solares é bastante variável ao longo de um ciclo solar, este comportamento foi primeiro observado por Heinrich Schwabe, em 1843, (SOLANKI, 2003). Variações também ocorrem numa comparação entre os ciclos solares. Particularmente, também já ocorreram períodos de décadas sem o registro de manchas solares - mínimos de Maunder e Spörer. Existem períodos, principalmente durante e próximo ao período de mínima atividade de um ciclo solar, nos quais o número de manchas é bastante reduzido podendo chegar a períodos onde nenhuma mancha é observada no disco solar. Já durante a fase de máxima atividade, o número de manchas solares observadas no disco pode atingir de várias dezenas a mais de uma centena, e geralmente ocorrem em grupos.

A contagem do número diário de manchas solares sobre o disco solar foi iniciada por Rudolf Wolf, que também introduziu o número relativo de manchas, conhecido como número de Zürich ou número de Wolf, utilizado como uma medida da cobertura do disco solar pelas manchas.

As manchas estão sempre localizadas na fotosfera, associadas às regiões ativas posicionadas na atmosfera solar, normalmente apresentando uma estrutura magnética bipolar. Desta maneira, as manchas estão principalmente confinadas em cinturões de atividade localizados até  $30^\circ - 40^\circ$  acima e abaixo do equador solar. As latitudes das manchas variam com a fase do ciclo solar. No início do ciclo, elas aparecem em médias latitudes, com algumas manchas atingindo até  $40^\circ$  do equador; com a evolução do ciclo, as manchas gradualmente passam a se concentrar em latitudes mais baixas, e, na fase final do ciclo, se concentram bem próximas ao equador. Este comportamento foi primeiro notado por Carrington e pode ser ilustrado por um diagrama conhecido como diagrama borboleta (Figura 2.9).

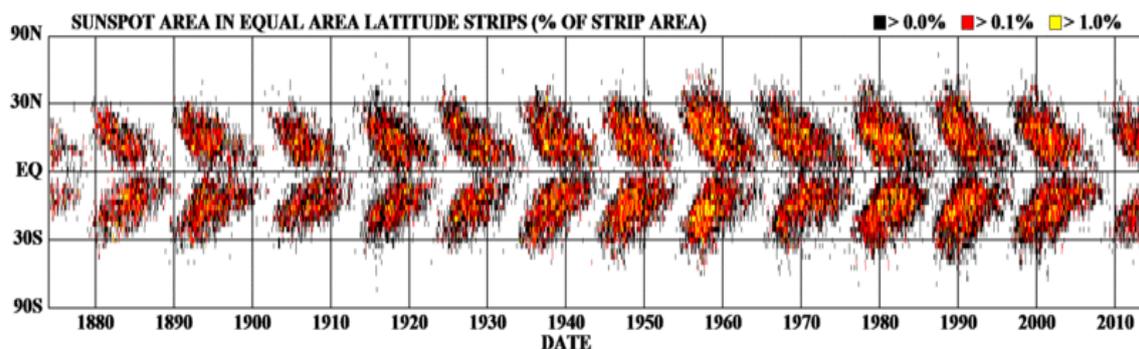


Figura 2.9 - Diagrama borboleta, representando a evolução da latitude das manchas solares ao longo de vários ciclos de atividade. Fonte: Science@Nasa (2015)

As manchas solares formam o núcleo de uma região ativa. Existe, entretanto, uma assimetria entre as polaridades ‘precursora’ e ‘seguidora’, com a polaridade ‘precursora’ frequentemente hospedando a mancha dominante, embora em alguns casos a polaridade da ‘seguidora’ possa conter uma mancha igualmente massiva. Manchas solares e, em particular, grupos de manchas solares, são classificados de acordo com sua morfologia.

## 2.4 Ciclo solar

O ciclo de atividade solar, que apresenta uma duração média de cerca de 11 anos, caracteriza o período durante o qual alguns índices solares - número de manchas solares, fluxo solar em rádio em 2,8 GHz, irradiância, frequência de ocorrência de *flares* - apresentam uma variação aproximadamente cíclica e em fase.

De acordo com Parker (1955), o comportamento cíclico observado se deve à evolução do campo magnético solar gerado pelo mecanismo de dínamo. Durante o período médio de 11 anos, o fluxo magnético total atinge um máximo durante o pico do ciclo e cai para um nível mais baixo durante o mínimo (ASCHWANDEN, 2005). Entretanto, a descoberta do ciclo se baseia no aumento e diminuição do número de manchas solares no disco. A orientação Leste-Oeste do campo magnético nas regiões ativas foi observada ser oposta nos hemisférios Norte e Sul, se invertendo aproximadamente a cada 11 anos. Tal regra é conhecida como lei da polaridade de Hale. A componente radial do campo magnético solar em função da latitude pode ser observado na Figura 2.10. A assinatura ‘borboleta’ das manchas solares é claramente visível em baixas latitudes.

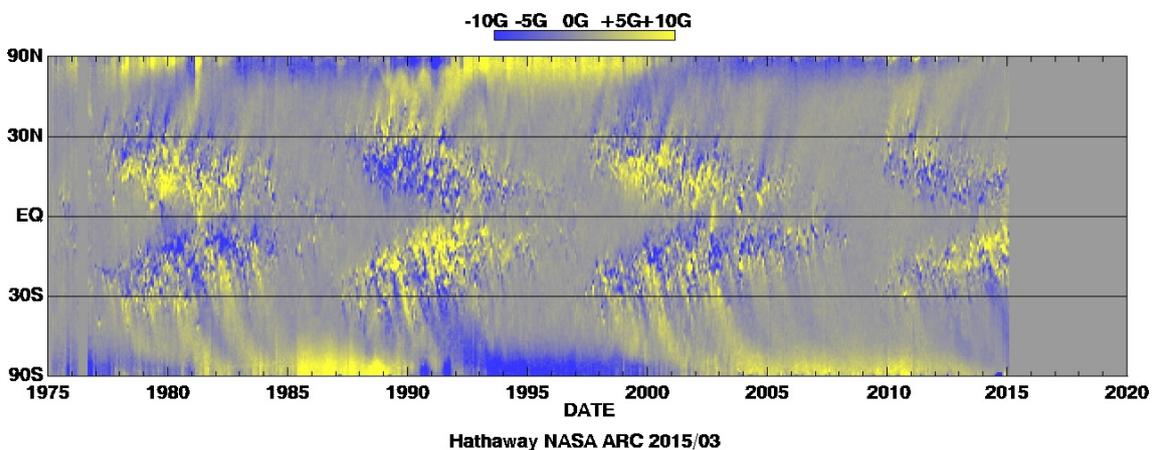


Figura 2.10 - A componente radial do campo magnético solar em função da latitude. Fonte:Science@Nasa (2015)

Como descrito na Seção 2.3, durante o ciclo, as regiões ativas migram de médias latitudes ( $\approx 40^\circ$ ) em direção a latitudes mais baixas ( $\approx 10^\circ$ ) próximas ao equador, produzindo assim um padrão conhecido como diagrama borboleta das manchas solares (Figura 2.9) (ASCHWANDEN, 2005).

A evolução cíclica das manchas solares pode ser entendida em termos da inversão do campo magnético global, pela evolução do campo inicialmente poloidal para um campo toroidal sob a influência da rotação diferencial, de acordo com o modelo de Horace W. Babcock, proposto em 1961. Modelos mais recentes para este cenário propõem que o ciclo solar é causado por um processo de dínamo, dirigido pelo campo magnético interno na região da tacoclina na base da zona convectiva. De acordo com os modelos, naquela região um forte campo magnético da ordem de 10 T periodicamente se intensifica e se enfraquece, dando origem ocasionalmente aos tubos de fluxo magnético flutuantes que emergem na superfície fotosférica, visíveis como os pares de manchas solares. Ainda de acordo com os modelos, a rotação diferencial da superfície cisalha o novo campo emergente gradualmente em um campo mais toroidal, até que a difusão da superfície por convecção granular rompa o campo e o fluxo meridional transporte os fragmentos nas direções dos polos. A difusão superficial por sua vez, neutraliza o campo toroidal cada vez mais durante a fase de descida do ciclo, restando somente um campo poloidal enfraquecido no mínimo do ciclo. Quando o dínamo interno aumenta o campo da tacoclina novamente, a taxa de tubos de fluxo flutuantes aumentam e o ciclo recomeça (*e.g.* Aschwanden (2005)).

## 2.5 Fontes das séries de dados e instrumentos para observação dos fenômenos solares

Para a realização deste trabalho, são utilizadas séries de dados provenientes dos seguintes instrumentos, os coronógrafos do SOHO-LASCO, o detector de raios-X dos satélites GOES e ainda dados da rede americana de observações de manchas solares. A seguir é apresentada uma breve descrição sobre cada um desses instrumentos, e as principais características dos dados que fornecem.

### 2.5.1 SOHO-LASCO

O satélite SOHO (*Solar and Heliospheric Observatory*) foi lançado em dezembro de 1995 para investigações científicas do Sol, tendo iniciado sua operação normal em maio de 1996. Atualmente, há previsão de que este satélite opere até Dezembro de 2016. O satélite foi construído por uma cooperação internacional entre as agências espaciais europeia (ESA) e americana (NASA), sendo composto de doze instrumentos

científicos com finalidades distintas e específicas. Além das investigações científicas, o SOHO também atua como fonte de dados solares em tempo quase-real para atividades relacionadas ao clima espacial. Esse satélite foi posicionado e encontra-se na vizinhança do ponto L1 Terra-Sol, a cerca de  $1,5 \times 10^9$  m da superfície terrestre, local onde a atração gravitacional solar e terrestre se equiparam. Os principais objetivos científicos do SOHO são: (1) investigação da atmosfera solar (cromosfera, região de transição e coroa); (2) observações do vento solar e fenômenos associados nas vizinhanças do ponto L1 e (3) sondagem da estrutura interior do Sol (DOMINGO et al., 1995).

Para essas investigações o SOHO utiliza os doze seguintes instrumentos: *Coronal Diagnostic Spectrometer* (CDS); *Extreme ultraviolet Imaging Telescope* (EIT); *Large Angle and Spectrometric Coronagraph* (LASCO); *Solar Ultraviolet Measurement of Emitted Radiation* (SUMER); *Solar Wind ANisotropies* (SWAN); *Ultra-Violet Coronagraph Spectrometer* (UVCS); *Charge ELEMENT and Isotope Analysis System* (CELIAS); *Comprehensive SupraThermal and Energetic Particle analyser collaboration* (COSTEP); *Energetic and Relativistic Nuclei and Electron experiment* (ERNE); *Global Oscillations at Low Frequencies* (GOLF); *Michelson Doppler Imager* (MDI); *Variability of solar IRradiance and Gravity Oscillations* (VIRGO). Os seis primeiros investigam a atmosfera solar, ao passo que os três seguintes realizam observações do vento solar, enquanto os três últimos sondam a estrutura interior do Sol (DOMINGO et al., 1995).

Em particular, o LASCO é um instrumento composto de três coronógrafos designados por C1, C2 e C3, os quais em conjunto produzem imagens da coroa solar de 1,1 a 30 raios solares. O C1 opera de 1,1 a 3 raios solares, enquanto o C2 opera de 2 a 6 raios solares e o C3, por sua vez, opera de 3,7 a 30 raios solares. Tanto o coronógrafo C2 quanto o C3 são internamente ocultados (BRUECKNER et al., 1995).

Coronógrafo é um instrumento, destinado a investigações científicas da coroa solar, que possui internamente um disco opaco no centro do campo de visada. A função desse disco opaco é bloquear a intensa luz solar proveniente da fotosfera e baixa atmosfera solar, para permitir que se observe a luz coronal. Desta forma, torna-se possível observar os fenômenos responsáveis pela emissão da luz relativamente fraca da coroa solar, especificamente das ejeções de massa coronal (BRUECKNER et al., 1995).

As observações do LASCO permitem identificar o surgimento e a propagação de CME através da coroa, até 30 raios solares. A luz observada, que identifica uma

CME na coroa, corresponde ao espalhamento Thomson da luz pelos elétrons livres que constituem a estrutura da CME. Pela observação tanto das características da luz espalhada quanto de sua dinâmica através da coroa é possível o cálculo principalmente da velocidade e aceleração da CME. Além disso, também são possíveis estimativas de massa, energia, tempo de início, por extrapolação, e outros parâmetros. Desde 1996, até o presente, o SOHO tem observado ininterruptamente as CME produzidas pelo Sol, com exceção dos períodos de 25 de junho a 21 de outubro de 1998 e de 21 de dezembro de 1998 a 04 de fevereiro de 1999. Portanto, durante todo esse período o LASCO é responsável pelo registro de mais de 20 mil CMEs. Em especial, a partir de março de 1999 a série é contínua, o que permite uma análise da série de período relativamente longo. Os dados desse instrumento encontram-se no sítio CDAW Data Center, do Laboratório de Física Solar, Divisão de Ciência Heliográfica da NASA, no link LASCO CME CATALOG.

### 2.5.1.1 Catálogo CDAW

O catálogo CDAW é composto pelas observações dos coronógrafos do instrumento LASCO a bordo da missão SOHO (DOMINGO et al., 1995), desde de 1996 até os dias atuais. Devido a uma pane sofrida pela missão em 1998, dos três coronógrafos do instrumento (C1, C2 e C3) somente o C2 e C3 se encontram em operação. Em consequência da pane, e alguns outros momentos de interrupção o catálogo contém algumas lacunas no registro de observações das CMEs.

Os dados das observações das CMEs são dispostos no catálogo na forma de uma matriz que compreende os anos e meses das observações (Figura 2.11). Cada elemento da matriz contém uma lista mensal das CMEs, com as informações dos eventos observados em cada dia do mês, com cada linha correspondendo a um único evento (Figura 2.12).

A lista mensal é estruturada da seguinte forma: as duas primeiras colunas servem como um identificador para cada CME com data e horário da primeira aparição no campo de visada do coronógrafo C2. A terceira e quarta colunas se referem, respectivamente, às medidas de posição angular e do ângulo de posição central. As três colunas seguintes apresentam valores de velocidades. Cada uma das CMEs presentes no catálogo é caracterizada por três medidas de velocidade: (1) velocidade linear obtida por um ajuste polinomial de primeira ordem nas medidas de altura-tempo obtidas a partir das imagens do evento; (2) velocidade quadrática obtida pelo ajuste polinomial de segunda ordem nas medidas de altura-tempo; e (3)  $V_{20R_{\odot}}$  o mesmo que em (2) porém feito quando a CME está a uma altura de  $20 R_{\odot}$ . Os

dados de altura e tempo também se encontram em forma de texto em um *link* na segunda coluna.

Uma CME pode acelerar, desacelerar ou se mover com velocidade constante dentro do campo de visada do LASCO. Os valores de aceleração, dispostos na coluna seguinte àquela das velocidades, são estimados a partir das medidas de altura-tempo. Na sequência, o catálogo apresenta os valores de massa e energia cinética, calculadas conforme descrito no Apêndice.

A coluna seguinte fornece o ângulo de posição em relação ao qual as medidas de altura-tempo foram feitas. A décima segunda coluna contém links para filmes e gráficos relacionados à CME em questão. C2, C3 e 195 Å são links para filmes do LASCO e EIT disponíveis no site do NRL (<http://lasco-www.nrl.navy.mil/dailympg/>). PHTX (proton-height/time-Xray) é um *link* para gráficos de eventos de partículas energéticas, Dst é um link para os gráficos de índice de tempestade geomagnética.

A última coluna contém algumas observações sobre o evento, bem como links para os alertas de CME tipo halo.

SOHO LASCO CME CATALOG												
YEAR	MONTH											
1996	<a href="#">Jan</a>	<a href="#">Feb</a>	<a href="#">Mar</a>	<a href="#">Apr</a>	<a href="#">May</a>	<a href="#">Jun</a>	<a href="#">Jul</a>	<a href="#">Aug</a>	<a href="#">Sep</a>	<a href="#">Oct</a>	<a href="#">Nov</a>	<a href="#">Dec</a>
1997	<a href="#">Jan</a>	<a href="#">Feb</a>	<a href="#">Mar</a>	<a href="#">Apr</a>	<a href="#">May</a>	<a href="#">Jun</a>	<a href="#">Jul</a>	<a href="#">Aug</a>	<a href="#">Sep</a>	<a href="#">Oct</a>	<a href="#">Nov</a>	<a href="#">Dec</a>
1998	<a href="#">Jan</a>	<a href="#">Feb</a>	<a href="#">Mar</a>	<a href="#">Apr</a>	<a href="#">May</a>	<a href="#">Jun</a>	<a href="#">Jul</a>	<a href="#">Aug</a>	<a href="#">Sep</a>	<a href="#">Oct</a>	<a href="#">Nov</a>	<a href="#">Dec</a>
1999	<a href="#">Jan</a>	<a href="#">Feb</a>	<a href="#">Mar</a>	<a href="#">Apr</a>	<a href="#">May</a>	<a href="#">Jun</a>	<a href="#">Jul</a>	<a href="#">Aug</a>	<a href="#">Sep</a>	<a href="#">Oct</a>	<a href="#">Nov</a>	<a href="#">Dec</a>
2000	<a href="#">Jan</a>	<a href="#">Feb</a>	<a href="#">Mar</a>	<a href="#">Apr</a>	<a href="#">May</a>	<a href="#">Jun</a>	<a href="#">Jul</a>	<a href="#">Aug</a>	<a href="#">Sep</a>	<a href="#">Oct</a>	<a href="#">Nov</a>	<a href="#">Dec</a>
2001	<a href="#">Jan</a>	<a href="#">Feb</a>	<a href="#">Mar</a>	<a href="#">Apr</a>	<a href="#">May</a>	<a href="#">Jun</a>	<a href="#">Jul</a>	<a href="#">Aug</a>	<a href="#">Sep</a>	<a href="#">Oct</a>	<a href="#">Nov</a>	<a href="#">Dec</a>
2002	<a href="#">Jan</a>	<a href="#">Feb</a>	<a href="#">Mar</a>	<a href="#">Apr</a>	<a href="#">May</a>	<a href="#">Jun</a>	<a href="#">Jul</a>	<a href="#">Aug</a>	<a href="#">Sep</a>	<a href="#">Oct</a>	<a href="#">Nov</a>	<a href="#">Dec</a>
2003	<a href="#">Jan</a>	<a href="#">Feb</a>	<a href="#">Mar</a>	<a href="#">Apr</a>	<a href="#">May</a>	<a href="#">Jun</a>	<a href="#">Jul</a>	<a href="#">Aug</a>	<a href="#">Sep</a>	<a href="#">Oct</a>	<a href="#">Nov</a>	<a href="#">Dec</a>
2004	<a href="#">Jan</a>	<a href="#">Feb</a>	<a href="#">Mar</a>	<a href="#">Apr</a>	<a href="#">May</a>	<a href="#">Jun</a>	<a href="#">Jul</a>	<a href="#">Aug</a>	<a href="#">Sep</a>	<a href="#">Oct</a>	<a href="#">Nov</a>	<a href="#">Dec</a>
2005	<a href="#">Jan</a>	<a href="#">Feb</a>	<a href="#">Mar</a>	<a href="#">Apr</a>	<a href="#">May</a>	<a href="#">Jun</a>	<a href="#">Jul</a>	<a href="#">Aug</a>	<a href="#">Sep</a>	<a href="#">Oct</a>	<a href="#">Nov</a>	<a href="#">Dec</a>
2006	<a href="#">Jan</a>	<a href="#">Feb</a>	<a href="#">Mar</a>	<a href="#">Apr</a>	<a href="#">May</a>	<a href="#">Jun</a>	<a href="#">Jul</a>	<a href="#">Aug</a>	<a href="#">Sep</a>	<a href="#">Oct</a>	<a href="#">Nov</a>	<a href="#">Dec</a>
2007	<a href="#">Jan</a>	<a href="#">Feb</a>	<a href="#">Mar</a>	<a href="#">Apr</a>	<a href="#">May</a>	<a href="#">Jun</a>	<a href="#">Jul</a>	<a href="#">Aug</a>	<a href="#">Sep</a>	<a href="#">Oct</a>	<a href="#">Nov</a>	<a href="#">Dec</a>
2008	<a href="#">Jan</a>	<a href="#">Feb</a>	<a href="#">Mar</a>	<a href="#">Apr</a>	<a href="#">May</a>	<a href="#">Jun</a>	<a href="#">Jul</a>	<a href="#">Aug</a>	<a href="#">Sep</a>	<a href="#">Oct</a>	<a href="#">Nov</a>	<a href="#">Dec</a>
2009	<a href="#">Jan</a>	<a href="#">Feb</a>	<a href="#">Mar</a>	<a href="#">Apr</a>	<a href="#">May</a>	<a href="#">Jun</a>	<a href="#">Jul</a>	<a href="#">Aug</a>	<a href="#">Sep</a>	<a href="#">Oct</a>	<a href="#">Nov</a>	<a href="#">Dec</a>
2010	<a href="#">Jan</a>	<a href="#">Feb</a>	<a href="#">Mar</a>	<a href="#">Apr</a>	<a href="#">May</a>	<a href="#">Jun</a>	<a href="#">Jul</a>	<a href="#">Aug</a>	<a href="#">Sep</a>	<a href="#">Oct</a>	<a href="#">Nov</a>	<a href="#">Dec</a>
2011	<a href="#">Jan</a>	<a href="#">Feb</a>	<a href="#">Mar</a>	<a href="#">Apr</a>	<a href="#">May</a>	<a href="#">Jun</a>	<a href="#">Jul</a>	<a href="#">Aug</a>	<a href="#">Sep</a>	<a href="#">Oct</a>	<a href="#">Nov</a>	<a href="#">Dec</a>
2012	<a href="#">Jan</a>	<a href="#">Feb</a>	<a href="#">Mar</a>	<a href="#">Apr</a>	<a href="#">May</a>	<a href="#">Jun</a>	<a href="#">Jul</a>	<a href="#">Aug</a>	<a href="#">Sep</a>	<a href="#">Oct</a>	<a href="#">Nov</a>	<a href="#">Dec</a>
2013	<a href="#">Jan</a>	<a href="#">Feb</a>	<a href="#">Mar</a>	<a href="#">Apr</a>	<a href="#">May</a>	<a href="#">Jun</a>	<a href="#">Jul</a>	<a href="#">Aug</a>	<a href="#">Sep</a>	<a href="#">Oct</a>	<a href="#">Nov</a>	<a href="#">Dec</a>
2014	<a href="#">Jan</a>	<a href="#">Feb</a>	<a href="#">Mar</a>									

Figura 2.11 - Catálogo *on line* do LASCO.

First C2 Appearance Date Time [UT]		Central PA [deg]	Angular Width [deg]	Linear Speed [km/s]	2nd-order Speed at final height [km/s]	2nd-order Speed at 20 Rs [km/s]	Accel [m/s <sup>2</sup> ]	Mass [gram]	Kinetic Energy [erg]	MPA [deg]	Movies, plots, & links	Remarks
<a href="#">2000/02/01</a>	<a href="#">03:54:06</a>	198	34	<a href="#">298</a>	<a href="#">300</a>	<a href="#">318</a>	0.6	2.9e+14	1.3e+29	194	<a href="#">C2 C3 195 SXT PHTX DST Java Movie</a>	Only C2
<a href="#">2000/02/01</a>	<a href="#">15:06:05</a>	344	36	<a href="#">382</a>	<a href="#">546</a>	<a href="#">1670</a>	113.9*1	----	----	345	<a href="#">C2 C3 195 SXT PHTX DST Java Movie</a>	Poor Event; Only 3 points; Only C2
<a href="#">2000/02/01</a>	<a href="#">21:30:08</a>	236	3	<a href="#">424</a>	<a href="#">601</a>	<a href="#">960</a>	41.5*1	----	----	222	<a href="#">C2 C3 195 SXT PHTX DST Java Movie</a>	Poor Event
<a href="#">2000/02/01</a>	<a href="#">23:54:05</a>	70	84	<a href="#">491</a>	<a href="#">379</a>	<a href="#">259</a>	-11.9	3.9e+15	4.7e+30	72	<a href="#">C2 C3 195 SXT PHTX DST Java Movie</a>	
<a href="#">2000/02/02</a>	<a href="#">05:30:05</a>	126	50	<a href="#">188</a>	<a href="#">203</a>	<a href="#">364</a>	4.2	8.3e+14	1.5e+29	128	<a href="#">C2 C3 195 SXT PHTX DST Java Movie</a>	Only C2

Figura 2.12 - Composição do catálogo CDAW.

### 2.5.2 Satélites GOES

O GOES (*Geostationary Operational Environmental Satellite*) constitui uma parceria entre a NOAA e a NASA para a construção, lançamento e operação de satélites geoestacionários de monitoramento das condições meteorológicas na Terra e de perturbações solares que podem atingir de alguma forma o ambiente terrestre. Os satélites GOES orbitam a  $3,58 \times 10^7$  m acima do equador terrestre com velocidade igual àquela de rotação da Terra, mantendo sua posição geoestacionária.

Os instrumentos a bordo do GOES 15 incluem: uma câmera multiespectral de cinco canais para capturar imagens de luz visível e infravermelha dos Estados Unidos continental, uma sonda para efetuar leituras da temperatura e umidade atmosférica, uma câmera de raios-X para detectar manchas solares, e instrumentos para monitorar a magnetosfera, radiação cósmica e partículas carregadas.

O imageador de raios-X solar (SXI) permite a continuidade do monitoramento das condições solares. O SXI está melhorando a previsão e os alertas de perturbações solares protegendo bens e serviços de alta tecnologia. Enquanto isso, o sistema de monitoramento do ambiente espacial (SEM) consiste de 2 magnetômetros, um sensor de partículas energéticas (EPS), um sensor de raios-X energéticos (XRS) e um sensor de ultravioleta extremo (EUV).

O SXI é usado para detectar e localizar *flares* para previsão de eventos de partículas energéticas solares e elas relacionadas, monitorar alterações na coroa indicativas de ejeções de massa coronal, detectar regiões ativas além do limbo, analisar a com-

plexidade de regiões ativas para previsão de *flares* e localizar buracos coronais para previsão de tempestades geomagnéticas. Esse instrumento permite, por exemplo, imagear todo o disco solar em raios-X a cada minuto. O sensor de raios-X energéticos permite que seja medido o fluxo solar integrado de raios-X em duas bandas, de 0,05 – 0,4 nm e 0,1 – 0,8 nm. As medidas são realizadas em  $W/m^2$  numa escala logarítmica, onde cada década de fluxo corresponde a uma classe de intensidade. Na região de menor intensidade, estão as classes B e C que correspondem, respectivamente, às faixas de  $10^{-7} - 10^{-6} W/m^2$  e  $10^{-6} - 10^{-5} W/m^2$ . A região de moderada intensidade, classe M, corresponde à faixa de  $10^{-5} - 10^{-4} W/m^2$ . Por sua vez, a faixa de maior intensidade corresponde a fluxos maiores do que  $10^{-4} W/m^2$ .

Estas capacidades de prever e monitorar tais eventos são de fundamental importância para astronautas, rotas aéreas polares, operadores e usuários de sistemas de comunicação rádio via satélite, sistema de navegação, redes de energia e cientistas (Fonte: GOES-P press kit, NOAA/NASA, 2010).

### 2.5.2.1 Dados de *flare*

Os dados de *flare* solar, incluindo informações provenientes do satélite GOES, são livremente disponibilizados em forma de arquivo de texto. Os dados estão disponíveis desde 1996 até os dias atuais, sendo atualizados diariamente. A Figura 2.13 mostra o exemplo de um dos arquivos de texto que contém as informações dos eventos de *flares* ocorridos em determinada data.

Como pode ser observado na Figura 2.13, os dados são estruturados da seguinte maneira: a primeira coluna contém um número arbitrário atribuído pelo SWPC (Space Weather Prediction Center). As segunda, terceira e quarta colunas contêm respectivamente o horário (UT) do início, máximo e fim dos eventos, conforme relatado pelo local de observação. A quinta coluna corresponde ao observatório que relatou o evento. A sexta coluna contém índices de qualidade dos eventos. A sétima apresenta as características do eventos observados. A oitava coluna contém a localização dos eventos, latitude e longitude, em coordenadas heliográficas ou a frequência da observação em MHz, dependendo do instrumento usado na observação. A nona coluna contém informações adicionais do evento. E por fim, a décima coluna o número da região ativa em que o eventos foi observado, atribuído pelo NOAA.

```

:Product: 20111124events.txt
:Created: 2011 Nov 25 0902 UT
:Date: 2011 11 24
# Prepared by the U.S. Dept. of Commerce, NOAA, Space Weather Prediction Center
# Please send comments and suggestions to SWPC.Webmaster@noaa.gov
#
# Missing data: ////
# Updated every 30 minutes.
# Edited Events for 2011 Nov 24
#
#Event   Begin   Max     End  Obs  Q  Type  Loc/Frq  Particulars  Reg#
#-----
7380     0101   ////     0113  LEA  U   RSP  025-063  CTM/1
7390     0248   0251     0255  G15  5   XRA  1-8A     B7.1  2.0E-04
7400 +   1853   1856     1900  G15  5   XRA  1-8A     B5.3  1.5E-04  1358
7410     1909   1910     1913  HOL  3   FLA  N17W49   SF                    1359
7420 +   2012   2021     2039  G15  5   XRA  1-8A     C1.2  1.5E-03  1357
7430     2114   2118     2121  G15  5   XRA  1-8A     C1.2  2.9E-04
7440     2308   2325     2329  G15  5   XRA  1-8A     C1.9  1.6E-03

```

Figura 2.13 - Lista de eventos de *flares* solares disponível no SWPC.

Para o fim do presente trabalho foram selecionados somente os eventos designados como XRA nos dados, que correspondem aos *flares* observados em raios-X pelos satélites GOES.

### 2.5.3 Número diário de manchas solares (Space Weather Prediction Center - SWPC)

O número relativo de manchas solares é definido como  $R = K(10g + s)$ ,  $g$  é o número de grupos de manchas solares,  $s$  o número total de manchas distintas e  $K(< 1)$  o fator de escala que depende de observador e tem o intuito de realizar a conversão à escala originada por Wolf. (Solar Geophysical Data - Explanation of data reports, N515 - Supplement, 1987). O número relativo de manchas solares funciona como um índice de atividade de todo o disco visível do Sol. É determinado diariamente independente dos dias anteriores. Cada conjunto isolado de manchas solares é chamado um grupo de manchas, podendo consistir tanto de uma quanto de um grande número de manchas distintas cujo tamanho pode variar de 10 ou mais graus quadrados da superfície solar até o limite de resolução.

### 2.5.3.1 Dados de manchas solares

Os dados de manchas solares utilizados neste trabalho correspondem ao número total de manchas observadas diariamente. Os dados se encontram disponíveis em arquivos de texto, também disponibilizados pelo NOAA em (<http://www.swpc.noaa.gov/ftpmenu/warehouse.html>). Um corte feito em um dos arquivos do catálogo a título de exemplo, pode ser observado na Figura 2.14.

As informações utilizadas neste trabalho foram extraídas das três primeiras colunas, que correspondem a data da observação e a quinta coluna, que corresponde ao número diário das manchas solares.

```

:Product: Daily Solar Data      1996_DSD.txt
:Issued: 0225 UT 22 Jul 1997
#
# Prepared by the U.S. Dept. of Commerce, NOAA, Space Environment Center.
# Please send comments and suggestions to sec@sec.noaa.gov
#
#                               1996 Daily Solar Data
#

```

Date	Radio Flux 10.7cm	SESC Sunspot Number	Sunspot		Stanford Solar Mean Field	GOES8 X-ray Bkgd Flux	Flares		
			Area 10E-6 Hemis.	New Regions			C	M	X
01 Jan 96	75	25	10	1	*	A1.2	*	*	*
02 Jan 96	75	34	0	0	-1	A0.8	0	0	0
03 Jan 96	81	30	110	1	*	A0.9	1	0	0
04 Jan 96	86	48	220	1	-1	*	0	0	0
05 Jan 96	85	69	410	0	6	*	1	0	0
06 Jan 96	83	57	390	0	-11	A7.1	0	0	0
07 Jan 96	83	45	220	-7940	*	A5.0	0	0	0
08 Jan 96	79	53	180	2	*	A3.6	0	0	0
09 Jan 96	76	27	50	0	*	A3.1	0	0	0
10 Jan 96	74	13	0	0	-7	A1.6	0	0	0
11 Jan 96	71	0	0	0	2	A6.6	0	0	0
12 Jan 96	70	0	0	0	-6	A0.5	0	0	0
13 Jan 96	69	0	0	0	*	A0.4	0	0	0
14 Jan 96	70	0	0	0	*	A0.3	0	0	0
15 Jan 96	70	0	0	0	*	A0.3	0	0	0
16 Jan 96	70	0	0	0	*	*	*	*	*
17 Jan 96	70	11	0	1	-12	A0.4	*	*	*
18 Jan 96	71	0	0	0	*	A0.4	*	*	*

Figura 2.14 - Lista do número diário de manchas solares disponível no SWPC.



### 3 METODOLOGIA DE ANÁLISE

A metodologia utilizada é composta das seguintes etapas: (1) análise dos parâmetros físicos observados e estimados de CME, principalmente em termos de sua evolução durante o período de 1996 a 2012 - como os ciclos solares de maior duração têm cerca de 13 anos, isto corresponde ao período de mais de um ciclo solar; (2) busca por periodicidades, em escalas infra-anuais, principalmente na série de ocorrências de CME, além das séries de *flares* em raios-X e de número de manchas solares, numa base diária - tanto pelo espectro de Fourier, passando pelo espectro de Lomb-Scargle, quanto pela análise de wavelet ampla. Para esta análise foi aplicada uma nova técnica neste trabalho, associado à média móvel simples - e uma comparação dos resultados obtidos para cada uma das séries. (3) estudo de possível relação entre as séries dos fenômenos estudados, numa base diária, durante todo o período escolhido e (4) interpretação dos resultados e sua(s) implicação(ões) para a física dos fenômenos.

Para a penúltima etapa de análise, foi utilizada a ferramenta de coerência wavelet, descrita mais adiante neste capítulo, como forma de se obter um resultado quantitativo da relação entre as séries temporais. Ressalta-se que o período escolhido permitiu que as séries de todos os fenômenos selecionados para análise apresentassem continuidade e mesma cadência diária. Assim, não é analisada a relação de um-para-um entre os fenômenos mas, o comportamento global diário das séries, bem como a evolução da ocorrência dos fenômenos ao longo do ciclo de atividade. Salienta-se que, entre os fenômenos solares observados, não existe aquele cuja ocorrência apresente associação de um-para-um com a ocorrência de CMEs (HOWARD, 2011).

Entre as grandezas e parâmetros observáveis de CMEs, foram analisadas a evolução e a distribuição de velocidade, massa, energia, aceleração, em função da latitude estimada para os eventos, bem como a relação entre alguns destes parâmetros. O intuito é fazer um levantamento do comportamento desses parâmetros, ao longo do período de um ciclo solar completo, e verificar se isto pode influenciar, de alguma forma, os resultados obtidos da busca por periodicidades na série de ocorrências de CME, bem como sua relação com os outros fenômenos investigados.

