



UNIVERSIDADE D  
COIMBRA

Ana Sofia Roriz de Vasconcelos

## DETEÇÃO AUTOMÁTICA DE FILAMENTOS

**Dissertação no âmbito do Mestrado em Astrofísica e Instrumentação para o Espaço orientada pelo Professor Doutor Nuno Vasco Munhoz Peixinho Miguel e pelo Doutor Ricardo Jorge Maranhas Gafeira e apresentada à Faculdade de Ciências e Tecnologia da Universidade de Coimbra/Departamento de Física.**

Outubro de 2020



UNIVERSIDADE D  
**COIMBRA**

Ana Sofia Roriz de Vasconcelos

## **DETEÇÃO AUTOMÁTICA DE FILAMENTOS**

**Dissertação no âmbito do Mestrado em Astrofísica e Instrumentação para o Espaço orientada pelo Professor Doutor Nuno Vasco Munhoz Peixinho Miguel e pelo Doutor Ricardo Jorge Maranhas Gafeira e apresentada à Faculdade de Ciências e Tecnologia da Universidade de Coimbra/Departamento de Física.**

Outubro de 2020

## Agradecimentos

Quero agradecer a todas as pessoas que me apoiaram neste projeto.

Um agradecimento especial aos meus orientadores, o Doutor Ricardo Gafeira e o Doutor Nuno Peixinho por todos os ensinamentos e motivação.

Ao meu namorado pelo apoio e paciência. À minha família e amigos por acreditarem em mim e me apoiarem a continuar.

A todos um muito obrigada!

## Resumo

Neste trabalho foi construído um algoritmo com a finalidade de detetar automaticamente a presença de filamentos solares nas imagens digitais do espectro-heliógrafo do Observatório Geofísico e Astronómico da Universidade de Coimbra (OGAUC). Este algoritmo permite também, de forma automática, determinar algumas propriedades morfológicas dos filamentos. Analisaram-se todas as imagens disponíveis desde 16 de setembro de 2010 até 23 de setembro de 2020. Da análise dos dados extraídos deste algoritmo foi possível calcular a data do máximo solar deste último ciclo de 11 anos, assim como notar a evidência do início de um novo ciclo. Foi analisado o comportamento da orientação dos filamentos ao longo de 10 anos e analisou-se a possibilidade de existirem posições preferenciais para a existência dos mesmos. Foi estudada a possibilidade dessas regiões variarem ao longo dos 10 anos de dados e as suas dimensões foram analisadas. No total, o algoritmo detetou 7406 filamentos.

Palavras Chave: filamentos, Sol, espectro-heliógrafo, processamento imagem, propriedades observacionais

## Abstract

The aim of this work was to develop an algorithm with the purpose of automatically detect the presence of solar filaments in the digital images of the spectro-heliograph of the Geophysical and Astronomical Observatory of the University of Coimbra (OGAUC). This algorithm also allows, automatically, to determine some morphological properties of the filaments. All available images from September 16, 2010 until September 23, 2020 were analysed. From the analysis of the data extracted from this algorithm, it was possible to calculate the date of the solar maximum of the previous 11-year cycle, as well as to note the evidence of the beginning of a new cycle. The behaviour of the filament's orientation over 10 years was analysed and the possibility of preferential positions for their existence was examined. The possibility of these regions varying over the 10 years of data was studied and dimensions of the filaments were analysed. In total, the algorithm detected 7406 filaments.

Key words: filaments, sun, spectro-heliograph, image processing, observational proprieties

# Conteúdo

<b>1</b>	<b>Introdução</b>	<b>9</b>
1.1	Introdução à Estrutura Solar e aos seus Fenómenos . . . . .	9
1.1.1	Filamentos ou proeminências solares . . . . .	14
1.2	Ciclo Solar . . . . .	19
1.3	Efeito do Escurecimento do Bordo ( <i>Limb Darkening</i> ) . . . . .	21
<b>2</b>	<b>Espectro-heliógrafo</b>	<b>24</b>
2.1	Escolha das imagens . . . . .	24
2.2	Aquisição e Processamento das imagens no Espetro-Heliógrafo . . . . .	26
<b>3</b>	<b>Método</b>	<b>30</b>
3.1	Descrição do Método . . . . .	30
3.2	Validação do Método . . . . .	42
<b>4</b>	<b>Resultados</b>	<b>47</b>
4.1	Análise do ciclo solar . . . . .	47
4.2	Análise da ocorrência de filamentos por hemisfério solar . . . . .	48
4.3	Análise da posição dos filamentos . . . . .	52
4.3.1	Análise da migração dos filamentos para o equador . . . . .	54
4.4	Análise da orientação dos filamentos . . . . .	55
4.5	Análise do comprimento, largura e área dos filamentos . . . . .	59
4.6	Análise da curvatura dos filamentos . . . . .	61
<b>5</b>	<b>Conclusões e trabalho futuro</b>	<b>63</b>
<b>6</b>	<b>Anexos</b>	<b>65</b>
6.1	Operação morfológica fecho em imagens binárias . . . . .	65
6.2	Validação do método . . . . .	68

## Lista de Figuras

1	Estrutura Solar . . . . .	10
2	Cadeia PPI: principal cadeia de reações nucleares responsável pela conversão de hidrogénio em hélio no núcleo do Sol. [4] . . . . .	10
3	Granulação observada na fotosfera resultante das células de convecção presentes na zona convectiva. . . . .	11
4	Manchas Solares . . . . .	12
5	Região Facular . . . . .	13
6	Variação da densidade e temperatura ao longo da atmosfera do sol . . . . .	14
7	À esquerda a observação de uma proeminência, à direita a observação de um filamento. . . . .	14
8	Comparação do tamanho de uma proeminência que entrou em erupção com o tamanho do planeta Terra. [10] . . . . .	15
9	Comparação da região de aparecimento de um filamento com a mesma região num magnetograma . . . . .	16
10	À esquerda, o modelo da estrutura do campo magnético, ao longo do eixo z, no interior de um filamento; À direita, o perfil da densidade para o campo representado à esquerda, a temperatura constante. [2] . . . . .	18
11	Diferentes modelos de configuração do campo magnético para a sustentação do filamento.[13] . . . . .	18
12	Esquema da chirality dos filamentos. . . . .	19
13	Registo do ciclo das Manchas em função do tempo. . . . .	19
14	Ciclo Solar . . . . .	20
15	Fluxo Meridional. . . . .	21
16	Escurecimento do bordo numa imagem solar . . . . .	21
17	Esquema da diferença de profundidade de observação no centro do disco solar para o seu bordo. . . . .	22
18	Representação de $\theta$ . . . . .	23
19	Profundidade das riscas utilizadas no OGAUC . . . . .	24
20	Exemplo de cada uma das imagens obtidas no espectro-heliógrafo do OGAUC. 25	
21	Diagrama do decaimento $H\alpha$ . . . . .	26
22	Perfil da risca espectral $H\alpha$ . [17] . . . . .	26
23	Esquema espectro-heliógrafo . . . . .	26
24	Celostato . . . . .	27
25	Exemplos de imagens que contêm artefactos obtidas pelo espectro-heliógrafo do OGAUC. . . . .	29
26	Imagem $H\alpha$ ( $\lambda = 6562.8\text{\AA}$ ) do dia 21/11/2015 . . . . .	30
27	Filtro Gaussiano . . . . .	31
28	Modelização do perfil da imagem dia 16/12/2010 através da equação equação (17) . . . . .	32
29	Análise dos perfis da imagem dia 21/11/2015 . . . . .	33
30	Imagem sintética e resultado da subtração com a imagem normalizada . . . . .	33
31	Representação da intensidade dos pixéis da imagem resultante da subtração. . . . .	34
32	Resultado do treshhold e da eliminação dos pixeis fora de 95% do raio solar . . . . .	35
33	Eliminação do ruído do tipo “sal-pimenta”. . . . .	35
34	Exemplo de filamento unido pela operação fecho . . . . .	36

35	Exemplo de imagens com nuvens analisadas sem o limite superior de área (Imagens de dia 24/01/2013 e 09/04/2014). . . . .	36
36	Eliminação de áreas . . . . .	37
37	A azul encontra-se a representação dos filamentos presentes na imagem exemplo e a laranja o ajuste de 4 <sup>o</sup> grau de cada um deles. . . . .	37
38	Exemplo do esqueleto obtido para os filamentos da imagem exemplo. . . . .	38
39	Representação de um filamento (a azul) e as respetivas retas que permitirão fazer a medida da largura. . . . .	38
40	Histograma das larguras e comprimentos obtidos quando se correu o programa sem restringir as dimensões dos filamentos. . . . .	39
41	Deteção de uma estrutura derivada a uma partícula de pó sem uma filtragem adequada no método. . . . .	39
42	Comparação de duas imagens do mesmo dia em diferentes comprimentos de onda . . . . .	40
43	Exemplo de funcionamento do programa na deteção dos eixos maior e menor de uma estrutura . . . . .	40
44	Deteção final da imagem de dia 21/11/2015 onde se pode ver o contorno de cada filamento detetado. . . . .	41
45	Figura com os esqueletos à esquerda e a mesma figura sobreposta na imagem original à direita com os esqueletos representados a vermelho. . . . .	42
46	Ajustes de primeiro grau, a vermelho, sobrepostos à imagem original. . . . .	42
47	Diferença nas imagens do mesmo dia (20/02/2012) em Meudon (à direita) e em Coimbra (à esquerda). . . . .	43
48	Diferença nas imagens do mesmo dia (27/02/11) em Meudon (à direita) e em Coimbra (à esquerda). . . . .	43
49	Exemplo de 3 imagens com boas deteções. . . . .	45
50	Exemplo de 3 imagens com más deteções. . . . .	46
51	Gráficos do número de filamentos detetados em cada imagem em função do dia juliano. À esquerda, cada ponto representa o número de filamentos detetados num dia. Na imagem à direita, cada ponto representa a média móvel de 27 pontos. As áreas representadas a vermelho no gráfico da direita mostram: 1 - o máximo de atividade solar; 2 - o “Gnevyshev gap”; 3 - o final do ciclo solar 24 e o possível início do ciclo solar 25. . . . .	47
52	Ajuste da figura 51 à esquerda a uma gaussiana para modelação do ciclo solar. . . . .	48
53	Média móvel de 27 pontos do número de filamentos por dia em cada hemisfério. . . . .	49
54	Ajuste de uma gaussiana (a vermelho) ao número de filamentos por dia em cada hemisfério (dados a preto e azul). . . . .	49
55	A preto estão representados a média móvel de 27 pontos do número de filamentos em função do dia juliano; a vermelho estão representadas as respetivas gaussianas modelizadas anteriormente. De cima para baixo as informações são referentes: ao disco solar completo, ao hemisfério norte e ao hemisfério sul. . . . .	51
56	A preto está representada a média móvel de 27 dias do número de filamentos por dia juliano; a vermelho a gaussiana que modela o número de filamentos por dia juliano; e a azul uma gaussiana resultante da soma das gaussianas que modelam o número de filamentos por hemisfério por dia juliano. . . . .	52
57	Histograma da posição x do centro dos esqueletos dos filamentos. . . . .	52

58	Modelização gaussiana (a vermelho) sobreposta ao histograma da posição y do centro dos esqueletos dos filamentos. . . . .	53
59	Representação dos valores médios obtidos para cada gaussiana e respetivos ajustes lineares para cada pico em função da CR. . . . .	54
60	Gráfico da inclinação média dos filamentos de cada imagem em função do dia juliano, à esquerda; Histograma do gráfico da inclinação média dos filamentos de cada imagem por dia juliano, à direita. . . . .	55
61	Histograma da orientação dos filamentos. . . . .	56
62	Representação da divisão do disco solar em quadrantes. [13] . . . . .	57
63	Histogramas da orientação dos filamentos para cada quadrante. . . . .	57
64	Representação da divisão do disco solar em 16 partes. [13] . . . . .	58
65	Histogramas da orientação dos filamentos para cada parte representada na figura 64. . . . .	58
66	Em cima, a contagem de filamentos por dia juliano apresentado na seção 4.1; ao centro, a representação da variação do comprimento ao longo do ciclo; e em baixo, o gráfico análogo para a largura. . . . .	59
67	Histogramas comprimento e largura dos filamentos. . . . .	60
68	Histograma da área dos filamentos. . . . .	61
69	Histograma do índice de curvatura dos filamentos. . . . .	61
70	Operação morfológica dilatação . . . . .	65
71	Exemplo prático da operação dilatação aplicada a uma imagem.[18] . . . . .	66
72	Operação morfológica erosão . . . . .	66
73	Exemplo prático da operação erosão aplicada a uma imagem. [18] . . . . .	67
74	Exemplo da operação morfológica fecho . . . . .	67

## Lista de Tabelas

1	Comparação do número de filamentos analisados visualmente com o número de filamentos analisados pelo software. . . . .	68
2	Comparação do número de filamentos detetados corretamente ou incorretamente pelo software. . . . .	69

# 1 Introdução

Os filamentos solares são estruturas mais densas e mais frias que o meio envolvente. São constituídos por material parcialmente ionizado e estão ancorados por campos magnéticos provenientes da “superfície do Sol”, que se estendem até à atmosfera solar[1]. Quando são observados no bordo solar aparecem como arcos brilhantes, aos quais se dá o nome de proeminências. Já quando são observados no interior do disco solar, observa-se a projeção destas estruturas, e estas aparecem como estruturas escuras, finas e alongadas.

Embora muitos dos mecanismos para a sua formação e evolução permaneçam desconhecidos, estes fenómenos já são conhecidos há centenas de anos graças aos eclipses solares. Há relatos de avistamentos de proeminências que remontam à idade média (por volta de 1239), quando foi mencionado um ‘burning hole’ no sol; em 1733 outra proeminência foi descrita como uma “chama vermelha”. No entanto, estes fenómenos caíram no esquecimento até que 1842 foram “redescobertos” causando uma surpresa desmesurada. À falta de explicações, houve até quem dissesse tratar-se de “montanhas no Sol”. Desde essa altura que se mantém um grande interesse nestas estruturas. Um grande marco nas observações das proeminências vem com a invenção do coronógrafo em 1930 que permitiu a sua observação mesmo sem que esteja a ocorrer um eclipse [2].

O estudo dos filamentos/proeminências é de extrema importância, pois estes podem entrar em erupção e gerar *flares* e/ou ejeções de massa coronal (CME). Caso estas tempestades venham na direção da Terra, podem comprometer o modo de vida que conhecemos. Um dos exemplos mais significativos foi a tempestade geomagnética de março de 1989, que ocorreu devido a uma erupção solar. Nesse evento, foram avistadas auroras a latitudes tão baixas quanto a Flórida e Cuba. Além disso, as correntes induzidas no solo encontraram um ponto fraco na rede elétrica do Quebec que, em menos de dois minutos, causou um apagão em toda a região. A energia só foi repostada passadas 12 horas. Durante esse tempo, foram fechadas escolas, negócios, o metro de Montreal e o aeroporto de Dorval [3]. Por este motivo, a compreensão destes eventos é de extrema importância para o *space weather*. Embora os filamentos tenham sido intensamente estudados durante décadas, devido à complexidade destes fenómenos, muitos dos seus enigmas permanecem desconhecidos [1].

O algoritmo desenvolvido neste trabalho para a deteção dos filamentos nas imagens do OGAUC funciona com base no valor da intensidade dos pixéis. Tem o intuito de testar a viabilidade de métodos simples de análise de imagens para este tipo de processamento de dados. Adicionalmente, efetua medições de propriedades morfológicas dos filamentos, tais como a área (ainda que seja uma aproximação, pois não foi feita nenhuma correção esférica), o número de filamentos por dia no disco solar e em cada hemisfério, a inclinação, comprimento, largura e posição central de cada filamento.

## 1.1 Introdução à Estrutura Solar e aos seus Fenómenos

Tal como a Terra, o Sol tem também uma estrutura diferenciada. Uma vez que observações diretas ao centro solar não são possíveis, a sua estrutura interna é inferida usando técnicas como a heliosismologia. Segundo os modelos mais aceites, a estrutura do Sol pode ser dividida em: núcleo, zona radiativa, zona convectiva, fotosfera, cromosfera e coroa solar. Esta estrutura está representada na figura 1.

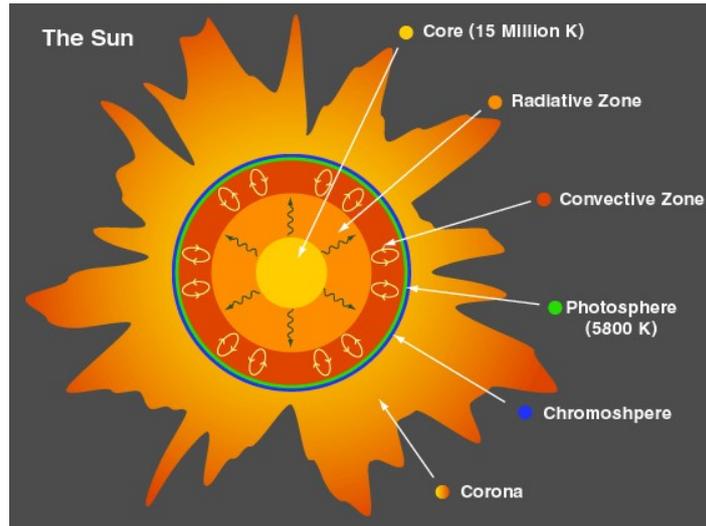
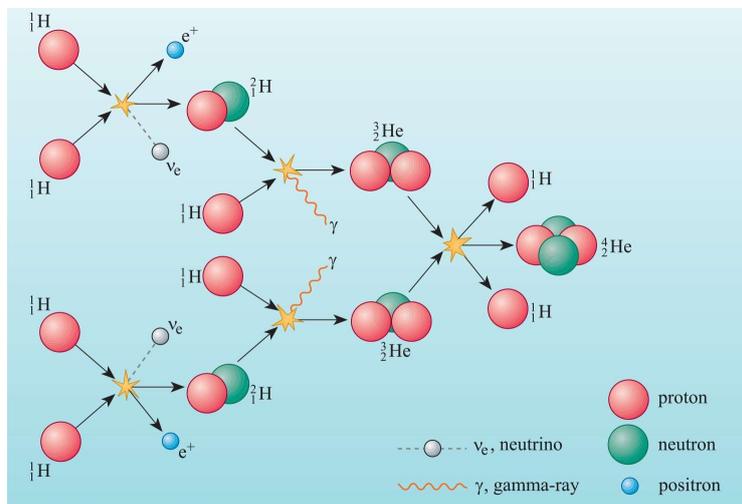


Figura 1: Esquema da estrutura Solar. (<https://www.cogitania.com/news/2018/1/15/the-suns-structure-and-nature>)

Na zona mais interna do Sol situa-se o núcleo, que ocupa cerca de 20% do seu raio. É nesta zona onde se dá toda a produção de energia solar através de reações termonucleares de fusão. A principal reação denomina-se por PPI ou cadeia prótão-prótão e encontra-se esquematizada na figura 2. Nesta reação 4 núcleos de hidrogénio produzem 1 átomo de hélio-4 emitindo durante o processo 2 positrões, 2 neutrinos e dois fótons de raios gama [ $4\text{}^1_1\text{H} \rightarrow \text{}^4_2\text{He} + 2e^+ + 2\nu_e + 2\gamma$ ].



ISS Figure 2.3 © The Open University 2015

Figura 2: Cadeia PPI: principal cadeia de reações nucleares responsável pela conversão de hidrogénio em hélio no núcleo do Sol. [4]

A zona radiativa é marcada por uma descida acentuada na densidade, pressão e temperatura do meio. Nestas condições, as reações termonucleares já não são possíveis e a energia criada no núcleo inicia a sua propagação até às camadas mais externas do Sol. Nesta zona, embora as condições já não sejam adequadas a reações nucleares, não há ainda condições para a existência de movimentos de convecção, pelo que, o transporte de energia se dá

por transporte radiativo. Devido ao livre percurso médio de um fóton nesta camada, estes podem demorar até três milhões de anos a atravessar apenas a zona radiativa, que ocupa cerca de 50% do raio solar. Nesta camada, o movimento de rotação do Sol é semelhante ao movimento de corpo rígido.

Acima da zona radiativa encontra-se a zona convectiva. Aqui, a temperatura e a densidade diminuem e, tal como o nome indica, o transporte de energia dá-se não só por transferência radiativa, mas também por convecção. O limite inferior da zona de convecção é definido pelo critério de convecção de Schwarzschild, que dita as condições para que haja transporte convectivo numa estrela. A condição de Schwarzschild aparece, muitas vezes, expressa da seguinte forma:

$$\frac{d \ln T}{d \ln P} > \left| \frac{d \ln T}{d \ln P} \right|_{ad} \quad (1)$$

onde  $T$  é a temperatura da estrela,  $P$  a pressão e  $ad$  significa processo adiabático. Reescrevendo este critério em função do raio da estrela ( $r$ ) obtém-se uma compreensão mais clara do critério [5]:

$$\frac{dT}{dr} < \left| \frac{dT}{dr} \right|_{ad} \quad (2)$$

Ou seja, de forma simples, a condição dita que, para que haja convecção, o módulo do gradiente de temperatura local tem de ser superior ao módulo do gradiente de temperatura de um processo adiabático. Esta zona ocupa cerca de 30% do raio solar e, mesmo não podendo ser observada diretamente, pode ver-se o resultado das suas células de convecção na forma de granulação (figura 3) na camada superior do Sol: a fotosfera.