#### 3.1 Análise dos parâmetros observáveis e estimados de CMEs

A análise das propriedades observáveis dos eventos de CMEs foi feita a partir de séries temporais geradas com os dados disponíveis no catálogo CDAW para cada uma

das propriedades, entre os anos de 1996 e 2012. As séries foram então analisadas de acordo com sua distribuição em cada uma das fases do ciclo solar 23 que foi dividido da seguinte maneira: os anos de 1996 - 1999 correspondem à fase de subida do ciclo; 2000 - 2004 à fase de máxima atividade e os anos de 2005 - 2008 correspondem à fase de descida do mesmo. Os anos de 2009 a 2012 correspondem ao início do ciclo solar 24. Com relação à distribuição dos eventos, optou-se pelo uso de histogramas, gráficos de dispersão em função da latitude, ajuste de distribuições estatísticas e gráficos do tipo quantil-quantil para a comparação da natureza das distribuições ao longo das fases do ciclo solar.

A latitude dos eventos foi estimada conforme metodologia adotada por [Gopalswamy et al. \(2003\)](#). Segundo a metodologia dos autores, as latitudes dos eventos podem ser obtidas a partir do valor da posição do ângulo central (CPA). Para valores de  $CPA = 90^\circ$  ou  $270^\circ$  são atribuídos valores de latitude igual a zero, e para valores de  $CPA = 135^\circ$  ou  $225^\circ$  são atribuídos valores correspondentes de latitude igual a  $-45^\circ$  ou  $45^\circ$  Sul, e assim por diante.

Gráficos do tipo quantil-quantil são utilizados para determinar se a distribuição de duas amostras têm a mesma natureza. Os gráficos gerados são gráficos de dispersão calculados a partir de cada amostra (neste trabalho, cada amostra corresponde a uma fase do ciclo solar). A janela é dividida por uma linha traçada entre o primeiro e o terceiro quartil. No gráfico, se os pontos correspondentes aos dados se encontram próximos à linha, de acordo com o método é válido assumir que as duas amostras têm a mesma natureza ([Figura 3.1](#)). O método é robusto com relação a variações na localização e escala de cada distribuição.

Resultados da literatura mostram que os parâmetros que caracterizam as CMEs são frequentemente ajustados por distribuições do tipo lognormal, principalmente no que diz respeito à velocidade, aceleração e massa dos eventos ([YURCHYSHYN et al., 2005](#); [BEIN et al., 2011](#); [VOURLIDAS et al., 2010](#)).

Uma variável independente  $x$  é lognormalmente distribuída quando seu logaritmo natural,  $\ln(x)$ , é normalmente distribuído. De acordo com [Limpert et al. \(2001\)](#), a distribuição lognormal é gerada pelo produto de variáveis independentes, enquanto uma distribuição normal é gerada pela soma de variáveis independentes. Desta maneira, os processos físicos responsáveis pela distribuição lognormal podem ser pensados como uma multiplicação de processos físicos independentes.

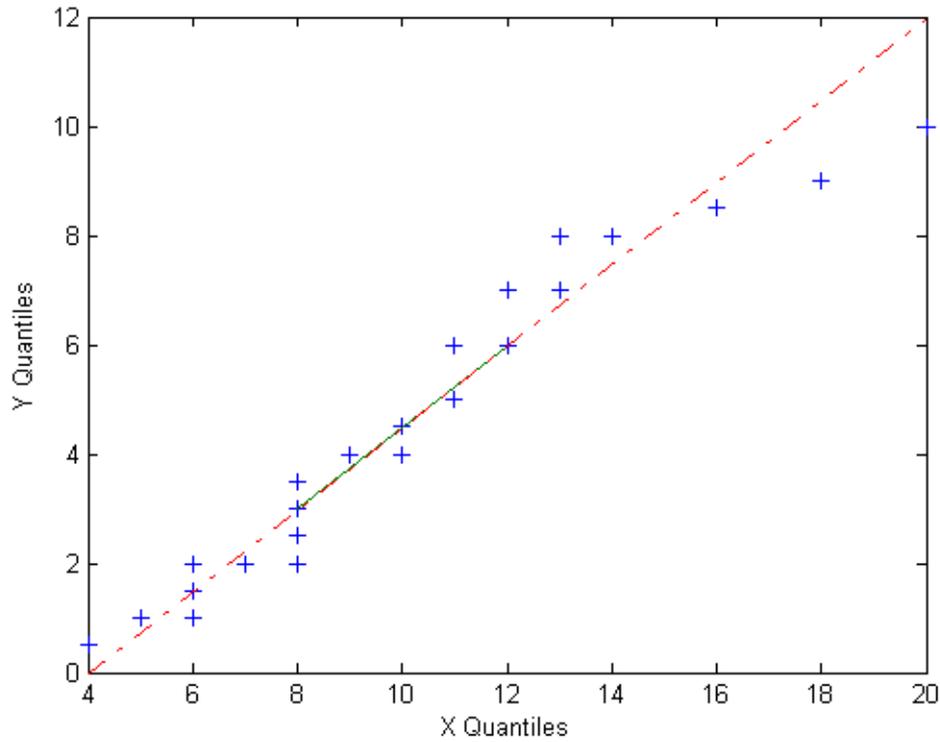


Figura 3.1 - Exemplo de um gráfico tipo quantil-quantil.

A função de densidade de probabilidade da distribuição lognormal é dada por (LIMPERT et al., 2001):

$$f(x) = \frac{1}{\sqrt{2\pi}\sigma x} \exp\left(-\frac{(\ln(x) - \mu)^2}{2\sigma^2}\right) \quad (3.1)$$

$\mu$  e  $\sigma$  são a média e o desvio padrão do logaritmo natural de  $\sigma$ .

Enquanto a distribuição normal é caracterizada pela média e pelo desvio padrão, a distribuição lognormal é caracterizada pela mediana e pelo desvio padrão multiplicativo, dados por  $\mu^* = e^\mu$  e  $\sigma^* = e^\sigma$  respectivamente, e portanto o intervalo de confiança de 68.3% é dado por  $[\mu^*/\sigma^*, \mu^* \cdot \sigma^*]$  e 99% por  $[\mu^*/(\sigma^*)^2, \mu^* \cdot (\sigma^*)^2]$  (maiores detalhes em Limpert et al. (2001)).

### 3.2 Levantamento de periodicidade na ocorrência de CMEs

A atividade solar apresenta um comportamento aproximadamente periódico que corresponde ao seu ciclo de atividade de 11 anos, em média. Acredita-se que este

seja modulado pela evolução do campo magnético gerado pelo mecanismo de dínamo (PARKER, 1955). Seu padrão é usualmente caracterizado pela quantidade de manchas solares presentes no disco, sendo estas presentes em maior número durante a fase de máxima atividade. Além do ciclo de onze anos, outros fenômenos periódicos são observados no Sol com uma vasta variedade de períodos, apresentando escalas de dias a dezenas de anos. Como por exemplo a rotação solar de 27 dias observada na ocorrência de manchas solares (LEAN; BRUECKNER, 1989) e o período de 150 dias observado para os *flares* (RIEGER et al., 1984; DROEGE et al., 1990), entre outros.

A busca por comportamentos periódicos em fenômenos solares tem ocorrido por meio de várias técnicas. Neste trabalho, são usados dois processos distintos para a execução dessa tarefa. Sabe-se que a análise de Fourier é uma técnica já tradicional e amplamente utilizada como ferramenta básica de decomposição espectral de sinais para identificação de componentes periódicas. O algoritmo normalmente usado é a Transformada Rápida de Fourier (do inglês FFT). Desta forma, a análise de Fourier é o primeiro passo na busca de periodicidades presentes na série de algum fenômeno natural. No entanto, pelo fato da série de ocorrência de CME ser irregularmente espaçada em tempo, fez-se uso do algoritmo de Lomb-Scargle (detalhes em Lomb (1976)), que foi criado especificamente para trabalhar com séries com essa característica. Porém, mesmo esta técnica tem limitações e não permite, por exemplo, que se determine a época e duração de uma determinada componente periódica que pode ser identificada na série de dados.

Para superar essas limitações, é aplicada uma nova técnica proposta neste trabalho, chamada de Análise Wavelet Ampla (AWA). Trata-se de uma técnica composta pela combinação de várias ferramentas usadas em cadeia. As ferramentas são: média móvel simples, transformada wavelet e verificação da coerência wavelet.

Deve ser ressaltado que, para uniformidade do tratamento aplicado às três séries, os mesmos critérios e tratamentos são aplicados também às séries de ocorrência de *flares* em raios-X e de número de manchas solares.

A seguir são brevemente descritas as características de cada uma das técnicas aplicadas.

### 3.2.1 Análise de Fourier e Lomb-Scargle

Uma das ferramentas básicas para análise espectral é a transformada de Fourier discreta (DFT do inglês *discrete Fourier transformer*) utilizada para verificar a ex-

istência de componentes periódicas em séries temporais por meio de combinações lineares entre os pontos da série a ser analisada e funções senoidais com períodos (ou frequências) tentativa.

A DFT pode ser definida para uma dada série temporal  $X(t_i), i = 1, 2, \dots, N_0$ ,  $X$  é uma variável medida em um conjunto de tempos  $t_i$ , como (SCARGLE, 1982):

$$FT_X(\omega) = \sum_{j=1}^{N_0} X(t_j) \exp(-i\omega t_j). \quad (3.2)$$

A partir da transformada de Fourier, o espectro de potência ou periodograma clássico é definido como:

$$\begin{aligned} P_X(\omega) &= \frac{1}{N_0} |FT_X(\omega)|^2 \\ &= \frac{1}{N_0} \left| \sum_{j=1}^{N_0} X(t_j) \exp(-i\omega t_j) \right|^2 \\ &= \frac{1}{N_0} \left[ \left( \sum_j X_j \cos \omega t_j \right)^2 + \left( \sum_j X_j \sin \omega t_j \right)^2 \right] \end{aligned} \quad (3.3)$$

Assim, se  $X$  contém uma componente senoidal de frequência  $\omega_0$ , então em ou próximo a  $\omega = \omega_0$ , os fatores  $X(t)$  e  $\exp(-i\omega t)$  estão em fase e fazem uma grande contribuição ao somatório na equação 3.3. Para outros valores de  $\omega$  os termos da soma são aleatoriamente positivos e negativos, cancelando-se no somatório, diminuindo assim o valor de  $P_X(\omega)$ . Desta forma, a presença de uma senoide é indicada por um grande valor de  $P$  próximo a um valor de  $\omega$ , ou seja aparecendo como um pico estreito distinto no espectro.

Para dados igualmente espaçados no tempo, costuma-se fazer  $\Delta_t = 1$ ,  $j = t_j$ , e,  $X(t_j) = X_j$ , de maneira que o periodograma clássico para séries igualmente espaçadas é dado por:

$$P_X(\omega) = \frac{1}{N_0} \left| \sum_{j=1}^{N_0} X_j \exp(-ij\omega) \right|^2. \quad (3.4)$$

Já para dados desigualmente espaçados, o periodograma clássico foi redefinido por Scargle (1982) da seguinte maneira:

$$P_X(\omega) = \frac{1}{2} \left\{ \frac{[\sum_{j=1}^{N_0} X(t_j) \cos \omega(t_j - \tau)]^2}{\sum_{j=1}^{N_0} \cos^2 \omega(t_j - \tau)} + \frac{[\sum_{j=1}^{N_0} X(t_j) \sin \omega(t_j - \tau)]^2}{\sum_{j=1}^{N_0} \sin^2 \omega(t_j - \tau)} \right\} \quad (3.5)$$

em que  $\tau$  é definido por

$$\tan(2\omega\tau) = \frac{(\sum_{j=1}^{N_0} \sin 2\omega t_j)}{(\sum_{j=1}^{N_0} \cos 2\omega t_j)} \quad (3.6)$$

A maneira como o periodograma é redefinido faz com ele continue sendo invariante no tempo como o periodograma clássico, ou seja, se existe um desvio da origem no tempo,  $t_j \rightarrow t_j + T_0$  para todo  $j$ , o periodograma clássico não muda e o mesmo ocorre com o periodograma modificado com a introdução do tempo retardado  $\tau$  nos argumentos de tempo, fazendo com que se  $t_j \rightarrow t_j + T_0$ ,  $\tau \rightarrow \tau + T_0$ , cancelando assim a translação do tempo nos argumentos  $\omega(t_j - \tau)$ . Além disto, a redefinição é equivalente a um ajuste de mínimos quadrados de ondas senoidais aos dados (LOMB, 1976).

O periodograma tem uma distribuição exponencial ( $e^{-z}$ ) somente quando é normalizado pela variância total (detalhes em Horne e Baliunas (1986)) dado por:

$$P_N(\omega) = P_X(\omega)/\sigma^2 \quad (3.7)$$

o que significa que, para qualquer frequência  $\omega_0$  a probabilidade de que  $P_N(\omega_0)$  seja da altura  $z$  ou maior é  $Pr[P_N(\omega_0) > z] = e^{-z}$ . Assim, a estimativa da significância da altura do pico em um espectro de potência é dada pela ‘probabilidade de falso alarme’ (HORNE; BALIUNAS, 1986)

$$F = 1 - [1 - e^{-z}]^{N_i} \quad (3.8)$$

na expressão acima,  $N_i$  é o número de frequências independentes.

Scargle (1982) definiu a ‘probabilidade de falso alarme’ como um nível de potência acima do qual um pico no periodograma indica que um sinal é quase certamente presente.

### 3.2.2 Análise Wavelet Ampla

Para superar as limitações previamente mencionadas é aplicada uma nova técnica, proposta neste trabalho, chamada de Análise Wavelet Ampla (AWA). Trata-se de uma técnica composta pela combinação de várias ferramentas usadas em cadeia. As ferramentas são: média móvel simples, transformada de wavelet e verificação da coerência wavelet.

A análise wavelet tem se tornado uma ferramenta comum para se analisar variações localizadas de potência dentro de uma série temporal. A decomposição de uma série temporal no espaço de tempo e frequência torna possível a determinação da variabilidade de ambos modos dominantes (tempo e frequência) e a maneira como estes modos variam no tempo (TORRENCE; COMPO, 1998). Portanto, a análise wavelet tem se mostrado uma ferramenta adequada para análise de sinais não estacionários em fenômenos solares (LOU et al., 2003; CHOUDHARY et al., 2014).

Assim sendo, a análise wavelet das séries temporais dos fenômenos de CME, *flare* e manchas solares no espaço de tempo e frequência revela, se essas existem, a ocorrência de periodicidades bem como sua localização no tempo.

Para a análise wavelet dos fenômenos de CME, *flare*, e das manchas solares foram criadas séries temporais a partir das observações presentes nos catálogos utilizados neste trabalho. A lista das observações diárias de CMEs do catálogo CDAW apresentam algumas lacunas, devido à falhas instrumentais que ocorreram entre 1996 e 1999. Assim, para obter uma série temporal contínua, optou-se pelo início desta a partir de 1 de janeiro de 2000 até 31 de dezembro de 2012. O mesmo período foi então adotado para as séries de *flare* e manchas solares. As séries geradas consistem no número diário de eventos observados em um intervalo de 13 anos (2000 - 2012), o que corresponde as fases de máxima e mínima atividade do ciclo 23 (2000 - 2008) e início do ciclo solar 24 (2009 - 2012).

Para a detecção de sinais periódicos em escalas infra-anuais nas séries temporais foi então utilizada a média móvel simples (MMS) e a transformada wavelet contínua (TWC). A MMS funciona como um processo de pré filtragem na decomposição da série temporal original e seleção das bandas para, enquanto a TWC é aplicada para encontrar periodicidades.

Investigações das relações entre CME e *flare*, bem como destes com índices magnéticos têm sido realizadas por diversos autores (HARRISON, 1995; GOPALSWAMY, 2010;

KOMITOV et al., 2010; KILCIK et al., 2011). O resultados de tais estudos apontam para a existência de relação entre os fenômenos, porém a intensidade da mesma é dependente da técnica utilizada para tal investigação. Neste trabalho, optou-se pela coerência wavelet para a detecção de relação entre as séries temporais de CME, *flare* e manchas solares. De acordo com o que se observa na literatura, a coerência wavelet permite que sejam encontradas coerência significativa entre séries temporais ainda que a potência comum seja baixa (GRINSTED et al., 2004).

As técnicas de média móvel simples, transformada wavelet e coerência wavelet estão descritas nas sub-seções seguintes.

### 3.2.2.1 Média Móvel Simples

Dada uma série temporal discreta  $x$ , com  $N$  elementos, a média móvel simples pode ser calculada por:

$$S_i = \frac{1}{M} \sum_{j=0}^{M-1} x_{i+j}, \quad (3.9)$$

sendo  $M$  o número de pontos na média.

Considerando que  $T$  é um vetor contendo as datas correspondentes a cada  $x$ , ou seja, para cada  $x_i$  existe um único  $T_i$ . Neste caso, o novo vetor de datas correspondendo à nova série  $S$  é dado por (GUEDES et al., 2015):

$$T_i^s = \frac{T_i + T_{i+M}}{2}. \quad (3.10)$$

Em particular, o último termo do vetor  $T^s$  é:

$$T_{final}^s = \frac{2T_N + T_{N-M}}{2}, \quad (3.11)$$

note que  $T^s$  será espaçado por  $M$ .

Para usar da MMS como um filtro, foi criada uma função numérica,  $S_{int}$ , a partir da interpolação de  $MMS$  e  $T^s$ . Esta nova função é válida no intervalo de  $[T_0^s, T_{final}^s]$ .

O processo final de filtragem consiste na subtração de  $S_{int}(t_i, M)$  do sinal original.

Neste caso,  $M$  representa um limite superior, ou seja sinais com períodos superiores a esse valor não passam. Por exemplo, se se deseja estudar eventos na escala infra-anual, basta selecionar  $M = 365$ , na equação do filtro MMS dada por:

$$R(T_i, M) = x_i - S_{int}(T_i, M), \text{ para } T_0^s \leq T \leq T_{final}^s. \quad (3.12)$$

### 3.2.2.2 A Transformada Wavelet Contínua

Séries de dados solares são frequentemente geradas por sistemas complexos, dos quais muito pouco ainda é conhecido. Prever o comportamento de tais sistemas, tais como tendências e periodicidades é, portanto, de grande interesse. Muitos dos métodos tradicionais para examinar periodicidades no domínio de frequências, como por exemplo a transformada de Fourier, assumem que a séries são estacionárias no tempo. Já as transformadas wavelet expandem as séries nos espaços de tempo e frequência fazendo com que seja possível encontrar periodicidades intermitentes localizadas. Das duas classe de transformada wavelet existentes, transformada wavelet contínua (TWC) e transformada wavelet discreta (TWD), a TWC é mais indicada para fins de extração de características das séries. Grossmann e Morlet (1984) introduziram a transformada Wavelet (TW) para estudar sinais não estacionários. No contexto da atividade estelar e solar a TW tem sido usada por alguns autores (OCHADLICK et al., 1993; LAWRENCE et al., 1995; OLIVER et al., 1998; SELLO, 2000; SELLO, 2003; LARA et al., 2008; CHOUDHARY et al., 2014).

Uma wavelet é uma função com média zero que está localizada nos espaços de tempo e de frequência. Dentre as wavelets existentes, para fins de extração de características das séries a mais indicada de acordo com Grinsted et al. (2004) é a função de Morlet, definida como:

$$\psi_0 = \pi^{-1/4} e^{i\omega_0\eta} e^{-\frac{1}{2}\eta^2}, \quad (3.13)$$

$\omega_0$  é frequência e  $\eta$  o tempo, ambas grandezas adimensionais. Ainda de acordo com os autores, o uso da wavelet Morlet (com  $\omega_0 = 6$ ) é justificado pelo fato de que ela produz o melhor balanço entre localização no tempo e frequência. Portanto, nossa análise foi realizada com  $\omega_0 = 6$ .

A ideia da TWC é aplicar a wavelet como um filtro passa-banda nas séries temporais. A wavelet é esticada em tempo variando a escala ( $s$ ), tal que  $\eta = s.t$  e normalizada

para ter energia unitária.

A TWC de uma série temporal  $x_n$  com  $n = 1, \dots, N$  com passos de tempo uniformes  $\Delta t$ , é definida como a convolução da série temporal com a wavelet dimensionada e normalizada (GRINSTED et al., 2004):

$$W_n^X(s) = \sqrt{\frac{\Delta t}{s}} \sum_{n'=1}^N x_{n'} \psi_0 \left( (n' - n) \frac{\Delta t}{s} \right), \quad (3.14)$$

sendo  $s$  a escala wavelet e  $\psi_0$  a wavelet ou wavelet mãe como é conhecida.

Grinsted et al. (2004) definem a potência wavelet como sendo

$$|W_n^X(s)|^2 \quad (3.15)$$

A TWC apresenta artefatos nas bordas pelo fato da wavelet não ser completamente localizada no tempo. Portanto se faz necessário a introdução do cone de influência (COI), definido como a região na qual os efeitos nas bordas não podem ser ignorados. Grinsted et al. (2004) definem o COI como sendo a região em que a potência wavelet cai para  $e^{-2}$  do valor da borda.

A análise wavelet feita neste trabalho se deu pelo uso da ferramenta piwavelet<sup>1</sup> (*Python Interface for Wavelet analysis*) detalhes em (SOMOZA et al., 2013). As análises das séries são realizadas no nível de significância de 5%, como proposto por (TORRENCE; COMPO, 1998).

Os resultados da análise wavelet são apresentados em forma de espectros de potência wavelet (EPW), juntamente com o espectro global wavelet (EGW) para cada uma das séries. Um exemplo pode ser observado na Figura 3.2. Nos EPWs os sinais reais correspondem àqueles encerrados pelo contorno preto contínuo, com um nível de confiança igual a 95%, enquanto a região hachurada corresponde a região do cone de influência (COI), onde os efeitos de borda sobre a análise das séries temporais não podem ser ignorados. Desta maneira, sinais dentro do COI são considerados como virtuais. As intensidades dos sinais são dimensionadas em cores distintas que vão do laranja claro para os componentes mais fracos ao vermelho escuro para os mais fortes. Outras cores (por exemplo, amarelo, verde, azul claro e azul escuro)

---

<sup>1</sup>O download da ferramenta pode ser feito no site <http://duducosmos.github.io/PIWavelet/>. Essa ferramenta se encontra disponível através da GNU General Public License Version 3.

significam que nenhum sinal real significativo está presente. Ao longo do texto os sinais reais serão referidos somente como sinais.

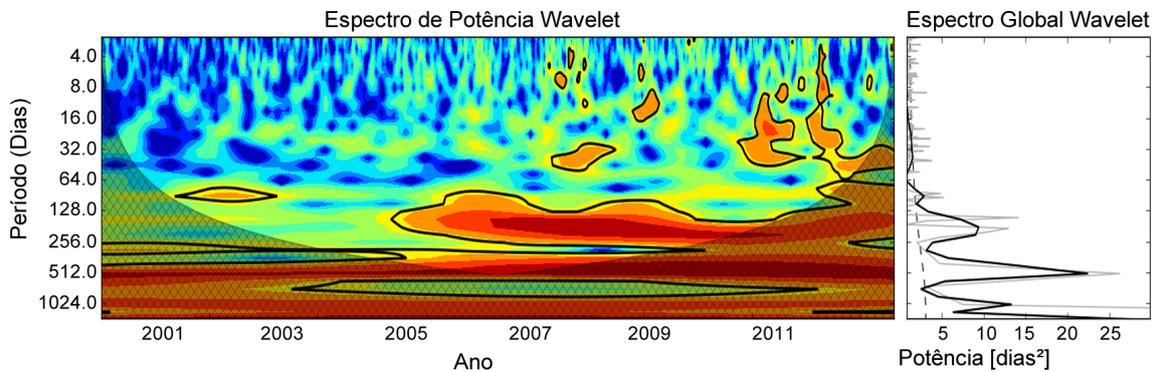


Figura 3.2 - Exemplo de um gráfico resultante da análise wavelet, composto pelo espectro de potência wavelet e espectro global. A área hachurada no EPW corresponde à região do COI. Os picos observados no EGW correspondem ao sinal integrado durante o intervalo completo de investigação sobreposto ao espectro de Fourier do sinal.

Os picos observados no EGW correspondem ao sinal integrado durante o intervalo completo de investigação sobreposto ao espectro de Fourier do sinal. Assim sendo, uma banda mais intensa registrada no EPW pode não corresponder ao pico mais intenso observado no EGW. O nível de confiança de 95% é marcado no EGW pela linha tracejada.

Nos gráficos, sinais intermitentes são aqueles representados por bandas de curtos períodos (entre 90 a 120 dias). Já os periódicos são caracterizados por bandas com maior duração que as anteriores.

Após a filtragem do sinal, cada uma das bandas foi analisada isoladamente, de maneira que o comportamento do sinal pudesse ser melhor avaliado. A ferramenta (PIWavelt), após a filtragem, gera um sinal com média zero, cuja amplitude ou intensidade mostra a intensificação e/ou enfraquecimento do mesmo ao longo do período analisado.

### 3.2.2.3 Coerência wavelet

Enquanto a transformada wavelet é uma ferramenta utilizada para analisar oscilações intermitentes em séries temporais, muitas vezes o que se deseja examinar é o comportamento de duas séries temporais que possam estar de alguma maneira

relacionadas. Em particular, examinar se regiões que apresentam potências em comum no espaço de tempo e frequência também apresentam uma relação de fases consistente, que possa ser sugestiva de uma causalidade entre as séries. Com essa finalidade, Grinsted et al. (2004), a partir da TWC de duas séries temporais, construíram a transformada wavelet cruzada (TWC) que expõe as potências comuns e a fase relativa das séries temporais no espaço de tempo e frequência. E ainda definem uma medida da coerência wavelet (CW) entre as duas transformadas wavelet contínuas, que permite que seja encontrada coerência significativa mesmo que a potência comum seja baixa.

A coerência Wavelet é utilizada para identificar em quais bandas de frequência e tempo duas séries temporais estão relacionadas. Neste caso, primeiro é necessário a suavização do espectro cruzado antes de se calcular a coerência (TORRENCE; COMPO, 1998).

Dadas duas séries  $X$  e  $Y$ , com TWC  $W_n^X(s)$  e  $W_n^Y(s)$ , respectivamente, o espectro de potência wavelet cruzado é dado por:

$$W_n^{XY}(s) = W_n^x(s)W_n^Y *_{n}(s) \quad (3.16)$$

em que  $n$  é o índice de tempo e  $s$  a escala. O  $*$  representa o complexo conjugado.

O quadrado da coerência wavelet é definida como o quadrado do valor absoluto do espectro wavelet cruzado (EWC), normalizado pelo espectro wavelet suavizado (TORRENCE; COMPO, 1998):

$$R_n^2(s) = \frac{|S(s^{-1}W_n^{XY}(s))|^2}{S(|s^{-1}W_n^X(s)|^2)S(|s^{-1}W_n^Y(s)|^2)}, \quad (3.17)$$

Na equação 3.17,  $S(W)$  é a função de suavização. O fator  $s^{-1}$  é usado para converter a unidade do espectro em densidade de energia do espectro.

A função de suavização depende da função wavelet mãe, e é definida como (JEVREJEVA et al., 2003):

$$S(W) = S_{scale}(S_{time}(W(s, t))) \quad (3.18)$$

em que  $S_{scale}$  e  $S_{time}$  representam as suavizações em escala e em tempo, respectivamente.

No caso da função mãe de Morlet (JEVREJEVA et al., 2003):

$$S_{time}(W)|_s = (W(t, s)c_1e^{-t^2/2s^2})|_s \quad (3.19)$$

$$S_{scale}(W)|_t = (W(t, s)c_2\Pi(0, 6s))|_t \quad (3.20)$$

( $c_1$  e  $c_2$  são constantes de normalização e  $\Pi$  a função retangular), o fator 0,6 foi empiricamente determinado pelo comprimento de de-correlação da wavelet Morlet (TORRENCE; COMPO, 1998).

Os resultados obtidos a partir do cálculo da coerência descrito acima são apresentados em gráficos como o exemplo da Figura 3.3. A escala utilizada varia de 0 a 1, sendo 1 equivalente a total coerência entre as séries e 0 equivalente à total incoerência entre as mesmas. Assim como nos EPW, a região hachurada corresponde à região do cone de influência (COI), onde os efeitos de borda sobre a análise das séries temporais não podem ser ignorados.

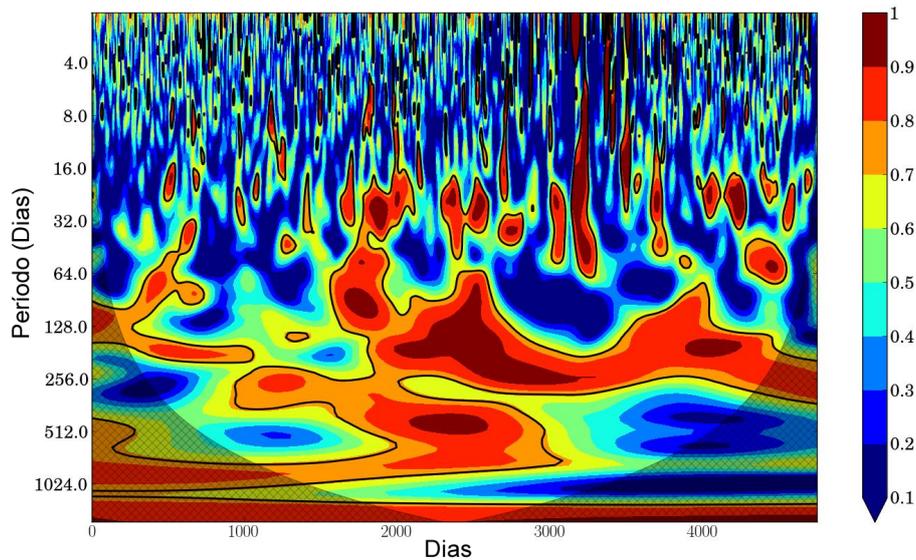


Figura 3.3 - Exemplo de um gráfico de coerência wavelet. A área hachurada corresponde a região do COI. A escala de cores representa a intensidade do grau de coerência entre as séries.

Os resultados obtidos das análises realizadas, usando a metodologia descrita neste capítulo, incluindo a utilização da nova técnica, são apresentados no próximo capítulo.

## 4 RESULTADOS

Neste capítulo, são apresentados os resultados relacionados à ocorrência de eventos de CME e suas características em cada uma das fases do ciclo solar, entre os anos de 1996 a 2012 que compreende o ciclo 23 e o início do ciclo 24. Também são apresentados os resultados da busca de periodicidades em escalas infra-anual, além da análise da associação da série de ocorrência de CME com séries similares de *flares* observados em raios-X e do número de manchas solares observados com a mesma cadência e no mesmo período. Para a busca de periodicidades foram utilizados dados de séries de CME, *flare* e manchas solares, para o período de 2000 a 2012.

### 4.1 Características Observáveis

#### 4.1.1 Ocorrência de CMEs

A Figura 4.1 mostra o número de eventos de CME ocorridos entre os anos de 1996 e 2012, registrados pelo LASCO que compõem o catálogo CDAW. A figura mostra que a ocorrência de CME tende a acompanhar a evolução do ciclo de atividade. De acordo com a figura, nota-se que há um maior número de ocorrência dos eventos durante a fase de máxima atividade do ciclo 23 (2000 - 2004) e fase de subida do ciclo 24 (2011 - 2012). A fase de mínimo (2005 - 2008) é caracterizada por uma queda suave na ocorrência dos eventos, com exceção de 2007 quando foi registrado um aumento na ocorrência. No entanto vale ressaltar que durante o mesmo período, de acordo com o conhecimento do autor deste trabalho, houve a troca do operador responsável pela seleção dos eventos de CME que compõem a lista de eventos do catálogo CDAW. Já o início do ciclo 24 (2009 - 2012) apresenta um número 2,6 vezes maior de ocorrência quando comparado com o número de eventos registrados no início do ciclo 23 (1996 - 1999).

A Figura 4.2 mostra a média de ocorrência diária. Como pode ser observado, nas fases de subida de ambos os ciclos, a média apresenta um aumento na ocorrência de eventos em direção as fases de máxima atividade. A fase de subida do ciclo 24, no entanto, apresenta uma média de eventos maior que aquela registrada na fase de máximo do ciclo 23. Nesta última a média dos eventos varia entre três a seis eventos/dia, esse valor diminui durante a fase descida por aproximadamente um fator 2, com exceção ao primeiro semestre de 2007 onde observa-se um aumento no número médio diário de eventos.

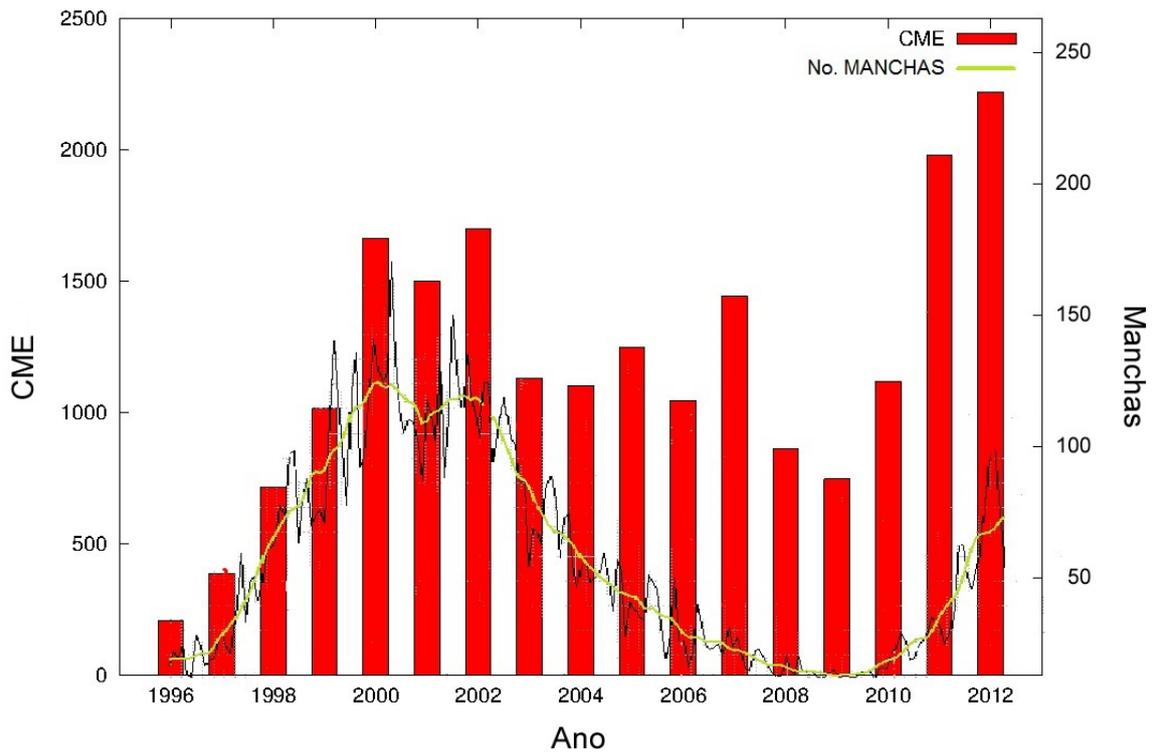


Figura 4.1 - Número anual de eventos de CME entre 1996 e 2012 registrados no catálogo CDAW. As linhas preta e amarela, sobrepostas ao histograma, representam, respectivamente, a evolução do numero médio mensal de manchas solares e a evolução do ciclo de atividade solar no mesmo período.

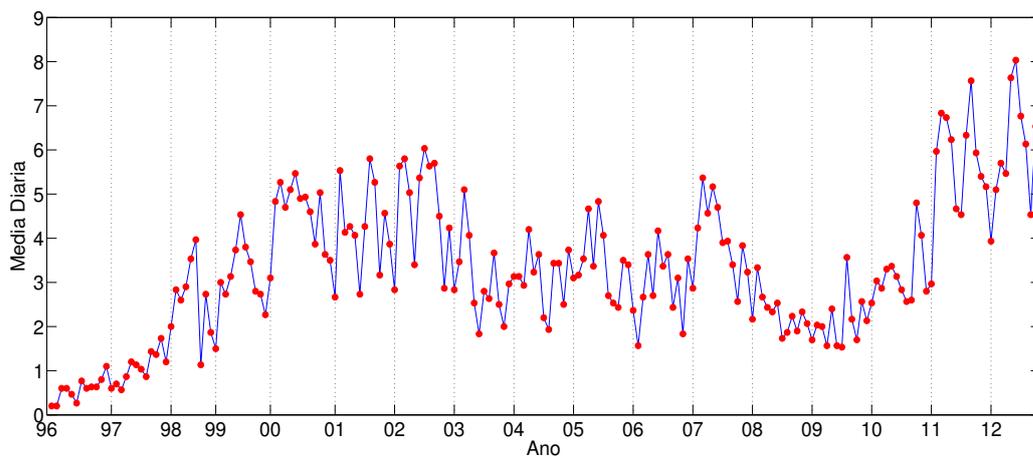


Figura 4.2 - Média diária dos eventos de CME para cada mês durante os anos de 1996 a 2012 registrados no catálogo CDAW.

A ocorrência dos eventos em função da latitude se distribui conforme mostram as Figuras 4.3 - 4.4, que correspondem à distribuição dos eventos no hemisfério norte e sul, respectivamente. As figuras mostram o número de CME observadas em função da latitude dos eventos (obtido a partir do valor do CPA registrado para cada evento) em intervalos de 10 graus de latitude cobrindo todas os valores observados.

A partir das figuras, pode-se observar que, no início e final do ciclo 23 e início do ciclo 24, os eventos concentram-se em baixas latitudes (até 20°) em ambos os hemisférios solares. Observa-se também um aumento dos eventos em direção às altas latitudes (> 60°) conforme o ciclo se aproxima da fase de máximo. Na fase de máximo até o início da fase de decaimento do ciclo 23, os eventos distribuem-se por todas as latitudes de uma forma aproximadamente uniforme entre ambos os hemisférios solares, com uma concentração ligeiramente maior nas baixas latitudes. Na fase de decaimento do ciclo, a concentração em baixas latitudes volta a ser maior.

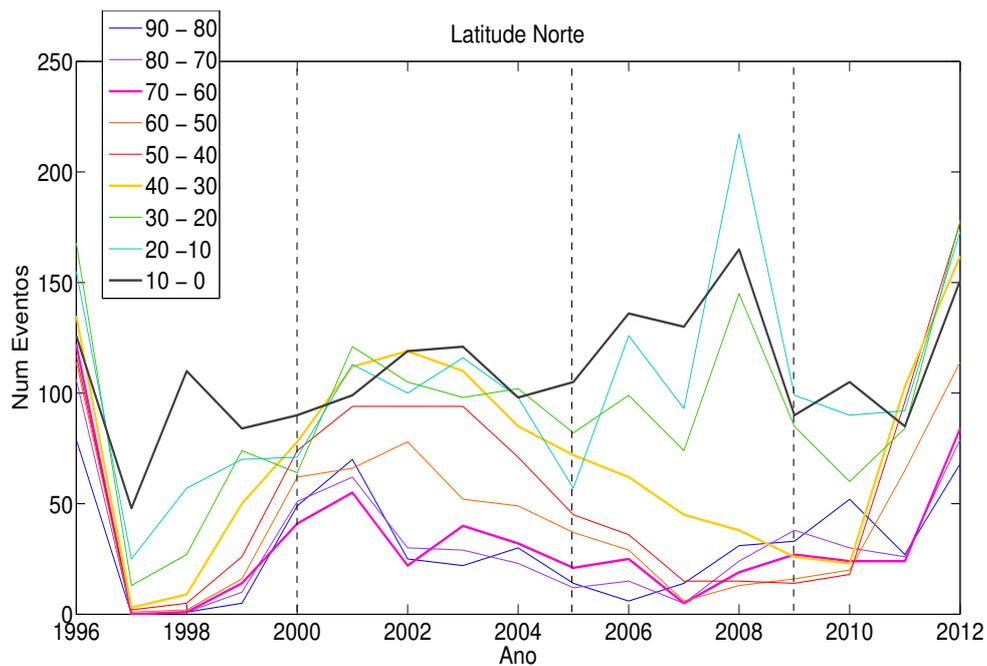


Figura 4.3 - Distribuição de latitude dos eventos de CME no hemisfério Norte solar. As linhas verticais tracejadas correspondem a separação adotada para o ciclo solar 23 e início do ciclo 24.

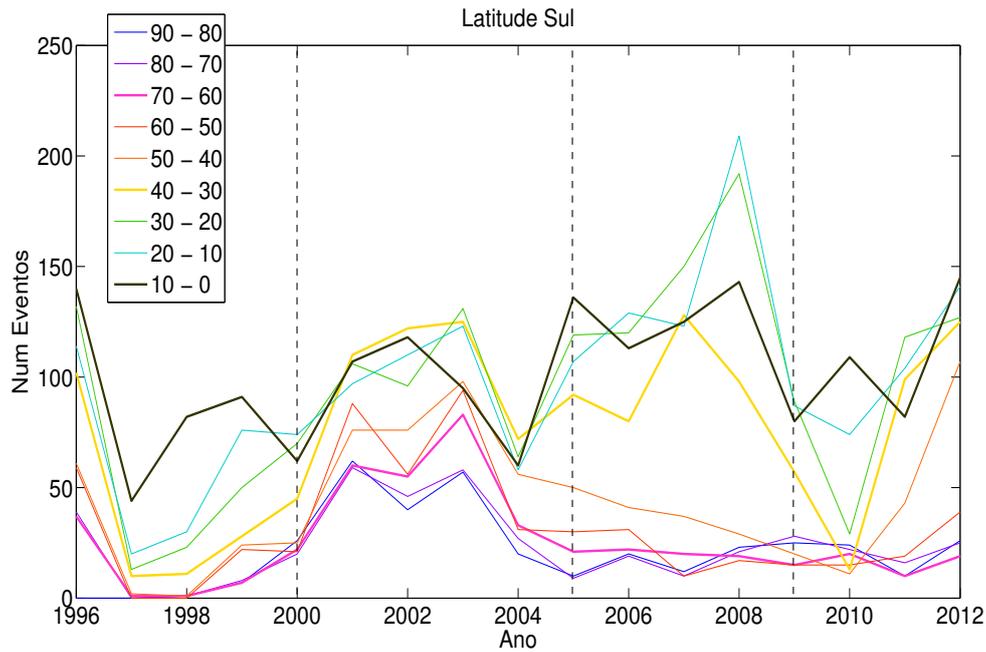


Figura 4.4 - Distribuição de latitude dos eventos de CME no hemisfério Sul solar. As linhas verticais tracejadas correspondem a separação adotada para o ciclo solar 23 e início do ciclo 24.

#### 4.1.2 Velocidade

Os valores de velocidade das CMEs obtidos conforme descrito na Capítulo 3, correspondem ao conjunto de dados mais completo do catálogo CDAW dentre todas as características observáveis. Em função da latitude de ocorrência dos eventos, a velocidade dos CMEs se distribui conforme a Figura 4.5. As lacunas observadas na figura correspondem aos períodos de ausência de medidas do instrumento LASCO. Na figura, foram omitidos os eventos com velocidade maior que  $1,0 \times 10^6$  m/s, para facilitar a visualização, uma vez que os mesmos correspondem a uma fração pequena ( $\sim 3\%$ ) da quantidade de eventos. Como pode ser observado, durante as fases de subida (1996 - 1999) e máximo (2000 - 2004) do ciclo 23, os eventos com velocidades maiores que  $4,0 \times 10^5$  m/s se estendem por todas as faixas de latitude. Na fase de descida (2005 - 2008), onde há uma maior ocorrência de eventos localizados próximos ao Equador, os eventos apresentam velocidades mais baixas, com valores inferiores a  $3,0 \times 10^5$  m/s. Já na fase de subida do ciclo 24 (2009-2012), os eventos voltam a se estender por todas as faixas de latitude, e os valores de velocidade também voltam a atingir valores maiores. No entanto, durante esta fase nota-se a existência de uma assimetria na quantidade de CME observados nas altas latitudes dos hemisférios

solares Norte e Sul. Existe uma quantidade maior de eventos ocorrendo nas altas latitudes do hemisfério Norte comparado às altas latitudes do hemisfério Sul.

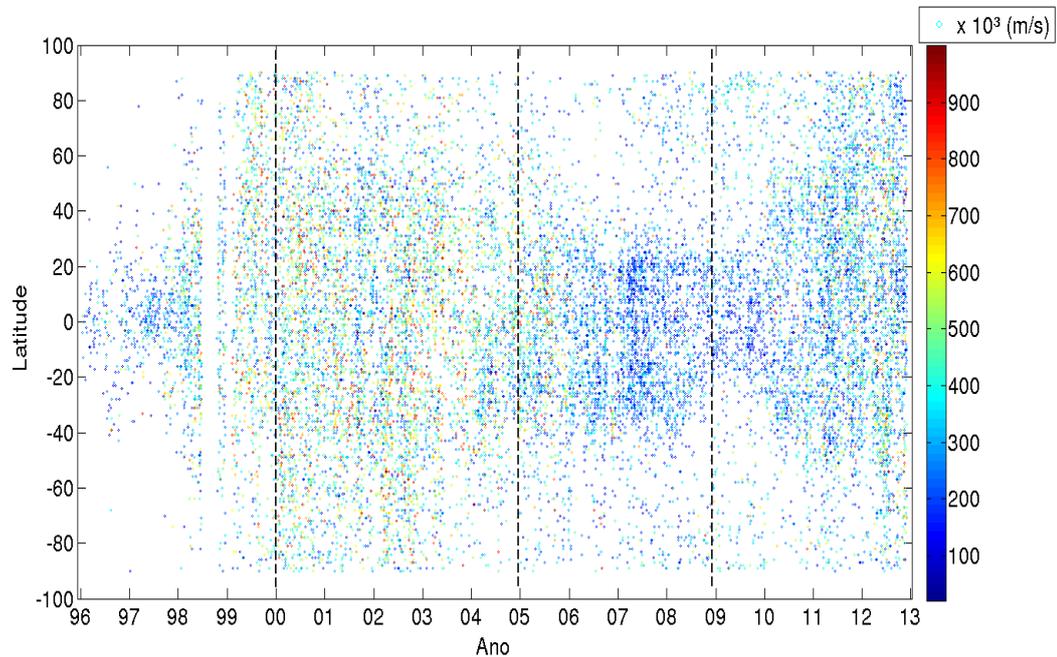


Figura 4.5 - Distribuição de velocidades dos eventos de CME, registrados no catálogo CDAW, entre 1996 e 2012, em função da latitude. As linhas verticais tracejadas correspondem a separação adotada para o ciclo solar 23 e início do ciclo 24.

Para uma melhor visualização do comportamento da velocidade ao longo do período analisado, a Figura 4.6 mostra o número de ocorrência de CMEs separados por faixas de velocidade de  $1,0 \times 10^5$  m/s, no intervalo de  $0 - 1,0 \times 10^6$  m/s, aqueles  $> 1,0 \times 10^6$  m/s foram reunidos em uma única faixa de velocidade. Pela Figura 4.6 torna-se claro que os eventos de baixa velocidade ( $0 \leq v < 4,0 \times 10^5$ ) m/s não seguem a mesma tendência que os mais velozes ( $v \geq 4,0 \times 10^5$ ) m/s durante fase de descida do ciclo (a partir de 2005). Neste período existe um aumento no número dos eventos menos velozes, principalmente na faixa de  $1,0 \times 10^5$  a  $3,0 \times 10^5$  m/s. De 2005 até 2012 o maior número de eventos observado está na faixa de  $2,0 \times 10^5$  a  $3,0 \times 10^5$  m/s. Já os demais eventos apresentam um comportamento semelhante, ou seja, o número de eventos vai aumentando do início até o máximo do ciclo e depois diminuindo em direção ao mínimo. Tal comportamento mostra que a ocorrência dos eventos mais velozes diminui na fase de descida do ciclo enquanto há um aumento no número

daqueles com velocidades menores que  $3,0 \times 10^5$  m/s.

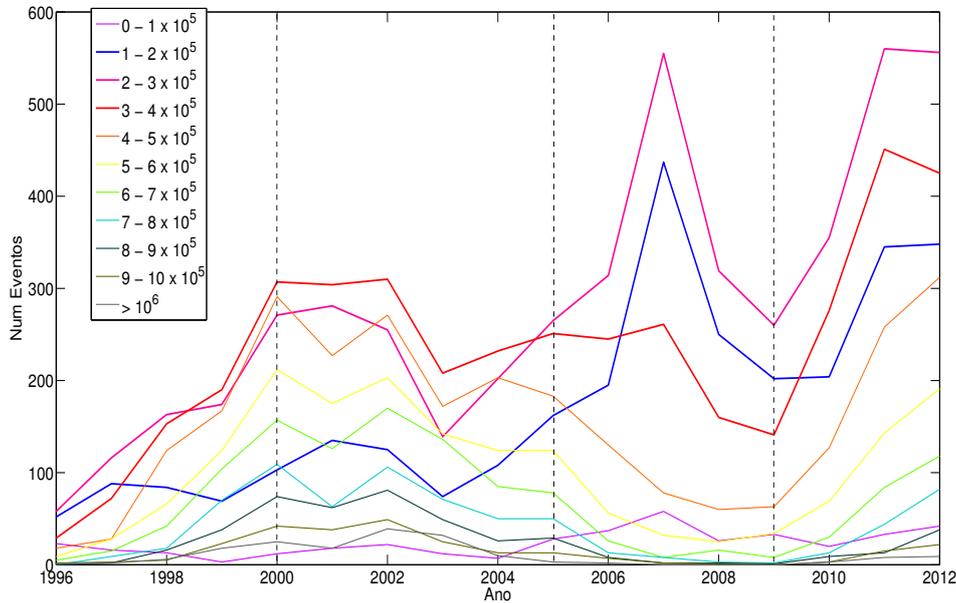


Figura 4.6 - Distribuição de velocidades dos eventos de CME, registrados no catálogo CDAW, entre 1996 e 2012, subdivididas em intervalos de  $1,0 \times 10^5$  m/s. As linhas verticais tracejadas correspondem a separação adotada para o ciclo solar 23 e início do ciclo 24.

A análise do comportamento da velocidade das CMEs ao longo do ciclo solar 23 e início do ciclo 24, mostra que as velocidades apresentam uma distribuição lognormal, conforme pode ser observado na Figura 4.7. Para a fase de subida do ciclo 23, a média e o desvio padrão obtidos do ajuste lognormal para a distribuição de velocidades são  $\mu = 5,87$ ,  $\sigma = 1,04$  o que corresponde a uma mediana  $\mu^* = 3,55 \times 10^5$  m/s. Para a fase de máximo, os valores obtidos foram  $\mu = 6,05$ ,  $\sigma = 0,97$  com  $\mu^* = 4,24 \times 10^5$  m/s. Para a fase de descida  $\mu = 5,61$ ,  $\sigma = 0,97$  com  $\mu^* = 2,74 \times 10^5$  m/s. E para a fase de subida do ciclo 24  $\mu = 5,71$ ,  $\sigma = 0,93$  com  $\mu^* = 3,01 \times 10^5$  m/s.

Pela figura e valores obtidos, observa-se que ocorre um ligeiro deslocamento entre a posição do pico da distribuição de 2000 - 2004 ( $\mu = 6,05$ ) comparado com aquele da distribuição de 1996-1999 ( $\mu = 5,87$ ). Também observa-se uma variação significativa (de  $\mu = 6,05$  para  $\mu = 5,61$ ) entre o pico do máximo do ciclo em comparação àquele da fase de decaimento (2005 - 2008). Em adição, observa-se um ligeiro deslocamento no pico correspondente à subida do ciclo 24 (2009 - 2012) em comparação ao anterior

(de  $\mu = 5,61$  para  $\mu = 5,71$ ).

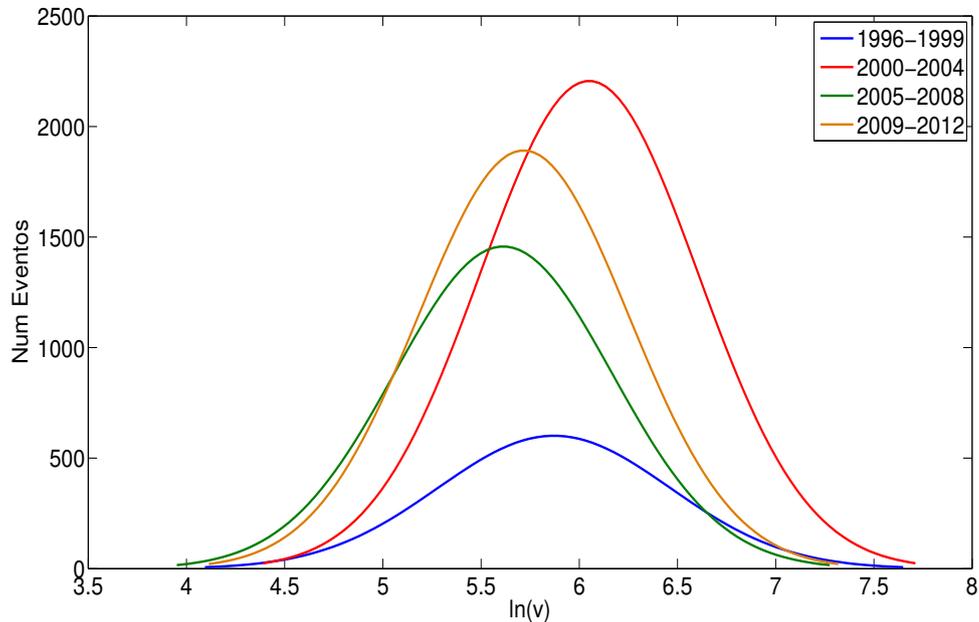


Figura 4.7 - Distribuição de velocidades das CMEs para as fases de subida, máximo e descida do ciclo 23 e também de subida do ciclo 24. As linhas verticais tracejadas correspondem a separação adotada para o ciclo solar 23 e início do ciclo 24.

Assim, para comparar a natureza das distribuições foram então gerados os gráficos do tipo quantil-quantil comparando entre si cada uma das fases, subida, máximo e descida do ciclo 23 e também de subida do ciclo 24. Por questão de uniformidade, adotou-se um critério de separação dos eventos em termos de velocidade considerando os mais lentos (de menor velocidade), como aqueles com velocidade até  $1,0 \times 10^6$  m/s, os rápidos como aqueles com velocidade até  $2,0 \times 10^6$  m/s e, acima desse valor de velocidade consideramos os eventos muito velozes.

Os resultados são apresentados nas Figuras 4.8 - 4.13. De acordo com o gráfico correspondente à comparação entre as fases de subida e máximo (Figura 4.8), observa-se que as distribuições apresentam mesma natureza, uma vez que a curva se encontra bastante próxima à linha de similaridade (linha vermelha tracejada). Já a comparação entre as fases de subida e descida do ciclo 23 (Figura 4.9) mostra que, a partir de  $1,0 \times 10^6$  m/s, a curva apresenta desvio da linha vermelha tracejada, o que indica que as distribuições adquirem natureza distinta para os eventos mais rápidos.

A comparação entre as fases de subida dos ciclos 23 e 24 (Figura 4.10), mostra um desvio com relação à linha vermelha tracejada e alguns *outliers* a partir de  $\sim 1,7 \times 10^6$  m/s, o que sugere uma natureza comum para as distribuições. Quando comparadas as distribuições das fases de máximo e descida (Figura 4.11), observa-se novamente o afastamento em relação à linha de similaridade, a partir de  $\sim 1,2 - 1,3 \times 10^6$  m/s, indicando que as séries possuem natureza diferentes para os eventos mais rápidos. Para as fases de máximo do ciclo 23 e subida do ciclo 24 (Figuras 4.12), também observa-se um afastamento da linha de similaridade a partir de  $\sim 2,0 \times 10^6$  m/s, mostrando, portanto, uma natureza diferente para as distribuições apenas para a pequena fração dos eventos muito velozes. Para as fases de descida do ciclo 23 e subida do ciclo 24 (Figura 4.13) há um claro deslocamento da curva em relação à linha de similaridade, a partir de  $1,0 \times 10^6$  m/s, caracterizando portanto diferença de natureza entre as distribuições para os eventos mais rápidos.

Logo, observa-se que até  $1,0 \times 10^6$  m/s as comparações indicam mesma natureza para as distribuições. A partir desse valor de velocidade as comparações indicam que a natureza das distribuições são distintas, principalmente na comparação com a distribuição da fase de descida do ciclo solar 23.

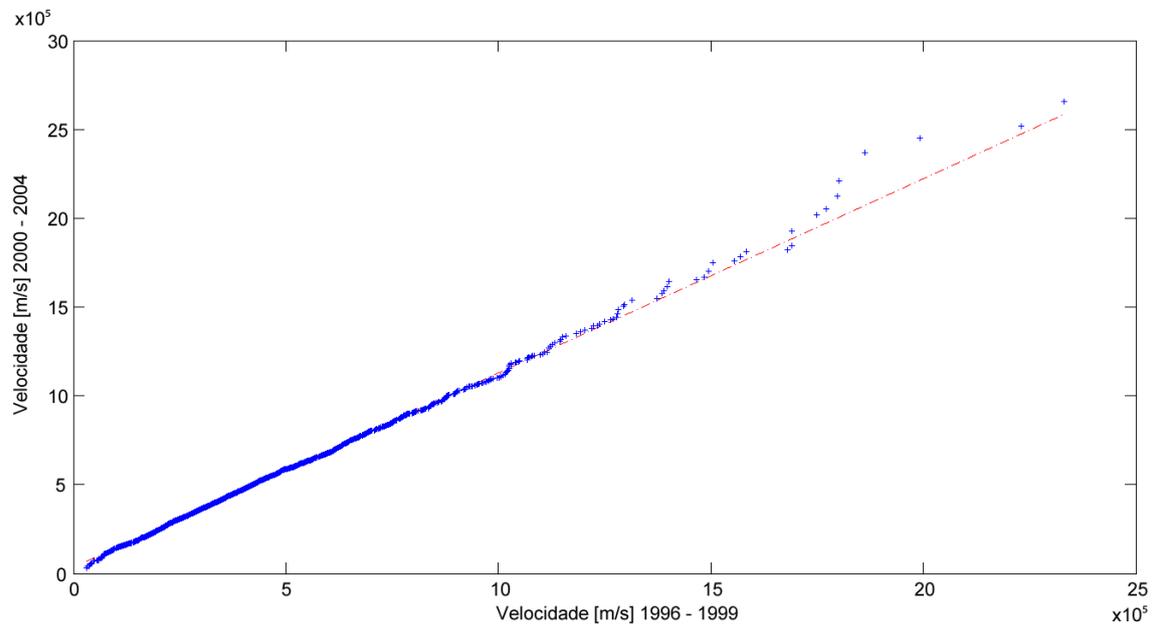


Figura 4.8 - Gráfico quantil-quantil para a distribuição de velocidade ( $\times 10^5$  m/s) nas fases de subida (1996 - 1999) e máximo do ciclo 23 (2000 - 2004).

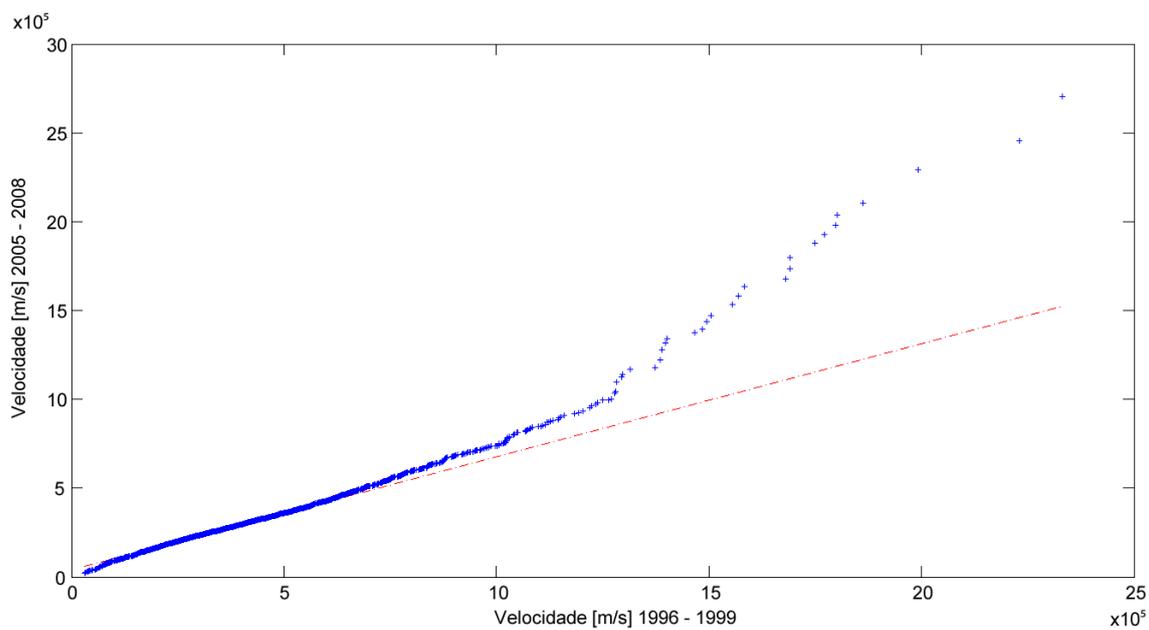


Figura 4.9 - Gráfico quantil-quantil para a distribuição de velocidade ( $\times 10^5$  m/s) nas fases de subida (1996 - 1999) e descida do ciclo 23 (2005 - 2008).

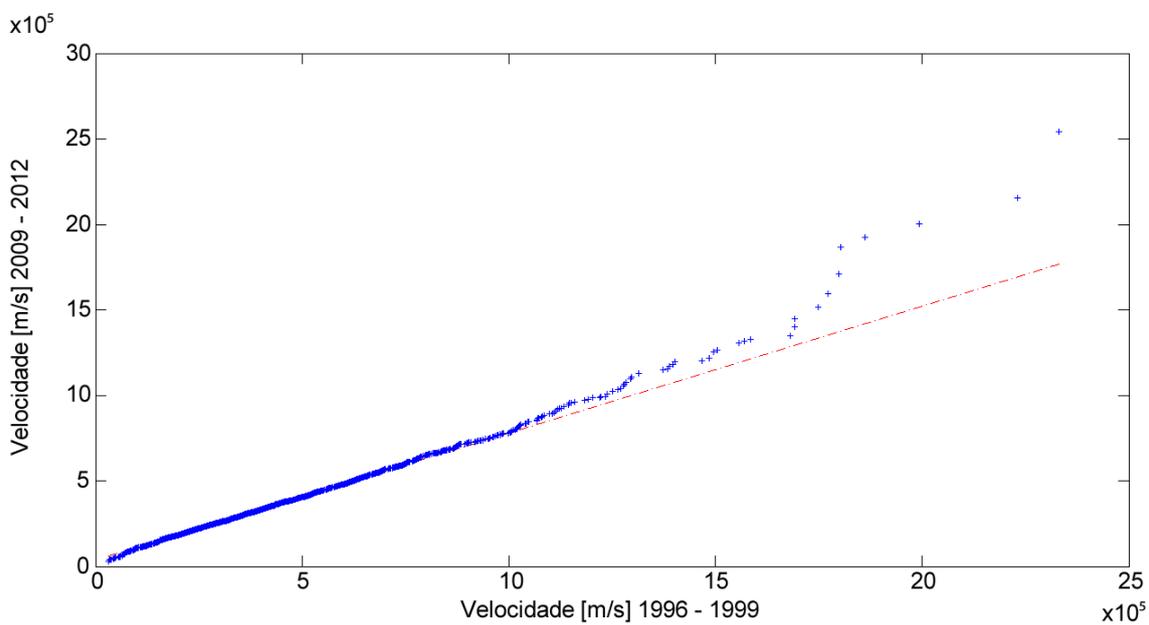


Figura 4.10 - Gráfico quantil-quantil para a distribuição de velocidade ( $\times 10^5$  m/s) nas fases de subida do ciclo 23 (1996 - 1999) e ciclo 24 (2009 - 2012).

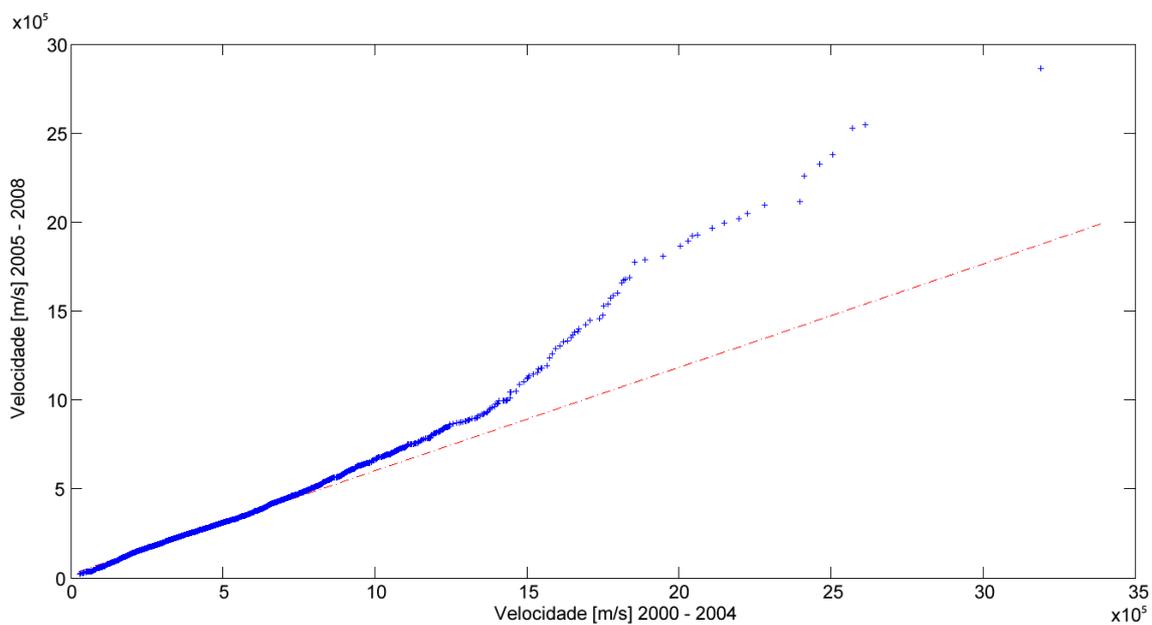


Figura 4.11 - Gráfico quantil-quantil para a distribuição de velocidade ( $\times 10^5$  m/s) nas fases de máximo (2000 - 2004) e descida do ciclo 23 (2005 - 2008).

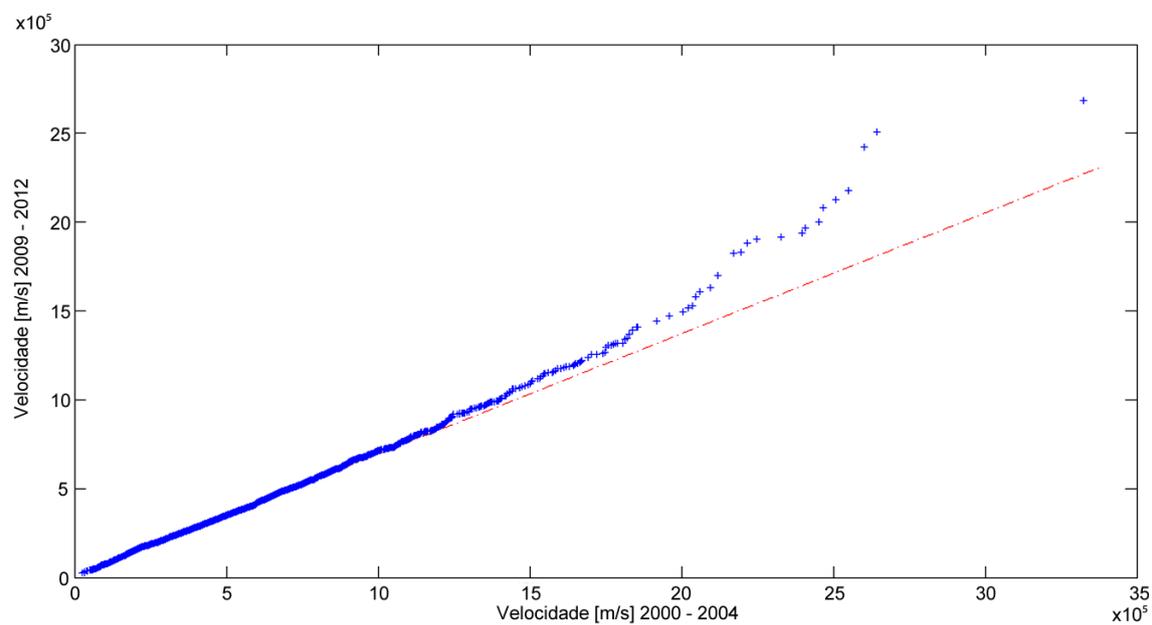


Figura 4.12 - Gráfico quantil-quantil para a distribuição de velocidade ( $\times 10^5$  m/s) nas fases de máximo do ciclo 23 (2000 - 2004) e subida do ciclo 24 (2009 - 2012).