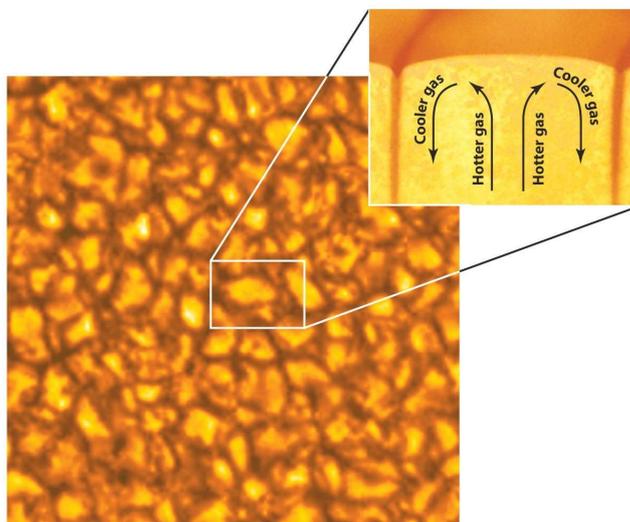


Figura 3: Granulação observada na fotosfera resultante das células de convecção presentes na zona convectiva.

No entanto, a transição entre a zona radiativa e a zona convectiva é uma transição bastante turbulenta onde existem 2 regimes de interface: o *overshot* e a *tacoclina*. No *overshot* existe um regime de semi-convecção promovido pelo efeito de Arquimedes, sendo então esta zona a primeira camada onde se verifica um regime turbulento. A *tacoclina* é imposta pelo limite onde o Sol deixa de rodar como um corpo rígido e passa a ter uma

rotação diferencial, de modo a conservar o momento angular. A partir deste limite, o Sol roda mais rapidamente no equador e mais lentamente nos polos.

A camada seguinte, a fotosfera, é considerada a primeira camada da atmosfera do Sol e, ao mesmo tempo, é considerada a sua superfície. Essa dualidade é devida ao facto de a superfície de uma estrela não ter um limiar bem definido. Na fotosfera a temperatura e densidade continuam a diminuir. Esta é uma camada de particular interesse por ser uma zona onde existe transição de regimes óticos, onde a opacidade do plasma diminui o suficiente para que alguns fotões possam escapar, permitindo assim que esta zona seja visível. É, portanto, a zona mais profunda do Sol que pode ser observada. Assim, é também o local mais profundo onde se podem encontrar fenómenos solares, tais como a, já mencionada, granulação, as manchas solares e as regiões faculares. As manchas solares caracterizam-se por serem regiões circulares e mais escuras sobre o disco solar mais brilhante. Isto porque são, de facto, mais frias que o material circundante, uma vez que se formam em zonas de campo magnético intenso que dificultam a movimentação do plasma. Por norma, estas aparecem em grupos, pois surgem em locais onde as linhas de campo emergem e submergem da fotosfera. Na figura 4 pode ver-se, em cima, a observação de uma mancha solar pelo Big Bear Solar Telescope; Em baixo, à esquerda, um esquema da configuração do campo magnético numa mancha solar e, à direita, a exemplificação do aparecimento de manchas em grupos.

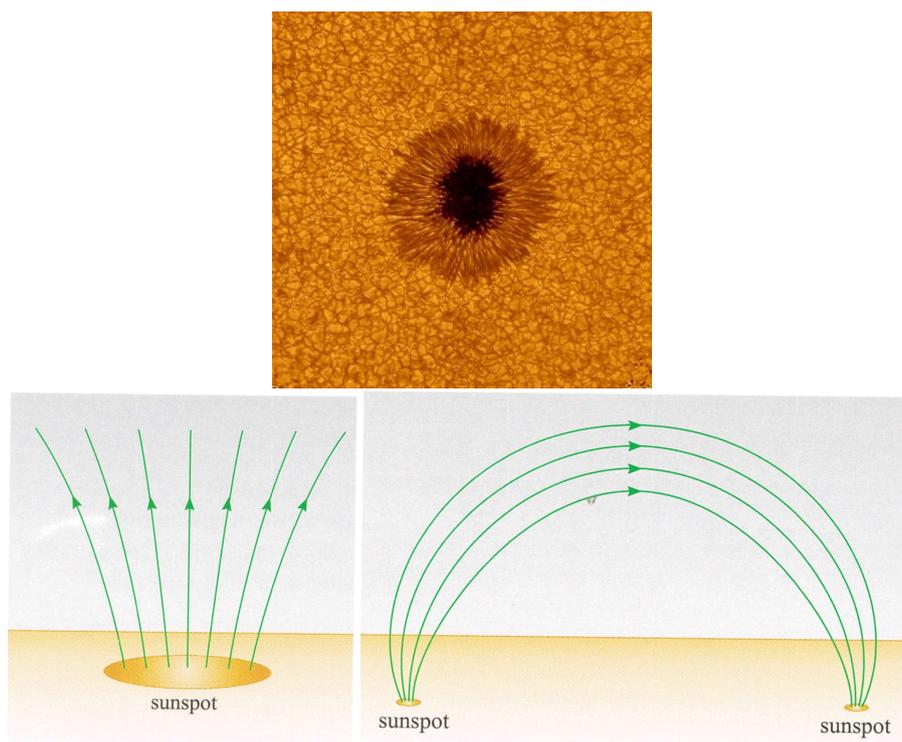


Figura 4: Em cima, a observação de uma mancha solar pelo Big Bear Solar Telescope; em baixo, à esquerda, um esquema da configuração do campo magnético numa mancha solar e, à direita, a exemplificação do aparecimento de manchas em grupos.

Observacionalmente, as regiões faculares são o oposto das manchas solares, caracterizando-se por ser regiões mais brilhantes face à região envolvente. As zonas faculares são mais brilhantes e mais quentes porque, de facto, observam-se regiões mais interiores da fotosfera e, portanto, mais quentes. Estas zonas tornam-se visíveis quando existe uma grande con-

concentração de linhas de campo a emergir/submergir da fotosfera. A densidade do plasma nas zonas de maior concentração de campo magnético irá diminuir, de forma a balancear o aumento da pressão magnética entre essa zona de concentração de linhas de campo e o meio envolvente. Tal expõe as zonas mais interiores. Na figura 5 à esquerda, pode ver-se um esquema de como se observam as regiões faculares e, à direita, uma observação ao sol feita pelo OGAUC, que contém regiões faculares.

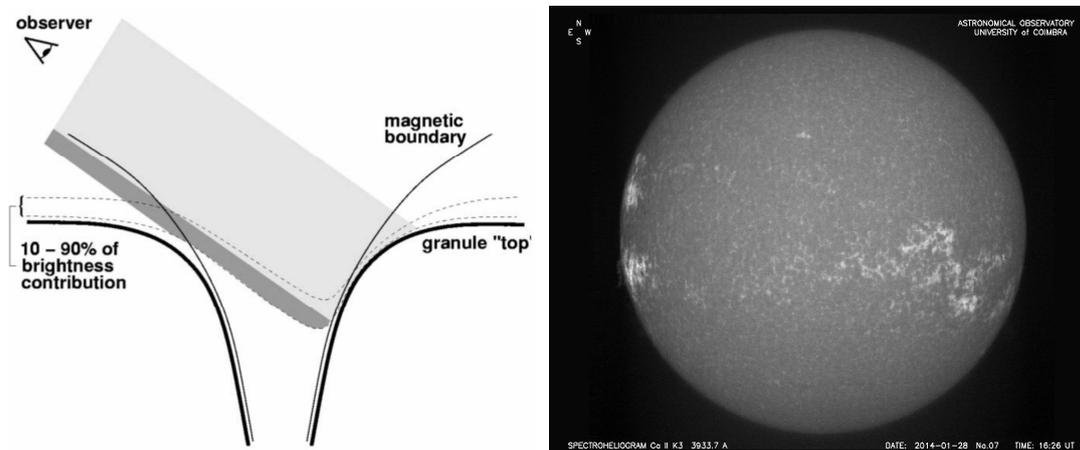


Figura 5: À esquerda um esquema de como é vista uma região facular [6], à direita uma observação do sol do OGAUC que contém regiões faculares.

Continuando a subir na atmosfera solar surge a cromosfera. Aqui, a densidade continua a diminuir. No entanto, dá-se um ligeiro aumento da temperatura. A cromosfera, por ter uma densidade muito menor que a fotosfera, terá também uma baixa emissão comparada com a mesma, pelo que só é visível “a olho nu” durante eclipses solares, onde aparece na forma de um halo vermelho brilhante devido à sua intensa emissão no  $H\alpha$ . Nesta zona encontram-se os filamentos - o alvo de estudo deste trabalho (secção 1.1.1) e as plages que são a continuação dos efeitos causados pelas zonas faculares nas camadas mais elevadas.

Por fim, a coroa solar apenas visível usando telescópios especialmente desenhados para o efeito (coronógrafo) ou durante eclipse solares onde aparece sob a forma de uma auréola esbranquiçada. Esta é a zona com menor densidade em todo o Sol, no entanto, a sua temperatura sofre um aumento de vários milhões de graus. Este aumento de temperatura não é expectável e os mecanismos para este efeito ainda não estão explicados. A teoria mais aceite pela comunidade sugere que este aquecimento possa ter origem nas ondas magnéticas e magneto-acústicas. Sabe-se que, devido à sua temperatura, a coroa solar emite principalmente na região dos Raio-X. Aqui é onde se forma o vento solar, mas também onde ocorrem alguns dos fenómenos mais perigosos para a vida na Terra: as *flares* e as ejeções de massa coronal (CME).

Na figura 6 estão esquematizadas, para uma melhor compreensão, as variações de densidade e temperatura da atmosfera solar, mencionadas ao longo desta secção.

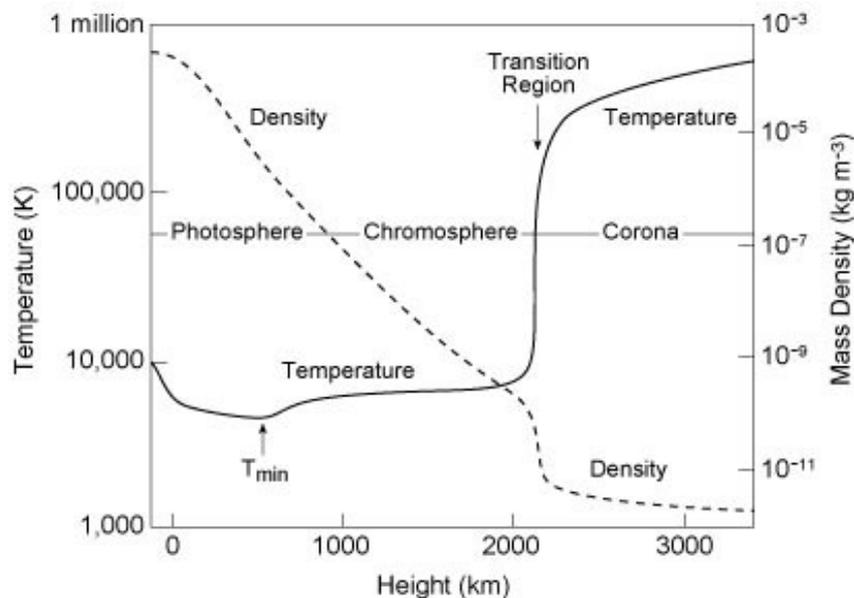


Figura 6: Variação da densidade e temperatura ao longo da atmosfera do sol. [7]

### 1.1.1 Filamentos ou proeminências solares

As proeminências/filamentos são estruturas densas e frias de plasma parcialmente ionizado suspenso na atmosfera solar por campos magnéticos em forma de arco [8]. Os filamentos e as proeminências correspondem ao mesmo fenómeno. Quando são avistados no bordo solar (como se pode ver à esquerda na figura 7) dá-se o nome de proeminência, sendo vistos como estruturas em forma de arco brilhante sobre um fundo escuro. Quando são vistos sobre o disco solar, apenas se vê a sua projecção nesse mesmo disco. Surgem então como estruturas escuras (pois absorvem a luz nas camadas mais inferiores), finas e alongadas sobre o fundo brilhante do disco solar. Tal acontece pois os filamentos contêm plasma mais denso, mas mais frio do que o material da coroa/cromosfera (figura 7, à direita).



Figura 7: À esquerda a observação de uma proeminência, à direita a observação de um filamento.

Ao longo dos anos, foram atribuídas diversas catalogações aos filamentos. Atualmente, as mais consensuais são: filamentos quiescentes e filamentos ativos. Os filamentos quies-

centes são estruturas estáveis que podem durar vários meses. Encontram-se, geralmente, a latitudes altas e existem em zonas de menor atividade solar. Podem atingir até  $10^6$  km de comprimento e, durante o seu tempo de vida, migram lentamente em direção ao polo mais próximo. Já os filamentos ativos estão associados a regiões ativas e podem estar associados a *flares*. A sua estrutura é mais dinâmica e têm tempos de vida médios que duram entre poucos minutos a algumas horas. Tanto a intensidade do campo magnético como a sua temperatura média são superiores aos dos filamentos quiescentes [2, 9]. Na figura 8 pode ver-se a comparação do tamanho de uma proeminência que entrou em erupção com o tamanho do planeta Terra.

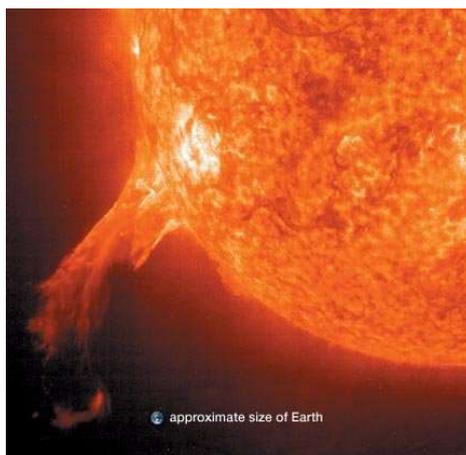


Figura 8: Comparação do tamanho de uma proeminência que entrou em erupção com o tamanho do planeta Terra. [10]

No entanto, apesar das inúmeras diferenças, os dois tipos de filamentos apenas se formam nos chamados “canais de filamentos”. Estas zonas situam-se sobre as linhas de inversão de polaridade. As linhas de inversão de polaridade ficam entre regiões de fluxo de polaridade oposta, local onde a componente radial do campo magnético muda de sinal. Estes canais são os únicos locais onde os filamentos se desenvolvem. No entanto, tal não implica que todos os canais possuam filamentos. Na figura 9 pode ver-se, à esquerda, a observação de um filamento às 02:01:37UT do dia 6 de setembro de 2001. À direita, observa-se o contorno desse filamento sobreposto ao magnetograma dessa região às 02:04:29UT do mesmo dia. As regiões a azul representam zonas de polaridade negativa, e as zonas a vermelho, regiões de polaridade positiva. Nesta imagem é evidente a formação do filamento numa zona de inversão de polaridade.

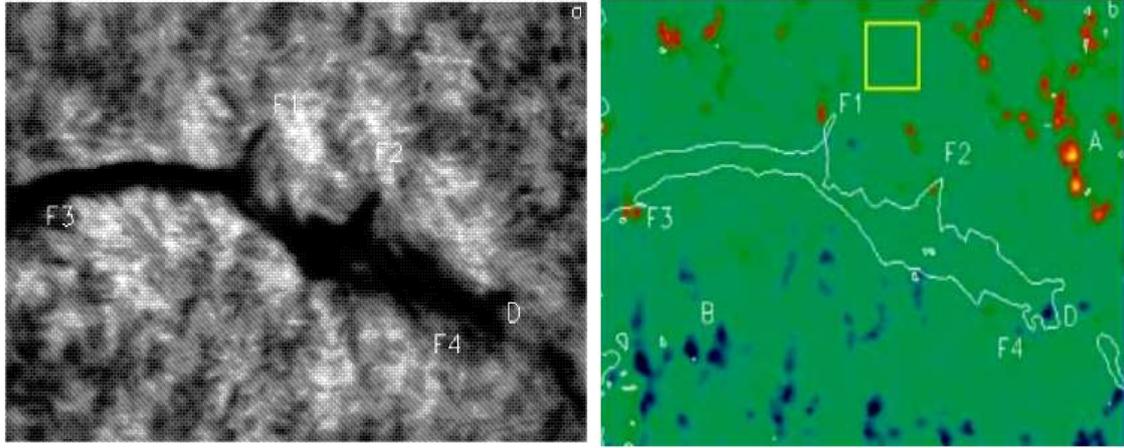


Figura 9: À esquerda, a observação de um filamento às 02:01:37UT do dia 6 de setembro de 2001. À direita, o contorno desse filamento está sobreposto ao magnetograma da mesma região às 02:04:29UT do mesmo dia. As regiões a azul representam zonas de polaridade negativa e as zonas a vermelho, as regiões de polaridade positiva. [11]

Como referido anteriormente, os filamentos são estruturas em forma de arco que se estendem desde a cromosfera até à coroa solar. Como a temperatura do filamento é menor que a do material circundante da cromosfera, o equilíbrio da pressão lateral fará com que a densidade do filamento seja cerca de cem vezes maior que a densidade da coroa solar. Para que os filamentos possam ser estruturas estáveis, tem de existir uma força magnética a sustentá-los. Essa força magnética que o sustenta, tem de estar em equilíbrio com a pressão gravítica. [16]

A condição para o equilíbrio hidrostático é dada por:

$$-\nabla p - j \times B + \rho g = 0 \quad (3)$$

como  $\mu j = \nabla \times B$  então pode reescrever-se:

$$-\nabla p + \frac{(\nabla \times B)}{\mu} \times B + \rho g = 0 \quad (4)$$

onde  $p$  é a pressão,  $B$  o campo magnético,  $\rho$  a densidade,  $g$  a aceleração gravítica e  $\mu$  a permeabilidade magnética.

Existem vários modelos para explicar a sustentação das proeminências, desde modelos que tentam explicar o suporte do campo magnético, negligenciando, para isso, o balanço de energia (Bhatnagar et al., (1951); Dungey, (1953); Kippenhahn and Schlüter, (1957); Brown, (1958)) até aos modelos que tentam resolver o balanço de energia, negligenciando o suporte, por forma a entender o seu processo de formação (Orrall and Zirker, (1961); Kuperus and Raadu, (1974); Priest and Smith, (1979)). Há também modelos, como os de Low (1975) and Lerche e Low (1977), onde a equação magnetostática do modelo de Kippenhahn-Schlüter é resolvida com uma equação de energia na qual a condução térmica é contrabalançada por um termo simplificado de perda de calor proporcional à densidade. Além destes, Milne et al. (1979) estendeu este trabalho usando uma equação de energia que envolve condução térmica, radiação e aquecimento mecânico, assumindo como condição fronteira os valores coronais. Na maioria destes modelos, é utilizada a configuração magnética do modelo de Kippenhahn-Schlüter (1D). Por este motivo, este será o modelo utilizado nesta secção [2, 8, 12].

Neste modelo, o filamento é representado como uma camada de plasma fina e isotérmica suspensa no campo magnético. A temperatura é constante ( $T_0$ ), e como a sua largura é muito menor que a sua altura e comprimento, apenas são consideradas as variações na componente horizontal do plasma do filamento. Assim,

$$B = (B_{x0}, B_{y0}, B_z(x)) \quad p = p(x) \quad \rho = \rho(x)$$

onde  $B_{x0}$  e  $B_{y0}$  são constantes.

Resolvendo a equação (4) para estas condições, o balanço entre as forças horizontal e vertical é dado por:

$$\frac{dp}{dx} = -\frac{1}{\mu} B_z \frac{dB_z}{dx} \quad (5)$$

$$\rho g = \frac{1}{\mu} B_{0x} \frac{dB_z}{dx} \quad (6)$$

Como a temperatura é constante, pode definir-se a pressão como  $p = \rho RT$  e reescrever a última equação:

$$\frac{B_{0x}}{\mu} \frac{dB_z}{dx} = \frac{p}{\Lambda} \quad (7)$$

onde  $\Lambda = \frac{K_B T_0}{mg}$  é a “pressure scale heigh”. Resolvendo a equação (6) obtém-se:

$$p + \frac{B_z^2}{2\mu} = \text{constante} \quad (8)$$

Para determinar o valor desta constante, aplicam-se as condições fronteira onde, à medida que a distância à proeminência aumenta, a pressão e densidade tendem para zero e  $B_z$  tende para um valor constante  $B_{z0}$ . Desta forma,

$$p = \frac{B_{z0}^2 - B_z^2}{2\mu} \quad (9)$$

Substituindo equação (9) na equação (7) obtém-se:

$$\frac{B_{0x}}{\mu} \frac{dB_z}{dx} = \frac{B_{z0}^2 - B_z^2}{2\mu\Lambda} \quad (10)$$

Integrando equação (10) em ordem a x:

$$B_z = B_{z0} \tanh\left(\frac{B_{z0}}{2B_{x0}} \frac{x}{\Lambda}\right) \quad (11)$$

e a pressão é dada por:

$$p = \frac{B_{z0}^2}{2\mu} \text{sech}^2\left(\frac{B_{z0}}{2B_{x0}} \frac{x}{\Lambda}\right) \quad (12)$$

Novamente, como a temperatura é constante, pode aproximar-se a um gás ideal e a densidade toma a forma:

$$\rho = \frac{1}{RT_0} \frac{B_{z0}^2}{2\mu} \text{sech}^2\left(\frac{B_{z0}}{2B_{x0}} \frac{x}{\Lambda}\right) \quad (13)$$

Os perfis de  $B_z$  e da densidade podem ser vistos na figura 10 ao longo do eixo x.