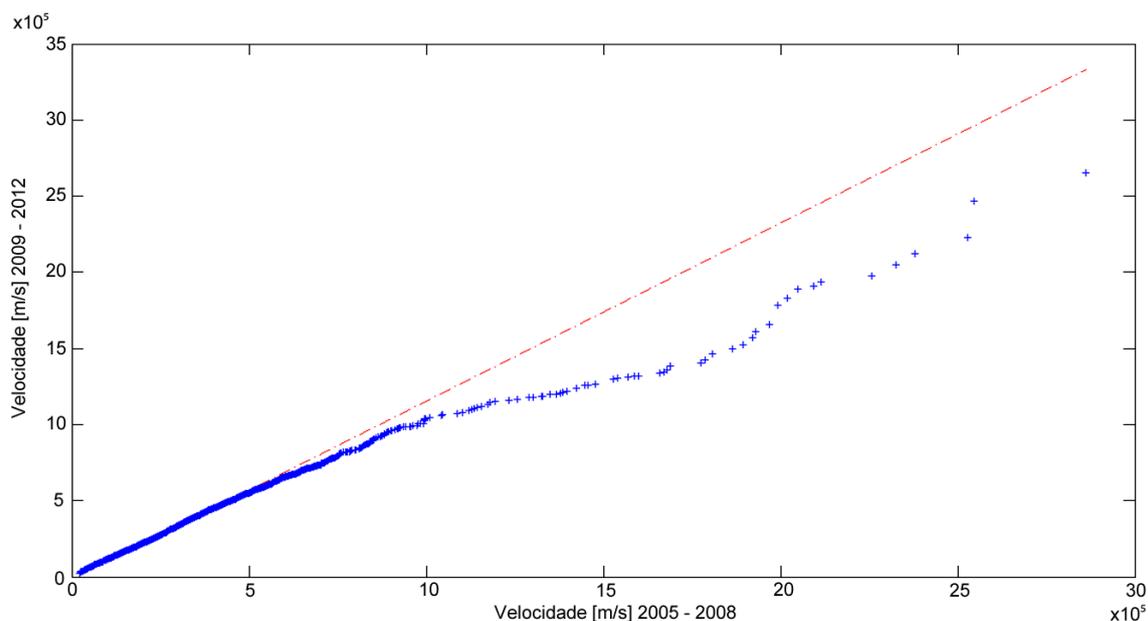


Figura 4.13 - Gráfico quantil-quantil para a distribuição de velocidade ( $\times 10^5$  m/s) nas fases de descida do ciclo 23 (2005 - 2008) e subida do ciclo 24 (2009 - 2012).

### 4.1.3 Aceleração

CMEs podem sofrer acelerações e desacelerações ou permanecerem com velocidade constante ao longo do campo de visada do coronógrafo, sendo assim os eventos são registrados com valores positivos, negativos e iguais a zero no catálogo CDAW. A partir dos valores da aceleração registrados no catálogo, o que se observa é uma maior concentração desses valores no intervalo de  $-1,0 \times 10^2$  a  $1,0 \times 10^2$   $m/s^2$ , como pode ser observado na Figura 4.14.

A Figura 4.15 mostra como estão distribuídos os eventos acelerados, desacelerados em função da latitude. Como pode ser observado, durante a fase de máximo há um predomínio dos eventos desacelerados, tanto no hemisfério norte como no sul. Já durante a fase de descida do ciclo 23 e subida do ciclo 24, a figura mostra uma inversão neste comportamento, ou seja, os eventos acelerados passam a predominar. Na fase de subida do ciclo 24, como observado nas seções anteriores há uma maior concentração de eventos no hemisfério norte, os quais por sua vez apresentam um predomínio de acelerações positivas.

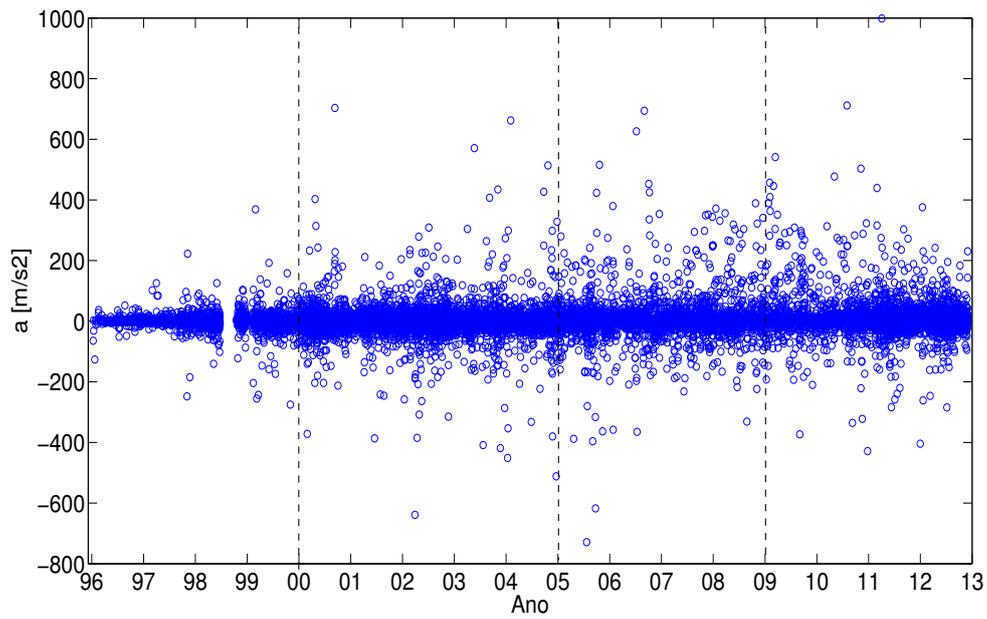


Figura 4.14 - Distribuição das acelerações entre 1996 e 2012 registrados no catálogo CDAW. As linhas tracejadas correspondem às divisões dos ciclos solares adotadas neste trabalho.

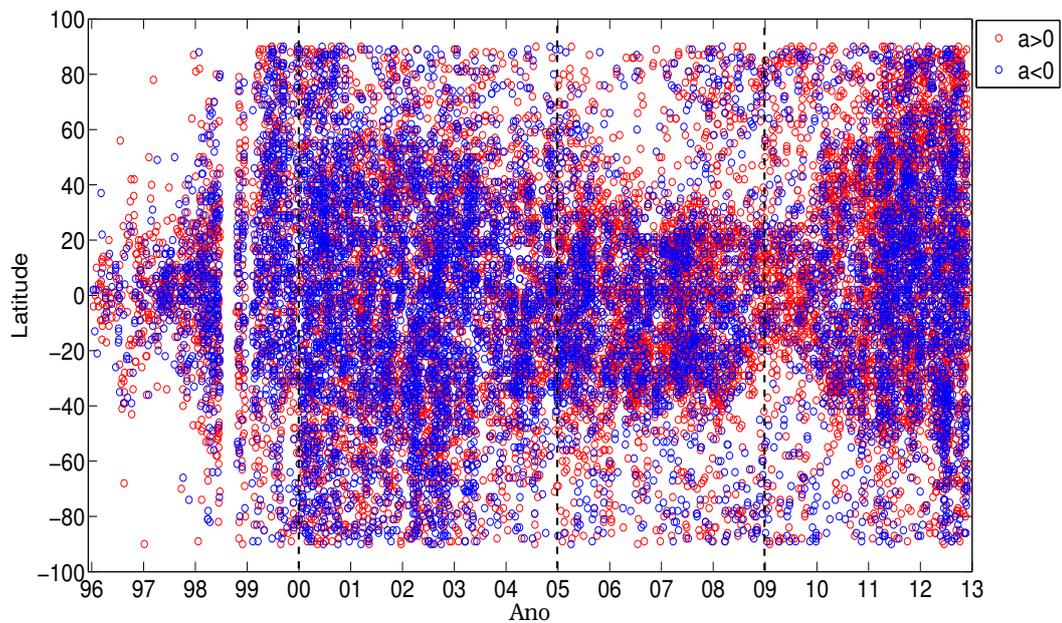


Figura 4.15 - Distribuição dos eventos acelerados e desacelerados em função da latitude. Os círculos vermelhos correspondem aos eventos com aceleração positiva e os azuis aqueles com aceleração negativa.

A análise da aceleração em função da velocidade (Figura 4.16) mostra que os eventos com maiores acelerações e desacelerações fora do intervalo ( $-1,0 \times 10^2$  a  $1,0 \times 10^2$   $m/s^2$ ) têm velocidades entre  $5,0 \times 10^5$  e  $1,0 \times 10^6$  m/s. Dentro do intervalo de ( $-2,0 \times 10^2$  a  $2,0 \times 10^2$   $m/s^2$ ), observa-se que os valores de velocidade se estendem até  $\sim 3,5 \times 10^6$  m/s, no entanto a maioria dos eventos ( $\sim 76\%$ ) têm velocidade de até  $5,0 \times 10^5$  m/s.

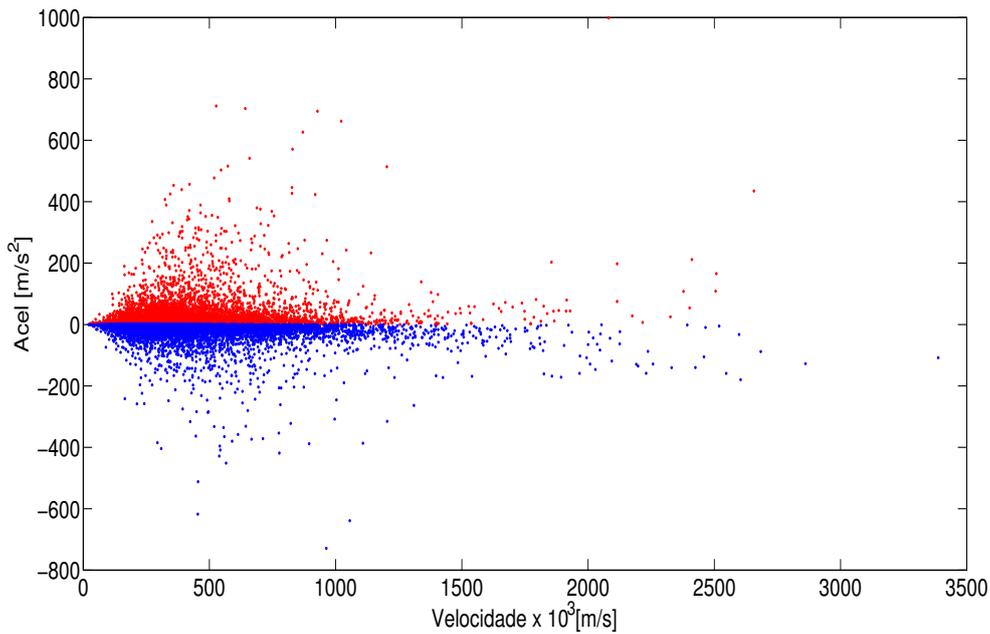


Figura 4.16 - Distribuição das acelerações dos eventos de CME, em função da velocidade, registrados no catálogo CDAW. Os pontos vermelhos correspondem a eventos com aceleração positiva, enquanto os pontos azuis correspondem àqueles com aceleração negativa.

#### 4.1.4 Massa e Energia

A energia cinética dos eventos de CME é estimada a partir dos valores de massa e velocidade presentes no catálogo. Os dados de massa por sua vez, nem sempre podem ser obtidos devido a fatores associados às observações. Isto faz com que nem todos os eventos apresentem valores de massa e consequentemente de energia determinados. Para ilustração, durante o período de 01 de janeiro 1996 a 30 de julho de 2013, o catálogo do CDAW apresenta uma amostra de 11.451 eventos com energia cinética determinada, em uma população de mais de 21.000 eventos. Isto equivale a dizer que aproximadamente 54% das CME possuem massa e consequentemente energia

determinados.

A Tabela 4.1 apresenta os valores de massa e energia dos CMEs presentes no catálogo CDAW correspondente aos valores totais registrados e as respectivas médias mensais para cada um dos anos. Os valores de massa medidos encontram-se na faixa de  $10^8$  a  $10^{14}$  kg e os de energia são da ordem de  $10^{18}$  a  $10^{25}$  J.

Tabela 4.1 - Valores de massa e energia anual acumulado e médio mensal dos CMEs

Ano	Massa Anual Total (kg)	Massa Média Mensal (kg)	Energia Total Anual (J)	Energia Média Mensal (J)
1996	9,0E+10	7,5E+09	7,2E+24	6,0E+23
1997	2,5E+11	2,0E+10	2,7E+25	2,2E+24
1998	7,0E+11	7,0E+10	-	-
1999	1,0E+12	9,3E+10	1,3E+26	1,1E+25
2000	1,7E+12	1,4E+11	2,4E+26	2,0E+25
2001	1,8E+12	1,5E+11	2,1E+26	1,7E+25
2002	2,2E+12	1,8E+11	3,1E+26	2,6E+25
2003	1,2E+12	1,0E+11	2,9E+26	2,4E+25
2004	5,5E+11	4,5E+10	6,5E+26	5,4E+24
2005	8,0E+11	6,6E+10	1,2E+26	9,9E+24
2006	3,0E+11	2,5E+10	3,2E+25	2,7E+24
2007	1,9E+11	1,5E+10	7,0E+24	5,8E+23
2008	1,3E+11	1,0E+10	5,1E+24	4,2E+23
2009	2,9E+11	2,4E+10	1,2E+25	1,0E+24
2010	4,2E+11	3,5E+10	3,5E+25	2,9E+24
2011	7,0E+11	5,9E+10	5,9E+25	4,9E+24
2012	9,6E+11	8,0E+10	8,2E+25	6,8E+24

Para a verificação da existência de alguma segregação específica de massa ou energia de CMEs em termos de latitude, foram construídos os gráficos de distribuição de massa versus latitude de registro dos CME - Figura 4.17 - e de distribuição de energia versus latitude de registro do CME - Figura 4.18.

Com relação à massa dos eventos, observa-se do início do ciclo 23 até o início da fase de decaimento (2005) um predomínio de eventos com massa média da ordem de  $10^{12} - 10^{13}$  kg igualmente distribuídos em ambos os hemisférios. Esse valor decresce cerca de 2 ordens de grandeza durante o mínimo daquele ciclo, e se mantém na faixa de  $10^{10} - 10^{11}$  kg durante a fase de subida (2009 - 2012) no início do ciclo solar atual - ciclo 24. Não se observa distinção entre a distribuição de massa nos dois hemisférios.

No início do ciclo 23, observa-se pela Figura 4.18 que a energia dos eventos se encontra na faixa de  $10^{21} - 10^{22}$  J. No final da fase de subida e fase de máximo daquele ciclo, o valor da energia cresce para a faixa de  $10^{22} - 10^{23}$  J. Esse valor decresce por 2 - 3 ordens de grandeza durante a fase de decaimento e durante o mínimo do ciclo 23 e se mantém na faixa de  $10^{21}$  J no início e fase de subida do ciclo solar atual.

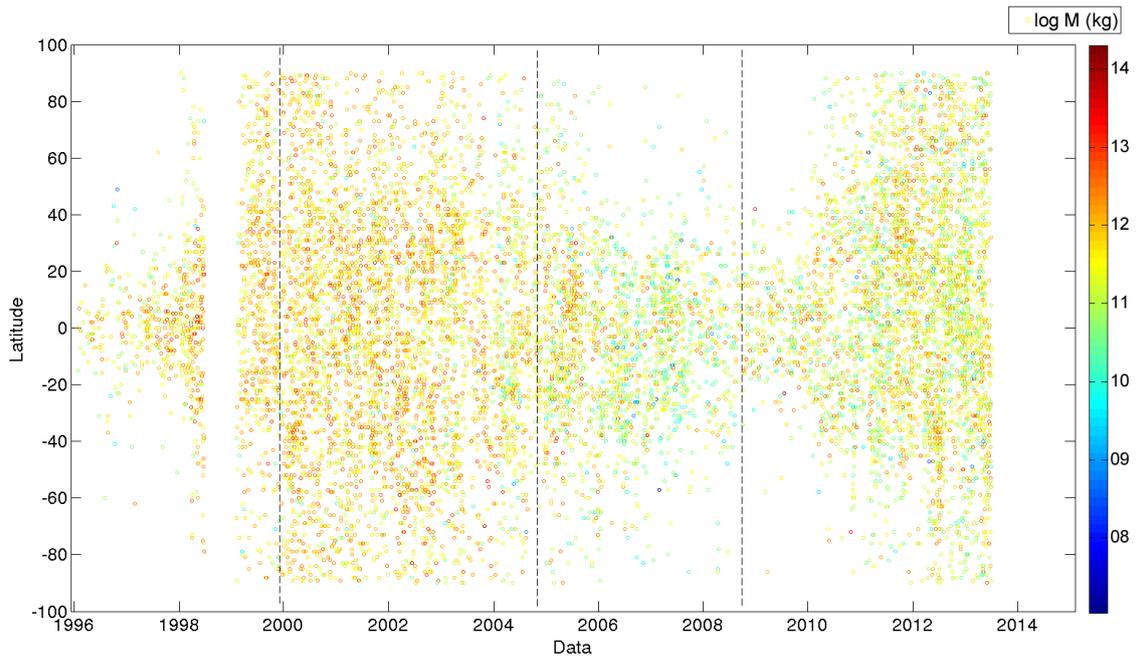


Figura 4.17 - Distribuição da massa de CMEs observados entre 1996 e 2013 em função de latitude. A barra de cores corresponde as ordens de grandeza do logaritmo da massa em quilogramas.

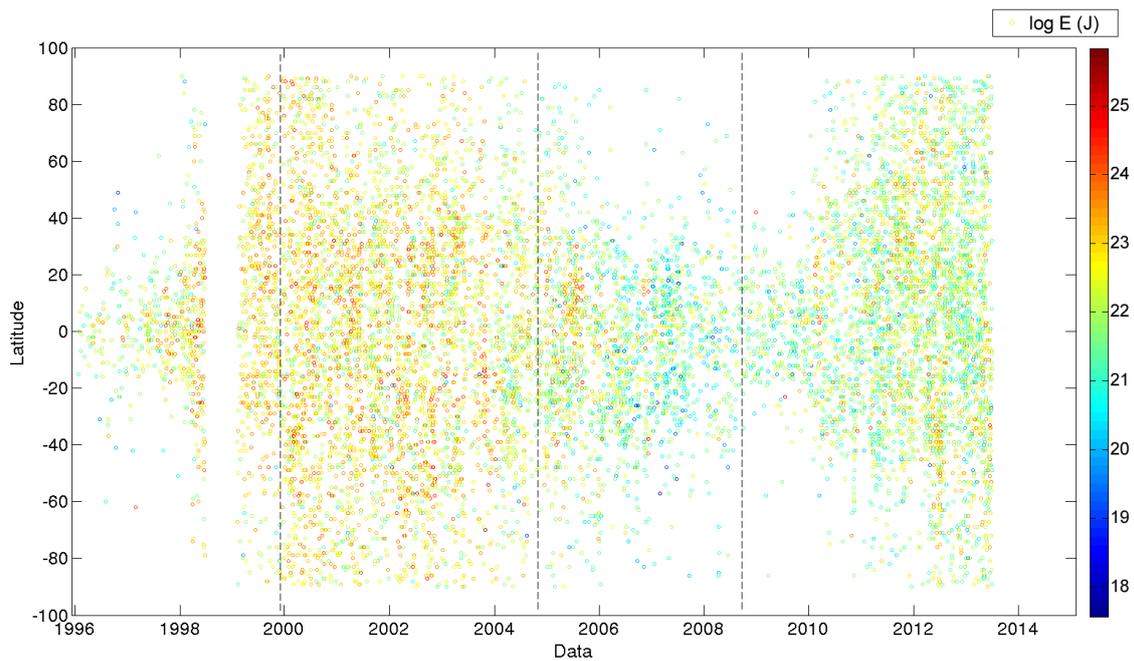


Figura 4.18 - Distribuição da energia de CMEs observados entre 1996 e 2013 em função de latitude. A barra de cores corresponde as ordens de grandeza do logaritmo da energia em joules.

## 4.2 Levantamento de periodicidade na ocorrência de CMEs, *flares*, e manchas solares

### 4.2.1 Técnica de Lomb-Scargle

Como descrito no capítulo anterior, a transformada de Fourier é uma das técnicas mais básicas para pesquisa de componentes periódicas em séries temporais. O espectro de Fourier é obtido aplicando-se a Transformada de Fourier (TF) ao sinal e determinando-se qual a frequência e amplitude de cada uma das componentes que compõem o mesmo. Apesar do cálculo poder ser realizado pelo método rigoroso, o algoritmo normalmente utilizado é a Transformada Rápida de Fourier (do inglês, FFT). No entanto, neste trabalho submeteu-se a série a uma técnica menos comum e tradicional. Trata-se do método de Lomb-Scargle (LOMB, 1976; SCARGLE, 1982), que é específico para cálculo do espectro de séries de dados com pontos desigualmente espaçados.

Essa técnica foi aplicada à série de ocorrências de fenômenos CME e o resultado é apresentado na Figura 4.19. Pode-se observar na figura a presença de alguns picos

mais pronunciados na faixa de  $5 \times 10^{-9}$  até  $1 \times 10^{-7}$  Hz. Os demais componentes menos pronunciados encontram-se muito próximas do limiar de significância - linha horizontal tracejada - e estão sendo desprezadas. O pico mais intenso corresponde à componente de frequência  $3 \times 10^{-8}$  Hz, equivalente a um período de aproximadamente 385 dias (cerca de um ano).

Entretanto, como no caso do espectro de Fourier, as componentes são pesquisadas usando-se funções harmônicas. Também como no caso do espectro de Fourier, não é possível identificar quando essas componentes ocorrem e tampouco por quanto tempo atuam no sinal. Assim, para contornar a deficiente aplicabilidade da transformada de Fourier e do método Lomb-Scargle foi então utilizada a transformada wavelet para a busca de periodicidades na ocorrência dos eventos de CME.

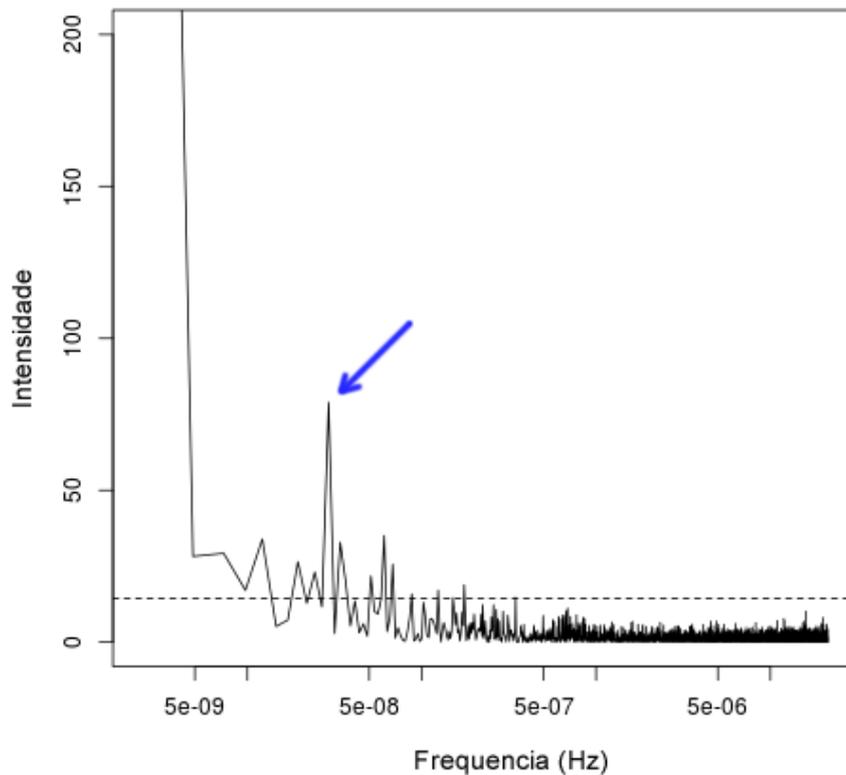


Figura 4.19 - Espectro Lomb-Scargle de componentes da série de ocorrências de CME. A linha tracejada indica o nível de  $\alpha = 0,01$  que corresponde ao limiar entre as componentes significativas e aquelas que não apresentam contribuição efetiva ao sinal. A seta azul indica a componente de frequência significativa encontrada, correspondente a aproximadamente 385 dias (cerca de um ano)

## 4.2.2 Análise Wavelet Ampla

Para vencer as limitações descritas no final da subseção anterior e, além disso, determinar a associação da série de CME com as séries dos fenômenos de *flare* observado em raios-X (pelo satélite GOES) e do número de manchas solares, aplica-se a nova técnica de Análise Wavelet Ampla, como já descrito no capítulo anterior.

Os três conjuntos de dados analisados correspondentes às séries temporais de ocorrência de CMEs, *flares* e manchas solares, são compostos por observações diárias dos eventos no período entre 2000 e 2012. A escolha do intervalo foi adotada com o objetivo de garantir a uniformidade da análise, evitando períodos de ausência de dados, registrados principalmente para o caso das CMEs.

### 4.2.2.1 CMEs

O resultado da aplicação da Transformada Wavelet (TWC) para a série original das CMEs é apresentado na Figura 4.20.

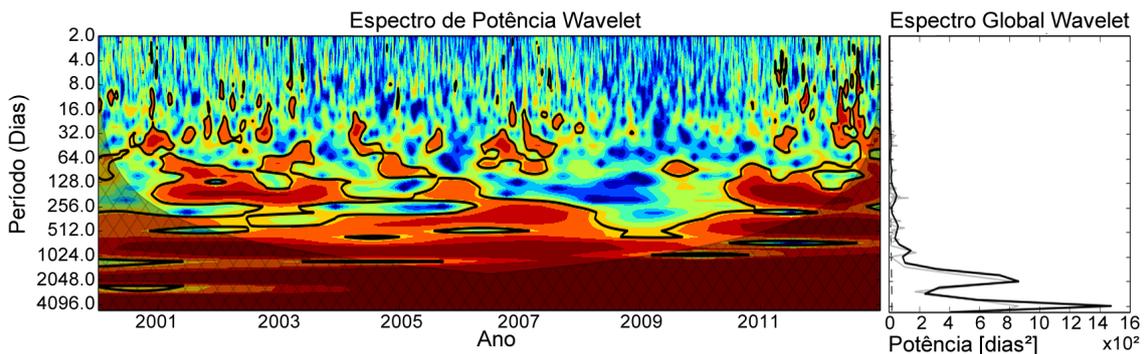


Figura 4.20 - Espectro de potência e espectro global obtidos pela TWC aplicada à série original de dados de CME.

O espectro de potência exibe sinais periódicos que se estendem de 4096 a 4 dias, enquanto o espectro global mostra um decrescimento monotônico em direção a períodos menores. Como pode ser observado de ambos os espectros, os sinais mais intensos estão no intervalo de 1024 a 4096 dias. No entanto, estas bandas se encontram dentro do COI, e portanto, não podem ser consideradas. Sinais menos intensos são observados nas bandas de 512 - 1024, 256 - 512 dias e 128 - 256 dias. Tais bandas também foram encontradas por outros autores (LOU et al., 2003; LARA et al., 2008; CHOUDHARY et al., 2014). O EPW mostra a presença de sinais periódicos bem como

de sinais intermitentes para escalas inferiores a um ano (bandas de 128 - 256; 64 - 128; 32 - 64 dias), ocultos pela intensidade total do sinal. Assim para identificar e caracterizar sinais com períodos inferiores a um ano foi feito o uso da técnica de MMS. As novas séries geradas a partir da MMS para  $M = 365$ , 180 e 60 dias são mostradas sobrepostas à série original das CMEs na Figura 4.21.

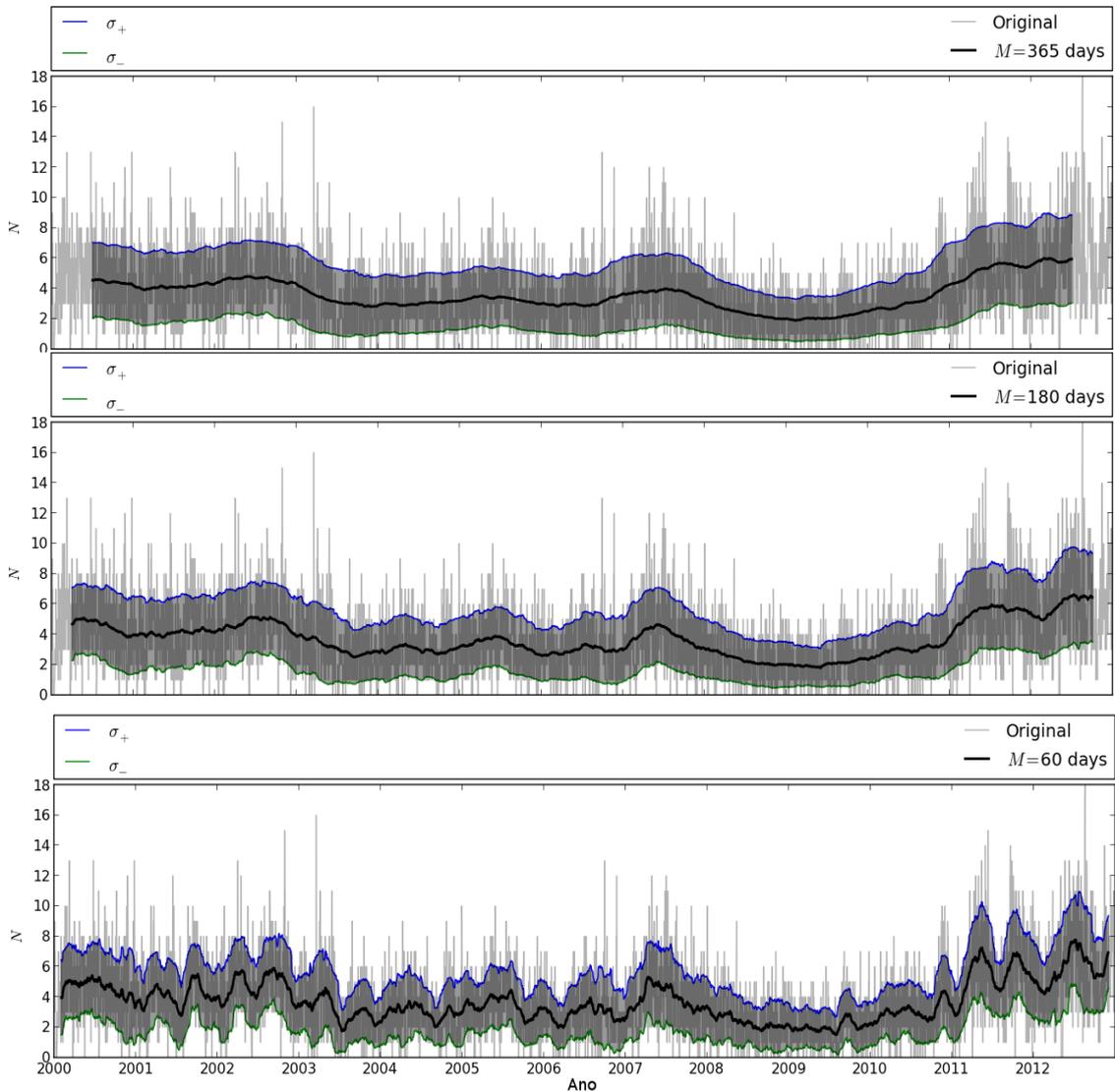


Figura 4.21 - Ocorrências diárias de CMEs com as médias móveis  $M = 365$ ,  $M = 180$  e  $M = 60$  sobrepostas (linha preta). A área sombreada corresponde ao intervalo  $[\sigma_+, \sigma_-]$ .

Os EPW para as novas séries geradas para  $M = 365$ , 180 e 60 dias são apresentados na Figura 4.22. Para  $M = 365$  (painel superior) o sinal fora do COI se encontra em

um intervalo de 4 - 512 dias. De acordo com o EPG, existem dois sinais mais intensos ambos na banda de 128 - 256 dias. O primeiro deles se estende por aproximadamente 1000 dias, correspondendo ao intervalo entre os anos 2000 a 2004, enquanto o outro sinal tem uma duração de aproximadamente 600 dias durante 2010 a 2011, que corresponde ao início do ciclo solar 24. Outros sinais de menor intensidade que os primeiros, no entanto ainda relevantes no EPG, se encontram na banda de 256 - 512 durante a fase de descida do ciclo 23, que corresponde ao principal período encontrado pelo método de Lomb-Scargle, e na banda de 64 - 128 dias. Este último, no entanto é melhor observado em escalas menores, encontradas a partir de  $M = 180$ .

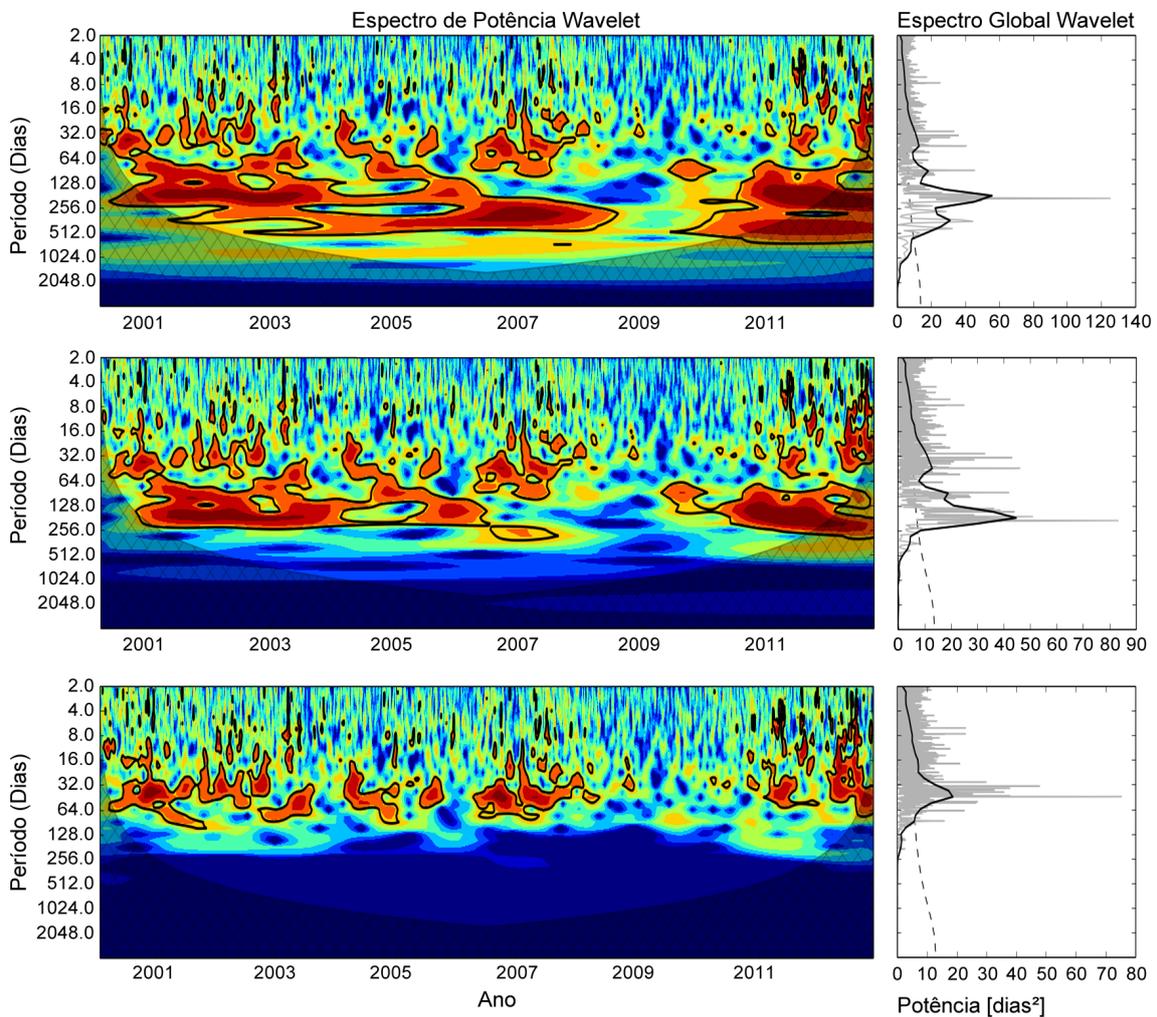


Figura 4.22 - *Painel superior*: Espectros de potência e global da transformada wavelet contínua para a série de CMEs após MMS com  $M = 365$  dias; *Painel do meio*: o mesmo para  $M= 180$ ; *Painel inferior*:  $M = 60$ .