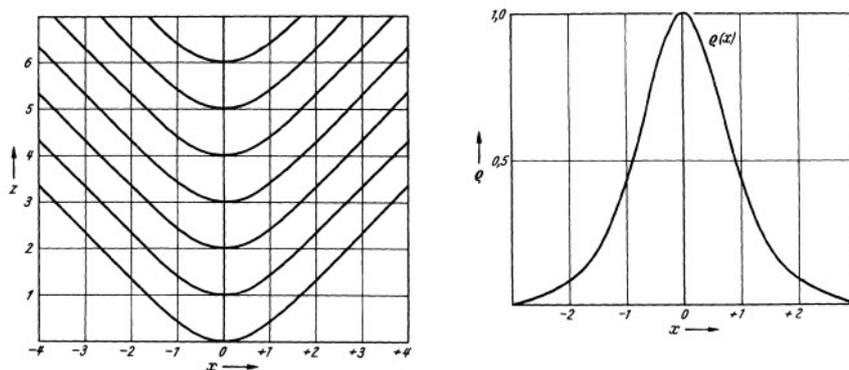


Figura 10: À esquerda, o modelo da estrutura do campo magnético, ao longo do eixo  $z$ , no interior de um filamento; À direita, o perfil da densidade para o campo representado à esquerda, a temperatura constante. [2]

A figura 11 ilustra dois modelos com diferentes configurações do campo magnético com polaridade oposta. À direita, o modelo descrito nesta secção (Kippenhahn and Schlüter, 1957) e à esquerda o modelo de Kuperus Raadu, (1974). Os modelos do género Kippenhahn-Schlüter são considerados de polaridade normal (tipo N) onde o campo magnético emerge da superfície solar de um lado da proeminência, penetra o plasma e volta a imergir do outro lado. O modelo de Kuperus Raadu apresenta polaridade inversa (tipo I). [2, 13]

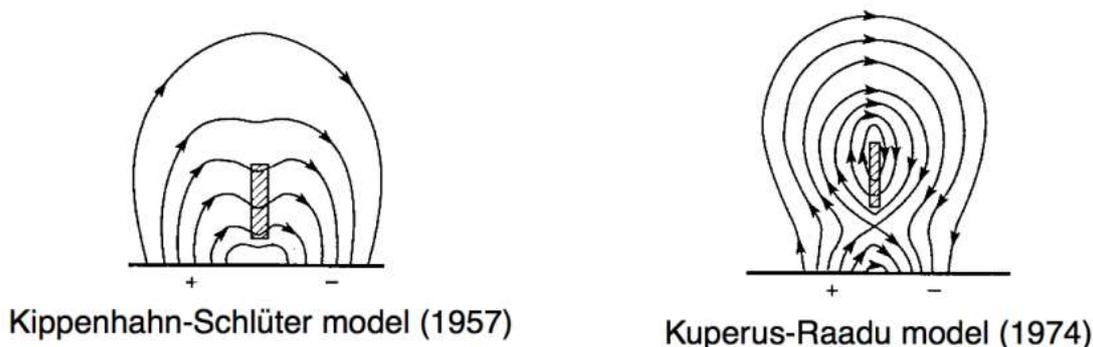


Figura 11: Diferentes modelos de configuração do campo magnético para a sustentação do filamento.[13]

Uma característica importante dos filamentos é a sua “*chirality*”. Esta definição relaciona a orientação do campo magnético dentro do filamento com o campo magnético do meio envolvente. Os filamentos podem ser dextros (dominantes no hemisfério norte) ou sinistros (dominantes no hemisfério sul). Um filamento é considerado dextro se a direção do seu campo magnético ao longo do seu eixo horizontal for direcionado para a direita quando visto do lado da polaridade positiva e sinistro quando for direcionado para a esquerda, tal como se pode ver na figura 12.[14, 13]

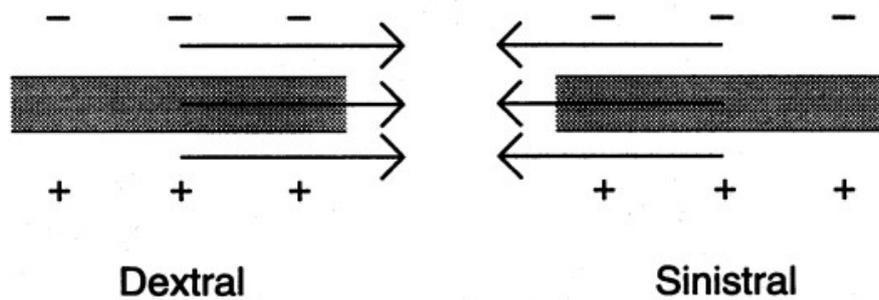


Figura 12: Esquema da chirality dos filamentos. O filamento está representado a sombreado e, as setas, indicam a direção do campo magnético. (Adaptado de [14])

## 1.2 Ciclo Solar

Uma vez apresentada a estrutura do Sol e mencionados alguns dos seus fenómenos, é importante perceber a frequência dos mesmos.

Historicamente, o ciclo solar foi descoberto em 1843 por Samuel Heinrich Schwabe [10]. A partir de observações com centenas de anos foi possível notar-se uma coerência de 11 anos, com o qual a frequência de manchas solares observadas se regia. Isto é, no início do ciclo quase não se observam manchas. A meio (passados 5,5 anos) observa-se um máximo na quantidade de manchas solares. Passados outros 5,5 anos (11 anos depois do início do ciclo) o Sol encontra-se novamente sem manchas solares. Na figura 13 encontra-se o registo da contagem do número manchas desde 1900 até 1999. Rudolf Wolf compilou e estudou essas e outras observações, reconstruindo o ciclo até 1745. Eventualmente, os resultados obtidos conduziram essas reconstruções às primeiras observações de manchas solares realizadas por Galileu e seus contemporâneos no início do século XVII. Concebeu-se o esquema de numeração de Wolf em que, tradicionalmente, o ciclo de 1755–1766 é numerado como “1”. Neste trabalho será estudada grande parte do ciclo 24, assim como o início do ciclo 25, onde o Sol se encontra presentemente.

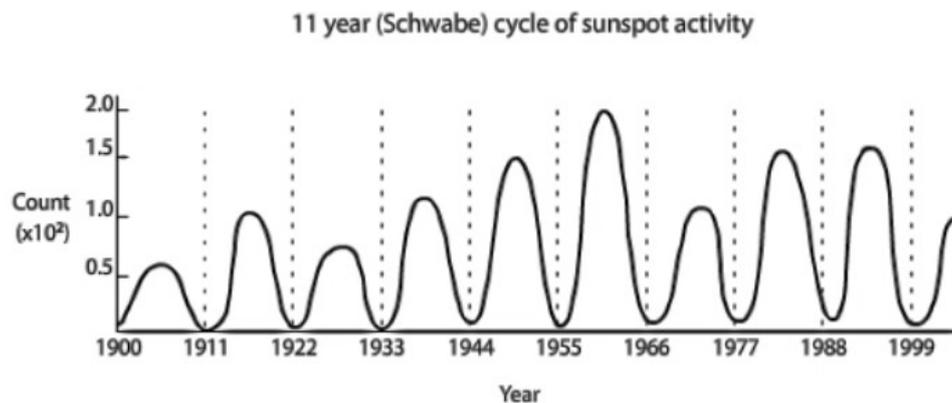


Figura 13: Registo do ciclo das Manchas em função do tempo.

Posteriormente, descobriu-se que o ciclo de atividade solar estava relacionado, não só as manchas solares, mas sim com muitos dos fenómenos solares.

Uma das teorias mais aceites atualmente para explicar o funcionamento do ciclo solar está esquematizada na figura 14.

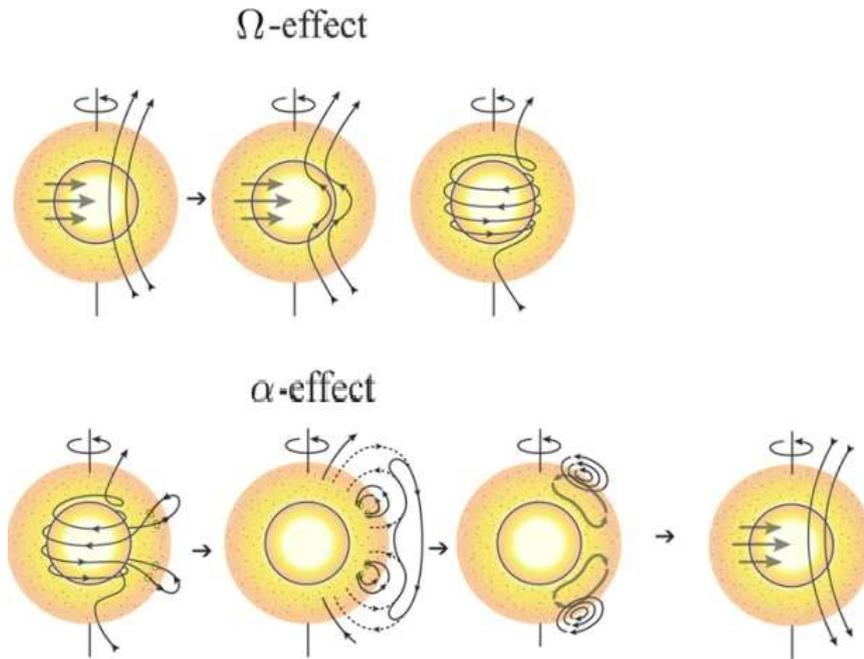


Figura 14: Esquema da evolução do ciclo Solar.[15]

No início do ciclo, a nossa estrela possui um campo magnético poloidal (primeiro painel da figura 14). Como o Sol é constituído por plasma, à medida que o tempo passa, o plasma e o campo magnético interagem entre si. Nas condições existentes nas regiões mais profundas da zona convectiva, essa interação pode ser descrita pelo chamado fluxo congelado. Isto é, o campo magnético fica preso no fluido com alta condutividade e tem de se mover com o mesmo. Desta forma, a rotação diferencial do Sol causará uma deformação das linhas de campo magnético, inicialmente poloidal (segundo painel da linha superior da figura 14). Com o avançar dos anos, as linhas de campo ficam tão deformadas que o campo magnético poloidal inicial dá lugar a um campo magnético toroidal (terceiro painel da linha superior da figura 14). Este processo denomina-se por efeito  $\Omega$ .

Esta interação do campo magnético com o plasma induz uma intensificação local do campo magnético, aumentando localmente a pressão magnética. Para manter o equilíbrio de pressão entre as zonas onde o campo magnético foi intensificado e a fronteira, a densidade local do plasma diminui, obrigando as linhas de campo a emergir da fotosfera (primeiro painel da linha inferior da figura 14).

Contrário ao efeito  $\Omega$ , existe o efeito  $\alpha$ , onde se assiste à transição de um campo magnético toroidal para um campo magnético poloidal novamente. Este efeito ocorre na emergência das linhas de campo magnético ao longo da zona convectiva e tem origem nos regimes turbulentos a que as linhas de campo estão sujeitas ao longo desta zona (painéis um e dois linha inferior da figura 14). No segundo painel da linha inferior da figura 14, é visível a fusão de algumas linhas de campo nas zonas superiores da atmosfera solar. Também na zona convectiva, existe o chamado fluxo meridional. Este trata-se do movimento convectivo do plasma que vai desde o equador até aos polos (figura 15). À medida que este fluxo se desloca, transporta consigo algumas linhas de campo que estavam emergidas (terceiro painel da linha inferior da figura 14). No final do ciclo de 11 anos, com o auxílio do fluxo meridional e depois de algumas reconexões entre linhas de polaridade oposta, o campo magnético

torna-se novamente poloidal (último painel da linha inferior da figura 14). Apenas difere do campo magnético inicial no sentido das linhas de campo. Isto é, os polos são invertidos comparativamente ao início do ciclo. Por este motivo, o ciclo solar é de 22 anos e não 11 anos.

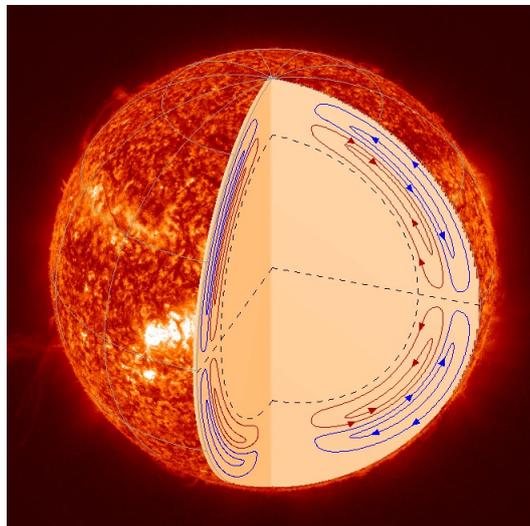


Figura 15: Fluxo Meridional.

### 1.3 Efeito do Escurecimento do Bordo (*Limb Darkening*)

O escurecimento do bordo é um fenómeno observacional conhecido, não só no Sol, mas também noutras estrelas. É o resultado de uma diminuição da luminosidade à medida que a linha de visão se afasta do centro para o bordo do disco solar. Uma observação deste efeito encontra-se na figura 16.

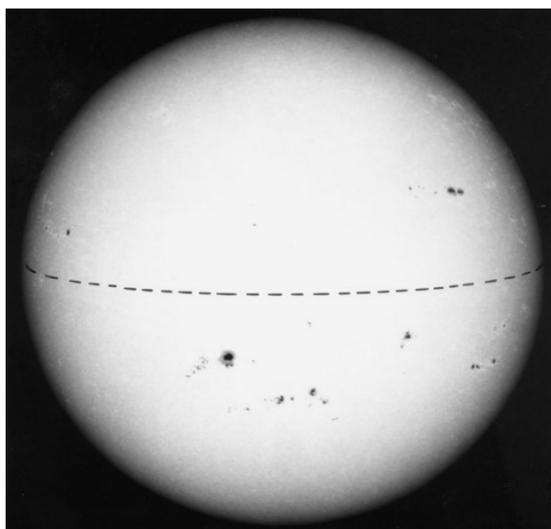


Figura 16: Observação do escurecimento do bordo numa imagem solar. [16]

Este efeito depende do ponto de vista do observador, já que, quando se olha para o Sol apenas se consegue ver sobre a mesma espessura ótica ( $\tau$ ). Esta depende da distância ao centro ( $r$ ), do coeficiente de absorção ( $k_\lambda$ ) e densidade ( $\rho$ ) do meio:

$$d\tau = k_\lambda \rho dr \quad (14)$$

Quando o observador se encontra a olhar sobre o centro do disco solar, os fótons têm uma altura de atmosfera ( $r$ ) menor para percorrer. Assim consegue observar-se regiões mais profundas do Sol. Já no limite do bordo solar, o observador apenas vai conseguir ver sobre as suas camadas mais externas. Ou seja, vê-se uma região mais elevada da atmosfera solar com uma temperatura inferior e, por isso, irá parecer menos brilhante nesse comprimento de onda em particular.

Tal situação está esquematizada na figura 17

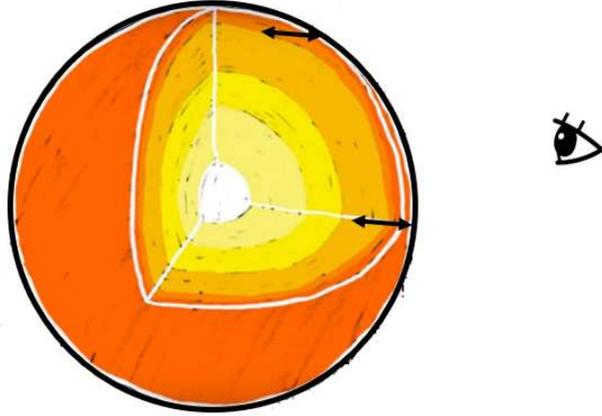


Figura 17: Esquema da diferença de profundidade de observação no centro do disco solar para o seu bordo.

Este efeito é bem conhecido, o que permitirá que seja posteriormente corrigido nos dados. A função que modela o escurecimento do bordo é dada pela expressão 15.

$$I(\theta) = I(0) [1 - u_2 - \nu_2 + u_2 \cos(\theta) + \nu_2 \cos^2(\theta)] \quad (15)$$

com  $0 \leq \theta \leq \frac{\pi}{2}$  a representar o ângulo entre o raio de referência no centro do disco e o raio solar do ponto de vista do observador (figura 18),  $I(\theta)$  representa a luminosidade num raio correspondente ao ângulo  $\theta$  e  $I(0)$  representa a luminosidade no centro do disco solar na imagem. Os parâmetros  $u$  e  $v$  são ajustáveis e dão a correção para cada imagem. O termo  $[1 - u_2 - \nu_2 + u_2 \cos(\theta) + \nu_2 \cos^2(\theta)] \in [0, 1[$ .

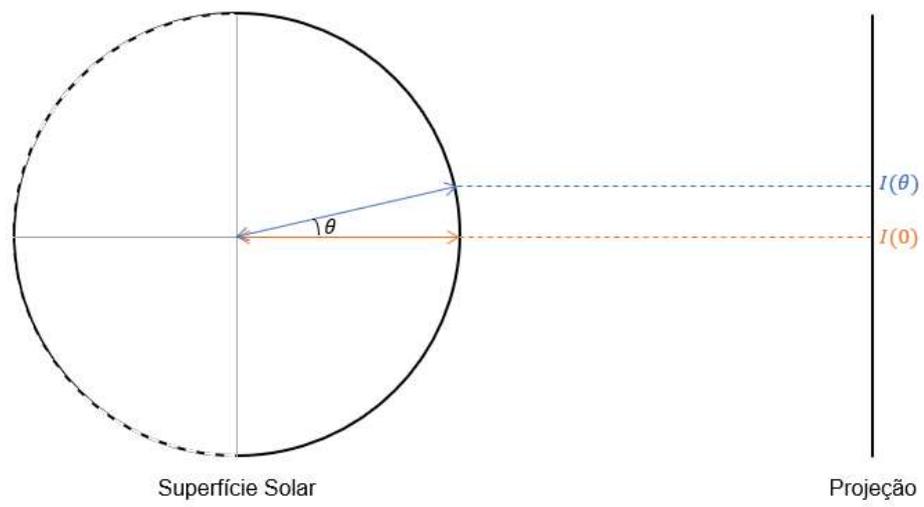


Figura 18: Representação de  $\theta$ .

## 2 Espectro-heliógrafo

As imagens utilizadas neste estudo são provenientes do espectro-heliógrafo do Observatório Geofísico e Astronómico da Universidade de Coimbra (OGAUC). Este é um instrumento quase centenário, pelo que possui um vasto espólio de imagens.

O espectro-heliógrafo é um instrumento que capta intensiogramas do Sol diariamente desde 1926. Quando a sua rotina de observações começou, a 1 de janeiro de 1926, apenas fazia observações na risca K do cálcio ionizado Ca II, mais concretamente, na banda do  $K_3$  (3933.7 Å). Posteriormente foram adicionados novos dados obtidos em diferentes comprimentos de onda, nomeadamente a banda  $Ca II_{K_{1v}}$  (3932.3 Å), em 1973, e a risca de  $H\alpha$  (6562.8Å), em 1989. Finalmente em 2009 foi adicionado o  $H\alpha$  contínuo (6558.8Å) e o cálculo do Dopplergrama em  $H\alpha$  (6562.8Å).

### 2.1 Escolha das imagens

Cada uma das imagens obtidas no espectro-heliógrafo irá revelar aspetos diferentes do Sol, uma vez que, cada risca é sensível a uma altura diferente da atmosfera solar. Tal pode observar-se na figura 19. Neste trabalho, apenas vão ser utilizadas as imagens obtidas no centro da linha espectral  $H\alpha$ , mais concretamente no comprimento de onda 6562.8Å.