Para a escala de 180 dias a TWC mostra que o sinal dominante ainda se encontra na banda de 256 - 64 dias (painel do meio Figura 4.22). Entretanto, quando a escala utilizada é de 60 dias ( $M = 60$ ), o espectro mostra que a banda acima não é mais observada. Para períodos inferiores a 60 dias somente sinais intermitentes podem ser observados. Tais sinais são observados ao longo de todo o ciclo 23 e também no início do ciclo 24. Um aspecto que vale ser ressaltado é a ausência de sinal durante aproximadamente um ano coincidente com o final do ciclo 23 e início do ciclo 24. O intervalo parece maior quando observado para escalas de 180 e 60 dias.

#### 4.2.2.2 *Flares*

A Figura 4.23 mostra o resultado da TWC da série original de *flares* em raio-X. Os resultados diferem do caso dos *flares* comparado ao caso das CMEs. O espectro mostra a formação de bandas de sinal periódico no intervalo de 8 a 4096 dias. O EPG mostra que o sinal mais intenso está na banda de 2048 a 4096 dias, dentro do COI. Pode-se observar também pelo EPW, a formação de bandas mais concentradas de duração relativamente mais curtas comparadas à Figura 4.20. Neste caso, podem ser caracterizadas quatro bandas, sendo três delas relativamente fracas. A primeira, com duração de  $\sim 2$  anos, é observada durante a fase máximo do ciclo solar 23 entre 256 - 512 dias. A segunda, dura  $\sim 3,5$  anos sendo observada na fase de descida do ciclo 23 na banda de 512 - 1024 dias. A terceira, observada por  $\sim 3$  anos no começo do ciclo 24 na banda de 128 - 512 dias, se estendendo até 64 dias durante metade de um ano. A última e mais intensa banda é também observada na fase de decaimento do ciclo 23 apresentando um padrão irregular. A mesma se mostra mais intensa em torno da banda de 64 - 128 dias, durando aproximadamente um ano, então se torna menos intensa se estendendo até 256 dias por aproximadamente dois anos, e no final ( $\sim 1,5$  anos) é observada se deslocando em direção à banda de 128 - 256 dias, quando tem sua intensidade aumentada novamente.

Alguns pontos de curta duração ( $\leq$  poucos meses) também podem ser observados, principalmente na fase de descida do ciclo 23 bem como na fase de subida do ciclo 24, se estendendo até períodos de 8 dias. É importante também ressaltar a lacuna de aproximadamente um ano observada no EPW, separando os dois ciclos de atividade. O EGW exibe um pico mais intenso acompanhado por outros pico extremamente discretos distribuídos principalmente em escalas maiores que 32 dias.

O EPW para as séries de *flare* filtradas pela MMS, com  $M = 365, 180$  e 60 dias, assim como o correspondente EGW são apresentados na Figura 4.24.

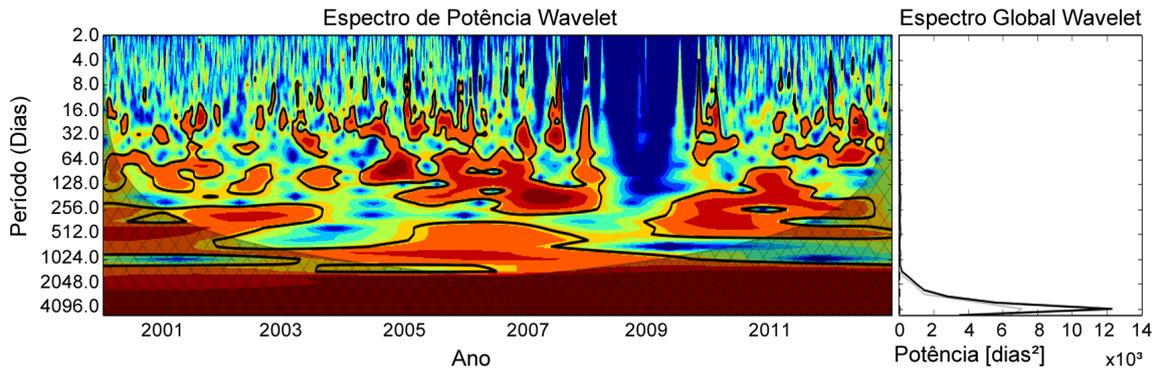


Figura 4.23 - Espectro de potência e espectro global obtidos pela TWC aplicada à série original de dados de *flare*.

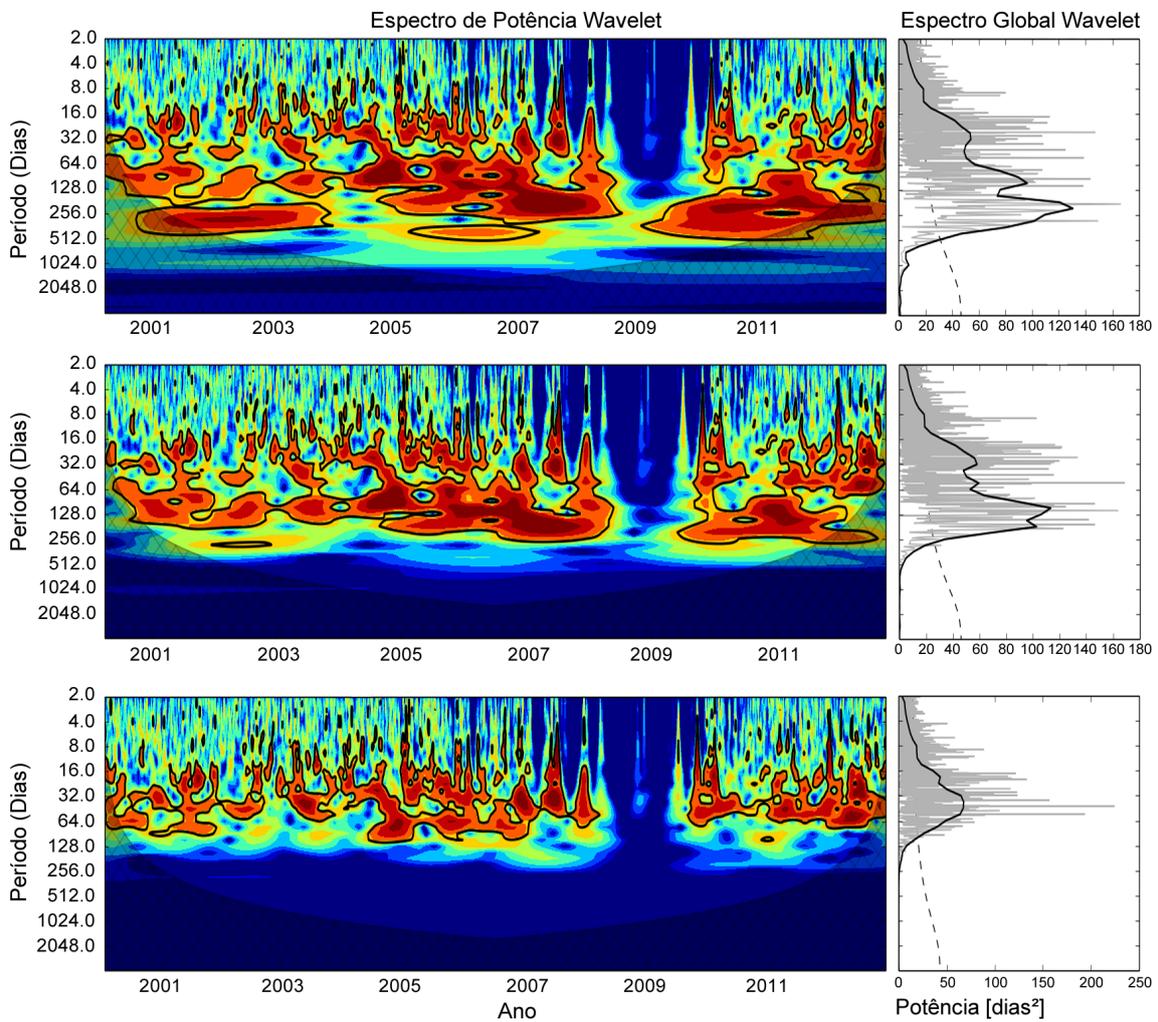


Figura 4.24 - *Painel superior*: Espectros de potência e global da transformada wavelet contínua para a série de *flare* após MMS com  $M = 365$  dias; *Painel do meio*: o mesmo para  $M = 180$ ; *Painel inferior*:  $M = 60$ .

A principal característica dos sinais presentes nos três casos, é que as componentes se tornam mais largas e irregulares conforme a escala fica menor, evidenciando assim a principal função da ferramenta de análise, de revelar sinais ocultados por sinais mais intensos. Assim, as bandas dos EPWs se estendem entre 8 e 512 dias para  $M = 365$ ; 8 e 256 dias para  $M = 180$ ; e 8 e 128 dias para  $M = 60$ . O EGW mostra os picos de menor intensidade antes mascarados pela presença de sinais mais intensos dentro COI na Figura 4.23. A lacuna presente entre os dois ciclos anteriormente mencionada se mostra maior ( $\sim 1,5$  anos) quando observado o espectro com  $M = 60$  e é menor (alguns meses) quando  $M = 365$  dias.

#### 4.2.2.3 Manchas solares

A Figura 4.25 mostra o EPW da série original das manchas solares. Neste caso, observa-se que o sinal está fortemente concentrado no COI na banda de 1024 – 4096 dias. Os sinais mais fracos ocorrem basicamente dentro da banda de 16 – 512 dias no período de máximo até o início da fase de descida do ciclo 23. Um banda isolada de 128 – 256 dias é observada durante  $\sim 1,5$  anos na fase de subida do ciclo 24. Esta é uma das mais intensas bandas observadas para este caso. A outra é uma banda de curta duração ( $\sim 100$  dias) observada no começo da fase de descida do ciclo solar 23 de 16 – 32 dias. Uma lacuna de aproximadamente dois anos é claramente observada no EPW. A lacuna se estende da fase de descida do último ciclo até a fase de subida do ciclo atual. O EGW mostra somente um pico definido para a banda de 16 – 32 dias. Os outros picos observado correspondem a região dentro do COI.

A Figura 4.26 mostra o espectro para as séries com  $M = 365$ , 180 e 60, respectivamente. Os três espectros mostram uma extensa banda em amplitude ausente no espectro original. Este fato deixa evidente o poder da ferramenta. Como pode ser observado, quando comparados os EGWs das Figuras 4.25 e 4.26, o pico da série original é três ordens de grandeza mais intenso. Para este caso, a remoção dos sinais com período maior que 365 dias, revela bandas de longa duração em padrões que se assemelham ao ciclo solar. Além disso, o EGW mostra picos mais definidos. Para  $M = 365$ , estes picos representam bandas contínuas (16 – 512 dias) de sinal intenso, observadas no EWP na fase de máximo até metade da fase de descida do ciclo 23. Uma banda de 64 – 256 dias é também observada na fase de subida do ciclo 24. Para  $M = 60$  encontram-se bandas de 16 – 128 dias. As lacunas entre os dois ciclos são também maiores quando comparados com aqueles de *flares* e CMEs.

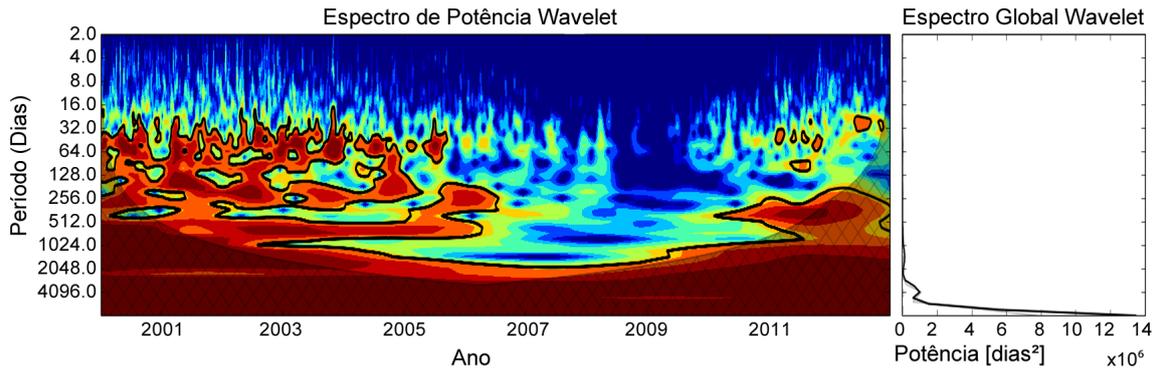


Figura 4.25 - Espectro de potência e espectro global obtidos pela TWC aplicada à série original de dados de manchas solar.

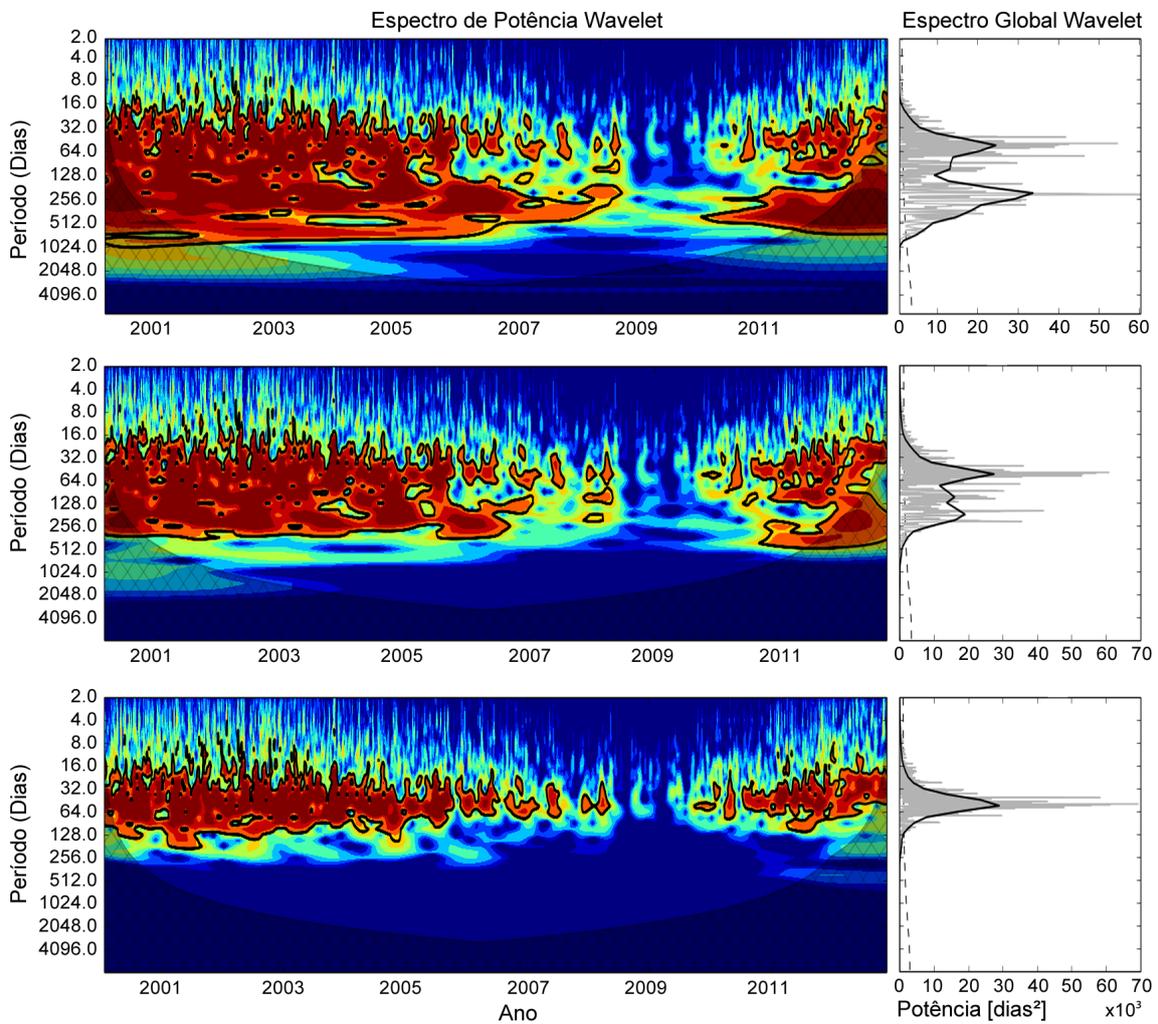


Figura 4.26 - *Painel superior*: Espectros de potência e global da transformada wavelet contínua para a série de *flare* após MMS com  $M = 365$  dias; *Painel do meio*: o mesmo para  $M = 180$ ; *Painel inferior*:  $M = 60$ .

Os resultados apresentados nas seções anteriores mostram que existem diferenças entre os espectros de potência das três séries originais, assim como entre as séries filtradas. Para o caso da série de CME, o EPW revela bandas contínuas estreitas de média a longa duração. As componentes mais intensas de menor duração podem ser observadas de maneira mais clara nas escalas menores, quando aplicada a técnica de filtragem, como por exemplo na escala de 60 dias.

Para a série de *flares* em raio-X, o EPW apresenta bandas com um padrão mais irregular que tendem a apresentar duração relativamente curta e irregulares mesmo para as escalas menores. As componentes mais intensas se concentram ao longo de dois pontos na fase descendente do ciclo solar 23.

Para o caso das manchas solares, o EWP revela bandas de duração ainda mais curta que ocorrem principalmente na fase de máximo e início da fase de descida do ciclo 23. Um aspecto a ser destacado em relação aos EPWs das séries originais de flare em raio-X e da série de manchas solares é que existe um intervalo de mais de um ano, entre os dois ciclos solares, que não está definido no EPW da série de CME. Observando a ocorrência de CMEs na Figura 4.1, observa-se que o número anual de CME segue a tendência do ciclo solar até ao início da fase descendente do ciclo 23. Em seguida, foram observados dois picos sendo que o segundo pico se encontra próximo do número observado no máximo do mesmo ciclo. Neste período, o número de CMEs observado se manteve a um nível de 700 ou mais por ano, quando o número de manchas solares é praticamente zero durante quase dois anos. Ainda, quanto menor a escala utilizada na média móvel simples, maior a lacuna observada entre as bandas de curta duração.

#### **4.2.3 Resultados da coerência wavelet entre as séries de CME, *flare*, e manchas solares**

O resultado da coerência wavelet para todos os pares das séries de CME, *flare* e manchas solares durante o período de 2000 - 2012, devido às lacunas presentes no catálogo de CME, conforme mencionado em seções anteriores é apresentado nas Figuras (4.27 - 4.29).

A Figura 4.27 mostra os resultados da coerência para as séries de CME e *flare*. Para este caso, foram observados três regiões principais. A primeira na banda de 16 - 32 dias com duração de aproximadamente 4 meses em 2003, enquanto a segunda é observada na banda de 64 - 128 dias, quatro meses depois do final da primeira. Outra região menos significativa é observada em 2011, na mesma banda e com a mesma

duração que a anterior. Outras regiões de mais curta duração e menor escala também são observadas na figura. Este resultado indica que os maiores graus de relação entre as séries têm uma escala de poucos meses e são concentradas em alguns anos durante a fase de descida do ciclo anterior e subida do ciclo atual.

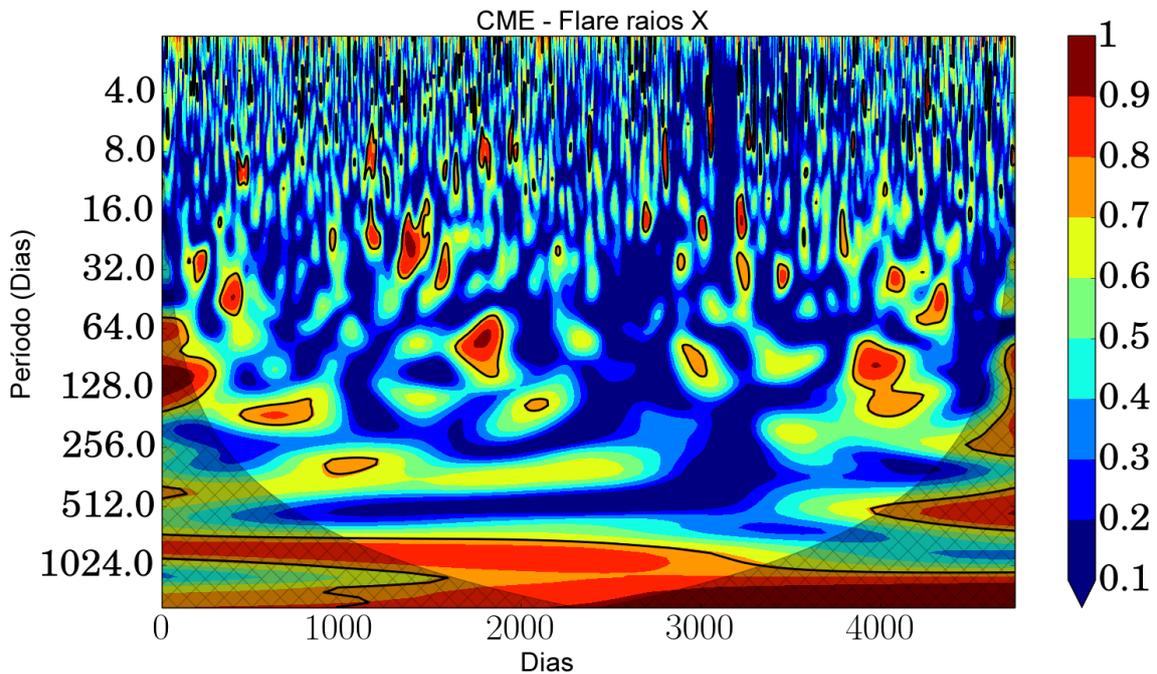


Figura 4.27 - Coerência wavelet aplicada às séries de CME e *flare*. A escala de cores corresponde ao grau de coerência entre as séries.

Na Figura 4.28, um comportamento semelhante ao caso dos *flares* é observado para a correlação entre CMEs e manchas solares. Sendo que somente três regiões de mais intensa coerência foram observadas nas bandas de 16 – 64; 64 – 256 e 128 – 256 dias, que ocorrem principalmente no período de máximo do ciclo 23.

A Figura 4.29, mostra bandas de correlação entre 64 – 256 dias, que se estendem ao longo de todo o ciclo, mostrando uma maior correlação entre *flares* e as manchas solares.

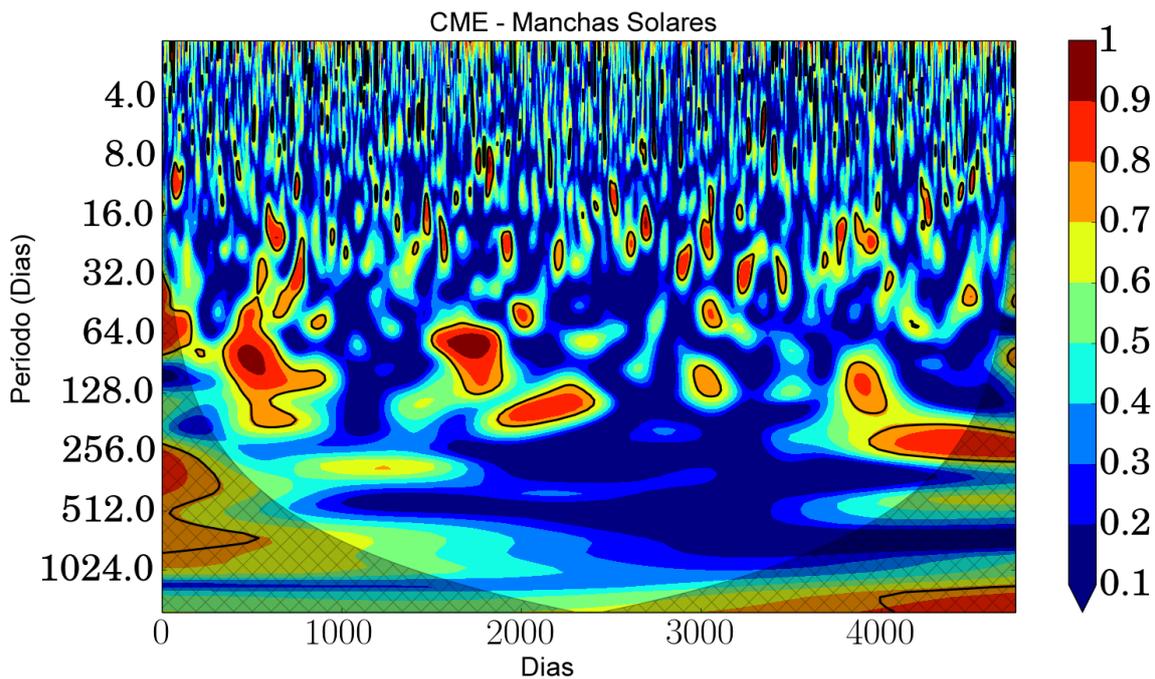


Figura 4.28 - Coerência wavelet aplicada às séries de CME e manchas solares. A escala de cores corresponde ao grau de coerência entre as séries.

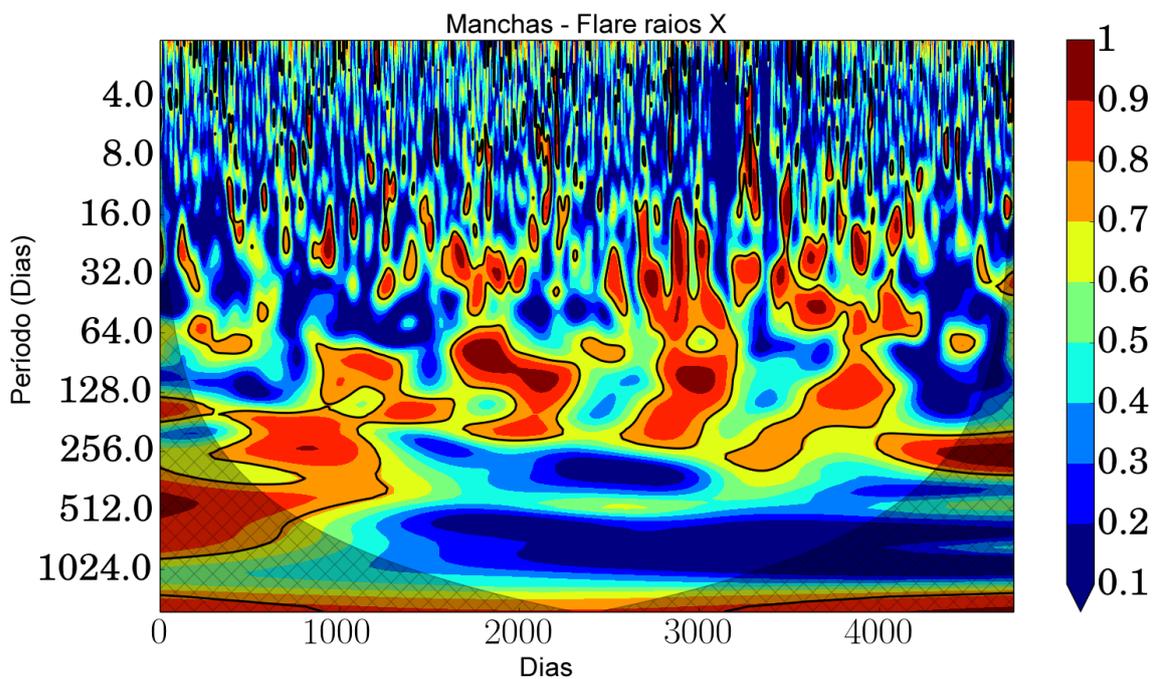


Figura 4.29 - Coerência wavelet aplicada às séries de *flare* e manchas solares. A escala de cores corresponde ao grau de coerência entre as séries.

A comparação em termos de coerência wavelet entre as séries selecionadas indica que CME e flares são melhor relacionadas entre si durante curtos intervalos de tempo e as faixas estreitas de escalas de tempo curtos (8 - 128 dias). Este comportamento é observado nas fases de subida e descida do ciclo passado e início do ciclo atual. CME e manchas solares apresentam um relação mais fraca quando comparadas com a anterior. O maior grau de correlação entre as séries pode ser observado entre as séries de flare e manchas solares no intervalo de 32 - 256 dias. Entretanto a formação de bandas contínuas não foi observada. Este fato pode indicar um atraso em relação aos sinais, produzindo uma banda de correlação intra-anual intermitente.

## 5 DISCUSSÕES

Neste trabalho, foi realizada a investigação da ocorrência de CMEs no período de um ciclo solar completo. Foi investigado o comportamento das características dos eventos, tais como velocidade, aceleração, massa e energia em função da latitude e das fases do ciclo solar. Ainda foi utilizada uma ferramenta chamada de Análise Wavelet Ampla (AWA) para a busca de padrões periódicos, em escalas infra-anuais na ocorrência dos eventos de CME e também nas séries de *flare* e manchas solares. Utilizando a AWA, também foi possível determinar o grau de associação entre as séries acima citadas. Tal associação é determinada em termos da coerência wavelet, como uma maneira de quantificar numericamente a associação entre séries temporais. A seguir são feitas as discussões a respeito dos resultados apresentados no Capítulo anterior.

A distribuição da latitude dos eventos determinada a partir do ângulo da posição central da CME registrado na imagem do coronógrafo, mostra que os eventos se concentram em baixas latitudes ( $< 30^\circ$ ) nas fase de subida dos ciclos. Durante a fase de máximo observa-se uma dispersão para as médias ( $30^\circ - 60^\circ$ ) e altas ( $> 60^\circ$ ) latitudes na ocorrências dos eventos. A fase de descida é novamente marcada por um acúmulo dos eventos nas regiões de baixas latitudes. Um aspecto interessante a ser ressaltado é a existência de uma assimetria na quantidade de CME observados nas altas latitudes dos hemisférios solares Norte e Sul na fase de subida do ciclo 24, quando se observou uma quantidade maior de eventos ocorrendo nas altas latitudes do hemisfério Norte comparado às altas latitudes do hemisfério Sul.

A velocidade das CMEs obtida a partir do ajuste da posição dos eventos na sequência de imagens dos coronógrafos, mostra que os eventos mais velozes ( $v > 6,0 \times 10^5$  m/s) acontecem durante a fase de máxima atividade do ciclo, distribuídos por toda as faixas de latitude. Aqueles menos velozes ( $v < 6,0 \times 10^5$  m/s) ocorrem nas fase de subida e descida do ciclo. A fase de mínima atividade do ciclo 23, cuja duração foi relativamente maior que os ciclo anteriores, apresentou também o maior número de eventos de baixas velocidades.

As velocidades ao longo de todas as fases analisadas apresentaram uma distribuição lognormal. De acordo com a teoria (LIMPERT et al., 2001), a distribuição lognormal é gerada pelo produto de variáveis independentes. Desta maneira os processos físicos responsáveis pela distribuição lognormal podem ser pensados como uma multiplicação de processos físicos independentes. A distribuição lognormal da velocidade dos eventos de CME também foi encontrada por Yurchyshyn et al. (2005), para os

eventos ocorrido ente 1996 e 2001. De acordo com o autor, a distribuição lognormal das velocidades de CME implica na presença de interações não-lineares e processos multiplicativos em um sistema de muitos tubos de fluxo magnético.

Neste sentido, o processo de reconexão magnética, em um modelo de CME pode ser visto como um processo de reconexão múltipla ou como uma avalanche de múltiplas reconexões locais num campo magnético fragmentado, uma vez que, de acordo com [Maia et al. \(2003\)](#), um espectro de instabilidades de menor escala pode se desenvolver em um sistema de muitos arcos e tubos de fluxo magnéticos, depois que a complexidade do campo magnético em evolução atinge o seu pico e a configuração magnética já não é estável. No entanto, até que ponto o processo de reconexão múltipla é responsável pela distribuição lognormal das velocidades CME ainda precisa ser determinado. Neste trabalho, foi identificado o mesmo tipo de distribuição de velocidades. Porém, a análise detalhada da origem e interpretação deste resultado não faz parte deste trabalho e está sendo proposta como trabalho futuro.

Ainda com relação à dinâmica dos eventos, observou-se que a aceleração dos eventos se encontra no intervalo de  $(-100 \text{ a } 100 \text{ m/s}^2)$ . Eventos com maiores acelerações e desacelerações foram registrados na fase de descida do ciclo 23 e subida do ciclo 24. Vale ressaltar que durante a fase de descida do ciclo 23 foram registrados os eventos menos velozes  $(< 4,0 \times 10^5 \text{ m/s})$ . Outro fato relevante é um aumento do número de eventos acelerados nas fases de descida do ciclo 23 e de subida do ciclo 24 e, durante esta última, uma maior concentração no hemisfério Norte.

Eventos mais massivos da ordem de  $10^{12} - 10^{13} \text{ kg}$  são encontrados nas fases de subida e máximo do ciclo 23 ocorrendo também na subida do ciclo 24. A fase de descida do ciclo 23 é caracterizada por eventos de mais baixa massa  $10^{10} - 10^{11} \text{ kg}$ . A energia dos fenômenos segue o mesmo comportamento das massas, eventos mais energéticos  $10^{22} - 10^{23} \text{ J}$  ocorrem durante as fases de subida e máximo do ciclo 23, no entanto a fase de subida do ciclo 24 é caracterizada por eventos menos energéticos  $10^{21} \text{ J}$  assim como a fase de descida do ciclo 23.

A pesquisa de periodicidade(s) na série de ocorrência de CMEs foi realizada pelas técnicas de Lomb-Scargle (LS) e Análise Wavelet Ampla (AWA). De acordo com trabalhos anteriores ([CHOUDHARY et al., 2014](#); [LARA et al., 2008](#)), a utilização da análise wavelet por si só não é suficiente para demonstrar a existência de sinais que têm valores mais baixos do que o sinal dominante (como o ciclo solar por exemplo). Neste caso, foi necessário o desenvolvimento de um novo processo de análise de dados para enfatizar os sinais com período inferior a 365 dias. A AWA consistiu em aplicar

a média móvel simples como um filtro passa alta, o que possibilitou a identificação de todas as bandas de sinais na faixa infra-anual. Esta metodologia abre uma nova janela para o desenvolvimento de ferramentas para analisar ocorrência fenômenos solares dentro da faixa infra-anual.

A fim de determinar se um sinal é real ou residual foi necessário investigar o comportamento do espectro de potência global. Observou-se que os EPG mostram uma forte tendência a se enfraquecer com a redução do período. Esta tendência é a principal responsável por mascarar os sinais menos intensos presentes na série e justifica a necessidade do uso de filtragem por MMS. Os sinais cujas bandas estavam na região mais baixa do que o nível de confiança de 95% (ou inferior a um limiar) do EWG foram considerados como um resíduo. Desta forma, o EWG é uma ferramenta poderosa para delimitar as bandas reais e residuais.

A aplicação de EWP para a série selecionada permitiu identificar os componentes de sinal naquela série. Para os casos das séries de CME e *flare*, observou-se alguns, e relativamente curtos intervalos de tempo, sem qualquer sinal. Basicamente, os sinais são observados dentro da banda de 16 - 1024 dias para ambos EPW. No caso de *flares*, os sinais são mais fragmentados no tempo, enquanto que no caso do CME são mais fragmentado em bandas. Além disso, em ambos os casos, quanto mais curto o período da banda, mais fragmentadas em tempo são as bandas. No caso da série de manchas solares, os sinais são restritos à banda de 16 - 256 dias e concentrados em pontos no máximo e o início da fase descendente do último ciclo. Uma banda com duração de  $\sim 2,5$  anos no intervalo de 128 - 256 dias, também é observada na fase ascendente do ciclo solar 24, em acordo com os resultados de Choudhary et al. (2014).

Comparando os espectros de potência das manchas solares com os de CME e *flare*, um intervalo sem qualquer sinal significativo no espectro é claramente observado nos dois últimos, sendo muito maiores ( $\sim 2$  anos) no caso das manchas. Isso parece reforçar as evidências sobre o comportamento anômalo do ciclo solar 23 particularmente na sua fase descendente sugerindo que esta é prematuramente atingida (NANDY et al., 2011). Isso significa que o último ciclo solar sofreu algum tipo de processo que impediu a atividade alguns anos mais cedo do que tem sido normalmente esperado para um ciclo solar regular. Além disso, a ausência de sinal poderia também sugerir que existe uma dependência mais fraca entre os fenômenos fotosféricos e aqueles observados na atmosfera solar, principalmente na coroa, do que se supunha anteriormente (GUEDES et al., 2015).

Para o caso da série de *flare*, um intervalo de 1 - 2 anos entre os dois ciclos é claramente observado no EPW. Para o EPW da série de CME, as lacunas mencionadas, se existentes, dificilmente podem ser vistas. Portanto, nota-se que a ocorrência CMEs não é interrompida na fase de mínimo do último ciclo solar, quando as manchas desaparecem durante mais de dois anos e a ocorrência de *flares* cessa. Aqui vale a pena ressaltar que estamos considerando apenas os eventos CME do catálogo CDAW.

A fim de obter uma comparação quantitativa entre CME, *flare*, e manchas solares, foi aplicada a coerência wavelet. A análise entre as séries sugere o seguinte: (1) CMEs e *flares* apresentam uma relação mais intensa (grau de correlação aproximadamente igual a 1), embora durante alguns intervalos curtos (4 - 8 meses), e numa banda relativamente estreita (64 - 128 dias). Esses resultados devem estar relacionados aos casos dos eventos mais energéticos de CME, que muitas vezes são seguidos por um *flare*. Isso parece sugerir uma possível origem coronal comum para ambos os fenômenos, pelo menos, durante estes intervalos de tempo curtos. No entanto, a maior parte do tempo trata-se de fenômenos independentes. (2) Uma relação inexistente entre CME e manchas solares, e mais fracas entre *flares* e manchas solares, parece sugerir uma origem distinta para o par de fenômenos em análise no sentido de evolução da atividade solar (GUEDES et al., 2015).

Um atraso entre a ocorrência de manchas solares e *flares* foi encontrado por alguns autores. Pela análise do número de manchas solares mensais e de *flares* em raios-X entre 1976 - 1999, Wheatland e Litvinenko (2001) observaram um valor aproximado de seis meses de defasagem no número de *flares* em relação ao número de manchas solares. Uma análise semelhante de um período mais prolongado (1976 - 2008), incluindo *flares* menos energéticos em raios-X, mostrou que o atraso varia de nove para cinco meses, para os ciclos 21 e 23 respectivamente (YAN et al., 2011). Temmer et al. (2010) notando uma associação com uma variação de 22 anos atribui esse tipo de atraso à dinâmica do interior solar, o que implica uma ligação direta com o ciclo magnético solar. Ainda de acordo com os autores, isto pode ser indicativo de uma relação quer com o dínamo solar ou com processos interiores. Levando isso em conta, a falta de coerência entre *flares* e manchas solares encontradas aqui pode ser associado com o atraso observado para o ciclo solar 23.

Um atraso semelhante de seis meses a um ano, também foi observado entre as CMEs e as manchas solares como relatado por Robbrecht et al. (2009). Estes resultados confirmam a falta de coerência entre as séries observada aqui, o que seria atribuído ao fato de que CMEs podem se originar de filamentos quiescentes. Os filamentos seriam

observados em todas as latitudes, e principalmente em altas latitudes durante o máximo solar, assim como as CMEs, o mesmo não ocorre com a observação de manchas solares (GOPALSWAMY, 2010).



## 6 CONCLUSÕES

Foi realizado um estudo dos parâmetros (velocidade, aceleração, massa e energia) da população ( $\sim 20000$  eventos) da série de ocorrência de CMEs, numa base diária, durante o período 1996 - 2012. O período analisado corresponde a todo o ciclo 23 e início do ciclo 24, tendo como caráter inédito a análise das características do fenômenos por mais de um ciclo solar completo. Também foi realizada uma pesquisa de periodicidade(s) na mesma série e nas séries de *flare* e manchas solares, porém para o período de 2000 - 2012, devido a falta de dados registrado em alguns momentos anterior a este período por problemas técnicos dos instrumentos. Esta pesquisa foi feita usando tanto o método de Lomb-Scargle quanto a técnica inédita, em física solar, da Análise Wavelet Ampla que além da busca da periodicidade, possibilitou a determinação de associação entre as séries analisadas via coerência wavelet.

Todos os resultados das observações e da análise realizada nos forneceram subsídios para estabelecer as seguintes conclusões:

- Fenômenos de CME correspondem a nuvens de plasma magnetizado, cujas massas mínimas medidas encontram-se na faixa de  $10^8$  a  $10^{14}$  kg, ejetadas ao espaço interplanetário com velocidades que podem variar de poucas dezenas de milhares ( $\sim 2,0 \times 10^4$ ) a poucos milhões ( $\sim 3,4 \times 10^6$ ) de m/s. Os valores de massa e velocidade medidos são valores mínimos devido à sensibilidade do sensor à luz espalhada pela nuvem via efeito Thomson e efeitos de projeção no plano do céu (VOURLIDAS et al., 2010);
- Cerca de 54% dos CME possuem massa e conseqüentemente energia determinados;
- A ocorrência dos eventos CME grosseiramente segue o padrão de evolução do ciclo de atividade - o número de eventos cresce na fase de subida do ciclo, atinge valores máximos na fase de máximo, diminui na fase de decaimento e atinge valores relativamente baixos a fase de máximo do ciclo de atividade solar. Contudo, fatores como a mudança de responsável pela identificação visual de CMEs e/ou melhora na metodologia de identificação desses fenômenos podem ter ocasionado um aumento na frequência de CMEs registrados a partir da fase de decaimento do ciclo 23, embora podem não responder por todo o aumento observado na quantidade de fenômenos registrados a partir do decaimento do ciclo 23;
- Em termos de distribuição em latitude, durante as fases de subida e máximo do

ciclo 23, a maioria ( $\geq 2/3$ ) dos eventos ocorrem até 30 - 40 graus de latitude. Essa porcentagem cresce a 75% - 90% durante a fase de decaimento e mínimo do ciclo 23 e se mantém em cerca de 60% - 70% na fase de subida do ciclo solar atual;

- Os fenômenos mais lentos (até  $6,0 \times 10^5$  m/s) são maioria durante quase todo o período analisado, e  $\sim 24\%$  daqueles com velocidade mais alta ( $> 6,0 \times 10^5$  m/s) é observada durante as fases de subida e máximo do ciclo 23, e 74% dos eventos na fase de mínimo do ciclo é observada dentro da faixa de  $1,0 \times 10^5 - 4,0 \times 10^5$  m/s. Isso fica claro na evolução da média da velocidade de CMEs durante o máximo até o mínimo do ciclo;

- As velocidades em todas as fases apresentam uma distribuição log-normal. Isso significa que a distribuição de velocidades é devido a um produto de alguns fatores que interferem na dinâmica do fenômeno. Um estudo futuro mais aprofundado é necessário para identificar quantos e quais são esses fatores;

- A distribuição de velocidade de eventos até  $1,0 \times 10^6$  m/s é de mesma natureza em todas as fases (subida, máximo e decaimento do ciclo 23, e subida do ciclo 24) do ciclo solar analisadas. Para velocidades mais altas, é observada uma natureza bem distinta da distribuição correspondente à fase de decaimento do ciclo 23 em relação às distribuições das outras fases analisadas. As outras fases apresentam alguma distinção apenas para os eventos muito velozes ( $> 1,8 \times 10^6$ ) m/s;

- A grande maioria ( $\sim 90\%$ ) dos eventos observados possuem aceleração positiva ou negativa dentro da faixa de  $-1,0 \times 10^2$  a  $+1,0 \times 10^2$   $m/s^2$ . Entretanto, algumas poucas dezenas de CME apresentam acelerações ou desacelerações na faixa de  $2,0 \times 10^2 - 1,0 \times 10^3$   $m/s^2$ , com um predomínio do tipo acelerado, principalmente durante o mínimo do ciclo 23;

- Ainda sobre a aceleração, na fase de máximo do ciclo 23 observa-se uma grande dispersão dos eventos até altas latitudes  $> 60^\circ$ , embora exista uma concentração maior até latitudes moderadas ( $\sim 50^\circ$ ) no hemisfério solar Norte; enquanto isso a dispersão é maior atingindo até  $\sim 90^\circ$  no hemisfério Sul. Parece haver uma quantidade maior de eventos desacelerados nesta fase. Na fase de decaimento até a fase de mínimo do ciclo, ocorre maior concentração de eventos na faixa de  $+/- 40^\circ$  graus de latitude e o predomínio é de eventos acelerados. Já no início do ciclo atual, a maior parte dos eventos acelera e está concentrada entre  $+/- 20^\circ$ , enquanto que durante a fase de subida do ciclo aumenta a dispersão principalmente no hemisfério solar Norte e o predomínio é de eventos acelerados principalmente nas altas latitudes;

- O padrão das distribuições de massa e energia com a latitude é similar àquele da distribuição de aceleração, embora uma dispersão muito menor em latitude seja observada nas fases de decaimento e mínimo do ciclo 23;
- Valores maiores (1 - 2 ordens de grandeza) de massa ( $10^{12} - 10^{13}$ ) kg são observados nas fases de subida e máximo do ciclo 23 em comparação com os valores registrados no final da fase de decaimento e fase de mínimo do ciclo 23, e de subida do ciclo atual ( $10^{10} - 10^{11}$ ) kg;
- Com relação à energia, valores da ordem de  $10^{23} - 10^{24}$  J são observados durante as fases de subida e máximo do ciclo 23, enquanto que um decréscimo de 2-3 ordens de grandeza nesses valores é observado nas fases de decaimento e mínimo do ciclo 23, e valores médios de cerca de  $10^{21}$  J na fase de subida do ciclo atual;
- Referente ao levantamento de periodicidades na série de ocorrências de CMEs, inicialmente a aplicação do método de Lomb-Scargle identificou apenas uma componente espectral no sinal em  $3 \times 10^{-8}$  Hz que corresponde a cerca de 385 dias. A aplicação deste método é necessária pois trata-se de uma série de dados irregularmente espaçada em tempo;
- Um levantamento mais aprofundado, para caracterização da periodicidade encontrada, foi efetuado através da aplicação de uma nova técnica em física solar denominada Análise de Wavelet Ampla (AWA). Trata-se do uso em sequência dos processos de: (1) média móvel simples, (2) aplicação de transformada wavelet e (3) caracterização de coerência wavelet. Os resultados indicaram a presença de sinais periódicos e intermitentes no espectro, incluindo a componente obtida pelo método de Lomb-Scargle.
- Por meio da AWA, as periodicidades encontradas apresentam tanto duração quanto banda limitadas e ocorrem durante uma época específica. Dessa forma, não permitem sua generalização e se caracterizam de forma bem particular. Nossa análise em certo sentido é restrita a relativamente pequenas escalas de tempo. Isto é devido ao período escolhido para análise. Sinais mais intensos de períodos mais longos dentro do COI foram descartados. Estes resultados indicam que esta pesquisa e análise deve ser estendida à série de ocorrência de CMEs por um ou mais ciclos solares para confirmar estes resultados. Isto indica também que até o presente e com os dados e as técnicas utilizadas ainda não é possível realizar a previsão de ocorrência de CMEs dentro de um padrão mínimo de qualidade. Consequentemente, há necessidade de uma extensão desta técnica fazendo uso de dados de pelo menos mais um ciclo solar.

Isso é necessário para se caracterizar a(s) periodicidade(s) num caráter mais geral de forma a estabelecer um dado padrão;

Em suma, os resultados sugerem fortemente que CMEs são fenômenos solares que ocorrem exclusivamente na atmosfera solar, e que possuem uma associação limitada com o ciclo de atividade pois, embora ocorram em maior quantidade durante os períodos de crescimento da atividade do ciclo, na fase de mínimo sua quantidade média mantém-se em uma fração bem significativa ( $\sim 1/3$ ) daquela observada na fase de máximo do ciclo de atividade. Este comportamento é contrastante com o praticamente desaparecimento de manchas e *flares* observado durante a fase de mínimo do ciclo de atividade.

A esmagadora maioria ( $\sim 97\%$ ) de CMEs possui velocidade até  $1,0 \times 10^6$  m/s, embora este seja um limite inferior e valores acima de  $2,5 \times 10^6$  m/s também tenham sido registrados. A quase totalidade acelera (55,9%) ou desacelera (43,7%) a partir de sua ejeção. Apresentam-se mais concentrados em baixas latitudes ( $+/- 30-40^\circ$ ), durante as fases de baixa atividade, e são observados até regiões polares, durante as fases de grande atividade do ciclo, embora mantenham sua maior concentração nas baixas e moderadas latitudes ( $+/- 60^\circ$ ).

Pelos resultados obtidos do levantamento de periodicidade na série de ocorrências de CMEs, verifica-se que as periodicidades e sinais intermitentes encontrados são específicos e não se apresentam de forma regular em tempo, além de possuírem bandas limitadas relativamente estreitas, portanto pode-se dizer que ainda não é possível realizar previsão da ocorrência de CMEs dentro de um padrão mínimo de qualidade.

## 6.1 Perspectivas futuras

A realização deste trabalho teve como um de seus resultados o estabelecimento das seguintes novas questões, a serem investigadas para melhorar a compreensão deste importante e muito energético fenômeno solar:

- Identificação dos fatores multiplicativos responsáveis pela dinâmica dos CMEs (Distribuição lognormal da velocidade).
- Estudo da causa da diferença de distribuição de velocidades entre fases do ciclo para CMEs com  $v > 1,0 \times 10^6$  m/s.
- Investigação da assimetria observada da distribuição de latitude entre os

hemisférios solares.

- Investigação da possível existência de viés instrumental ou operacional referente ao crescimento na frequência de CMEs observados a partir da fase de decaimento do ciclo 23 de atividade solar.
- Extensão do período de estudo em pelo menos mais um ciclo solar, para confirmação de periodicidades entre os ciclos.



## REFERÊNCIAS BIBLIOGRÁFICAS

- ASCHWANDEN, M. J. **Physics of the solar corona**. Chichester: Praxis Publishing Ltd, 2005. 23, 24
- ASCHWANDEN, M. J.; NITTA, N. V.; WUELSER, J.-P.; LEMEN, J. R.; SANDMAN, A.; VOURLIDAS, A.; COLANINNO, R. C. First Measurements of the Mass of Coronal Mass Ejections from the EUV Dimming Observed with STEREO EUVI A+B Spacecraft. **The Astrophysical Journal**, v. 706, p. 376–392, nov. 2009. 15
- BEIN, B. M. et al. Impulsive acceleration of coronal mass ejections. i. statistics and coronal mass ejection source region characteristics. **The Astrophysical Journal**, v. 738, p. 191, set. 2011. 34
- BENZ, A. O. Flare Observations. **Living Reviews in Solar Physics**, v. 5, p. 1–+, fev. 2008. xiii, 18, 19, 20
- BILLINGS, D. E. **A guide to the solar corona**. New York: Academic Press, 1966. 97
- BRUECKNER, G. E.; HOWARD, R. A.; KOOMEN, M. J.; KORENDYKE, C. M.; MICHELS, D. J.; MOSES, J. D.; SOCKER, D. G.; DERE, K. P.; LAMY, P. L.; LLEBARIA, A.; BOUT, M. V.; SCHWENN, R.; SIMNETT, G. M.; BEDFORD, D. K.; EYLES, C. J. The Large Angle Spectroscopic Coronagraph (LASCO). **Solar Physics**, v. 162, p. 357–402, dez. 1995. 11, 25
- CANFIELD, R. C.; CHENG, C.-C.; DERE, K. P.; DULK, G. A.; MCLEAN, D. J.; SCHMAHL, E. J.; ROBINSON JR., R. D.; SCHOOLMAN, S. A. Radiative energy output of the 5 september 1973 flare. In: SOLAR FLARES: A MONOGRAPH FROM SKYLAB SOLAR WORKSHOP II., Boulder, Colorado. **Proceedings...** Boulder, Colorado: Colorado Associated University Press, 1980. p. 451–469. 16
- CARMICHAEL, H. A process for flares. In: AAS-NASA SYMPOSIUM, 1963, Greenbelt, MD. **Proceedings...** Washington, DC: National Aeronautics and Space Administration, Science and Technical Information Division, 1964. p. 451. 3, 9
- CARRINGTON, R. C. Description of a Singular Appearance seen in the Sun on September 1, 1859. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 20, nov. 1859. 7

- CHEN, P. F. Coronal Mass Ejections: Models and Their Observational Basis. **Living Reviews in Solar Physics**, v. 8, n. 1, 2011. [1](#), [2](#), [3](#), [8](#), [11](#)
- CHOUDHARY, D. P.; LAWRENCE, J. K.; NORRIS, M.; CADAVID, A. C. Different Periodicities in the Sunspot Area and the Occurrence of Solar Flares and Coronal Mass Ejections in Solar Cycle 23 - 24. **Solar Physics**, v. 289, p. 649–656, fev. 2014. [4](#), [39](#), [41](#), [64](#), [76](#), [77](#)
- CYR, O. C. S. et al. Properties of coronal mass ejections: SOHO LASCO observations from January 1996 to June 1998. **Journal of Geophysical Research**, v. 105, p. 18169–18186, 2000. [13](#), [17](#)
- CYR, O. C. S.; WEBB, D. F. Activity associated with coronal mass ejections at solar minimum - SMM observations from 1984-1986. **Solar Physics**, v. 136, p. 379–394, dez. 1991. [3](#)
- DOMINGO, V.; FLECK, B.; POLAND, A. I. The SOHO Mission: an Overview. **Solar Physics**, v. 162, p. 1–37, dez. 1995. [11](#), [25](#), [26](#)
- DROEGE, W.; GIBBS, K.; GRUNSFELD, J. M.; MEYER, P.; NEWPORT, B. J.; EVENSON, P.; MOSES, D. A 153 day periodicity in the occurrence of solar flares producing energetic interplanetary electrons. **Astrophysical Journal Supplement Series**, v. 73, p. 279–283, jun. 1990. [36](#)
- EMSLIE, A. G.; DENNIS, B. R.; HOLMAN, G. D.; HUDSON, H. S. Refinements to flare energy estimates: A followup to “Energy partition in two solar flare/CME events” by A. G. Emslie et al. **Journal of Geophysical Research (Space Physics)**, v. 110, p. 11103, nov. 2005. [16](#)
- FORBES, T. G. A review on the genesis of coronal mass ejections. **Journal of Geophysical Research**, v. 105, p. 23153–23166, out. 2000. [xiii](#), [9](#), [10](#)
- GOLD, T. Magnetic storms. **Space Science Research**, v. 1, p. 100–114, jun. 1962. [7](#)
- GOPALSWAMY, N. Corona mass ejections: a summary of recent results. In: SLOVAC NATIONAL SOLAR PHYSICS WORKSHOP, 2010, Hurbanovo, Slovakia. **Proceedings...** Hurbanovo, Slovakia: Slovak Central Observatory, 2010. p. 108–130. [xiii](#), [2](#), [17](#), [39](#), [40](#), [79](#)
- GOPALSWAMY, N.; KUNDU, M. R. Estimation of the mass of a coronal mass ejection from radio observations. **The Astrophysical Journal Letters**, v. 390, p. L37–L39, maio 1992. [15](#), [98](#)

- GOPALSWAMY, N.; MIKIĆ, Z.; MAIA, D.; ALEXANDER, D.; CREMADES, H.; KAUFMANN, P.; TRIPATHI, D.; WANG, Y.-M. The Pre-CME Sun. **Space Science Reviews**, v. 123, p. 303–339, mar. 2006. [13](#)
- GOPALSWAMY, N.; SHIMOJO, M.; LU, W.; YASHIRO, S.; SHIBASAKI, K.; HOWARD, R. A. Prominence Eruptions and Coronal Mass Ejection: A Statistical Study Using Microwave Observations. **The Astrophysical Journal**, v. 586, p. 562–578, mar. 2003. [xiii](#), [2](#), [8](#), [16](#), [34](#)
- GOSLING, J. T. Transient phenomena in the solar atmosphere and solar wind. In: WILLIAMS, D. J. (Ed.). **Physics of Solar Planetary Environments**. Boulder: Presented at the Intern. Symp. on Solar Terrestrial Phys., 1976. p. 286–303. [14](#)
- GRINSTED, A.; MOORE, J. C.; JEVREJEVA, S. Application of the cross wavelet transform and wavelet coherence to geophysical time series. **Nonlinear Processes in Geophysics**, v. 11, p. 561–566, nov. 2004. [40](#), [41](#), [42](#), [44](#)
- GROSSMANN, A.; MORLET, J. Decomposition of Hardy Functions into Square Integrable Wavelets of Constant Shape. **Siam Journal on Mathematical Analysis**, v. 15, 1984. [41](#)
- GUEDES, M. R. G.; PEREIRA, E. S.; CECATTO, J. R. Wavelet analysis of CME, X-ray flare, and sunspot series. **Astronomy and Astrophysics**, v. 573, p. A64, jan. 2015. [40](#), [77](#), [78](#)
- HARRISON, R. A. The nature of solar flares associated with coronal mass ejection. **Astronomy and Astrophysics**, v. 304, p. 585–+, dez. 1995. [3](#), [39](#), [40](#)
- HIRAYAMA, T. Theoretical Model of Flares and Prominences. I: Evaporating Flare Model. **Solar Physics**, v. 34, p. 323–338, fev. 1974. [3](#), [9](#)
- HORNE, J. H.; BALIUNAS, S. L. A prescription for period analysis of unevenly sampled time series. **The Astrophysical Journal**, v. 302, p. 757–763, mar. 1986. [38](#)
- HOWARD, R. A. et al. Sun Earth Connection Coronal and Heliospheric Investigation (SECCHI). **Space Science Reviews**, v. 136, p. 67–115, abr. 2008. [12](#)
- HOWARD, T. Coronal mass ejections: an introduction. In: **Proceedings...** New York: Springer, 2011. (Astrophysics and Space Science Library, v. 376). ISBN 10.1007/978-1-4419-8789-1. [33](#)

- HOWARD, T. A.; HARRISON, R. A. Stealth Coronal Mass Ejections: A Perspective. **Solar Physics**, v. 285, p. 269–280, jul. 2013. 14
- HUDSON, H. S.; BOUGERET, J.-L.; BURKEPILE, J. Coronal Mass Ejections: Overview of Observations. **Space Science Review**, v. 123, p. 13–30, mar. 2006. 1, 3, 8
- HUDSON, H. S.; CLIVER, E. W. Observing coronal mass ejections without coronagraphs. **Journal of Geophysical Research**, v. 106, p. 25199–25214, nov. 2001. 9
- HUDSON, H. S.; WEBB, D. F. Soft X-ray signatures of coronal ejections. **Washington DC American Geophysical Union Geophysical Monograph Series**, v. 99, p. 27–38, 1997. 15
- HUNDHAUSEN, A. J. Sizes and locations of coronal mass ejections - SMM observations from 1980 and 1984-1989. **Journal of Geophysical Research**, v. 981, p. 13177–+, ago. 1993. 1, 3, 16, 17
- HUNDHAUSEN, A. J.; SAWYER, C. B.; HOUSE, L.; ILLING, R. M. E.; WAGNER, W. J. Coronal mass ejections observed during the solar maximum mission - Latitude distribution and rate of occurrence. **Journal of Geophysical Research**, v. 89, p. 2639–2646, maio 1984. 7, 8
- HUNDHAUSEN, A. J.; STANGER, A. L.; SERBICKI, S. A. Mass and energy contents of coronal mass ejections: SMM results from 1980 and 1984-1988. In: HUNT, J. J. (Ed.). **Solar Dynamic Phenomena and Solar Wind Consequences, the Third SOHO Workshop**. Colorado: J.J. Hunt. ESA SP-373, European Space Agency, 1994. (ESA Special Publication, v. 373), p. 409–+. 2, 13
- JEVREJEVA, S.; MOORE, J. C.; GRINSTED, A. Influence of the Arctic Oscillation and El Niño-Southern Oscillation (ENSO) on ice conditions in the Baltic Sea: The wavelet approach. **Journal of Geophysical Research (Atmospheres)**, v. 108, p. 4677, nov. 2003. 44, 45
- KAISER, M. L.; KUCERA, T. A.; DAVILA, J. M.; CYR, O. C. S.; GUHATHAKURTA, M.; CHRISTIAN, E. The STEREO Mission: An Introduction. **Space Science Reviews**, v. 136, p. 5–16, abr. 2008. 11, 12
- KIEPENHEUER, K. O. **Solar activity**. Chicago: The University of Chicago Press, 1953. 322 p. 7

- KILCIK, A.; YURCHYSHYN, V. B.; ABRAMENKO, V.; GOODE, P. R.; OZGUC, A.; ROZELOT, J. P.; CAO, W. Time Distributions of Large and Small Sunspot Groups Over Four Solar Cycles. **The Astrophysical Journal**, v. 731, p. 30, abr. 2011. [39](#), [40](#)
- KOMITOV, B.; SELLO, S.; DUCHLEV, P.; DECHEV, M.; PENEV, K.; KOLEVA, K. The sub- and quasi- centurial cycles in solar and geomagnetical data series  $f(s_2)$ . **ArXiv e-prints**, jul. 2010. [39](#), [40](#)
- KOOMEN, M. J.; DETWILER, C. R.; BRUECKNER, G. E.; COOPER, H. W.; TOUSEY, R. White light coronagraph in OSO-7. **Applied Optics**, v. 14, p. 743–751, mar. 1975. [11](#)
- KOPP, R. A.; PNEUMAN, G. W. Magnetic reconnection in the corona and the loop prominence phenomenon. **Solar Physics**, v. 50, p. 85–98, out. 1976. [xiii](#), [3](#), [9](#), [10](#)
- LARA, A.; BORGAZZI, A.; MENDES, J. O.; ROSA, R. R.; DOMINGUES, M. O. Short-Period Fluctuations in Coronal Mass Ejection Activity during Solar Cycle 23. **Solar Physics**, v. 248, p. 155–166, mar. 2008. [4](#), [41](#), [64](#), [76](#)
- LAWRENCE, J. K.; CADAVID, A. C.; RUZMAIKIN, A. A. Turbulent and Chaotic Dynamics Underlying Solar Magnetic Variability. **Astrophysical Journal**, v. 455, p. 366, dez. 1995. [4](#), [41](#)
- LEAN, J. L.; BRUECKNER, G. E. Intermediate-term solar periodicities - 100-500 days. **Astrophysical Journal**, v. 337, p. 568–578, fev. 1989. [36](#)
- LIMPERT, E.; STAHEL, W. A.; ABBT, M. Log-normal distributions across the sciences: Keys and clues. **BioScience**, v. 51, n. 5, p. 341–352, 2001. [34](#), [35](#), [75](#)
- LINDEMANN, F. LXX. Note on the theory of magnetic storms. **Philosophical Magazine Series 6**, v. 38, n. 228, p. 669–684, 1919. [7](#)
- LOMB, N. R. Least-squares frequency analysis of unequally spaced data. **Astrophysics and Space Science**, v. 39, p. 447–462, fev. 1976. [36](#), [38](#), [62](#)
- LOU, Y.-Q.; WANG, Y.-M.; FAN, Z.; WANG, S.; WANG, J. X. Periodicities in solar coronal mass ejections. **Mon. Not. R. Astron. Soc**, v. 345, p. 809–818, nov. 2003. [4](#), [39](#), [64](#)
- LOW, B. C. Solar Activity and the Corona. **Solar Physics**, v. 167, p. 217–265, ago. 1996. [8](#)

- LOW, B. C.; ZHANG, M. The Hydromagnetic Origin of the Two Dynamical Types of Solar Coronal Mass Ejections. **The Astrophysical Journal Letters**, v. 564, p. L53–L56, jan. 2002. 14
- MACQUEEN, R. M.; CSOEKE-POECKH, A.; HILDNER, E.; HOUSE, L.; REYNOLDS, R.; STANGER, A.; TEPOEL, H.; WAGNER, W. The High Altitude Observatory Coronagraph/Polarimeter on the Solar Maximum Mission. **Solar Physics**, v. 65, p. 91–107, fev. 1980. 11
- MACQUEEN, R. M.; EDDY, J. A.; GOSLING, J. T.; HILDNER, E.; MUNRO, R. H.; NEWKIRK, J. G. A.; POLAND, A. I.; ROSS, C. L. The Outer Solar Corona as Observed from Skylab: Preliminary Results. **Astrophysical Journal Letters**, v. 187, p. L85, jan. 1974. 11
- MAIA, D.; AULANIER, G.; WANG, S. J.; PICK, M.; MALHERBE, J.-M.; DELABOUDINIÈRE, J.-P. Interpretation of a complex CME event: Coupling of scales in multiple flux systems. **Astronomy and Astrophysics**, v. 405, p. 313–323, jul. 2003. 76
- MESSEROTTI, M.; ZUCCARELLO, F.; GUGLIELMINO, S. L.; BOTHMER, V.; LILENSTEN, J.; NOCI, G.; STORINI, M.; LUNDSTEDT, H. Solar Weather Event Modelling and Prediction. **Space Sci Rev**, v. 147, p. 121–185, nov. 2009. 19
- NANDY, D.; MUÑOZ-JARAMILLO, A.; MARTENS, P. C. H. The unusual minimum of sunspot cycle 23 caused by meridional plasma flow variations. **Nature**, v. 471, p. 80–82, mar. 2011. 77
- NITTA, N. V.; ASCHWANDEN, M. J.; FREELAND, S. L.; LEMEN, J. R.; WÜLSER, J.-P.; ZARRO, D. M. The Association of Solar Flares with Coronal Mass Ejections During the Extended Solar Minimum. **Solar Physics**, v. 289, p. 1257–1277, abr. 2014. 3
- OCHADLICK, J. A. R.; KRITIKOS, H. N.; GIEGENGACK, R. Variations in the period of the sunspot cycle. **Geophysical Research Letters**, v. 20, p. 1471–1474, jul. 1993. 4, 41
- OLIVER, R.; BALLESTER, J. L.; BAUDIN, F. Emergence of magnetic flux on the Sun as the cause of a 158-day periodicity in sunspot areas. **Nature**, v. 394, p. 552–553, 1998. 4, 41
- PARKER, E. N. Hydromagnetic dynamo models. **Astrophysical Journal**, v. 122, p. 293, set. 1955. 23, 36

- PIDDINGTON, J. H. Interplanetary Magnetic Field and Its Control of Cosmic-Ray Variations. **Physical Review**, v. 112, p. 589–596, out. 1958. 7
- \_\_\_\_\_. Solar magnetic fields and convection. I - Active regions and sunspots. **Astrophysics and Space Science**, v. 34, p. 347–362, maio 1975. 21
- RIEGER, E.; KANBACH, G.; REPPIN, C.; SHARE, G. H.; FORREST, D. J.; CHUPP, E. L. A 154-day periodicity in the occurrence of hard solar flares? **Nature**, v. 312, p. 623–625, dez. 1984. 36
- ROBBRECHT, E.; BERGHMANS, D.; LINDEN, R. A. M. Van der. Automated LASCO CME Catalog for Solar Cycle 23: Are CMEs Scale Invariant? **The Astrophysical Journal**, v. 691, p. 1222–1234, fev. 2009. 78
- SCARGLE, J. D. Studies in astronomical time series analysis. II - Statistical aspects of spectral analysis of unevenly spaced data. **The Astrophysical Journal**, v. 263, p. 835–853, dez. 1982. 37, 38, 62
- SCHWENN, R. Direct correlations between coronal transients and interplanetary disturbances. **ssr**, v. 34, p. 85–99, jan. 1983. 21
- \_\_\_\_\_. Space Weather: The Solar Perspective. **Living Reviews in Solar Physics**, v. 3, p. 2, ago. 2006. 20, 21
- SCIENCE@NASA. **Solar physics**. 2015. Disponível em: <<http://solarscience.msfc.nasa.gov/images>>. Acesso em: 10 janeiro 2015. xiii, 18, 21, 22, 23
- SELLO, S. Wavelet entropy as a measure of solar cycle complexity. **Astronomy and Astrophysics**, v. 363, p. 311–315, 2000. 4, 41
- \_\_\_\_\_. Wavelet entropy and the multi-peaked structure of solar cycle maximum. **New Astronomy**, v. 8, p. 105–117, 2003. 4, 41
- SHEELEY, J. N. R.; MICHELS, D. J.; HOWARD, R. A.; KOOMEN, M. J. Initial observations with the SOLWIND coronagraph. **Astrophysical Journal Letters**, v. 237, p. L99–L101, maio 1980. 11
- SHEELEY JR., N. R.; HOWARD, R. A.; KOOMEN, M. J.; MICHELS, D. J.; SCHWENN, R.; MUHLHAUSER, K. H.; ROSENBAUER, H. Associations between coronal mass ejections and interplanetary shocks. In: JPL SOLAR WIND FIVE (SEE N84-13067 03-92), Hampton. **Proceedings...** [S.l.]: NASA Conference Publication, 2011. 21

- SHEELEY, N. R.; WALTERS, J. H.; WANG, Y.-M.; HOWARD, R. A. Continuous tracking of coronal outflows: Two kinds of coronal mass ejections. **Journal of Geophysical Research**, v. 1042, p. 24739–24768, nov. 1999. [13](#), [14](#)
- SINGH, A. K.; SIINGH, D.; SINGH, R. P. Space Weather: Physics, Effects and Predictability. **Surveys in Geophysics**, v. 31, p. 581–638, dez. 2010. [18](#), [20](#)
- SOLANKI, S. K. Sunspots: An overview. **The Astronomy and Astrophysics Review**, v. 11, p. 153–286, 2003. [21](#), [22](#)
- SOMOZA, R. D.; PEREIRA, E. S.; NOVO, E. M. L.; RENNÓ, C. D. A water level relationship between consecutive gauge stations along Solimões/Amazonas main channel: a wavelet approach. **ArXiv e-prints**, out. 2013. [42](#)
- SRIVASTAVA, N.; SCHWENN, R.; INHESTER, B.; STENBORG, G.; PODLIPNIK, B. Measurements of flow speeds and acceleration in gradually evolving solar mass ejections as observed by lasco. In: THE SOLAR WIND NINE CONFERENCE., 1999, Nantucket, Massachusetts. **Proceedings...** College Park, MD: AIP Conference Proceedings, 1999. p. 115–118. [13](#)
- STURROCK, P. A. Model of the High-Energy Phase of Solar Flares. **Nature**, v. 211, p. 695–697, ago. 1966. [3](#), [9](#)
- TEMMER, M.; VERONIG, A. M.; KONTAR, E. P.; KRUCKER, S.; VRSNAK, B. Combined STEREO/RHESSI Study of Coronal Mass Ejection Acceleration and Particle Acceleration in Solar Flares. **The Astrophysical Journal**, v. 712, p. 1410–1420, abr. 2010. [xiii](#), [10](#), [78](#)
- TORRENCE, C.; COMPO, G. P. A Practical Guide to Wavelet Analysis. **Bulletin of The American Meteorological Society**, v. 79, p. 61–78, 1998. [39](#), [42](#), [44](#), [45](#)
- TOUSEY, R. The solar corona. In: . Heidelberg: Astronomisches Rechen-Institut, 1973. p. 713–730. [1](#)
- VOURLIDAS, A.; BUZASI, D.; HOWARD, R. A.; ESFANDIARI, E. Mass and energy properties of lasco cmes. In: SOLAR VARIABILITY: FROM CORE TO OUTER FRONTIERS. THE 10TH EUROPEAN SOLAR PHYSICS MEETING, 9 - 14 SEPTEMBER 2002, 1997, Prague, Czech Republic. **Proceedings...** Noordwijk: ESA Publications Division, 2002. p. 91–94. ISBN 92-9092-816-6. [16](#)
- VOURLIDAS, A.; HOWARD, R. A. The Proper Treatment of Coronal Mass Ejection Brightness: A New Methodology and Implications for Observations. **The Astrophysical Journal**, v. 642, p. 1216–1221, maio 2006. [15](#), [97](#)

VOURLIDAS, A.; HOWARD, R. A.; ESFANDIARI, E.; PATSOURAKOS, S.; YASHIRO, S.; MICHALEK, G. Comprehensive analysis of coronal mass ejection mass and energy properties over a full solar cycle. **The Astrophysical Journal**, v. 722, p. 1522–1538, out. 2010. [2](#), [15](#), [34](#), [81](#), [97](#)

VRSNAK, B.; SUDAR, D.; RUZDJAK, D. The CME-flare relationship: Are there really two types of CMEs? **Astronomy and Astrophysics**, v. 435, p. 1149–1157, jun. 2005. [14](#)

WEBB, D. F.; CHENG, C.-C.; DULK, G. A.; MARTIN, S. F.; MCKENNA-LAWLOR, S.; MCLEAN, D. J.; EDBERG, S. J. Mechanical energy output of the 5 September 1973 flare. In: SKYLAB SOLAR WORKSHOP II, Boulder, Colorado. **Proceedings...** Boulder, Colorado: Colorado Associated University Press, 1980. p. 471–499. [16](#)

WEBB, D. F.; HOWARD, T. A. Coronal Mass Ejections: Observations. **Living Reviews in Solar Physics**, v. 9, p. 3, jun. 2012. [8](#), [12](#), [16](#)

WHEATLAND, M. S.; LITVINENKO, Y. E. Energy Balance in the Flaring Solar Corona. **The Astrophysical Journal**, v. 557, p. 332–336, ago. 2001. [78](#)

YAN, X.-L.; QU, Z.-Q.; KONG, D.-F. Relationship between eruptions of active-region filaments and associated flares and coronal mass ejections. **Mon. Not. R. Astron. Soc.**, v. 414, p. 2803–2811, jul. 2011. [78](#)

YASHIRO, S.; AKIYAMA, S.; GOPALSWAMY, N.; HOWARD, R. A. Different Power-Law Indices in the Frequency Distributions of Flares with and without Coronal Mass Ejections. **The Astrophysical Journal Letters**, v. 650, p. L143–L146, out. 2006. [16](#)

YASHIRO, S.; GOPALSWAMY, N.; MICHALEK, G.; CYR, O. C. S.; PLUNKETT, S. P.; RICH, N. B.; HOWARD, R. A. A catalog of white light coronal mass ejections observed by the SOHO spacecraft. **Journal of Geophysical Research (Space Physics)**, v. 109, p. A07105, jul. 2004. [13](#), [14](#)

YURCHYSHYN, V.; YASHIRO, S.; ABRAMENKO, V.; WANG, H.; GOPALSWAMY, N. Statistical Distributions of Speeds of Coronal Mass Ejections. **The Astrophysical Journal**, v. 619, p. 599–603, jan. 2005. [14](#), [34](#), [75](#)



## APÊNDICE A - CÁLCULO DA MASSA DAS CMEs

Fenômenos como as CMEs aparecem como um aumento de brilho em uma sequência de imagens dos coronógrafos. A emissão de luz branca de uma CME vem do espalhamento da luz fotosférica pelos elétrons da coroa. A emissão é opticamente fina e linearmente polarizada, contendo contribuições de todos os elétrons ao longo da linha de visada (VOURLIDAS et al., 2010). Pelo mecanismo de espalhamento Thomson as intensidades de brilho total e polarizada podem ser calculadas se a distribuição dos elétrons na linha de visada é conhecida ou pode ser estimada (VOURLIDAS; HOWARD, 2006). Inversamente, se a emissão é medida, então o número de elétrons (e portanto a massa) podem ser estimados (VOURLIDAS et al., 2010).