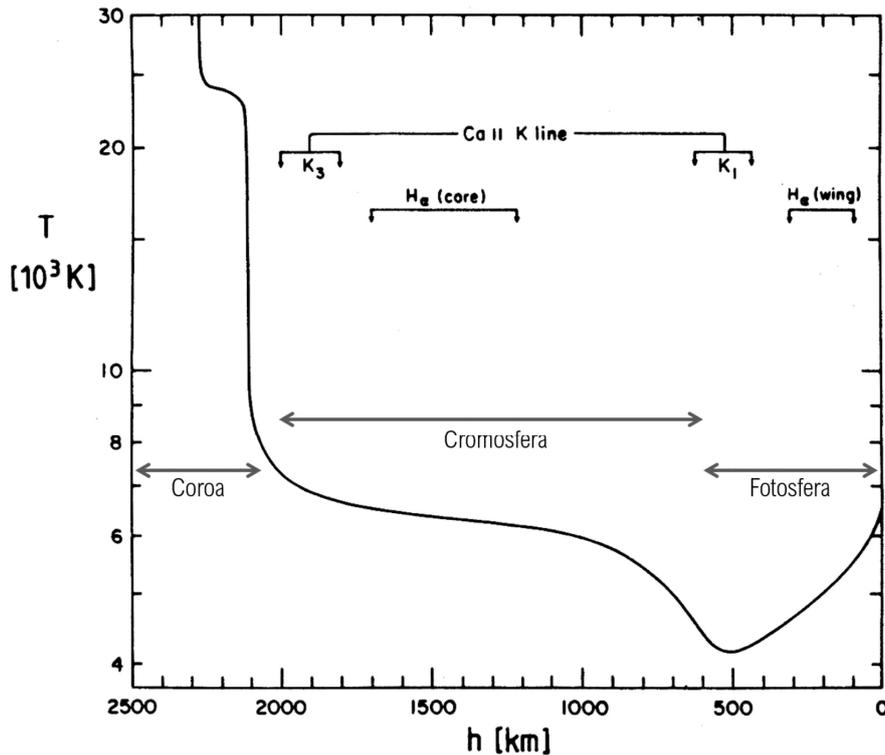


Figura 19: Temperatura em função da profundidade na atmosfera solar e a profundidade aproximada de onde as linhas utilizadas para fazer observações no OGAUC se originam. (adaptado de [16])

Tal como se pode verificar na figura 19, nos dados obtidos nas bandas  $K_{1v}$  e na “asa” do  $H\alpha$  observa-se a fotosfera, já as imagens  $K_3$  e no centro do  $H\alpha$  mostram a cromosfera solar. Na figura 20 podem ver-se todas essas imagens do dia 17/08/2012.

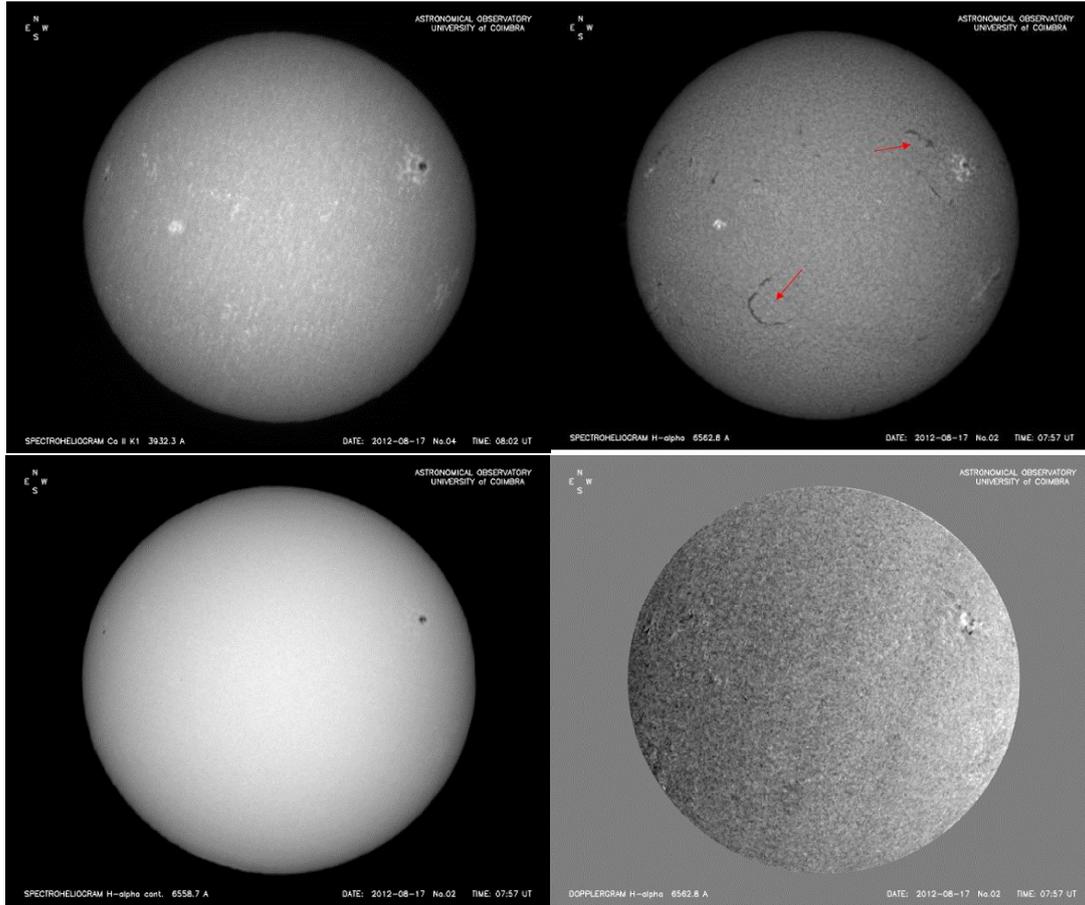


Figura 20: Exemplo de cada uma das imagens obtidas no espectro-heliógrafo do OGAUC.

De entre estes quatro tipos de imagens, o alvo deste estudo serão as imagens no  $H\alpha$  ( $6562.8\text{\AA}$ ). Nelas é possível ver a cromosfera e os filamentos solares. Os filamentos, tal como referido anteriormente, são as estruturas que aparecem na forma de estruturas escuras, finas e alongadas sobre o disco solar brilhante e estão apontados com setas a vermelho na figura 20.

A linha espectral  $H\alpha$  é uma linha do elemento hidrogénio e pertence à série de Balmer. Ocorre quando um eletrão decai do nível de energia  $n = 3$  para o nível de energia  $n = 2$  deste elemento, tal como se pode ver na figura 21. O intensiograma é obtido no espectro-heliógrafo, no comprimento de onda  $\lambda = 6562\text{\AA}$ . Corresponde ao espectro visível, aproximadamente à cor vermelha. O perfil da linha espectral pode ser visto na figura 22, bem como a indicação do comprimento de onda utilizado para captar a imagem.

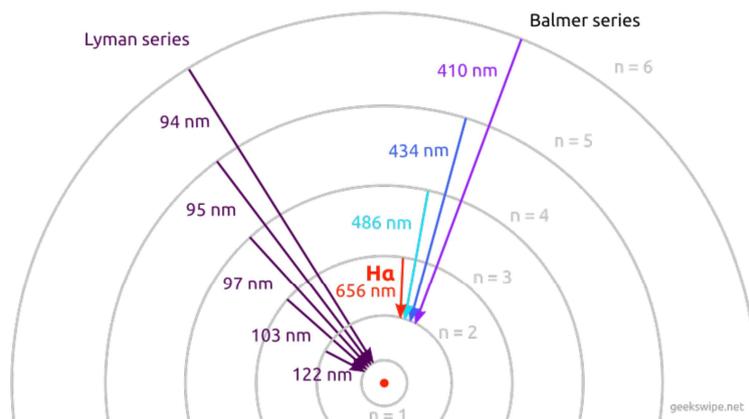


Figura 21: Diagrama do decaimento  $H\alpha$ .

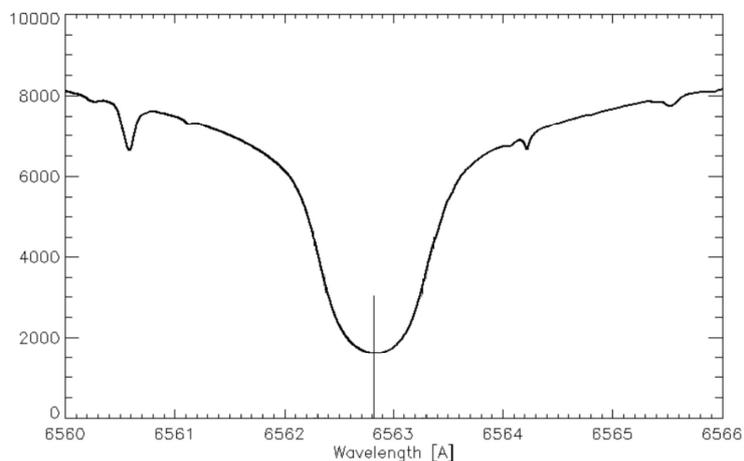


Figura 22: Perfil da risca espectral  $H\alpha$ . [17]

## 2.2 Aquisição e Processamento das imagens no Espetro-Heliógrafo

A estrutura do espectro-heliógrafo está representada na figura 23.

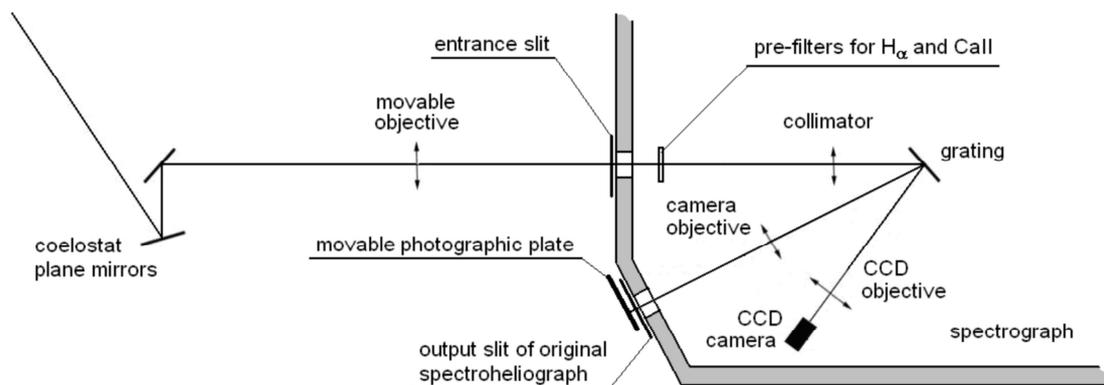


Figura 23: Esquema espectro-heliógrafo. [17]

Todas as componentes encontram-se dentro de uma sala escura, à exceção do celóstato ( figura 24) que fica dentro de uma cúpula e tem a função de direcionar a luz do Sol para dentro da sala. Para realizar uma observação, o primeiro passo é então abrir a cúpula que protege o celóstato e posicionar corretamente os dois espelhos (primário e secundário) que o compõe. Estes espelhos são compostos por Zerodur, um material com baixo coeficiente de expansão térmica, para impedir a introdução de erros nas imagens.

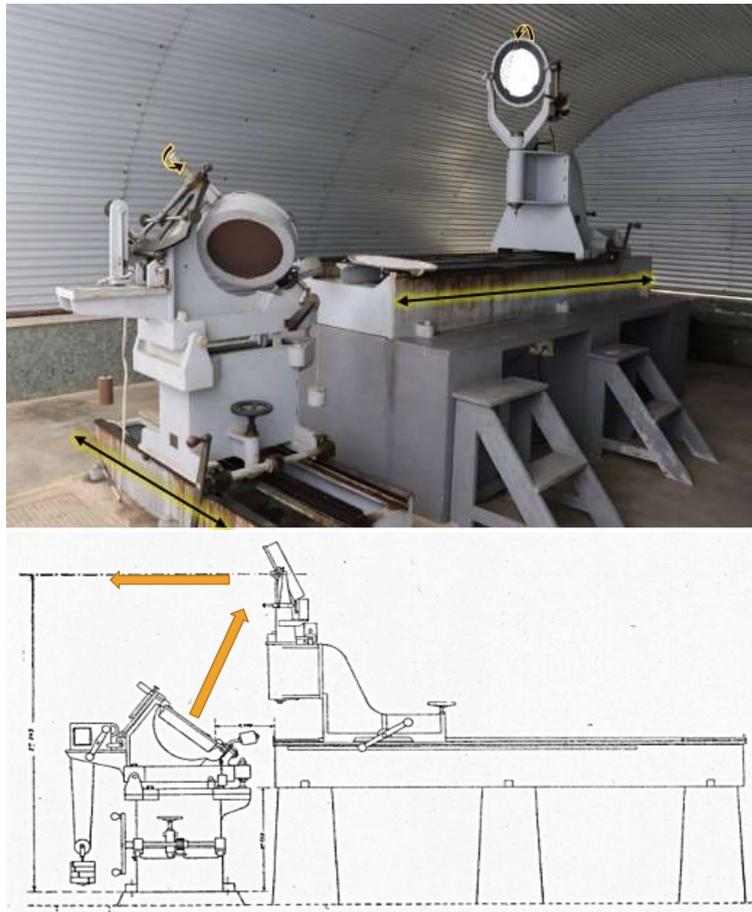


Figura 24: Em cima, à esquerda o espelho primário que tem a função de refletir a luz para o espelho secundário (à direita) para que o feixe entre na sala e seja possível realizar a observação do Sol; em baixo, um esquema do celóstato com o percurso óptico dos raios solares.

O espelho primário é o primeiro espelho a refletir a luz solar. O seu suporte move-se perpendicularmente ao eixo ótico para que se possa tirar a imagem a qualquer hora do dia. O próprio espelho move-se também em torno do seu eixo de simetria de modo a que se possa ajustar a reflexão do sol exatamente para o espelho secundário. Já o suporte do espelho secundário move-se ao longo do eixo ótico, aproximando-se e afastando-se do espelho primário. O espelho move-se em torno do seu eixo horizontal, de modo a refletir o sol na direção da lente convergente. Assim que os espelhos estejam corretamente posicionados, é ligado um sistema automático que realiza o seguimento do Sol.

A lente convergente é a interface entre o exterior e o interior do edifício. Tem 250 mm de diâmetro e distância focal de 4060 mm. O suporte desta lente move-se no seu eixo horizontal, perpendicularmente ao eixo ótico do instrumento. Assim, à medida que a lente

se vai movendo, o disco solar é projetado para uma fenda. Após a fenda, o feixe passa pelo respectivo filtro (consoante a imagem a ser tirada) e por um colimador, até chegar a uma rede de difração. Da rede de difração passa à câmara CCD, que se encontra no final do percurso ótico. A câmara CCD vai então registando o espectro para cada banda específica do disco solar que passou pela fenda. Estes dados serão combinados para produzir os intensiogramas do disco solar.

A partir deste ponto, a imagem digital do Sol passa pelo software próprio do espectro-heliógrafo para sofrer algumas correções necessárias, tais como a deformação do disco, o *dark current* e *flat field*. É também importante referir que a imagem é tirada automaticamente com a câmara CCD apenas desde 2007, quando o espectro-heliógrafo sofreu uma atualização e passou a registar os filtergramas numa câmara CCD-1300LN do VDS Vosskuehler GmbH, em vez de registar em emulsão fotográfica como fazia até então. Também é importante mencionar que esta capacidade de registar em emulsão fotográfica foi conservada.

O software guarda as imagens monocromáticas em dois formatos: JPEG e FITS. O formato JPEG é guardado em 8bits. Já o formato FITS é guardado em 12 bits e vem acompanhado por um *header* que contém informações relevantes tal como a data e hora a que a imagem foi tirada, a posição do centro do sol em cada um dos eixos, etc. Razões pelas quais, neste trabalho, foram utilizadas as imagens em formato FITS.

No entanto, mesmo apesar dessas correções, nem todas as imagens estão isentas de artefactos. Na figura 25 estão três exemplos disso mesmo. À esquerda, uma imagem que foi perturbada pela passagem de nuvens no momento da sua aquisição e as nuvens ficaram registadas na imagem na forma de riscas escuras no disco solar. À direita, uma imagem onde o fundo não ficou homogéneo e com o disco solar demasiado claro, provavelmente também devido à passagem de nuvens. Em baixo, uma imagem onde se vê uma linha escura a atravessar toda a imagem, resultado certamente de uma partícula de pó na fenda do espectro-heliógrafo no momento da aquisição desta imagem.

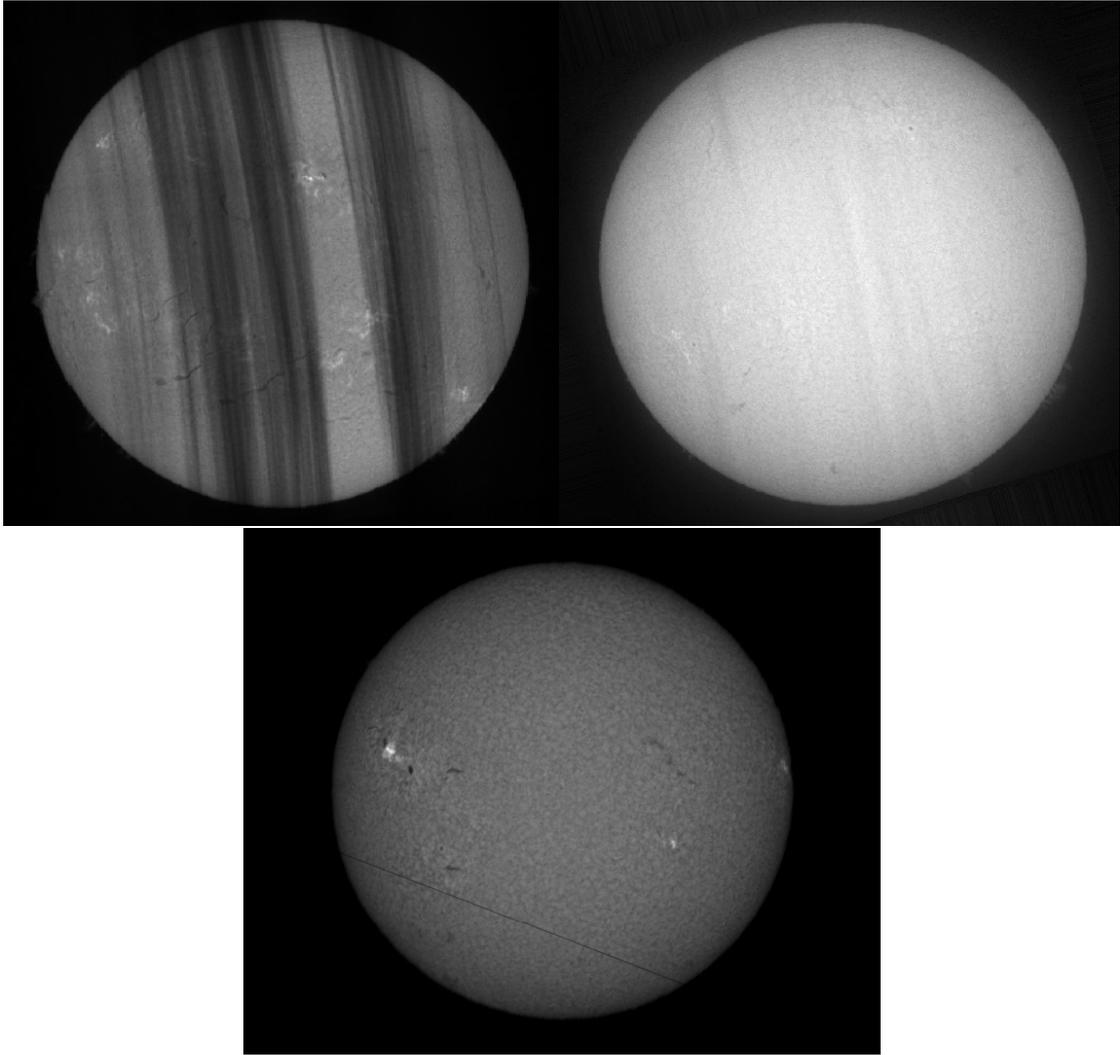


Figura 25: Exemplos de imagens que contêm artefactos obtidas pelo espectro-heliógrafo do OGAUC.

## 3 Método

### 3.1 Descrição do Método

O algoritmo aqui apresentado foi desenvolvido em software Matlab e tem o objetivo de detetar filamentos presentes nas imagens obtidas no centro da linha espectral  $H\alpha$  ( $\lambda = 6562.8\text{\AA}$ ). Este algoritmo foi otimizado e utilizado nas imagens do espectro-heliógrafo do OGAUC desde o dia 16/09/2010 até 23/09/2020.

Daqui em diante, caso não seja dito nada em contrário, a imagem utilizada como exemplo para descrever o método será a imagem de dia 21/11/2015 (figura 26).

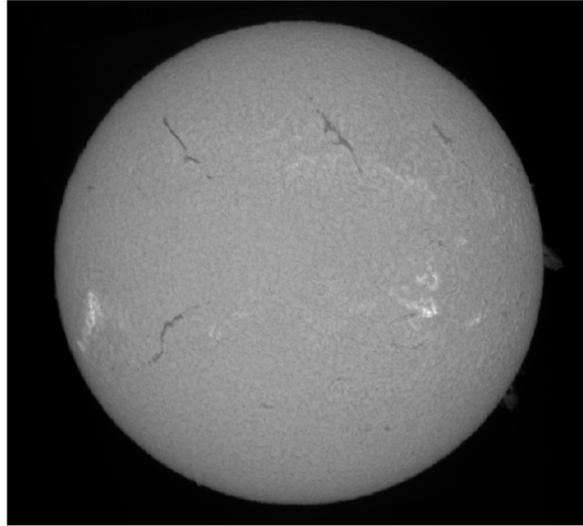


Figura 26: Imagem  $H\alpha$  ( $\lambda = 6562.8\text{\AA}$ ) do dia 21/11/2015 obtida pelo espectro-heliógrafo do OGAUC.