Para medir a massa de uma CME é necessário primeiro separar a contribuição de brilho da CME do sinal de fundo da coroa. Dada a natureza dinâmica da CME a melhor maneira de remover o fundo é através da subtração de uma imagem de um pré-evento adequadamente escolhida de uma imagem contendo a CME. Vourlidas et al. (2010) descrevem o processo do cálculo de massa de CME da seguinte maneira:

1- As séries temporais da CME são examinadas pra selecionar as imagens das CMEs e a imagem do pré-evento que não contenha assinaturas da CME ou outros distúrbios (CMEs anteriores) ao longo das posições ocupadas pelo evento em questão. A imagem do pré-evento também deve ser bem próxima do evento em relação ao tempo para minimizar efeitos de rotação solar.

2- As imagens da CME e do pré-evento são corrigidas de efeitos instrumentais e calibradas em unidades de brilho solar médio ( $B/B_{\odot}$ ) para produzir as imagens chamadas de nível-1.

3- A imagem do pré-evento é subtraída das imagens contendo a CME. As imagens resultantes são dadas em unidades de excesso de brilho.

4- A imagem de excesso de brilho é transformada para o número de excesso de elétrons usando as equações de espalhamento Thomson (BILLINGS, 1966) e a suposição que todos os elétrons se encontram no plano do céu. Esta suposição é devido ao desconhecimento da distribuição dos elétrons da CME ao longo da linha de visada e fornece um limite inferior conveniente para o número deles.

5- A massa (por pixel) pode então ser calculada a partir do número de elétrons assumindo uma composição de 90% de  $H$  e de 10% de  $He$  o que corresponde a  $1,97 \times 10^{-21}$  kg por elétron.

6- Finalmente, a massa é calculada pela soma de todos os *pixels* dentro da região da CME. Tipicamente, a massa de uma CME se encontra no intervalo  $1 \times 10^{11} - 4 \times 10^{13}$  kg, com uma média de  $3 \times 10^{12}$  kg (GOPALSWAMY; KUNDU, 1992).

## ANEXO A - ARTIGO

# Wavelet analysis of CME, X-ray, flare, and sunspot series

M. R. G. Guedes, E. S. Pereira, and J. R. Cecatto

Astrophysics Division - National Institute for Space Research, 12227-01 São José dos Campos – SP, Brazil  
e-mail: marcia.guedes@inpe.br, pereira.somoza@gmail.com, jrc@das.inpe.br

Received 18 November 2013 / Accepted 22 October 2014

## ABSTRACT

*Context.* Coronal mass ejections (CMEs) and solar flares are the most energetic transient phenomena taking place at the Sun. Together they are principally responsible for disturbances in outer geospace. Coronal mass ejections and solar flares are believed to be correlated with the solar cycle, which is mainly characterized by sunspot numbers.

*Aims.* Here, we search for pattern identification in CMEs, X-ray solar flares, and sunspot number time series using a new data mining process and a quantitative procedure to correlate these series.

*Methods.* This new process consists of the combination of a decomposition method with the wavelet transform technique applied to the series ranging from 2000 until 2012. A simple moving average is used for the time-series decomposition as a high-pass filter. A continuous wavelet transform is applied to the series in sequence, which permits us to uncover signals previously masked by the original time series. We made use of the wavelet coherence to find some correlation between the data.

*Results.* The results have shown the existence of periodic and intermittent signals in the CMEs, flares, and sunspot time series. For the CME and flare series, few and relatively short time intervals without any signal were observed. Signals with an intermittent character take place during some epochs of the maximum and descending phases of the solar cycle 23 and rising phase of solar cycle 24. A comparison among X-ray flares, sunspots, and CME time series shows a stronger relation between flare and CMEs, although during some short intervals (four – eight months) and in a relatively narrow band. Yet, in contrast we have obtained a fainter or even absent relation between the X-ray flares and sunspot number series as well as between the CMEs and sunspot number series.

**Key words.** Sun: coronal mass ejections – Sun: activity – methods: data analysis

## 1. Introduction

It is well known that the Sun presents a cyclic activity, with an average period of 11 years, manifested by phenomena observed both on the solar surface and in the atmosphere. According to Parker (1955), the evolution of a solar magnetic field generated by a dynamo mechanism modulates this cyclic behavior. For instance, sunspot numbers vary according to the cycle phase. One believes the frequency at which transient phenomena, such as solar flares and coronal mass ejections (CMEs), happen are also well correlated to the cycle. The CMEs are mainly associated with changes in the large scale magnetic field and solar flares result from changes in the stronger but smaller scale fields associated with the active regions (Gosling 1993). Although CMEs have been observed in association with solar flares, there is no one-to-one correspondence between them (Harrison 1995).

CME-driven interplanetary disturbances are the prime cause of large nonrecurrent geomagnetic storms, and this had led the CMEs to become a topic of great interest. Almost twenty thousand CMEs have been recorded by the Large Angle and Spectrometric Coronagraph (LASCO) experiment on board the Solar and Heliospheric Observatory (SOHO) satellite since 1996. Therefore, a large CMEs series is available for a detailed investigation. In addition, these series of X-ray flares and sunspot numbers are available, for the same period from the Space Weather Predict Center (SWPC) data archive.

Through the analysis of the CME series, some authors pointed out the existence of patterns in the occurrence of the

transient phenomena (Lou et al. 2003; Hady 2004; Lara et al. 2008; Shanmugaraju et al. 2010; Ramesh 2010; Choudhary et al. 2014). In particular, Lou et al. (2003) using a shorter time series (between 1999 and 2003) found signals with periods of 343, 187, 102, 38.3, 36.1 days for the CMEs series, and periods of 259 and 157 days for flare series. Also, using a longer, although discontinuous, CME series from 1996 to 2006, Lara et al. (2008) found a periodicity of 256 days from 1999–2002, between 128–256 days for 2002–2004, which reappeared at the end of 2006, and 32 days in some specific months of 2000, 2001, 2003, and 2005. However, the data series used in these analyses had two gaps (from June 26 to 09 October, 1998; and from December 21, 1998 to February 02, 1999).

More recently, authors have searched periodicities on solar data series in combination with geomagnetic indexes. Most of these studies aim to investigate possible periodicities in each time series and in parallel some correlation or relationship between them. As an example, Kilcik et al. (2011) used data on solar and geomagnetic indexes during the period 1996–2008, although they made use of monthly averaged values. An interesting result they obtained is that the CME speed profile shows a peak at the decay phase of the 23rd solar cycle. Another long-term (century) study, combining solar data as well as simulated extended aa-index series, has been done by Komitov et al. (2010). They suggest the existence of decade cycles on most of those series whose periods are ~55–60 years, ~80 years, and ~120 years, and also that each one probably corresponds to the cycle of a distinct class of an active region.

1 Other investigations point to a possible relation between  
 2 CMEs, sunspot/non sunspot regions, and flares (Gopalswamy  
 3 et al. 2010). These suggest that the weak correlation found be-  
 4 tween CME-flare occurrence rates with a sunspot number dur-  
 5 ing the maximum phase of the 23rd cycle is due to the fact  
 6 that CMEs originate at high latitudes. Also, Shanmugaraju et al.  
 7 (2010) studied 290 CMEs associated with and without type-II  
 8 related flares. They observed relationships between time char-  
 9 acteristic properties of CMEs and flares with type-II, and also  
 10 between flare strength and CME speed, which are absent in case  
 11 of the flares without type-II. However, Aggarwal et al. (2008)  
 12 found no significant correlation between the maximum intensi-  
 13 ty of X-ray flares with the speed and acceleration of those  
 14 associated CMEs.

15 In addition, the wavelet transform (WT) is an adequate tool  
 16 to analyze non stationary signals in time series at different fre-  
 17 quencies. In the context of solar cycles and stellar activity, sev-  
 18 eral investigations have been carried out (Ochadlick et al. 1993;  
 19 Lawrence et al. 1995; Oliver et al. 1998; Sello 2000, 2003; Lou  
 20 et al. 2003; Lara et al. 2008; Choudhary et al. 2014). Recently,  
 21 the relationship between CMEs, solar flares, and flux emergence  
 22 using just the wavelet power spectrum analysis has been stud-  
 23 ied by Choudhary et al. (2014). By the periodicity analysis of  
 24 these events, the authors conclude that CMEs and flares are dif-  
 25 ferent types of magnetic explosions requiring different magnetic  
 26 configuration. Yet, according to same analysis, the flare occur-  
 27 rences are more frequent during the maximum phase of solar  
 28 cycle when the surface flux is more abundant, while CMEs oc-  
 29 currences are more favorable at the minimum phase when the  
 30 large-scale surface flux configuration leads to the formation and  
 31 disruption of the filaments that cause the CMEs.

32 In this work, we extend the above studies using a continu-  
 33 ous CMEs series for the years 2000–2012 to avoid the two main  
 34 gaps that are present in the LASCO CME catalog. Patterns in  
 35 occurrence of the transient phenomena can be useful in devel-  
 36 opment of models to predict them. Also, the coherence between  
 37 the occurrence of these phenomena can help in understanding  
 38 their origins. Here, we have made use of an innovative data min-  
 39 ing process applied to CMEs, X-ray flare, and sunspot number  
 40 time series. This process permits us to identify patterns hidden  
 41 in these time series. It combines a decomposition method with a  
 42 wavelet transform technique applied to a full solar cycle period.  
 43 We have also used a quantitative method, the wavelet coherence,  
 44 to look for the way that these series can be interrelated during  
 45 cycles. Besides, a comparison in terms of patterns, periodicities,  
 46 or even irregularities identified in these series is presented and  
 47 discussed.

48 Data and analysis are described in Sect. 2. Results are pre-  
 49 sented in Sect. 3. Discussions and final remarks are in the Sect. 4.

## 50 2. Data and analysis

51 Since 1996, CMEs have been systematically observed by the  
 52 LASCO experiment on board the SOHO satellite (Brueckner  
 53 et al. 1995; Domingo et al. 1995). In this analysis we use CME  
 54 data available in the CDAW catalog<sup>1</sup> (Yashiro et al. 2004). Here,  
 55 the data from 1st January 2000 until 31st December 2012 were  
 56 selected to avoid two major gaps in the LASCO observations:  
 57 i) 26 June – 9 October 1998 and ii) 21 December 1998 - 2  
 58 February 1999. This allowed us to obtain a continuous time se-  
 59 ries with the daily rate of CMEs for the period 2000–2012. We  
 60 also have used the data from the SWPC -(National Oceanic and

61 Atmospheric Administration-NOAA) to generate the flares and  
 62 sunspot time series<sup>2</sup>. The flare time series has only been con-  
 63 structed with data observed in X-ray. All of the time series con-  
 64 sist of the number of daily events, and they were taken from  
 65 the same period as that of CMEs to make the comparisons be-  
 66 tween them possible. Hereafter, the three series are referred just  
 67 as CME, XRF, and SSN series.

68 In order to investigate the existence of relations among these  
 69 three series as well as to identify periodicities in the series, we  
 70 adopted the following methodology. Firstly, we perform the sim-  
 71 ple moving average (SMA), in sequence the wavelet spectrum.  
 72 In addition, the wavelet coherence analysis has also been per-  
 73 formed. According our previous survey, this is the first time that  
 74 this kind of analysis has been applied for these data. The SMA  
 75 works as a pre-processing filter in the time series decomposition,  
 76 while the wavelet analysis is applied to find the characteristic  
 77 periods. In order to quantify the correlation among the series we  
 78 have applied the wavelet coherence method. A description of the  
 79 series decomposition method and a short review about wavelet  
 80 analysis and the coherence method are presented below.

### 81 2.1. Time series filtering

82 Given a discrete time series  $x$ , with  $N$  elements, SMA can be  
 83 calculated by

$$84 S_i = \frac{1}{M} \sum_{j=0}^{M-1} x_{i+j}, \quad (1)$$

85 where  $M$  is the number of points in the average.

86 Considering that  $T$  is a vector containing dates correspond-  
 87 ing to  $x$ , i.e, for  $x_i$  exists a unique  $T_i$ . In this case, the new vector  
 of the dates corresponding to  $S$  is given by

$$88 T_i^s = \frac{T_i + T_{i+M}}{2}. \quad (2)$$

In particular, the last term in the vector of  $T^s$  is

$$89 T_{\text{final}}^s = \frac{2T_N + T_{N-M}}{2}, \quad (3)$$

where  $T^s$  will be spaced by  $M$ .

90 In order to use the SMA as a filter, we create a numerical  
 91 function,  $S_{\text{int}}$ , from the interpolation of the SMA and  $T^s$ . This  
 92 new function is valid in the range  $[T_0^s, T_{\text{final}}^s]$ .

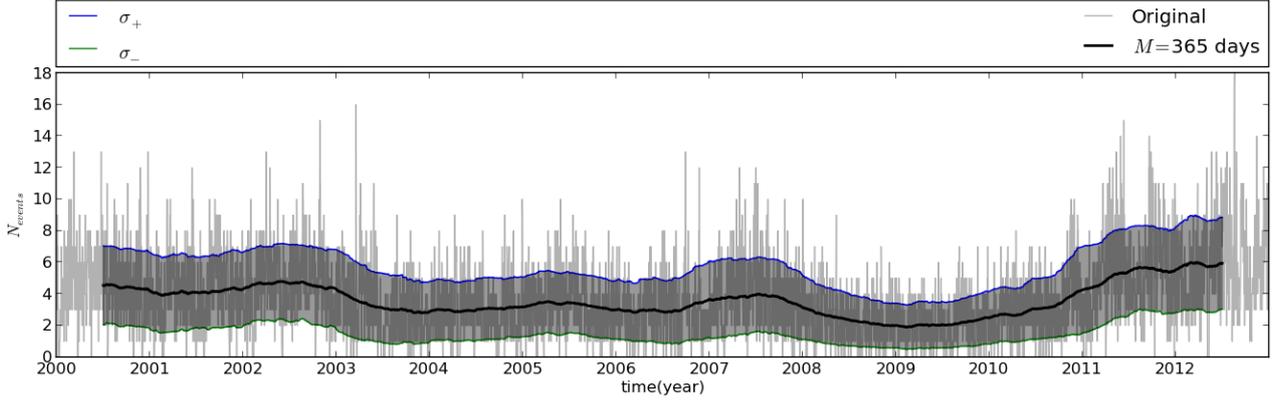
93 The final filtering consists of the subtraction of the origi-  
 94 nal signal by  $S_{\text{int}}(t_i, M)$ . In this case,  $M$  represents the thresh-  
 95 old above which those signals with periods greater than  $M$   
 96 will not pass. For instance, if one wants to study intra-annual  
 97 events just consider  $M = 365$ . Therefore, the equation for the  
 98 SMA filtering is

$$99 R(T_i, M) = x_i - S_{\text{int}}(T_i, M), \text{ for } T_0^s \leq T \leq T_{\text{final}}^s. \quad (4)$$

100 By combining this method with the wavelet analysis, we will  
 101 perform a more complete characterization of the CMEs series.  
 102 An example of the CME time series after being filtered is shown  
 103 in Fig. 1. As can be observed, the smoothed time series is in an  
 104 interval of  $[\pm\sigma_i, -\sigma_i]$  ( $\sigma_i$  is the standard deviation for each  $S_i$ ).  
 105 We found that the longer the interval considered, the greater the  
 106 value of sigma, however, these values did not affect the detection  
 of signals with lower than average periods.

<sup>2</sup> [http://www.swpc.noaa.gov/ftpmenu/indices/old\\_](http://www.swpc.noaa.gov/ftpmenu/indices/old_indices.html)  
[indices.html](http://www.swpc.noaa.gov/ftpmenu/indices/old_indices.html)

<sup>1</sup> To access data see <http://cdaw.gsfc.nasa.gov>



**Fig. 1.** Daily occurrence of CMEs with 365-day moving average superimposed (black line). The shaded area corresponds to the range  $[\sigma_+, \sigma_-]$ .

## 2.2. The continuous wavelet transform

Grossmann & Morlet (1984) introduced the wavelet transform (WT) to study non stationary signals. In the context of the solar cycles and stellar activity, WT has been used by some authors (Ochadlick et al. 1993; Lawrence et al. 1995; Oliver et al. 1998; Sello 2000, 2003; Lara et al. 2008; Choudhary et al. 2014). A wavelet (wavelet mother) is a function with zero mean, which is defined in both the frequency, and time spaces (Grinsted et al. 2004).

On the other hand, the idea of continuous wavelet transform (CWT) is to apply the wavelet as a band-pass filter to the time series. The CWT,  $W_n^X(s)$ , can be applied in a time series, defined by  $x_n$ , with  $n = 1, \dots, N$ , with uniform time steps  $\Delta t$ , namely (Grinsted et al. 2004)

$$W_n^X(s) = \sqrt{\frac{\Delta t}{s}} \sum_{n'=1}^N x_{n'} \psi_0 \left( (n' - n) \frac{\Delta t}{s} \right), \quad (5)$$

with  $s$  being the wavelet scale and  $\psi_0$  known as the wavelet mother.

In this work, the Morlet wavelet defined as (Grinsted et al. 2004)

$$\psi_0 = \pi^{-1/4} e^{i\omega_0 \eta} e^{-\frac{1}{2}\eta^2}, \quad (6)$$

is considered where  $\omega_0$  is the dimensionless frequency and  $\eta = st$  is the dimensionless time. The use of the Morlet wavelet (with  $\omega_0 = 6$ ), as a filter, is justified by the fact that it provides a good balance between time and frequency localization (Grinsted et al. 2004).

The square module of the wavelet transform integrated in the time provides the energy contained in all wavelet coefficients of the same scale  $s$  (Le & Wang 2003). This function is called global wavelet power spectrum (GWPS) and can be computed as:

$$M(s) = \sum_{n=1}^N |W_n^X(s)|^2 \Delta t. \quad (7)$$

To perform the wavelet analysis the tool piwavelet<sup>3</sup> (Python Interface for Wavelet analysis) and its details can be found in Somoza et al. (2013). The series analysis were carried out

<sup>3</sup> The piwavelet can be downloaded from the site <http://duducosmos.github.io/PIWavelet/>. This tool is available under the GNU General Public License Version 3.

with 5% of significance level, as proposed by Torrence & Compo (1998).

A better characterization of the series will be possible with a combination of filtering process and wavelet transform techniques.

## 2.3. Wavelet coherence

The wavelet coherence is used to identify in which frequency band and time range two series are related. In this case, it is necessary to smooth the cross wavelet spectrum before calculating the coherence (Torrence & Compo 1998). Given two time series  $X$  and  $Y$ , with the respective CWT  $W_n^X(s)$  and  $W_n^Y(s)$ , the wavelet cross power spectrum is given by

$$W_n^{XY}(s) = W_n^X(s) W_n^{Y*}(s) \quad (8)$$

where  $n$  is the time index and  $s$  the scale. The  $*$  represents the complex conjugate.

The square wavelet coherence is defined as the absolute squared value of the wavelet cross power spectrum (WCS), normalized by the smoothed wavelet spectrum (Torrence & Compo 1998)

$$R_n^2(s) = \frac{|S(s^{-1} W_n^{XY}(s))|^2}{S(|s^{-1} W_n^X(s)|^2) S(|s^{-1} W_n^Y(s)|^2)}, \quad (9)$$

with  $S(W)$  being the timescale smoothing function. The factor  $s^{-1}$  is used to convert the unit of the spectrum in energy density.

The smoothing function is dependent of the scale of the mother wavelet, and is defined by Jevrejeva et al. (2003) as

$$S(W) = S_{\text{scale}}(S_{\text{time}}(W(s, t))) \quad (10)$$

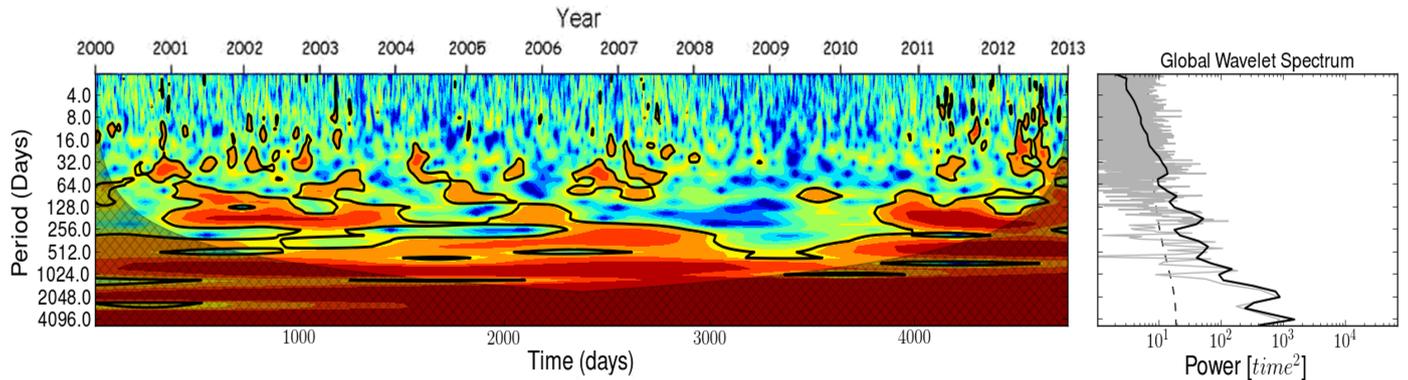
where  $S_{\text{scale}}$  and  $S_{\text{time}}$  represent, respectively, the smoothing in the scale and time.

In the case of Morlet's mother wavelet (Jevrejeva et al. 2003)

$$S_{\text{time}}(W)|_s = (W(t, s) c_1 e^{-t^2/2s^2})|_s \quad (11)$$

$$S_{\text{scale}}(W)|_t = (W(t, s) c_2 \Pi(0.6s))|_t \quad (12)$$

where  $c_1$  and  $c_2$  are normalization constants and  $\Pi$  is a rectangular function. The factor 0.6 is empirically determined by the length of the Morlet wavelet decorrelation (Torrence & Compo 1998).



**Fig. 2.** Wavelet power and global wavelet spectra obtained by the CWT applied to the original CME time series. Day of the series, from 01/01/2000 up to 12/31/2012 is at the horizontal axis. The days that appear in the  $x$  label are associated with years: day 1000 corresponds to 09/26/2002; day 2000 is 06/22/2005; day 3000 occurred on 03/18/2008 and finally, day 4000 corresponds to 12/13/2010. Vertical axis shows the full band (2–4096 days) of investigations. On the right, the corresponding GWS is shown.

### 3. Results

All three data series for the years from 2000 until 2012 are continuous and composed by the daily rate of recorded events. Also, all have been analyzed by the same methodology. This procedure has been adopted to permit the uniformity of data analysis. It also allows for the possibility of comparing the results in terms of time evolution or even studying the correlation among the series.

The data analysis results are presented as power wavelet (WS) as well as global wavelet (GWS) spectra for the series. In these figures, real signals are those inside the black contours observed in the WS with a confidence level of 95%, while the cross-hatched region corresponds to the cone of influence (COI) where the edge effects on time series analysis cannot be ignored. Therefore, the signals inside the COI must be considered virtual signals. The intensities are scaled by distinct colors going from light orange for the weaker components to dark red for the stronger ones. Other colors (e.g., yellow, green, light blue and dark blue) mean no significant real signal is present. Hereafter, real signals are referred to simply as signals. The peaks observed in the GWS correspond to the integrated signal recorded during the full interval of investigation. Then, a more intense band recorded at the WS normally does not correspond to a large peak observed at the GWS. The 95% confidence level is marked on the GWS by the dashed line. The relevance of a given signal can be determined by the equivalent intensity of GWS. When the amplitude of GWS is relatively small, the signals must be considered as residuals.

In the panels intermittent signals are characterized by a relatively short time (between three to four months) black contoured spots in specific period bands. Contrary to this, other longer scale period bands constitute periodic signals. However, those signals with a time varying period band are referred to as irregular.

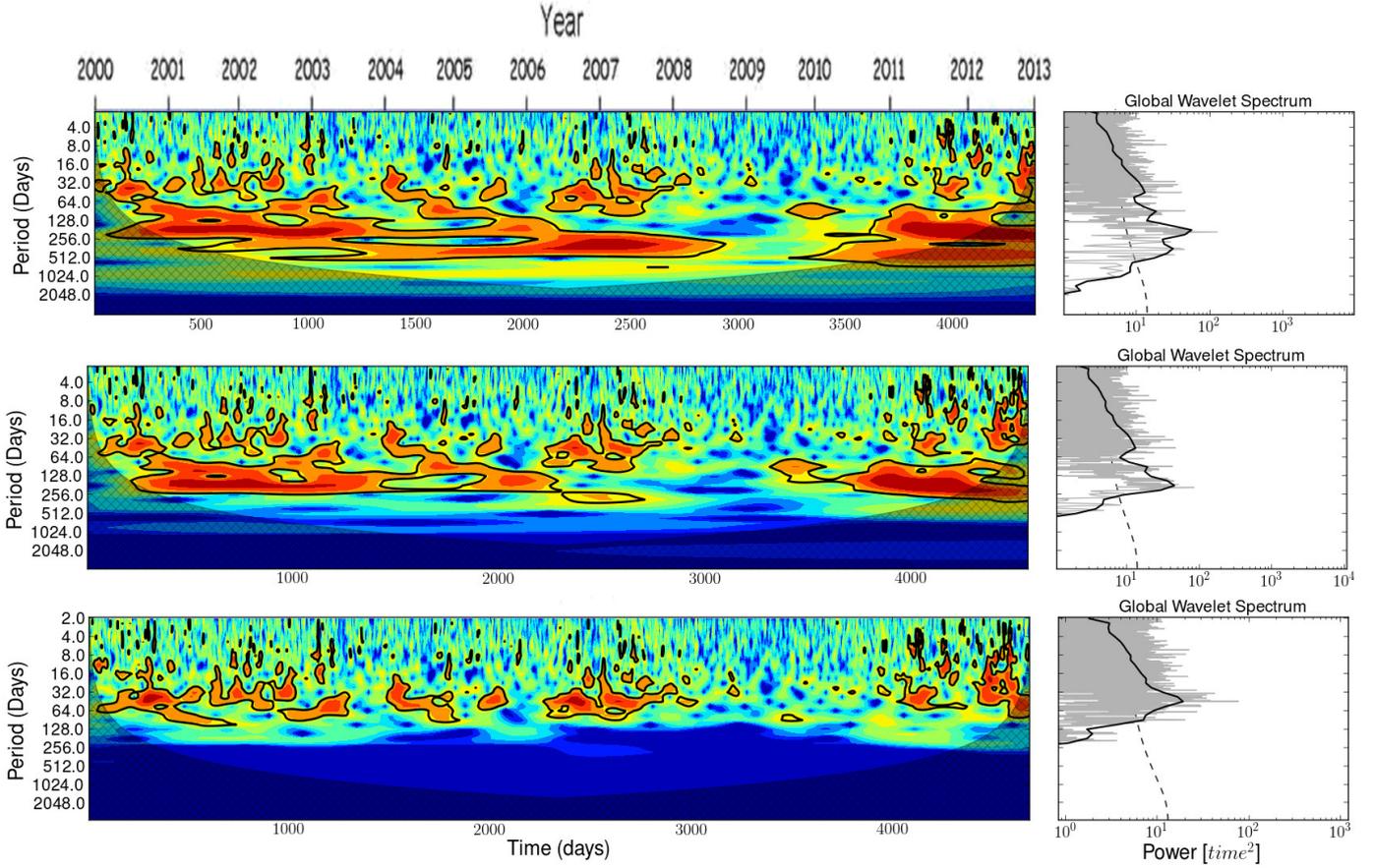
#### 3.1. CME series

The difficulties regarding the incompleteness of the CME data are overcome here by the selection of a longer continuous series for the years 2000 until 2012. In addition, a new methodology of data reduction was applied to the selected series. As described above, it consisted of the combination of a SMA decomposition with the wavelet technique. For the CME series, the SMA taking  $M = 365$  days is shown in Fig. 1. According

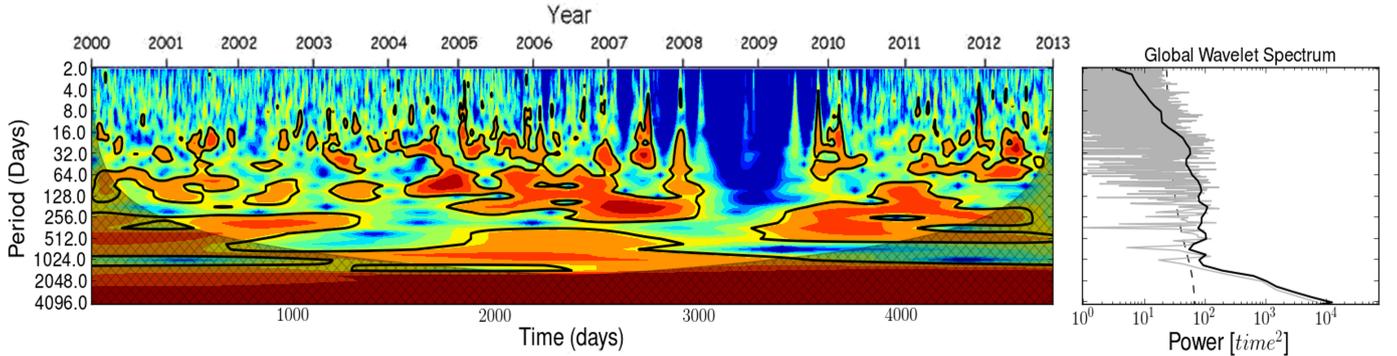
to our methodology, the wavelet spectrum (WS) is the first step for identification of components in these series. Figure 2 can be seen as the WS of CMEs original time series. This figure shows periodic signal bands in the range of 4096 to four days. Considering the peaks observed at the GWS, there is a monotonic decrease in intensity from the  $\sim 4000$  days signal to shorter periods. As can be seen from both the WS and the GWS, the most intense peaks are in the range of 1024 to 4096. However, these bands are inside the cone of influence (COI), so they are not taking into account. In order from more to less intense and significant GWS peaks, we can see the bands of 512–1024 days, 256–512 days, and 128–256 days, which correspond to the presence of periodic bands as well as intermittent real signals in the WS. Some authors (Lou et al. 2003; Lara et al. 2008; Choudhary et al. 2014) also found these bands. Taking this into account we have used the SMA with intra-annual timescales to further characterize these signals.