O tratamento das imagens começa com a normalização dos valores digitais dos pixéis. Para tal, é calculada a média das intensidades dos pixéis que se encontrem contidos num círculo com centro no centro do disco solar e raio de 20 pixéis. Posteriormente, dividem-se todos os pontos da imagem por esta média, obtendo-se assim a imagem normalizada. Quando comparado com diferentes valores, o raio de 20 pixéis revelou ser o mais adequado, uma vez que não é demasiado grande para ser afetado por fenómenos solares, nem é demasiado pequeno pelo que consegue atenuar efeitos do ruído na determinação da média.

À imagem normalizada foi aplicado um filtro gaussiano com o intuito de atenuar ligeiramente o ruído. O filtro deixará a imagem mais esbatida quanto maior for o desvio padrão escolhido. Na figura 27 (c) pode ver-se a forma como o desvio padrão, representado por  $D_0$ , afeta a forma do filtro. Em (a) está representado, em perspetiva, um filtro gaussiano e em (b) esse filtro convertido em imagem. Como neste trabalho apenas se pretendia uma pequena suavização da imagem sem perda de contornos, o desvio padrão escolhido foi de 1.5 pixéis.

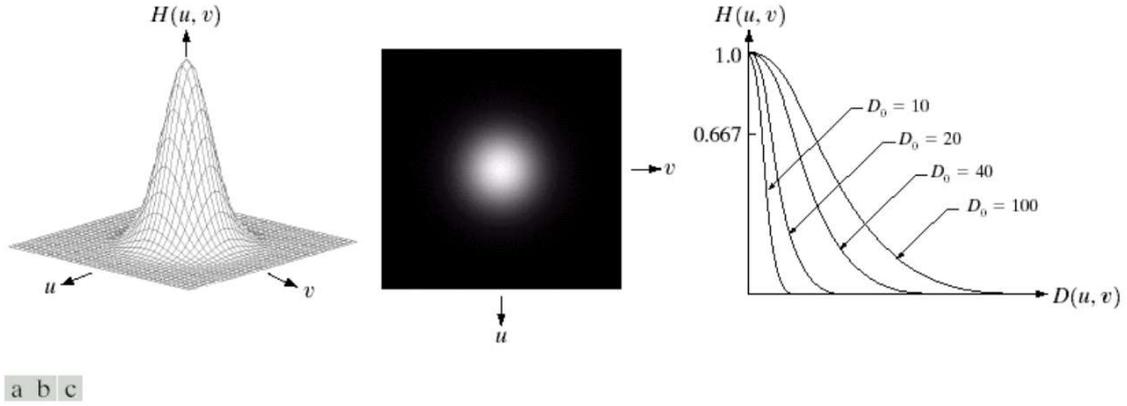


Figura 27: (a) perspectiva da função de transferência de um filtro gaussiano; (b) filtro gaussiano representado na forma de imagem; (c) efeito do desvio padrão ( $D_0$ ) na largura do filtro.[18]

Este método baseia-se sobretudo na modelização do escurecimento do bordo como ponto de partida para criar uma imagem apenas com os pixéis que representem fenómenos solares. Como esta modelização descreve a variação da intensidade dos pixéis da imagem na ausência de fenómenos solares, conseguir um bom modelo para o escurecimento do bordo de cada imagem será fulcral para se obter uma imagem apenas com os pixéis dos fenómenos solares. Para tal é necessário recuperar a equação que modeliza o escurecimento do bordo:

$$\frac{I(\theta)}{I(0)} = 1 - u_2 - \nu_2 + u_2 \cos(\theta) + \nu_2 \cos^2(\theta) \quad (16)$$

Inicialmente, foi testado um método que consistia na resolução do sistema:

$$\begin{cases} \frac{I(\theta_a)}{I(0)} = 1 - u_2 - \nu_2 + u_2 \cos(\theta_a) + \nu_2 \cos^2(\theta_a) \\ \frac{I(\theta_b)}{I(0)} = 1 - u_2 - \nu_2 + u_2 \cos(\theta_b) + \nu_2 \cos^2(\theta_b) \end{cases} \quad (17)$$

Para determinar os parâmetros  $u_2$  e  $\nu_2$  para cada imagem, é necessário escolher dois valores para  $\theta$  ( $\theta_a$  e  $\theta_b$ ), calcular a intensidade dos pixéis no centro do disco solar  $I(0)$  e a intensidade média dos pixéis para um raio correspondente ao  $\theta$  escolhido. Resolvendo o equação (17) para vários valores de  $\theta_a$  e vários valores de  $\theta_b$  obtém-se uma média dos parâmetros da modelização.

No entanto, este mostrou ser um método ineficiente, pois dependia demasiado dos pontos escolhidos e dos fenómenos solares neles presente. Na figura 28 está representada, no painel superior, a imagem de dia 16/12/2010 e em baixo a cor de laranja está representado o perfil de intensidades da linha traçada a vermelho. A azul está a modelização do escurecimento do bordo feita com diferentes pontos. À esquerda, a modelização é satisfatória pois foram escolhidos pontos para resolver o sistema que não pertenciam a fenómenos solares. Já a modelização do lado direito encontra-se claramente afetada pelo filamento presente no canto inferior esquerdo da imagem original.

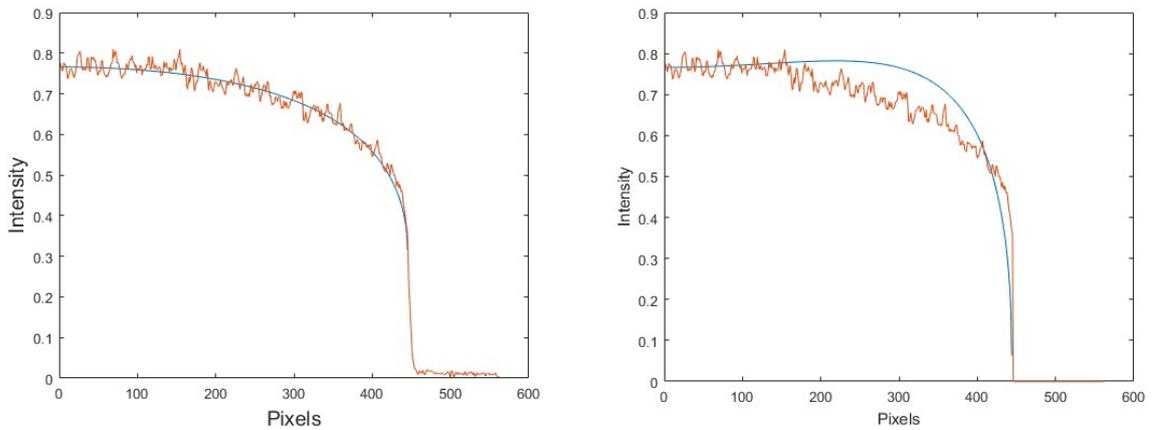
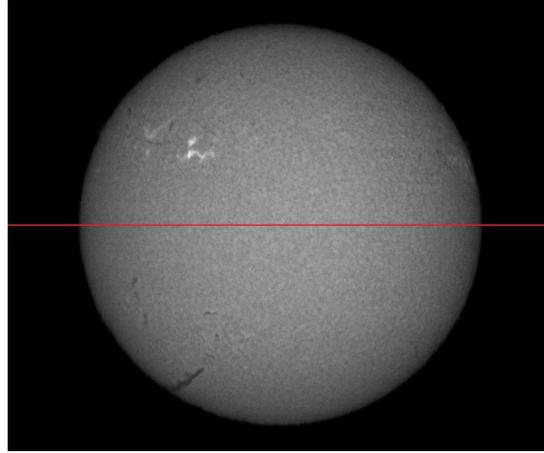


Figura 28: Modelização do perfil da imagem do dia 16/12/2010 através da equação (17) utilizando pontos da imagem que não pertencem a fenômenos solares (à esquerda) e utilizando pontos que pertencem a fenômenos solares (à direita).

Em alternativa, foi testado um ajuste à equação do escurecimento do bordo. Para tal, analisou-se o perfil de intensidades de duas linhas completas ao longo do centro solar (uma vertical e uma horizontal) às quais se ajustou uma equação da forma da equação (16). Neste caso, fez-se a mudança de variável  $x = \cos(\theta)$  à equação (16) e ajustou-se um polinómio de grau 2 à expressão:  $1 - u_2 - \nu_2 + u_2x + \nu_2x^2$  para cada uma das linhas. De cada ajuste retiram-se então os coeficientes necessários para modelizar o escurecimento do bordo de cada imagem. De forma a tornar a modelização menos dependente de fenômenos solares, é calculado o  $\chi^2$  de cada ajuste e os coeficientes a utilizar para fazer a modelização são escolhidos em função deste. Isto é:

- caso a média dos  $\chi^2$  dos dois ajustes seja superior a 0.93, os coeficientes utilizados são uma média dos coeficientes da linha vertical com os coeficientes da linha horizontal;
- se a média dos  $\chi^2$  for inferior a 0.93, utilizam-se então os coeficientes do ajuste que teve o melhor  $\chi^2$ , desde que este seja também superior a 0.93, pois pode um deles ter sido perturbado por um fenómeno solar;
- no caso de ambos os ajustes apresentarem valores de  $\chi^2$  inferior a 0.93, os resultados são considerados insatisfatórios e a imagem não será analisada.

O valor de  $\chi^2$  de um ajuste ideal seria 1. Foram comparados valores de  $\chi^2$  para situações tanto em que a imagem se encontra com artefactos e, portanto, não está em condições

de ser analisada, como para imagens que se encontram sem artefactos. O valor 0.93 foi escolhido, por ser o valor mais afastado do ideal cujos perfis do escurecimento do bordo se aproximavam dos perfis reais.

Na figura 29 encontram-se representados os perfis com a respetiva modelização da imagem do dia 21/11/2015. A azul está representado o ajuste final utilizado. A laranja, o perfil da linha vertical e horizontal, à esquerda e à direita respetivamente. Neste caso, foi utilizada uma média dos coeficientes obtidos, dado que os valores de  $\chi^2$  obtidos foram 0.935 e 0.942 respetivamente.

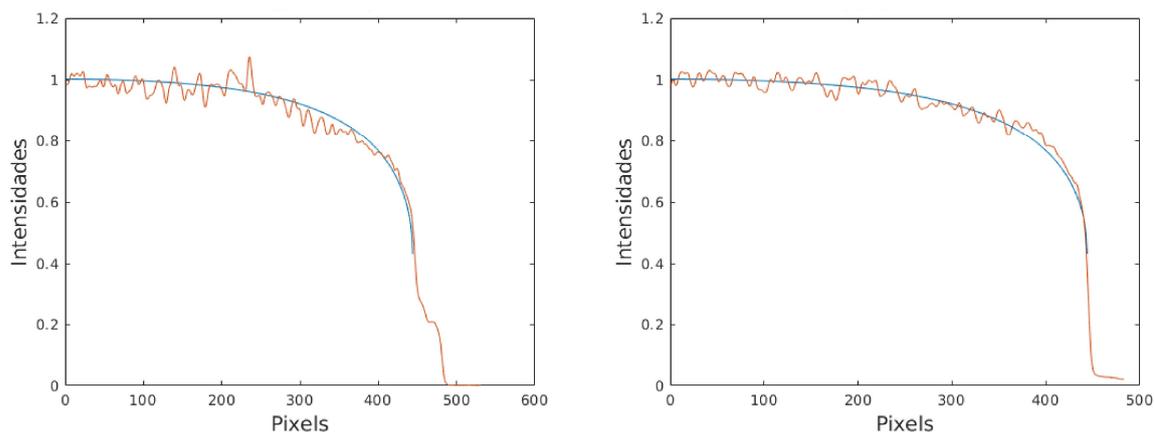


Figura 29: Análise dos perfis vertical (esquerda) e horizontal (direita) da imagem do dia 21/11/2015 onde a linha a laranja representa os respetivos perfis e a linha a azul representa a modelização efetuada.

Aplicando a equação obtida, é então criada uma imagem sintética do escurecimento do bordo para cada imagem (figura 30 à esquerda). A imagem normalizada será subtraída a esta imagem. Na figura 30 pode ver-se à esquerda a imagem sintética construída e à direita o resultado da subtração da imagem normalizada a essa mesma imagem.

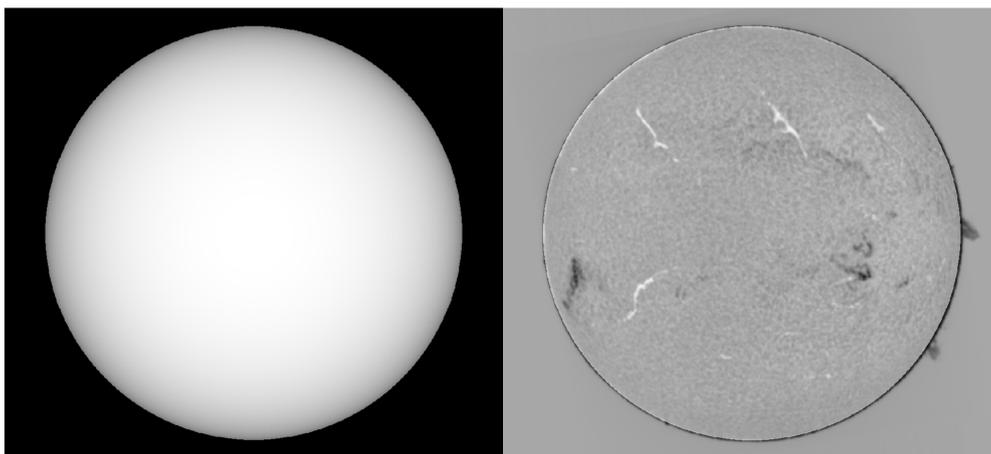


Figura 30: À esquerda a imagem sintética; à direita o resultado da subtração da imagem sintética à imagem normalizada.

Na imagem original (figura 26), além dos filamentos, é possível observar algumas plages e proeminências que se encontram fora do limite do disco solar. Após o último passo, o

fenómeno das plages passou a ser representado com valores inferiores a zero, representados a preto. A cinzento passou a estar representado tudo o que é considerado como fundo e os filamentos representados a branco.

De maneira a obter uma imagem apenas com os filamentos presentes, todos os pixéis que se encontram fora de 95% do raio do disco solar são descartados e, por isso, igualados a zero. Deste modo, todos os pixéis correspondentes a proeminências, bem como fenómenos que estejam demasiado próximos do bordo solar e se encontrem, por isso, com uma deformação que não é alvo de correção neste algoritmo, são eliminados. Analisando o gráfico da intensidade dos pixéis da imagem resultante da subtração verifica-se que, a partir de um certo valor de intensidades, os filamentos são bem distinguidos da restante imagem. Tal pode ver-se na figura 31:



Figura 31: Representação da intensidade dos pixéis da imagem resultante da subtração.

Para determinar o valor do limiar a partir do qual os filamentos se distinguem do fundo, foi calculado o desvio padrão das intensidades de 28 imagens nas quais o sol não apresentava qualquer fenómeno. Cada um desses valores foi multiplicado por três ( $3\sigma$ ) e calculou-se o máximo e a média destes valores. O valor máximo encontrado foi 0.05 e foi o valor escolhido para o limite das intensidades, garantindo assim maior eficácia na eliminação do fundo. Desta forma, todos os pixéis com uma intensidade menor do que 0.05 foram também igualados a zero. No final obteve-se a seguinte imagem:



Figura 32: Resultado da aplicação do limite de intensidade e da eliminação dos pixels fora de 95% do raio solar.

Este é já um resultado próximo do pretendido, no entanto, o ruído<sup>1</sup> ainda presente deve ser minimizado. De forma a remover o ruído do género “sal-pimenta”, todas as estruturas com menos de 120 pixels de área são eliminadas. O resultado é apresentado na figura 33.



Figura 33: Eliminação do ruído do tipo “sal-pimenta”.

Como se pode verificar na figura 33, a maioria do ruído é eliminado, mas nem todo é removido. Antes de se proceder ao resto da eliminação, implementa-se a operação morfológica fecho (ver Anexo A) à figura 32, usando um quadrado de lado 5 como elemento estruturante. Desta forma, filamentos que se possam ter dividido na operação anterior são novamente unidos, desde que estes estejam separados por uma distância de até 5 pixels em ambas as direções. Um exemplo desta união está presente na figura 34, onde se vê uma ampliação da figura 32 para o mesmo filamento antes da aplicação do fecho (à esquerda) e depois da sua aplicação (à direita).

---

<sup>1</sup>Neste caso, é considerado ruído todas as zonas que foram detetadas, mas não pertencem a filamentos

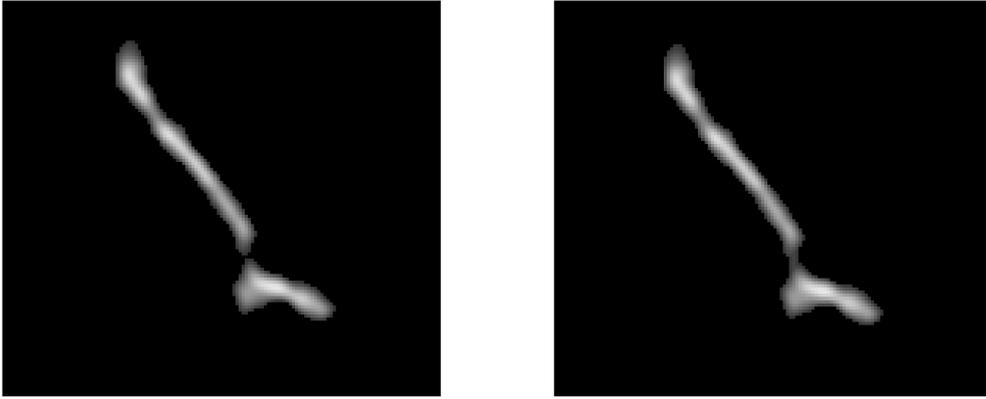


Figura 34: Exemplo de filamento unido pela operação fecho.

Decorrente da análise visual de várias imagens e de forma a eliminar o restante ruído, concluiu-se que todas as estruturas com área menor do que 200 pixels fossem eliminadas. Verificou-se também a necessidade de definir uma área máxima para que uma região pudesse ser considerada região de interesse. Na figura 35 está o resultado da análise das imagens de dia 24/01/2013 e 09/04/2014 sem que seja imposto um limite máximo para a área. Como se pode constatar visualmente, estas imagens apresentam demasiados artefactos para que possam ser analisadas corretamente. No entanto, como o  $\chi^2$  da linha vertical apresenta um valor de 0.97 em ambas as imagens, o *software* processa-as. Tal como estas imagens, existem outras que não são aqui apresentadas. Assim, através da análise das estruturas detetadas em imagens do género da figura 35, conclui-se que qualquer estrutura com uma área superior a 2% da área do disco solar seria também eliminadas. O resultado para a imagem exemplo pode ver-se na 36.

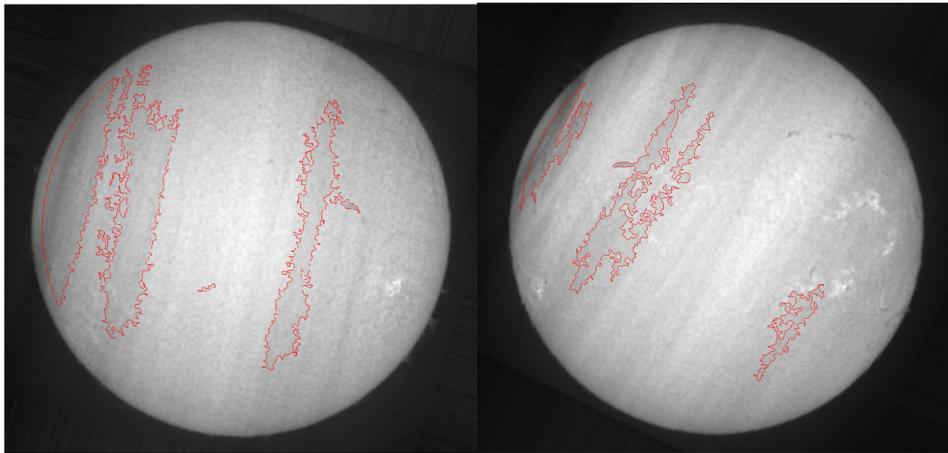


Figura 35: Exemplo de imagens com nuvens analisadas sem o limite superior de área (Imagens de dia 24/01/2013 e 09/04/2014).

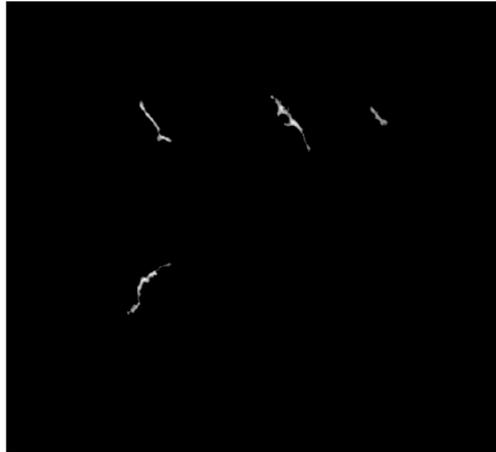


Figura 36: Resultado após a aplicação dos critérios de eliminação de áreas.

Após a aplicação destas operações, consegue-se então remover a maioria do “ruído”. Nesta fase, torna-se importante construir a imagem esqueleto dos filamentos. O esqueleto é o corpo representativo de cada estrutura que deve conter apenas 1 pixel de largura, já o comprimento deve ser o mesmo que o comprimento da estrutura original.