The result of the CWT on the CME series after the SMA for 365 day scale is shown in Fig. 3. The signal outside the COI is in the range of 4–512 days. Because of the  $\sigma$  inside, which is the smoothed component, we observe signals beyond 356 days (refer to explanation of Fig. 1). For the GWS, the more intense signals correspond to two intervals in band 128–256 days as observed at the WS. The first, lasting for almost 1000 days, corresponds to the years 2001–2004 while the other, lasting about 600 days, corresponds to the years 2010–2011 at the beginning of 24th solar cycle. In a decreasing order, the second most intense signal is in the band 256–512 days observed during the descending phase of the 23rd cycle. A peak at the band 64–128 days is the last significant one at the GWS. From this band down to shorter scales, the signals acquire an intermittent behavior and can be better observed when SMA is taken at scales shorter than 180 days.

For the 180-day scale, the WS shows that the dominant signal is still on the 256–64 day band (Fig. 3). However, the bottom of Fig. 3 shows that this band of signal is no longer observed at the WS for scales lower than 60 days. Here, only an intermittent signal can be seen. It seems that this intermittent component is present for almost the full 23rd cycle. It can also be observed at the rising phase of the 24th cycle. As shown in Fig. 2, for approximately one year at the end of 23rd cycle no significant component is present at the WS. This gap is longer in the case of smaller scale filtering as can be seen in the middle and bottom panels.



**Fig. 3.** *Top panel:* wavelet power spectrum obtained by the application of CWT to the SMA smoothed (scale of 365 days) CME time series; *Middle panel:* the same, using a scale of 180 days; *Bottom panel:* the same, using a scale of 60 days. On *the right*, the corresponding GWSs are shown.



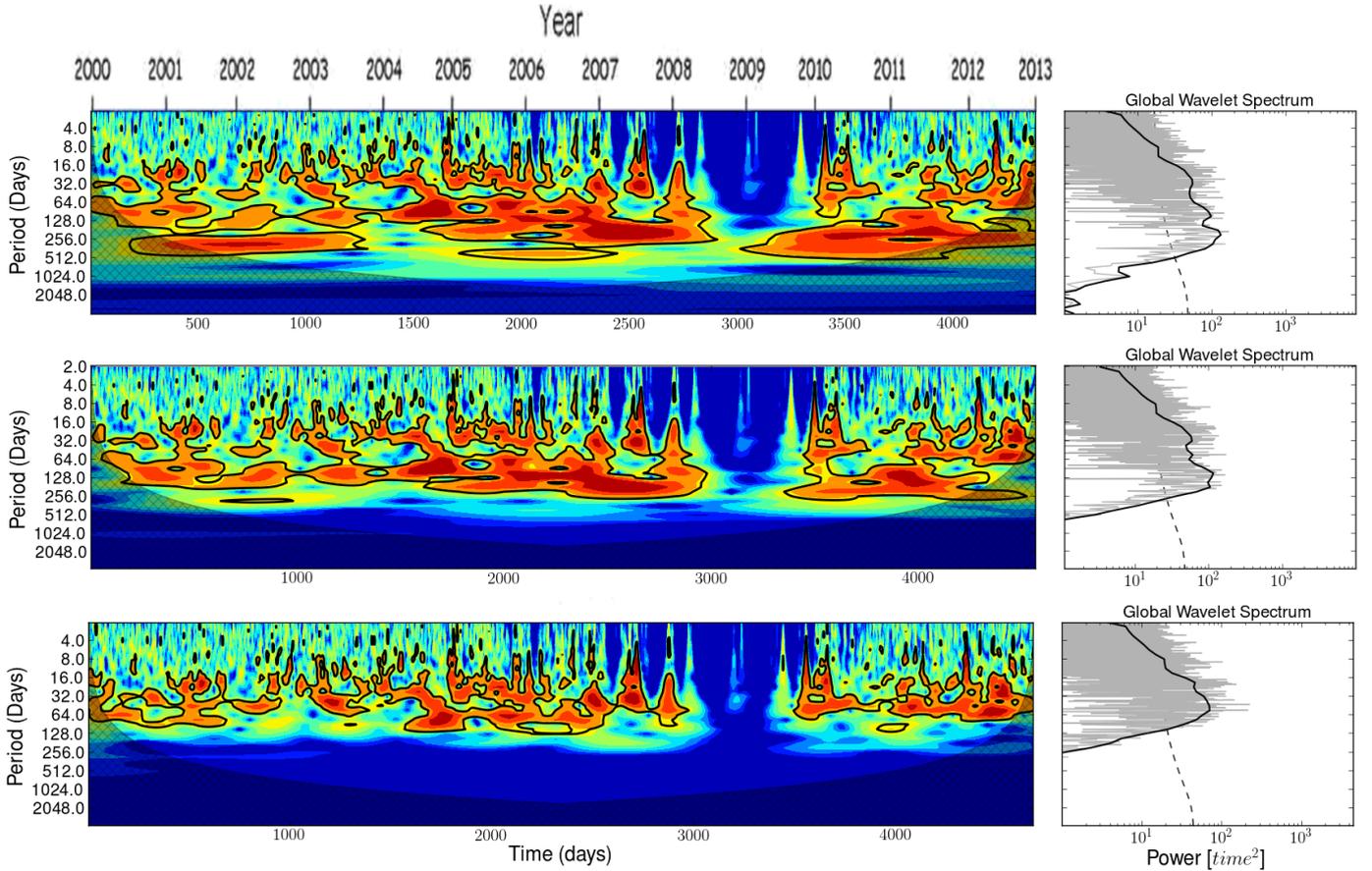
**Fig. 4.** Wavelet power and global wavelet spectra obtained by the CWT applied to the original XRF series. As for previous figures, the corresponding GWS is shown on the right side.

### 1 3.2. X-ray flare series

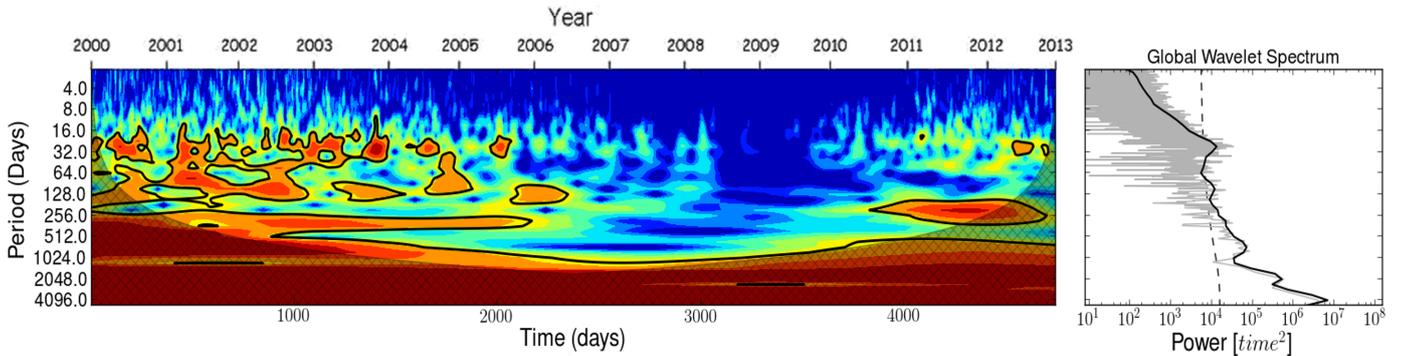
2 Figure 4 shows the application of CWT to the XRF original time  
3 series. Results showed a different behavior in the case of X-ray  
4 flares. The spectrum shows the formation of periodic signal  
5 bands in the range of 8 to 4096 days. The GWS shows that the  
6 most intense signal is at the band from slightly below 2048 up  
7 to 4096 days inside the COI. The formation of relatively shorter  
8 duration, more concentrated bands in comparison to those ob-  
9 served in the case of Fig. 2 can be seen from the WS. In this  
10 case, we can characterize four bands, three of them are rela-  
11 tively faint. The first, lasting for ~two years, is observed dur-  
12 ing the maximum phase of 23rd cycle in the band 256–512 days.

13 The second, can be seen from the WS for ~3.5 years dur-  
14 ing the decay phase in the band slightly below 512 days up  
15 to 1024 days. The third, observed for ~three years since the be-  
16 ginning of the 24th cycle, is in the band 128–512 days, which  
17 extended up to 64 days for half a year. The last and stronger  
18 band is also observed at the decay phase of the 23rd cycle and  
19 presents an irregular pattern. It started strong approximately in  
20 the band 64–128 days lasting ~one year, then became weaker  
21 extending up to 256 days and lasting about two years in its mid-  
22 dle, and at the end for ~1.5 years is observed drifting to the band  
23 about 128–256 days when it strengthened again.

24 In addition, some short duration ( $\leq$  few months) spots can  
25 also be observed mainly in the decay phase of 23rd as well as



**Fig. 5.** *Top panel:* wavelet power spectrum obtained by the application of CWT to the SMA smoothed (scale of 365 days) XRF; *Middle panel:* the same, using a scale of 180 days; *Bottom panel:* the same, using a scale of 60 days. The corresponding GWSs are shown on the right side.



**Fig. 6.** Wavelet power and global wavelet spectra obtained by the CWT applied to the original SSN time series. The GWS is showed on the right side.

1 in the rising phase of 24th solar cycles where periods of as short  
2 as 8 days were registered. We observed a clear gap of about one  
3 year in the WS, which seems to separate the two solar cycles.

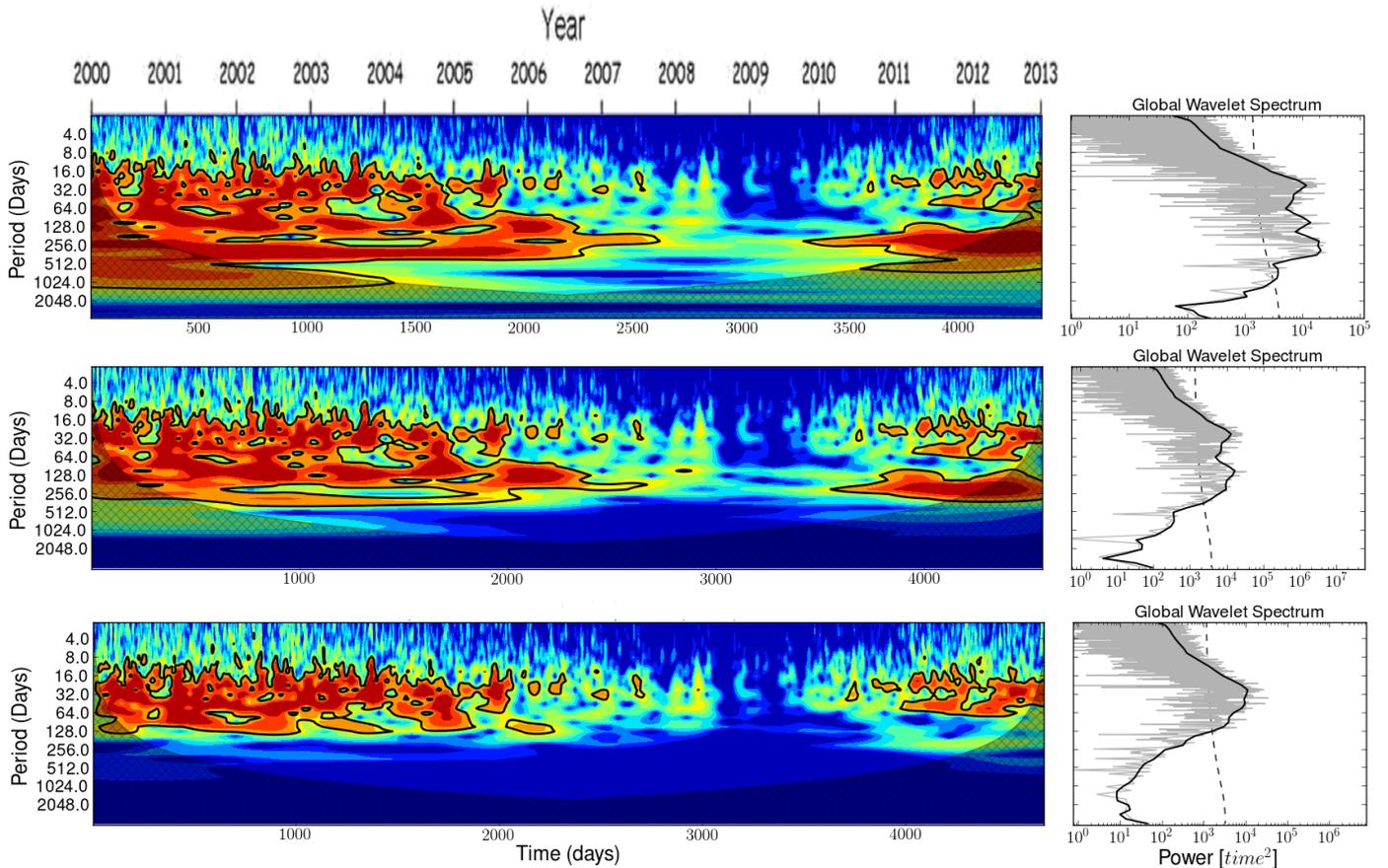
4 The GWS exhibits a main intense peak accompanied by a  
5 few extremely discrete peaks distributed mainly at scales longer  
6 than 32 days.

7 The WS of SMA smoothed XRF series for 365, 180,  
8 and 60 days as well as corresponding GWS are exhibited in  
9 the three panels of Fig. 5. In this case, it seems that signals  
10 are present for the most of the time studied with short duration  
11 ( $\leq 100$  days) gaps and showing wider bands. Another important  
12 feature is that the components are broader and more irregular  
13 as the filtered scale becomes shorter. For the case of 365 days,

the band extends from 8 to about 512 days, while it extends be-  
14 yond 256 days in the case of 180 days, and beyond 128 days in  
15 the case of a 60 day scale. The previously mentioned gap separ-  
16 ating the two cycles is also present although ranging from some  
17 months at a 365 day scale to about 1.5 year at the 60 day scale.  
18 Corresponding GWS exhibit few definite peaks only in the case  
19 of those longer scales. Yet, for the WS it seems that some compo-  
20 nent signals became evident or more prominent after the filtering  
21 process.  
22

### 3.3. Sunspot number series

For the case of SSN, Fig. 6 shows the original time series WS.  
24 In this case, a much weaker signal is present than shown in the  
25

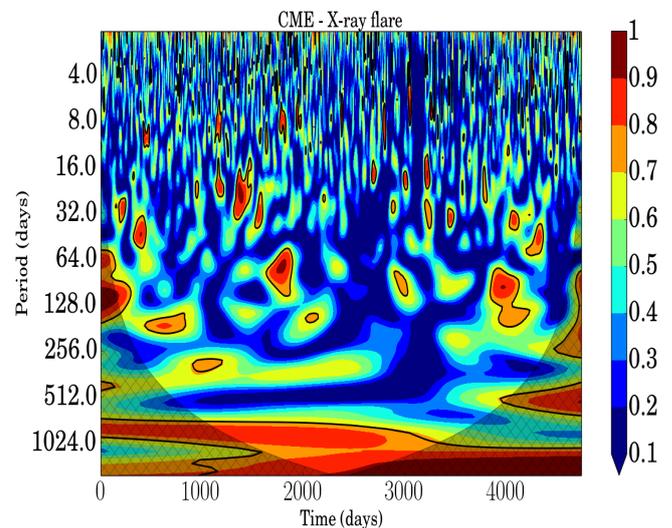


**Fig. 7.** *Top panel:* wavelet power spectrum obtained by the application of CWT to the SMA smoothed (scale of 365 days) SSN time series; *Middle panel:* the same, using a scale of 180 days; *Bottom panel:* the same, using a scale of 60 days. The GWSs are shown on the right side.

1 cases of CME and XRF series. Stronger signals are concentrated inside the COI in the band of 1024–4096 days. Shorter scale signals occurred basically within the band 16–512 days from maximum up to the beginning of the descending phase of the 23rd cycle. One isolated 128–256 days lasting for ~1.5 years is observed at the rising phase of the 24th cycle. This is one of the most intense bands observed in this case. The other is a short duration (~100 days) band observed at the beginning of the descending phase of the 23rd cycle from 16 to a little more than 32 days. A gap longer than four years without any signal is clearly seen in the WS. This gap extends from the descending phase of the last cycle to the beginning of actual cycle rising phase.

14 Figure 6, at right, corresponding to the GWS showed only one defined peak in the band 16–32 days. Other stronger peaks are observed inside the COI region.

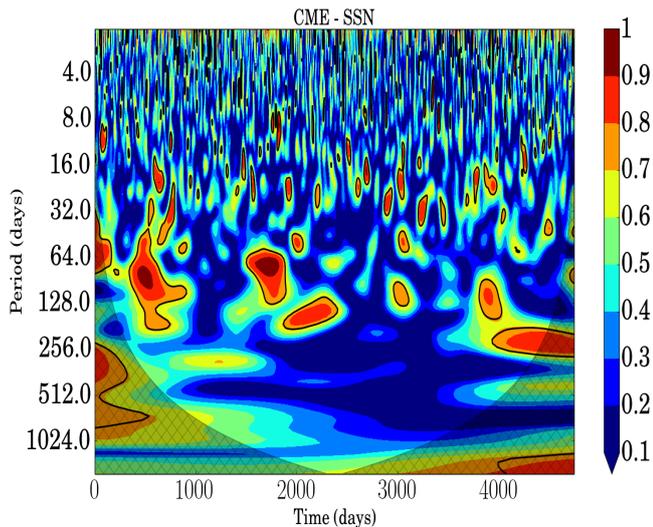
17 Figure 7 exhibits the SMA smoothed (365, 180, and 60 days) SSN series. All three panels show a band of component signals absent in the original time series WS. This makes the power of the SMA as a filter evident. In addition, it is clear that GWS shows wider, more defined peaks. This is caused basically by the wider (16–512 days) and almost continuous bands of intense signals observed at the WS mainly from the maximum phase up to the middle of descending phase of cycle 23. It can also be observed in a narrower (64–256 days) band at the rising phase of the current cycle. At the smallest scale filtering (60 days), the band became relatively narrower (16–128 days). The gaps between the two cycles are also longer in comparison to those observed in the CME and XRF wavelet power spectra.



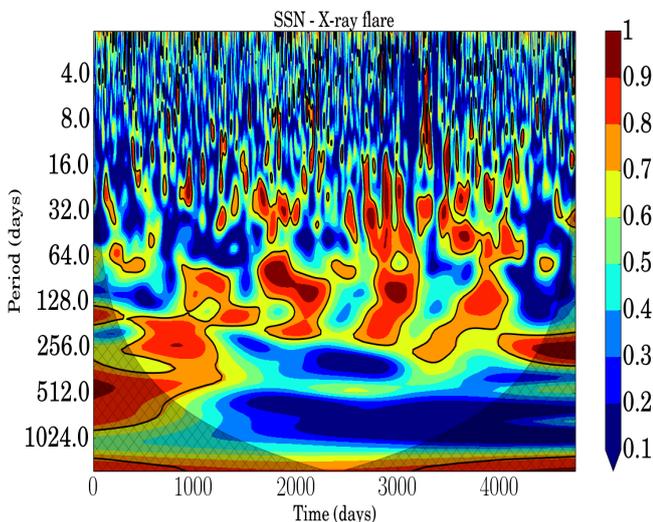
**Fig. 8.** Coherence wavelet applied to CME and XRF data.

### 3.4. Wavelet coherence

31 One way to quantify relations among the series is through a wavelet coherence process. The main advantage is that it permits the identification of the band and corresponding time interval when this relation is strong. Figures 8–10 show the results of the method applied to pairs of selected series. Basically, the coherence is characterized by relatively narrow and short (less than one year duration) spots in the figures. Figure 8 displays 37



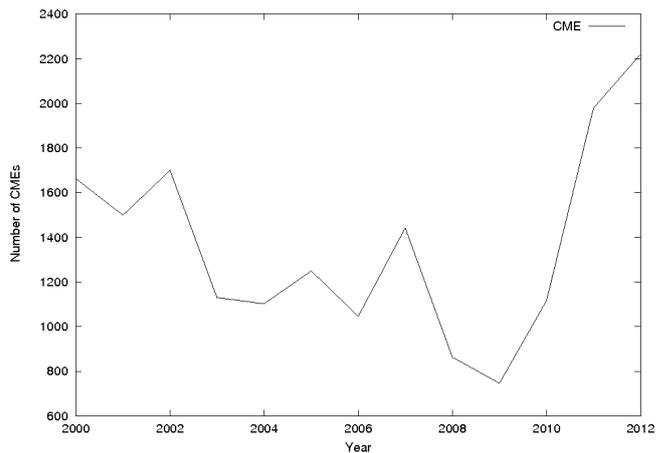
**Fig. 9.** Coherence wavelet applied to CME and SSN data.



**Fig. 10.** Coherence wavelet applied to SSN and XRF data.

1 the results obtained by the application to the CME and XRF se-  
 2 ries. Those red and brown spots in the figure indicate the band  
 3 and time interval where a stronger relationship between the se-  
 4 ries was obtained while the blue and dark blue spots indicate  
 5 the absence of a relationship. Three main spots were observed.  
 6 The first spot, in the band 16–32 days, lasts about four months  
 7 at ~2003, while the next spot lasting about twice as long in the  
 8 band about 64–128 days is observed approximately four months  
 9 after the end of first. The last significant spot is observed in 2011  
 10 approximately in the same band and with same duration as the  
 11 previous band. This corresponds to the rising phase of the 24th  
 12 solar cycle. Other shorter duration and smaller scale spots are  
 13 indicated in the figure. This result indicates that some possible  
 14 strong relation between these series has a scale of a few months  
 15 or less, and also that the relations are concentrated to a few years  
 16 by the descending phase of previous solar cycle and the rising  
 17 phase of the actual cycle.

18 Figures 9, 10 show a weaker relation between CME and SSN  
 19 as well as XRF and SSN series. For both cases there are just a  
 20 few spots with a strong relation. In the case of CME and SSN  
 21 (Fig. 9), they are concentrated around the minimum of the last



**Fig. 11.** Number of CME events versus year during the period of 2000 to 2012.

solar cycle. For the case of SSN and XRF, some significant spots  
 22 concentrated around 128 days and lasting ~1 year was observed  
 23 (Fig. 10).  
 24

### 3.5. Comparison among the spectra

25  
 26 In general, there are differences among the WS of the three origi-  
 27 nal series as well as SMA filtered series. The WS of CME series  
 28 presents relatively narrow and middle to long duration contin-  
 29 uous bands. Also, a few spot components can be more clearly  
 30 seen at the smaller scales (60 days) of the SMA filtering. In the  
 31 case of XRF series WS, there are bands with a more irregular  
 32 pattern that tend to present relatively short duration and to be  
 33 spotty toward the smaller scales. These are the stronger signals  
 34 concentrated along two spots in the descending phase of the 23rd  
 35 solar cycle. In the SSN series WS, even shorter-duration spotty  
 36 bands dominate mainly at the maximum and beginning of the  
 37 descending phase of cycle 23. Besides, a ~1.5 year band in the  
 38 range 128–256 days shows up at the rising phase of the solar  
 39 cycle. One aspect to note regarding the WS of both the original  
 40 XRF and SSN series is that there is a gap of more than one year  
 41 between the two solar cycles, which is not defined in the WS of  
 42 the original CME series. To better analyze this result, the annual  
 43 number of CMEs during the interval under study were plotted in  
 44 Fig. 11. We observed that the annual number of CMEs follows  
 45 the solar cycle trend up to the beginning of the descending phase  
 46 of the 23rd cycle. Then, we observed two peaks with the second  
 47 peak being close to the number observed at the maximum of the  
 48 cycle. The number grows again in the rising phase of the current  
 49 cycle. The number of CMEs observed stayed at a level of 700 or  
 50 more per year even at the minimum of the last cycle when the  
 51 sunspot number remained zero for almost two years.

52 In addition, the smaller the scale of the SMA filtered sig-  
 53 nal the larger the gap observed between the shorter duration  
 54 bands. An evident separation can be seen between solar cycles  
 55 23 and 24 as identified by the XRF and SSN series. A  
 56 comparison in terms of wavelet coherence among the selected  
 57 series indicates that CME and XRF series are better related to  
 58 each other, although during short time intervals and at the nar-  
 59 row bands of middle to short timescales (8–128 days). This is  
 60 observed at the beginning of the descending phase of the last cy-  
 61 cle and rising phase of the current cycle. We observed a weaker  
 62 relationship between the CME and SSN series in comparison to

the previous case, concentrated in three spots that extend from the end of the 23rd cycle up to rising phase of present solar cycle. The three identified bands extend from 16–32 days, lasting about four months, to 128–256 days, lasting about one year.

A better coherence could be noted between XRF and SSN in the range of 32–256 days. However, the formation of a continuous band was not observed. This fact would indicate a lag between these signals, producing an intermittent intra-annual correlation band.

#### 4. Discussions and final remarks

Using CME, XRF, and SSN continuous series for the interval 2000–2012 we studied the evolution of these phenomena from the maximum phase of the 23rd solar cycle up to the maximum of the present cycle. The study was carried out using wavelet analysis whose advantages are: (1) identification of periodic and non-periodic signals; and (2) determination of when and on which band of periods the signals occur.

However, as could be seen in previous works (Choudhary et al. 2014; Lara et al. 2008), the use of wavelet analysis alone was not sufficient to establish the existence of signals that have lower values than the dominant signal (the solar cycle). In this case it was necessary to develop a new data mining process to stress the signals with a period lower than 365 days. This new methodology consisted of applying a SMA as a high-pass band filter, and therefore, it was possible to identify clearly all bands of signals. Our methodology opens a new window for the development of tools to analyze solar phenomena occurrence within the infra-annual range.

In order to determine if a signal is real or residual it was necessary to investigate the behavior of the GWS, see the small boxes at the sides of Figs. 2–7. We observed that the GWS has shown a strong tendency to weaken as the period decreases. This trend is mainly responsible for masking the less intense signals present in the series and justifies the necessity of using SMA filtering. The signals whose bands were in the region of lower than 95% confidence level (or lower than a threshold) of the GWS were considered as residual. In this way, the GWS is a powerful tool to delimit the real and residual bands.

The application of WS to the selected series permitted us to identify the signal components in those series. For the cases of the CME and XRF series, we observed few, and relatively short, time intervals without any signal. Basically, the signals are observed in the bands within the range 16–1024 days for both WS. In the case of XRF, the signals are more fragmented in time, while in case of CME they are more fragmented in bands. Also, in both cases the shorter the period of the band is, the more fragmented in time the bands are. In the case of the SSN series, signals are restricted to the band 16–256 days and concentrated at spots in the maximum and beginning of the descending phase of the last cycle. One ~2.5 year duration band in the range of 128–256 days is also observed at the rising phase of 24th solar cycle, in good accordance with the results of Choudhary et al. (2014).

Comparing the WS with SSN in the cases of CME and XRF, a gap without any significant signal in the spectrum is clearly observed in the last two, being much larger (several years) in the case of SSN. This seems to reinforce the evidence regarding the anomalous behavior of the 23rd solar cycle particularly at its descending phase (Nandy et al. 2011) suggesting that it is prematurely attained the minimum phase. This means that the last solar cycle suffered some kind of process that stopped the activity

a few years earlier than has normally been expected for a regular solar cycle. It could also suggest there is a weaker interdependence between photospheric phenomena and those observed at a higher solar atmosphere, mainly in the corona, than previously supposed. It seems that a randomness dominates the SSN occurrence during the observed gap, which emphasizes the particularity of the last solar cycle. Nevertheless, this is not the case of XRF series, a gap of 1–2 years between the two cycles under study is clearly observed in its WS. However, when the WS is applied to CME series the mentioned gap, if in existence, can hardly be seen. Yet, it is noted that the CMEs occurrence did not stop at the minimum phase of the last solar cycle when the sunspots vanished for more than two years. Here it is worth noting that we are considering just the CME events from the CDAW catalog.

In order to obtain a quantitative comparison among CME, XRF, and SSN, the wavelet coherence was considered. The analysis among the series suggests the following: (1) CME and XRF present a strong relationship although during some short intervals (four – eight months) and in a relatively narrow band. These results must be related to the cases of the most energetic CME events, which are often followed by a flare. This seems to suggest a possible common coronal origin for both phenomena at least during these short time intervals. However, the most of the time we are dealing with independent phenomena. (2) The poor or even faint relation existing between CME and SSN, and between XRF and SSN, respectively, seems to suggest a completely distinct origin for the pair of phenomena under analysis in the sense of solar activity evolution.

A delay between the SSN and flare occurrence has been found by some authors. Through the analysis of monthly sunspot numbers and X-ray flare time series from 1976 to 1999 Wheatland & Litvinenko (2001) observed an approximate six months lag in the flare numbers behind the sunspot numbers. A similar more extended analysis (1976–2008), including less energetic X-ray flares, showed that the time lag varied from nine to five months for the cycles 21 and 23 (Yan et al. 2011). Temmer (2010) attributes this kind of delay to the dynamics of the solar interior, once she noticed an association with a 22 year variation implying a direct link with the magnetic solar cycle. According to Temmer (2010), this can be indicative of a relation with either the solar dynamo or interior processes. Taking this into account, the lack of coherence between flares and SSN series found here can be associated with the delay observed for the solar cycle 23.

A similar delay of six months to one year was also observed for CME and SSN as reported by Robbrecht et al. (2009). These results confirm the lack of coherence between the series observed here, which would be attributed to the fact that CMEs can be originated for quiescent filament regions that can occur at all latitudes. During the solar maximum, however, they occur prominently at high latitudes where sunspots are not found (Gopalswamy et al. 2010).

Our analysis in a certain sense is restricted to relatively middle to small timescales. This is because of the period chosen for the analysis. Strong signals of longer periods inside the COI have been discarded. In this sense, we recommend extending this analysis to longer intervals including some more cycles so as to identify possible periodic signals of longer scales as well as their nature. Finally, to confirm these observed behaviors as characteristic of solar activity and to improve our comprehension more systematic observations of the next solar cycles must be conducted. Particularly, the origin, evolution, and consequences of the solar cycle require further investigation.

1 *Acknowledgements.* M.R.G.G. is grateful to CAPES and DAS-INPE for  
 2 support. E.S.P. would like to thank the Brazilian Agency FAPESP (grant  
 3 2012/21877-5) for support. Also, authors thank the CDAW and CUA teams for  
 4 making CME catalog data available. The CME catalog is generated and main-  
 5 tained at the CDAW Data Center by NASA and Catholic University of America  
 6 in cooperation with the Naval Research Laboratory. SOHO is a project of in-  
 7 ternational cooperation between ESA and NASA. The authors are grateful to  
 8 SOHO teams, which are responsible for keeping it in operation for so long. We  
 9 would also like to thank the referee, who gave us the opportunity to address  
 10 several issues that were initially overlooked.

## 11 References

12 Aggarwal, M., Jain, R., Mishra, A. P., et al. 2008, *J. Astrophys. Astron.*, 29, 195  
 13 Brueckner, G. E., Howard, R. A., Koomen, M. J., et al. 1995, *Sol. Phys.*, 162,  
 14 357  
 15 Choudhary, D. P., Lawrence, J. K., Norris, M., & Cadavid, A. C. 2014, *Sol. Phys.*,  
 16 289, 649  
 17 Domingo, V., Fleck, B., & Poland, A. I. 1995, *Sol. Phys.*, 162, 1  
 18 Gopalswamy, N., Akiyama, S., Yashiro, S., & Mäkelä, P. 2010, *Magnetic*  
 19 *Coupling between the Interior and Atmosphere of the Sun*, eds. S. S. Hasan,  
 20 & R. J. Rutten, *Astrophys. Space Sci. Proc.* (Heidelberg, Berlin: Springer),  
 21 289  
 22 Gosling, J. T. 1993, *J. Geophys. Res.*, 98, 18937  
 23 Grinstead, A., Moore, J. C., & Jevrejeva, S. 2004, *Nonlin. Process. Geophys.*, 11,  
 24 561  
 25 Grossmann, A., & Morlet, J. 1984, *SIAM J. Math. Anal.*, 15, 723  
 26 Hady, A. A. 2004, *Meteorol. Geophys. Fluid Dyn.*, ed. W. Schröder, 97

Harrison, R. A. 1995, *A&A*, 304, 585 27  
 Jevrejeva, S., Moore, J. C., & Grinstead, A. 2003, *J. Geophys. Res.*, 108, 4677 28  
 Kilcik, A., Yurchyshyn, V. B., Abramenko, V., et al. 2011, *ApJ*, 727, 44 29  
 Komitov, B., Sello, S., Duchlev, P., et al. 2010, submitted [[arXiv: 1011.0347](https://arxiv.org/abs/1011.0347)] 30  
 Lara, A., Borgazzi, A., Mendes, O., Jr., Rosa, R. R., & Domingues, M. O. 2008,  
 31 *Sol. Phys.*, 248, 155 32  
 Lawrence, J. K., Cadavid, A. C., & Ruzmaikin, A. A. 1995, *ApJ*, 455, 366 33  
 Le, G., & Wang, J. 2003, *Chin. J. Astron. Astrophys.*, 3, 391 34  
 Lou, Y.-Q., Wang, Y.-M., Fan, Z., Wang, S., & Wang, J. X. 2003, *MNRAS*, 345,  
 35 809 36  
 Nandy, D., Muñoz-Jaramillo, A., & Martens, P. C. H. 2011, *Nature*, 471, 80 37  
 Ochadlick, A. R., Kritikos, H. N., & Giegengack, R. 1993, *Geophys. Res. Lett.*,  
 38 1471 39  
 Oliver, R., Ballester, J. L., & Baudin, F. 1998, *Nature*, 394, 552 40  
 Parker, E. N. 1955, *ApJ*, 122, 293 41  
 Ramesh, K. B. 2010, *ApJ*, 712, L77 42  
 Robbrecht, E., Berghmans, D., & Van der Linden, R. A. M. 2009, *ApJ*, 691, 1222 43  
 Sello, S. 2000, *A&A*, 363, 311 44  
 Sello, S. 2003, *New Astron.*, 8, 105 45  
 Shanmugaraju, A., Moon, Y.-J., Cho, K.-S., et al. 2010, *ApJ*, 708, 450 46  
 Somoza, R. D., Pereira, E. S., Novo, E. M. L., & Renno, C. D. 2013, *WIT*  
 47 *Transactions on Ecology and The Environment*, 178, 1743 48  
 Temmer, M. 2010, *SOHO-23: Understanding a Peculiar Solar Minimum*, *ASP*  
 49 *Cof. Ser.*, 428, 161 50  
 Torrence, C., & Compo, G. P. 1998, *Bull. of the Amer. Met. Soc.*, 79, 61 51  
 Wheatland, M. S., & Litvinenko, Y. E. 2001, *ApJ*, 557, 332 52  
 Yan, X. L., Deng, L. H., Qu, Z. Q., & Xu, C. L. 2011, *Ap&SS*, 333, 11 53  
 Yashiro, S., Gopalswamy, N., Michalek, G., et al. 2004, *J. Geophys. Res.*, 109,  
 54 7105 55