Para a construção dos esqueletos optou-se por fazer um ajuste de quarto grau a cada uma das estruturas. O ajuste de quarto grau permite modelizar o máximo de pontos de inflexão. Este demonstrou uma média de valores de  $\chi^2$  de 0.91, na qualidade dos ajustes, para a imagem em questão. Na figura 37 encontram-se representados quatro exemplos dos filamentos e os respectivos ajustes sobrepostos.

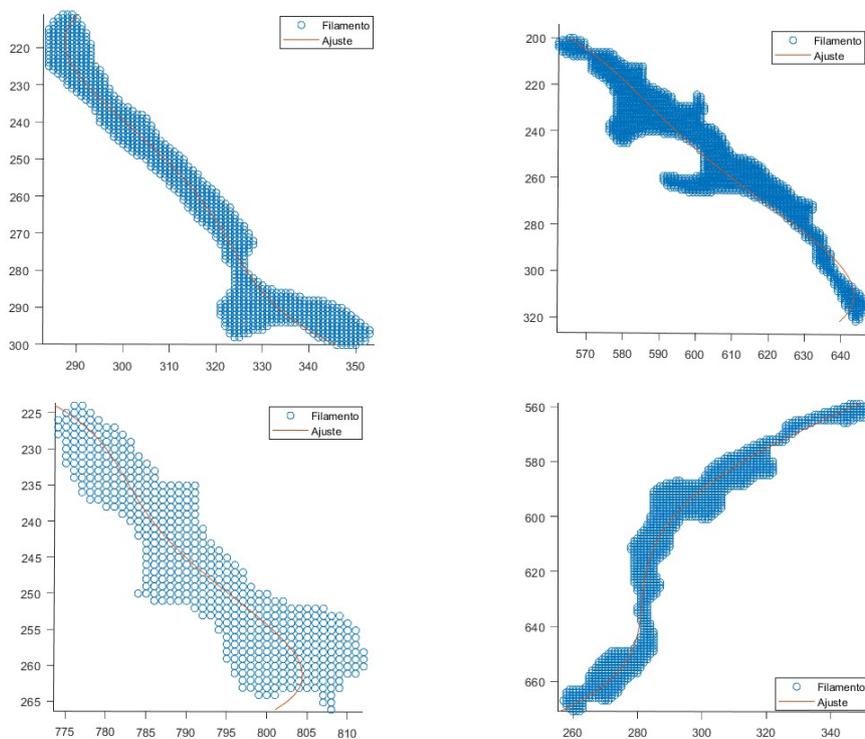


Figura 37: A azul encontra-se a representação dos filamentos presentes na imagem exemplo e a laranja o ajuste de 4<sup>o</sup> grau de cada um deles.

O resultado da imagem esqueleto encontra-se na figura 38.

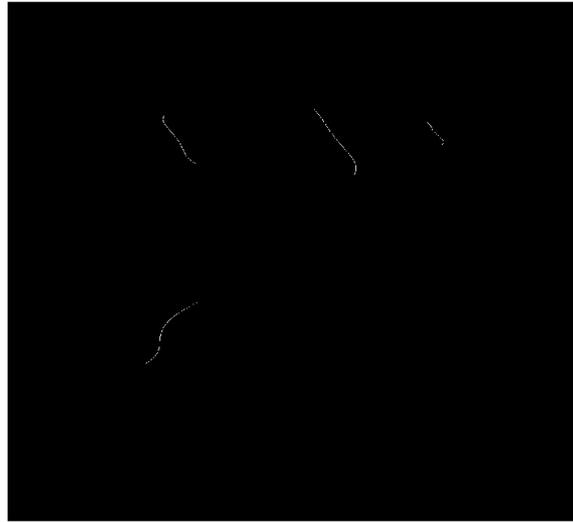


Figura 38: Exemplo do esqueleto obtido para os filamentos da imagem exemplo.

Através destes ajustes é calculado o comprimento de cada um dos filamentos. Calculam-se também os pontos de inflexão de cada uma das estruturas para que, nesses pontos, se possa calcular a largura da estrutura.

O cálculo da largura, tal como se pode ver na figura 39, é feito traçando uma reta perpendicular ao comprimento do filamento em cada um dos pontos de inflexão. Para calcular essa reta perpendicular, primeiro, foi necessário ajustar um polinómio de primeiro grau a cada um dos filamentos. Desta forma, pode então traçar-se as retas nos respetivos pontos com o declive inverso ao declive dado pelo ajuste de primeiro grau. Depois de obtidas as retas, pode calcular-se a largura.

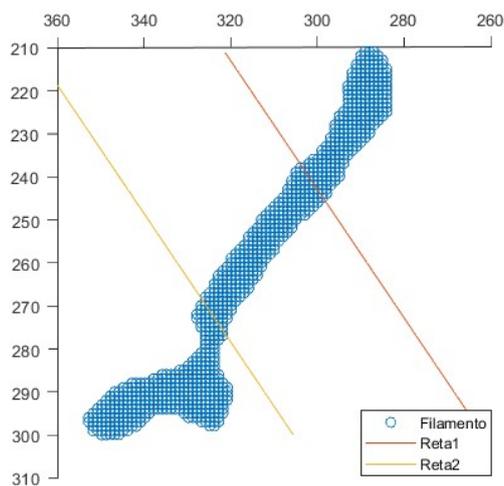


Figura 39: Representação de um filamento (a azul) e as respetivas retas que permitirão fazer a medida da largura.

Uma vez calculados o comprimento e a largura, duas novas condições podem ser impostas. Para definir estas condições, foram calculados o comprimento e a largura, em todas as

imagens, de todos os filamentos que encontrou. Os histogramas obtidos encontram-se na figura 40. Através da sua análise definiu-se que para que uma estrutura seja considerada um filamento, tem de ter uma largura menor que 80 pixéis e um comprimento menor que 300 pixéis.

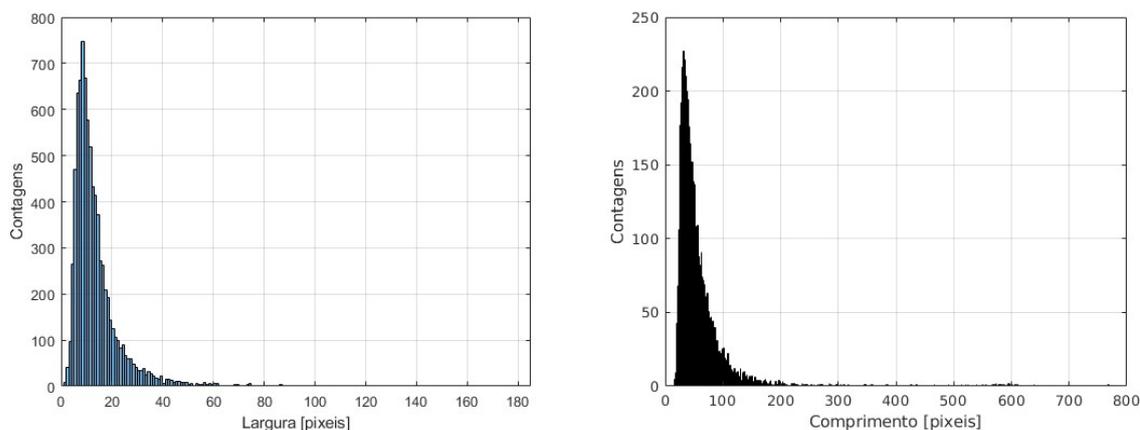


Figura 40: Histograma das larguras e comprimentos obtidos quando se correu o programa sem restringir as dimensões dos filamentos.

A restrição da largura irá reforçar a filtragem das áreas que se implementou para eliminar estruturas do género das que podem ser vistas na figura 35, uma vez que se verifica que, estas estruturas, além de apresentarem áreas demasiado grandes, apresentam também uma largura bastante mais elevada do que os filamentos.

A filtragem através do comprimento servirá para eliminar linhas finas e escuras provocadas por pó na fenda do espectro-heliógrafo durante a aquisição da imagem, tal como a que se pode ver na figura 41. As linhas de pó terão sempre as características de serem muito retilíneas, compridas e ter uma largura de apenas poucos pixéis. No entanto, a sua remoção é simples e o processo passa por remover todas as estruturas com comprimento superior a 300 pixéis.

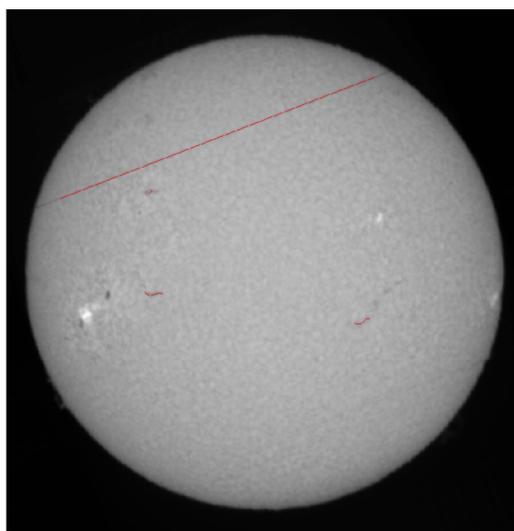


Figura 41: Detecção de uma estrutura derivada a uma partícula de pó sem uma filtragem adequada no método.

Também através da largura e comprimento calculados para cada estrutura, pode agora definir-se a “circularidade” do filamento. Este conceito torna-se necessário para eliminar estruturas mais escuras co-espaciais com as manchas solares. Na figura 42 vemos duas imagens do dia 29/06/2012: à esquerda uma imagem obtida da superfície do Sol, no  $H\alpha$  ( $\lambda = 6558.8\text{\AA}$ ) que permite ver a fotosfera e portanto as manchas solares do dia; à direita encontra-se a imagem do mesmo dia em  $H\alpha$  ( $\lambda = 6562.8\text{\AA}$ ) onde, além dos filamentos, pode ver-se a existência de estruturas mais escuras, pequenas e arredondadas situadas na mesma região que estão situadas as manchas solares na imagem ao lado.

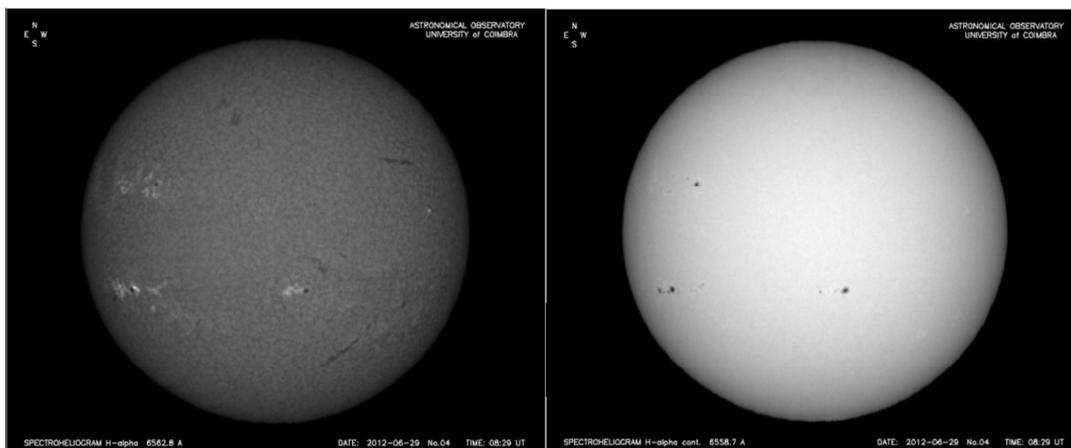


Figura 42: Comparação de duas imagens do mesmo dia em diferentes comprimentos de onda.

A maioria destas estruturas são filtradas no passo onde se define uma área mínima de 200 píxeis para serem consideradas estruturas de interesse. No entanto, para que estas nunca sejam confundidas com filamentos e, como os filamentos são estruturas finas e alongadas, neste passo todas as estruturas mais arredondadas serão eliminadas. Para este propósito, foram experimentados dois métodos. Um deles utilizava a função “regionprops” do Matlab, acompanhada das propriedades “comprimento do eixo maior” e “comprimento do eixo menor”. Desta forma, a função conjectura uma elipse sobre cada uma das estruturas presentes na imagem. O processo é exemplificado na figura figura 43. Os resultados são apresentados em unidades de pixel. Com estes dados foi experimentada a condição  $\frac{\text{comprimento do eixo maior da elipse}}{\text{comprimento do eixo menor da elipse}} \geq 0.65$ . No entanto, este método demonstrou ser demasiado afetado pelas irregularidades dos filamentos, uma vez que, a eliminação de estruturas de interesse era frequente .

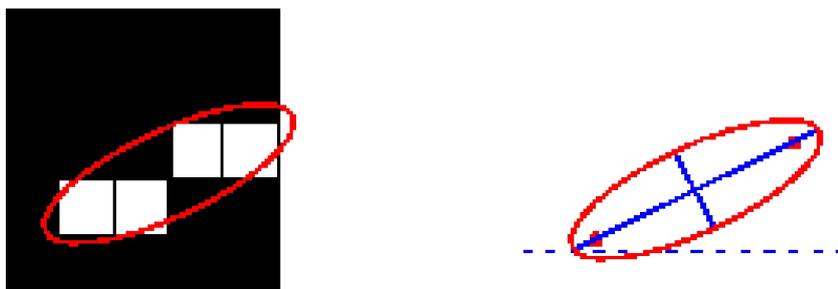


Figura 43: Exemplo de funcionamento do programa na deteção dos eixos maior e menor de uma estrutura.

Posto isto, a circularidade foi então definida pelo comprimento e largura calculados de cada filamento:  $\frac{\text{largura}}{\text{comprimento}} \geq 0.65$ . Com a medida da largura em dois pontos do filamento é possível prevenir possíveis erros que pudessem advir de a medida apenas ser feita num ponto em que o filamento toma uma forma irregular. Desta forma, impõe-se então a condição de que a largura do filamento apenas pode ter até 65% do tamanho do comprimento do mesmo filamento, caso contrário, a estrutura é eliminada. O valor 0.65 foi escolhido mediante experimentação e comparação com os resultados para outros valores.

Na imagem de dia 21/11/2015 os filamentos encontravam-se dentro dos limites impostos pelos filtros desde que se eliminaram as áreas com mais de 200 pixéis, portanto, nenhum deles foi eliminado a partir daí. No entanto, estes filtros são essenciais em várias imagens.

A última propriedade a ser medida dos filamentos é o perímetro do seu contorno. Para tal, recorre-se à função “*buboundaries*” do Matlab. O resultado final da deteção automática dos filamentos pode ser visto na figura 44.

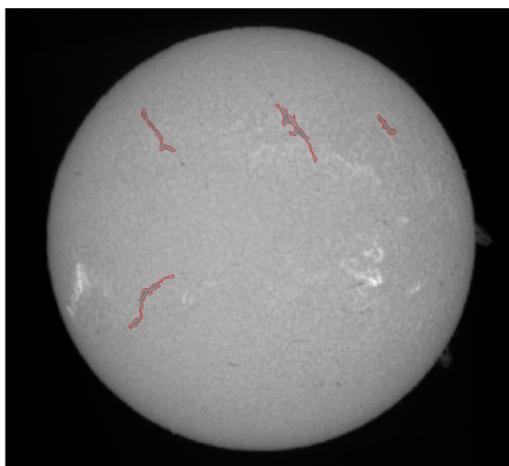


Figura 44: Deteção final da imagem de dia 21/11/2015 onde se pode ver o contorno de cada filamento detetado.

É chegada agora a fase do armazenamento de todas as propriedades calculadas, assim como o número de filamentos do dia e o dia juliano<sup>2</sup> a que corresponde a imagem.

Na figura 45 à esquerda está a imagem dos esqueletos para o dia 21/11/2015. Para uma melhor visualização destes resultados encontra-se na figura 45 à direita a imagem original sobreposta à imagem dos esqueletos representada a vermelho.

---

<sup>2</sup>A data juliana é uma métrica que conta os dias sequencialmente a partir do dia 0. Cada dia juliano inicia-se ao meio-dia e termina ao meio-dia do dia seguinte, tornando-se assim bastante útil em astronomia. O dia zero é o meio-dia do dia 1 de janeiro de 4713 a.C. no calendário juliano, ou o dia 24 de novembro de 4714 a.C., no calendário gregoriano.

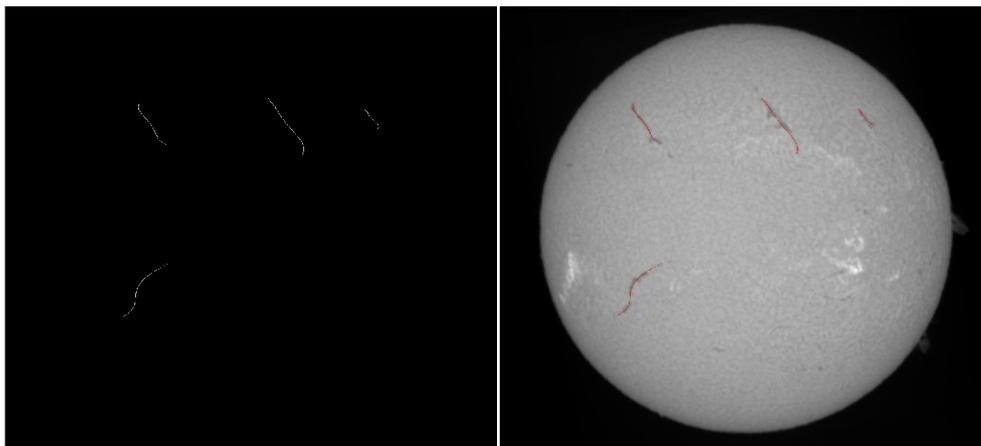


Figura 45: Figura com os esqueletos à esquerda e a mesma figura sobreposta na imagem original à direita com os esqueletos representados a vermelho.

Por último, na figura 46 estão representados os ajustes de primeiro grau sobrepostos à imagem original. Aqui utiliza-se o declive do ajuste  $m$  para calcular a orientação  $\alpha$  de cada filamento:  $\alpha = \arctg(m)$ .

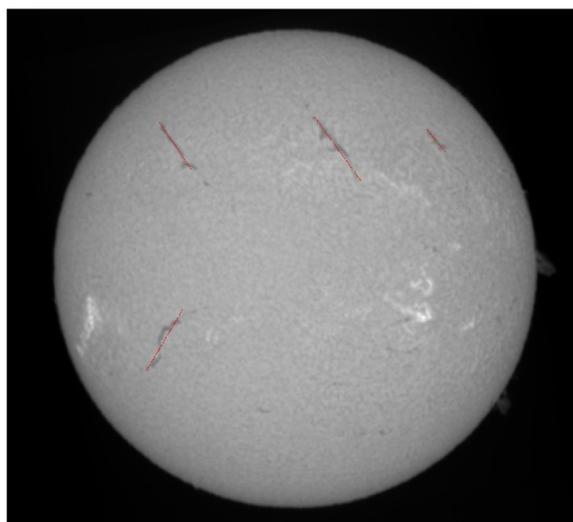


Figura 46: Ajustes de primeiro grau, a vermelho, sobrepostos à imagem original.

### 3.2 Validação do Método

De modo a quantificar a viabilidade deste método foram escolhidas aleatoriamente 50 imagens para serem processadas pelo software.

Inicialmente, a validação do método consistia em comparar o número de filamentos detetados pelo método explicado na secção anterior com o número de filamentos detetados por métodos confirmados de deteção automática pelo Heliophysics Feature Catalogue <sup>3</sup>. Contudo, devido a várias divergências das imagens, este processo de validação não se mostrou viável. No Heliophysics Feature Catalogue além de, por vezes, as imagens não terem sido obtidas ou analisadas no dia em que era necessário fazer a validação, este método de

<sup>3</sup><http://voparis-helio.obspm.fr/hfc-gui/>

validação fica também impossibilitado devido ao facto de, por vezes, as imagens conterem fenómenos solares ligeiramente diferentes devido à diferença horária a que são feitas as observações. Tal pode ser verificado nas figura 47 e figura 48 onde se vêem, à esquerda a imagem obtida em Coimbra e à direita a imagem obtida em Meudon. Embora seja uma observação dos mesmos fenómenos, à esquerda, a imagem de Meudon aparenta um contraste maior, o que permite uma melhor distinção dos fenómenos solares. Os filamentos presentes no hemisfério norte do Sol são mais facilmente distinguíveis na imagem de Meudon e dado o *software* ter como base a diferença da intensidade dos pixéis, este apresentaria um melhor desempenho na imagem do lado direito. Já na figura 48, o software apresentaria um melhor desempenho na imagem da esquerda (Coimbra), pois do lado esquerdo do hemisfério norte são visíveis filamentos que não são visíveis na imagem do lado direito (imagem do observatório de Meudon). Estas divergências impossibilitaram a comparação de um método com o outro.

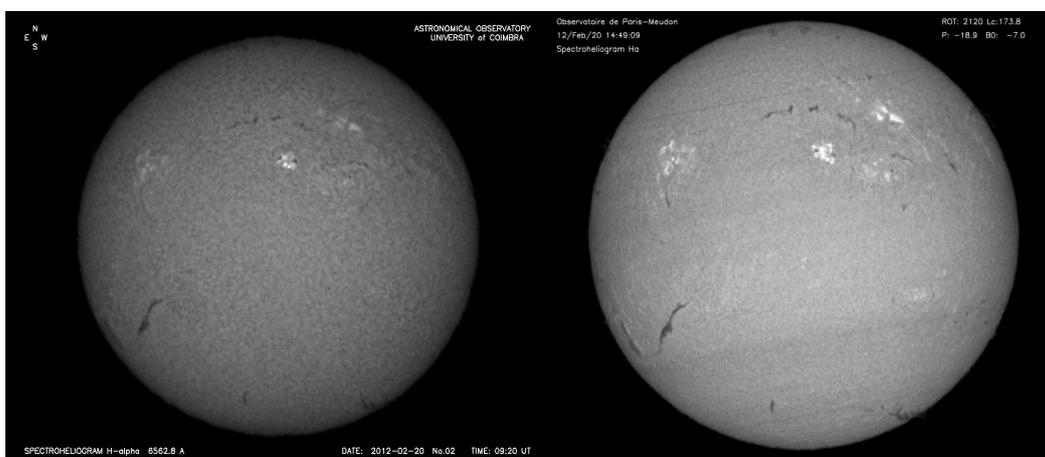


Figura 47: Diferença nas imagens do mesmo dia (20/02/2012) em Meudon (à direita) e em Coimbra (à esquerda).

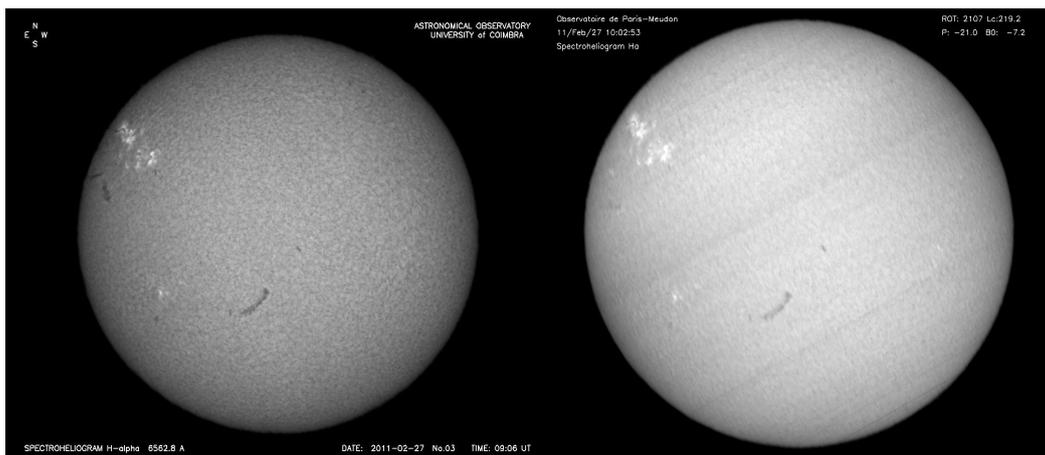


Figura 48: Diferença nas imagens do mesmo dia (27/02/11) em Meudon (à direita) e em Coimbra (à esquerda).

Assim sendo, as mesmas 50 imagens passaram por uma avaliação visual onde foram contados o número de filamentos presentes em cada uma. Estes valores foram posterior-

mente comparados com os valores obtidos pelo software. Esta comparação demonstrou haver uma diferença média de apenas 1.24 filamentos detetados por imagem num total de 203 filamentos detetados visualmente. (em anexo tabela 1)

No entanto, contabilizando apenas a diferença média, é impossível perceber se essa diferença se deve a falsas deteções ou a deteções que não foram feitas. Para verificar se os números de filamentos detetados e observados teriam correspondência entre si, foram analisadas 20 dessas imagens. Aqui, considerou-se o número de filamentos detetados corretamente, o número de filamentos detetados que não eram filamentos e o número de filamentos que não foi detetado para cada uma das 20 imagens. Este estudo pode ser encontrado na tabela 2 do Anexo 6.2. Aqui, verificou-se um máximo nos filamentos bem detetados, cerca de 67%. No entanto, o número de filamentos que não foi detetado é ainda elevado, cerca de 29%. Por outro lado, a quantidade de objetos detetados que não é filamento é pouco significativa, cerca de 4%. Para que mais filamentos fossem detetados teria de se escolher um limite de intensidades mais baixo, no entanto, esta escolha levaria a que fossem detetadas mais estruturas que não são filamentos. Assim, através deste compromisso entre más deteções ou não deteções, consegue-se que praticamente todos os filamentos detetados sejam, de facto, filamentos e toda a estatística inerente a estes resultados praticamente não seja afetada por falsas deteções.

Contudo, o programa demonstrou um bom desempenho na maioria das imagens, como é exemplo a figura 49. Apesar de a imagem que se encontra em cima, à esquerda ter baixa qualidade de contraste, o *software* é capaz de detetar todos os filamentos com distinção. Na imagem que se encontra em cima, à direita, pode observar-se uma boa deteção de um filamento que se encontra muito próximo do bordo solar. Por último, na imagem de baixo, o software consegue detetar os filamentos presentes e descartar a linha que foi produzida por pó no momento de observação.

Também em alguns casos é notório que o algoritmo ainda necessita de algumas correções, como no caso da figura 50. Aqui, à esquerda, o software detetou quatro filamentos. Como os restantes filamentos da imagem apresentam flutuações na intensidade, o software não foi capaz de os identificar. À direita foi analisada uma imagem que não tinha qualidade. Por isso, foi detetada uma área que efetivamente não corresponde a qualquer filamento, além de não detetar os filamentos presentes por estes se encontrarem na zona onde a imagem ficou com mais artefactos devido às condições atmosféricas. No painel de baixo, a imagem foi perturbada por pó na fenda, no entanto, passou por todos os filtros. Por esse motivo, duas estruturas foram consideradas filamentos erradamente.

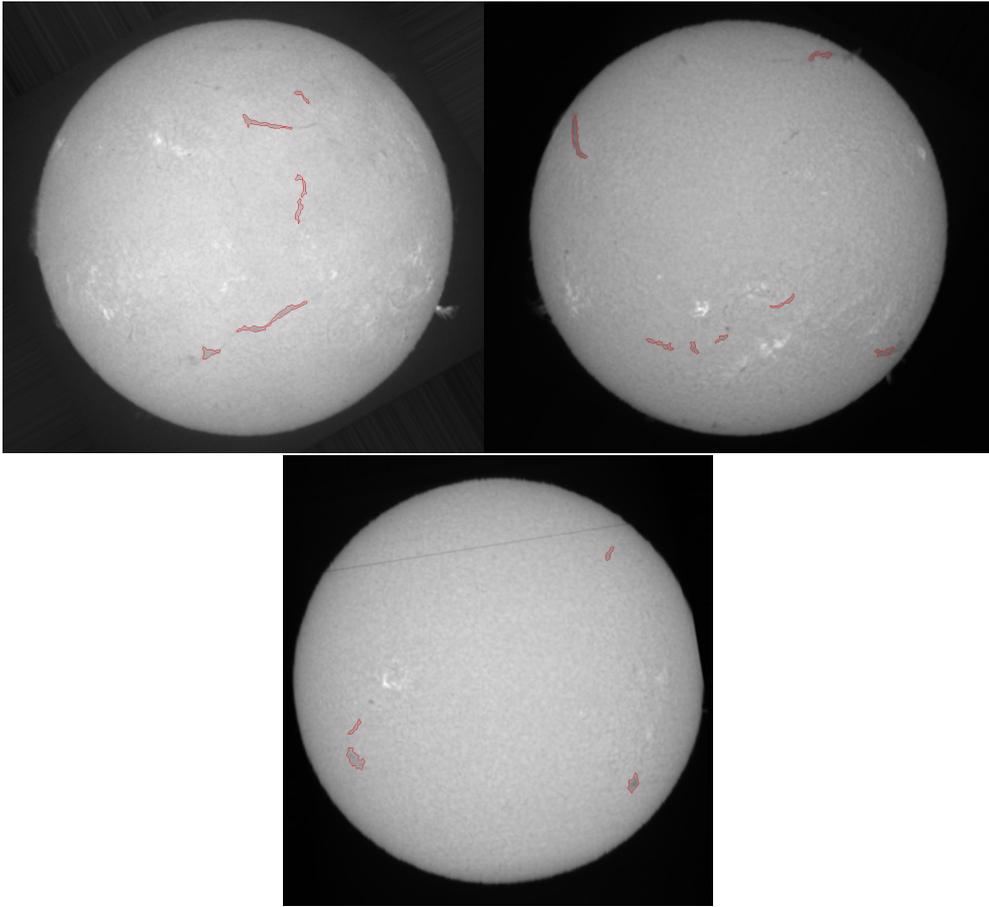


Figura 49: Exemplo de 3 imagens com boas detecções.

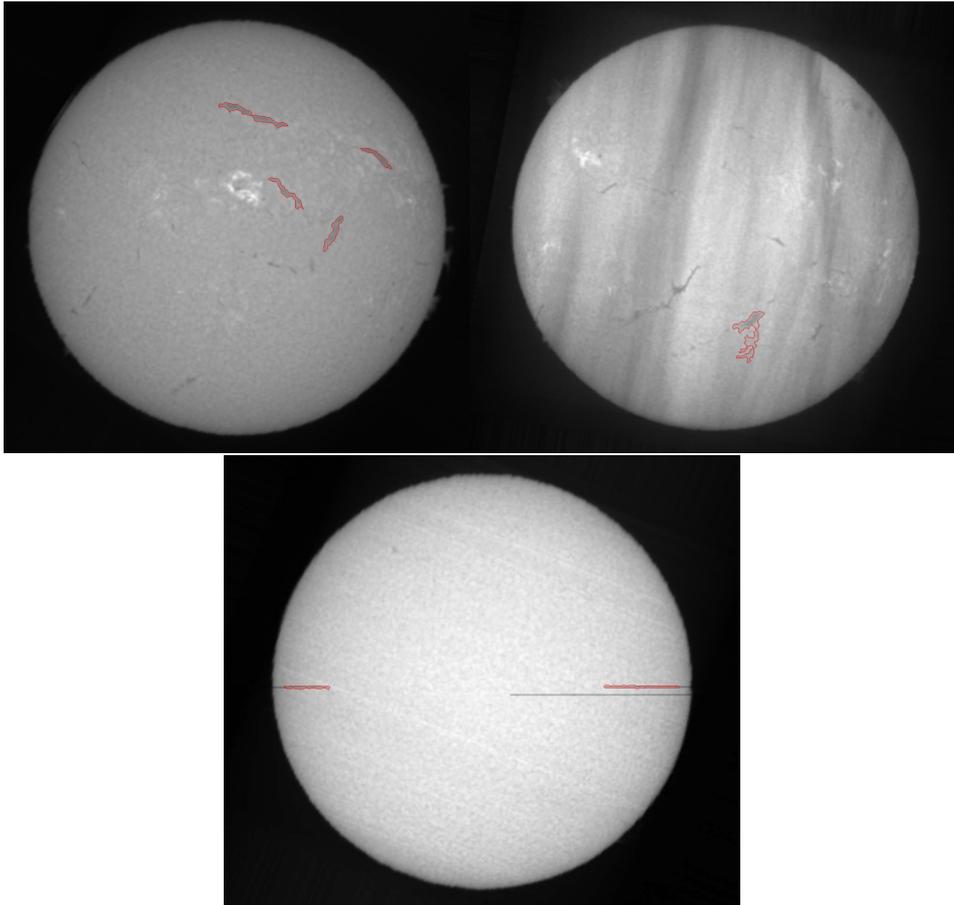


Figura 50: Exemplo de 3 imagens com más deteções.

## 4 Resultados

Nesta secção, será feito um estudo estatístico de algumas propriedades dos filamentos, assim como uma breve análise do ciclo solar utilizando os resultados obtidos pelo método descrito na secção §3. As imagens analisadas neste trabalho não correspondem exatamente a um ciclo solar. A primeira imagem não corresponde ao início do ciclo solar 24 e as últimas imagens já pertencem ao ciclo solar 25, no entanto, isto não é impedimento para este estudo.

### 4.1 Análise do ciclo solar

Para verificar o comportamento do ciclo solar usando os dados fornecidos pelo método descrito na secção §3, construiu-se um gráfico que mostra o número de filamentos registados por dia, para todas as imagens analisadas. Na figura 51, à esquerda, está representado o número de filamentos detetados em cada imagem em função do dia juliano. Para uma melhor visualização e, de forma a atenuar algumas flutuações, na figura 51, à direita cada ponto representa a média móvel de 27 pontos<sup>4</sup>. Aqui é já possível verificar com maior pormenor o máximo solar (área 1) e o mínimo de atividade em que o Sol se encontrava no final do ciclo 24 (área 3). Notam-se também indícios do possível início de um novo ciclo (o ciclo solar 25) na zona mais à direita da área 3. Além disso, é também visível que o máximo solar parece ser composto por um duplo pico, já que existe uma diminuição abrupta no número de filamentos detetados durante o máximo solar, tal como se pode ver na área 2. O período entre o primeiro pico e o segundo é denominado “Gnevyshev gap”, embora os mecanismos que causem esta depressão ainda estejam por clarificar[19].

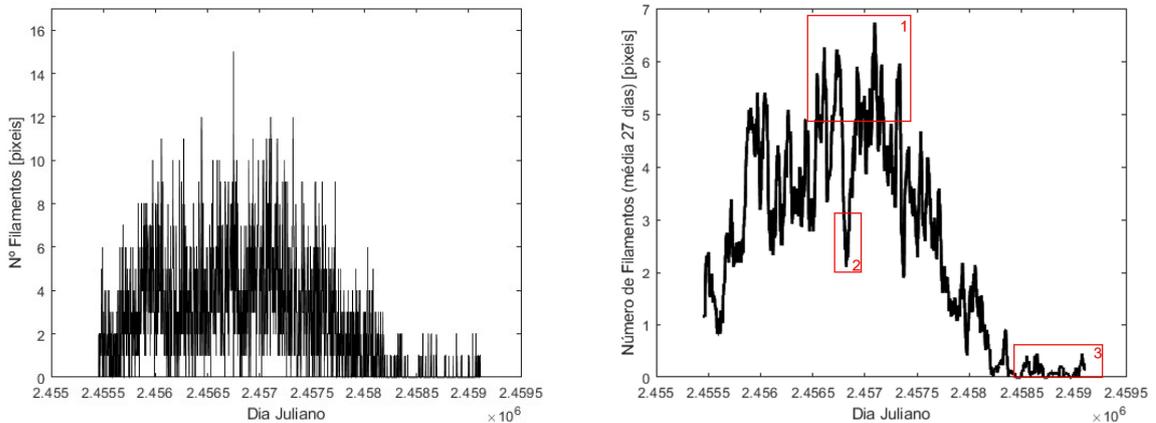


Figura 51: Gráficos do número de filamentos detetados em cada imagem em função do dia juliano. À esquerda, cada ponto representa o número de filamentos detetados num dia. Na imagem à direita, cada ponto representa a média móvel de 27 pontos. As áreas representadas a vermelho no gráfico da direita mostram: 1 - o máximo de atividade solar; 2 - o “Gnevyshev gap”; 3 - o final do ciclo solar 24 e o possível início do ciclo solar 25.

Para uma melhor análise do ciclo solar ajustou-se uma gaussiana ao gráfico da esquerda da figura 51. Na figura 52 pode ver-se este ajuste (a vermelho) sobreposto ao gráfico do número de filamentos detetados em função do dia juliano.

<sup>4</sup>O valor 27 foi escolhido por ser a duração aproximada de uma rotação solar

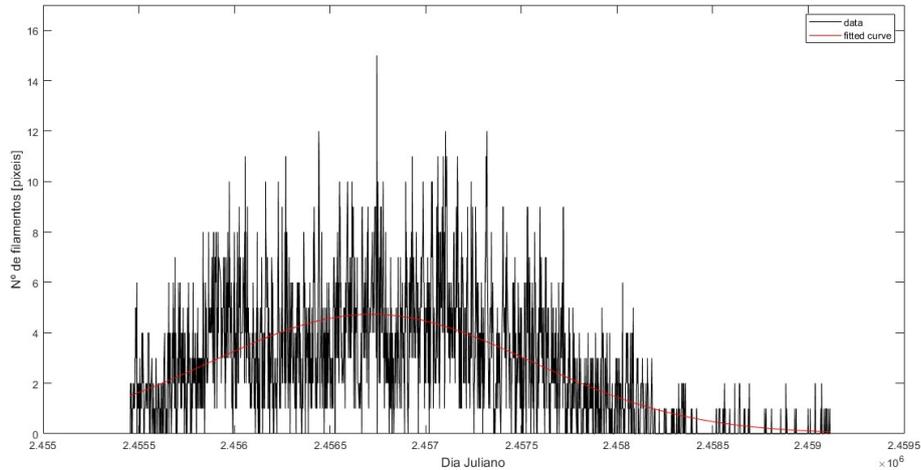


Figura 52: Ajuste da figura 51 à esquerda a uma gaussiana para modelação do ciclo solar.

O ajuste foi feito através da equação da gaussiana (equação (18))

$$f(x) = a \cdot e^{-\left(\frac{x-b}{c}\right)^2} \quad (18)$$

e os parâmetros obtidos foram os seguintes:

$$\begin{aligned} a &= 4.732 \pm 0.265 \\ b &= 2456716 \pm 55 \\ c &= 1180 \pm 86 \end{aligned}$$

O coeficiente  $b$  representa a média de uma distribuição normal e pode, por isso, ser utilizado para calcular o máximo do ciclo solar 24. Este coeficiente está expresso em unidades de dia juliano que foram convertidas para o dia 27/02/2014 do calendário corrente. O máximo do ciclo solar 24 deu-se em abril de 2014[20] pelo que a estimativa dada pelo modelo se mostrou apropriada, dentro do seu intervalo de confiança<sup>5</sup>.

## 4.2 Análise da ocorrência de filamentos por hemisfério solar

Nesta subsecção foi feita uma análise semelhante à anterior, mas os filamentos foram separados por hemisférios. Na figura 53, no painel superior, encontra-se representada a média de 27 dias do número de filamentos por dia juliano no hemisfério norte e, em baixo, o equivalente para o hemisfério sul solar.

Foram encontrados um total de 3559 filamentos no hemisfério norte e 3847 filamentos no hemisfério sul, pelo que, em primeira aproximação, se pode concluir que ambos os hemisférios estiverem igualmente ativos durante o período analisado. No entanto, analisando a figura 53 conclui-se que o número de ocorrências de filamentos nos dois hemisférios é distinta no tempo.

<sup>5</sup>O máximo solar dado pelo modelo encontra-se, com 95% de confiança, no intervalo entre o dia 03/01/2014 e o dia 23/04/2014.

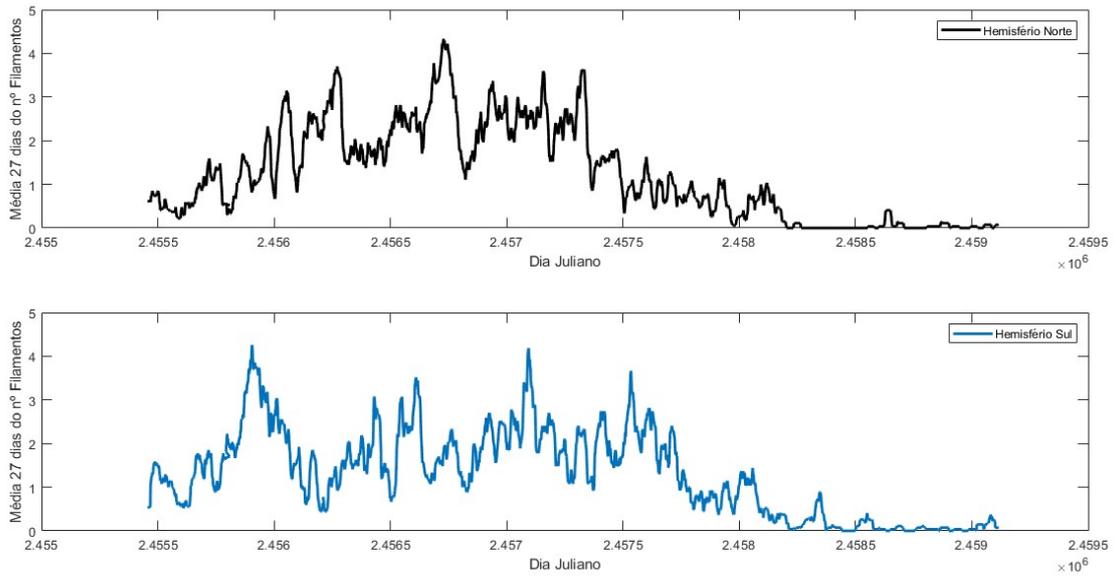


Figura 53: Média móvel de 27 pontos do número de filamentos por dia em cada hemisfério.

Numa primeira análise, a distribuição temporal de filamentos aparenta ter um comportamento distinto em ambos os hemisférios. Por esse motivo, foi feito um ajuste a uma gaussiana para cada um dos hemisférios. Na figura 54, acima, está representado o número de filamentos por dia juliano no hemisfério norte (a preto) sobreposto ao ajuste respectivo (a vermelho). Em baixo, está representado o equivalente para o hemisfério sul.

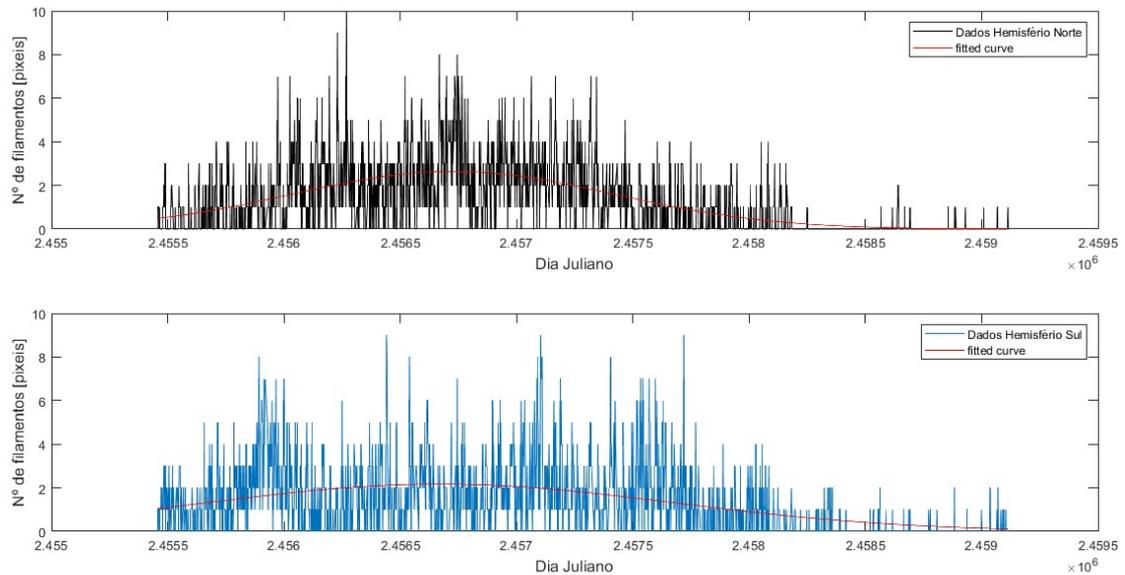


Figura 54: Ajuste de uma gaussiana (a vermelho) ao número de filamentos por dia em cada hemisfério (dados a preto e azul).

Os parâmetros obtidos para cada gaussiana foram:

Hemisfério Norte	Hemisfério Sul
$a = 2.647 \pm 0.184$	$a = 2.174 \pm 0.180$
$b = 2456727 \pm 54$	$b = 2456670 \pm 109$
$c = 972 \pm 81$	$c = 1419 \pm 177$

Uma primeira análise permite perceber que o hemisfério norte aparenta ter tido um pico de atividade mais evidente. Enquanto no hemisfério sul, a gaussiana ajustada é ligeiramente mais baixa e bastante mais larga. Parece também ter-se dado um outro pico de atividade, no hemisfério sul, antes do verdadeiro pico de atividade do ciclo. Uma explicação plausível para esta anomalia pode passar por um acontecimento local e isolado em que um canal de filamentos possa ter estado invulgarmente ativo.

De forma semelhante à seção 4.1, utilizou-se a média do ajuste de cada gaussiana para calcular o máximo solar. No hemisfério norte, o modelo indica que o máximo tenha ocorrido no dia 10/03/2014. No hemisfério sul, o modelo indica que o máximo tenha ocorrido no dia 12/01/2014. De facto, apesar de, dentro do erro, ambos apontarem o máximo solar para o mesmo período e este esteja de acordo com a altura do máximo solar calculada na seção 4.1, existe a hipótese de o máximo solar ter ocorrido em dias diferentes para os diferentes hemisférios. Esta hipótese, a verificar-se, pode vir a dar resposta ao duplo pico que se distingue na figura 51, desde que os dois picos tenham o mesmo espaçamento temporal dos picos dos dois hemisférios.

No sentido de aprofundar este estudo, na figura 55, estão representados, ordenado de cima para baixo, as respetivas gaussianas calculadas anteriormente sobrepostas aos dados para: a totalidade do disco solar, o hemisfério norte, o hemisfério sul. Para uma melhor visualização, nestes dados, cada ponto representa uma média móvel de 27 pontos. Aqui é já visível que, apesar de todas as diferenças encontradas, pode afirmar-se que tanto o pico da atividade solar como o “Gnevyshev gap” parecem manter-se aproximadamente na mesma posição em todos os casos.

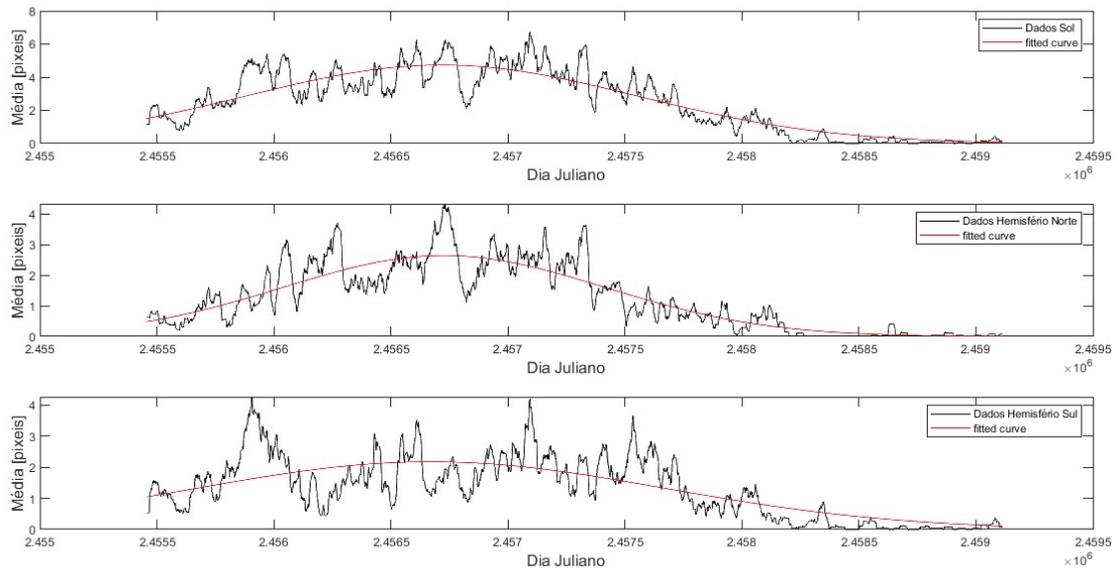


Figura 55: A preto estão representados a média móvel de 27 pontos do número de filamentos em função do dia juliano; a vermelho estão representadas as respectivas gaussianas modelizadas anteriormente. De cima para baixo as informações são referentes: ao disco solar completo, ao hemisfério norte e ao hemisfério sul.

De modo a assegurar a veracidade da afirmação anterior, fez-se uma soma da gaussiana que modela o aparecimento de filamentos no hemisfério norte com a gaussiana que modela o aparecimento de filamentos no hemisfério sul. Na figura 56 encontram-se os dados da figura 51 à direita (a preto) sobrepostos à gaussiana ajustada na figura 51 à esquerda (a vermelho) e a uma gaussiana (a azul escuro) que resulta da soma da gaussiana que modeliza o número de filamentos no hemisfério norte (amarelo) com a gaussiana equivalente para o hemisfério sul (ciano). Como era expectável, as duas gaussianas são muito idênticas.

A soma das gaussianas prevê o máximo de atividade solar para dia 20/02/2014, o que está inteiramente de acordo com a previsão feita anteriormente de dia 27/02/2014 na seção 4.1. Com estes resultados, pode concluir-se que a explicação para o duplo pico no máximo do ciclo solar não reside na diferença do número de contagens do hemisfério norte e hemisfério sul.

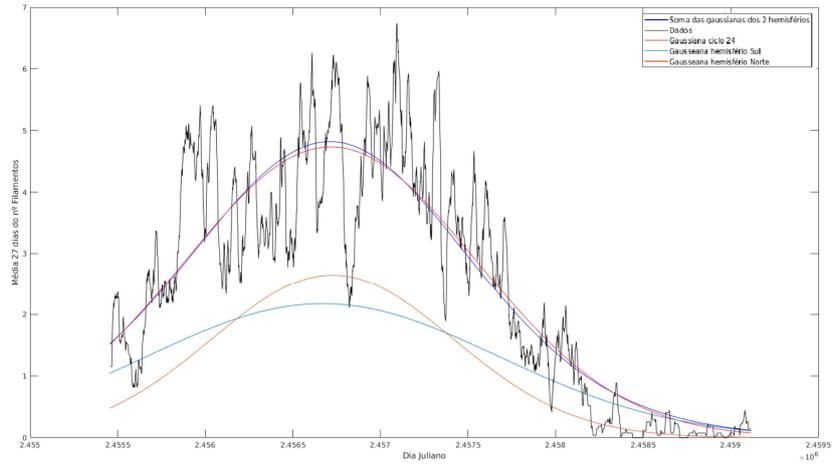


Figura 56: A preto está representada a média móvel de 27 dias do número de filamentos por dia juliano; a vermelho a gaussiana que modela o número de filamentos por dia juliano; e a azul uma gaussiana resultante da soma das gaussianas que modelam o número de filamentos por hemisfério por dia juliano.

### 4.3 Análise da posição dos filamentos

Para verificar a existência de regiões preferenciais para a existência de filamentos, foi calculado, para cada um deles, as coordenadas do centro do seu esqueleto. Com esses dados foram feitos dois histogramas, um para cada coordenada (x,y).

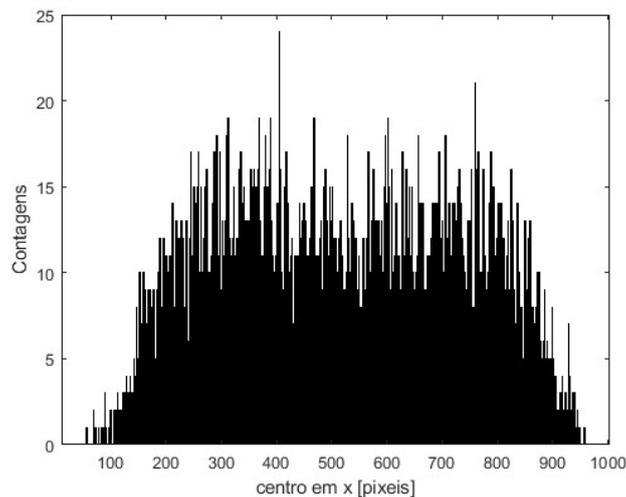


Figura 57: Histograma da posição x do centro dos esqueletos dos filamentos.

Na figura 57 pode ver-se o histograma das posições da coordenada horizontal (em x) do centro do esqueleto dos filamentos. Nota-se que o número de contagens decresce para os valores de x mais baixos e mais altos. Estas zonas correspondem a zonas muito próximas do bordo do disco solar, pelo que era expectável observar esta distribuição nestes locais devido à própria construção do método. Para valores mais centrais do disco solar, embora

o gráfico não apresente uma distribuição homogênea, não revela também nenhuma posição preferencial para a ocorrência de filamentos.

Já na figura 58 pode ver-se o histograma das posições da coordenada vertical (em  $y$ ) do centro do esqueleto dos filamentos. Em prol de uma melhor interpretação deste gráfico, é importante referir que, em média, o centro vertical do disco solar se situa na posição 482 pixéis<sup>6</sup>. Analisando a figura 58, verifica-se que, além de um número de contagens mais baixo para os valores de  $y$  mais elevados e para os valores de  $y$  mais reduzidos, é notório um duplo pico que espelha a simetria que existe entre as posições dos filamentos no hemisfério norte e no hemisfério sul. Esta análise está em conformidade com uma análise semelhante feita em [13] na subsecção 2.3.1. Nesse trabalho, conseguiu-se relacionar a existência destes picos com regiões ativas que promovem a formação de filamentos, pelo que, esta era a distribuição esperada.

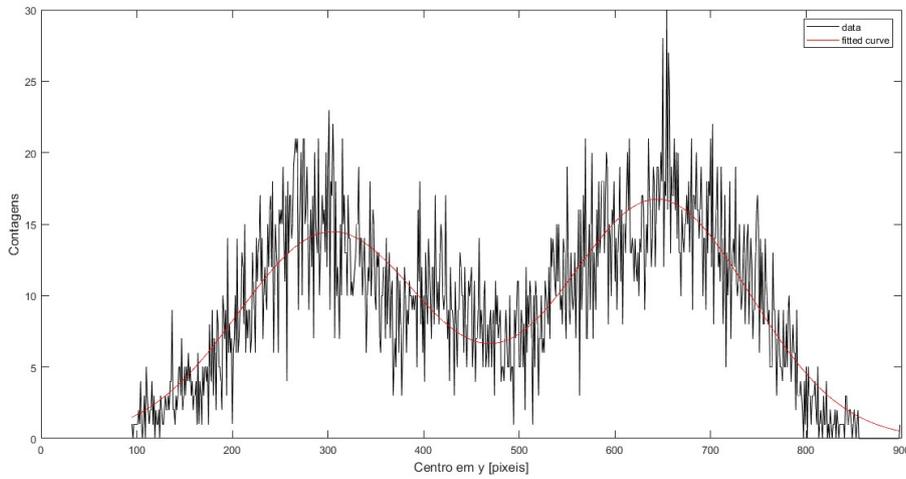


Figura 58: Modelização gaussiana (a vermelho) sobreposta ao histograma da posição  $y$  do centro dos esqueletos dos filamentos.

No sentido de modelizar estas posições preferenciais, ajustou-se uma dupla gaussiana a este histograma através do modelo dado pela equação (19).

$$g(x) = a_1 \cdot e^{-\left(\frac{x-b_1}{c_1}\right)^2} + a_2 \cdot e^{-\left(\frac{x-b_2}{c_2}\right)^2} \quad (19)$$

Deste modelo obtiveram-se os seguintes dados:

$$\begin{aligned} a_1 &= 14.95 \pm 1.56 & a_2 &= 12.93 \pm 1.57 \\ b_1 &= 644 \pm 13 & b_2 &= 303 \pm 15 \\ c_1 &= 136 \pm 20 & c_2 &= 138 \pm 25 \end{aligned}$$

Os picos desta dupla gaussiana situam-se perto dos 303 e 644 pixéis. O pico situado perto dos 303 pixéis corresponde ao pico do hemisfério norte e o pico situado perto dos 644 pixéis corresponde ao pico no hemisfério sul. Para analisar esta simetria mais detalhadamente, mais importante do que perceber a posição dos dois picos será medir a distância de cada pico ao centro do disco solar. Usando o valor de referência médio de 482 pixéis para o centro, verifica-se que o pico do hemisfério norte está a 394'' e o pico do hemisfério

<sup>6</sup>Este valor foi calculado através da média do centro vertical do disco solar de todas as imagens analisadas

sul a  $356''$  do centro do disco solar<sup>7</sup>. Considerando agora os parâmetros  $a$  e  $c$ , que estão relacionados com o desvio padrão de uma distribuição normal, constata-se que, dentro do erro, estes parâmetros são iguais para ambos os picos. Desta forma, conclui-se que esta distribuição dos filamentos é simétrica em relação ao equador solar.

Uma última análise visual à figura 58 permite perceber que o pico relativo ao hemisfério sul é ligeiramente mais alto que o pico do hemisfério norte. Embora se tenha concluído na seção 4.2 que os dois hemisférios estiveram igualmente ativos durante o período analisado, uma diferença de alturas dos picos não seria inverosímil, pois, já foram detetadas assimetrias na atividade solar dos hemisférios para outros ciclos [3].

#### 4.3.1 Análise da migração dos filamentos para o equador

Na subsecção anterior verificou-se a existência de zonas preferenciais para a ocorrência de filamentos em relação ao equador do Sol. O intuito desta subsecção é perceber se a posição dos filamentos de regiões ativas, em relação ao equador, varia ao longo do tempo durante o ciclo solar. Para esse estudo usaram-se apenas os dados do ciclo solar 24, ou seja, até dezembro de 2019. Para tal, foi produzido, para cada rotação de Carrington (CR)<sup>8</sup>, um histograma da distância da posição  $y$  do centro dos esqueletos dos filamentos ao centro  $y$  do disco solar. A cada um desses histogramas foram ajustadas duas gaussianas (à semelhança da figura 58) e foram anotados os seus valores médios. Este processo foi repetido desde a rotação de Carrington número 2102 até à rotação de Carrington número 2224. No final, esses valores foram representados na figura 59 e foi feita uma regressão linear para os valores de cada pico.

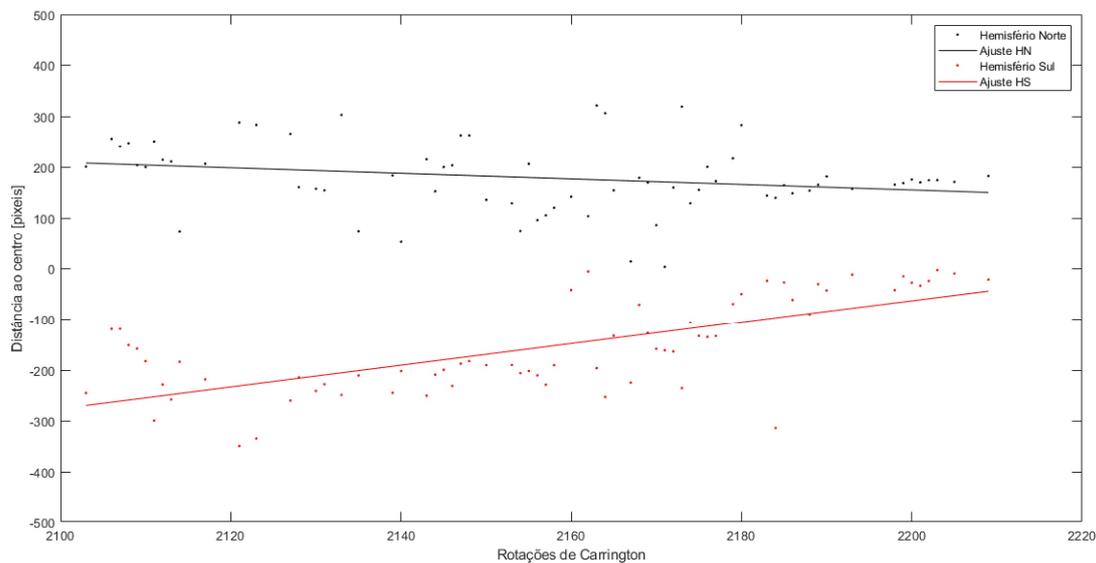


Figura 59: Representação dos valores médios obtidos para cada gaussiana e respetivos ajustes lineares para cada pico em função da CR.

<sup>7</sup>Os valores em unidades de arcsec foram calculados a partir da escala do espectro-heliógrafo de  $2.2''/\text{pixel}$  [23]

<sup>8</sup>A rotação de Carrington é um sistema que conta uma rotação solar completa a partir de um meridiano central. Cada rotação tem uma duração de 27 dias e a cada uma é atribuído um número. Este sistema de contagens foi iniciado a 9 de novembro de 1853.

É de notar que, apesar de terem sido analisadas 120 rotações, nem todos os histogramas tinham e/ou produziam dados de qualidade. Isto é, além de, muitas vezes a duração de uma rotação não ser suficiente para se poderem modelizar um ou os dois picos, devido à baixa contagem de filamentos, existe a agravante de algumas das imagens não existirem. Quer seja por não ter havido observações, quer seja por não terem tido qualidade suficiente para ser analisadas pelo método. Por estas razões, e embora a figura 59 permita ter uma noção da existência de um movimento de migração dos filamentos, esta trata-se apenas de uma aproximação, pois uma melhor análise requeria uma maior quantidade de dados. Todavia, na figura 59, só estão representados dados até à rotação de Carrington número 2210, pois, a partir dessa altura, o Sol estava num mínimo de atividade, pelo que era esperado que não houvesse contagens de filamentos suficientes para produzir os picos nos histogramas, uma vez que, os filamentos existentes eram filamentos quiescentes.

Os declives obtidos das regressões lineares foram:

$$\begin{aligned} \text{Hemisfério Norte} &: -0.543 \pm 0.272 \\ \text{Hemisfério Sul} &: 2.108 \pm 0.269 \end{aligned}$$

Da figura 59 conclui-se que, de facto, desde o início do ciclo até ao final, existe um movimento de migração dos filamentos de latitudes mais elevadas em direção ao equador solar, similar ao das manchas solares. Com os dados disponíveis, pode também inferir-se que, durante o ciclo 24, os filamentos do hemisfério norte migraram com uma velocidade de aproximadamente  $1.1''/\text{CR}$ , já os filamentos do hemisfério sul possuíram uma velocidade de migração de aproximadamente  $4.6''/\text{CR}$ .

#### 4.4 Análise da orientação dos filamentos

Nesta subsecção, será estudado o comportamento da orientação dos filamentos.

Em primeiro lugar, de modo a perceber se existe alguma variação da orientação dos filamentos com o tempo, foi feito o gráfico da inclinação média dos filamentos por dia juliano, representada na figura 60 à esquerda. Na figura 60 à direita, pode ver-se o histograma das orientações representadas à esquerda.

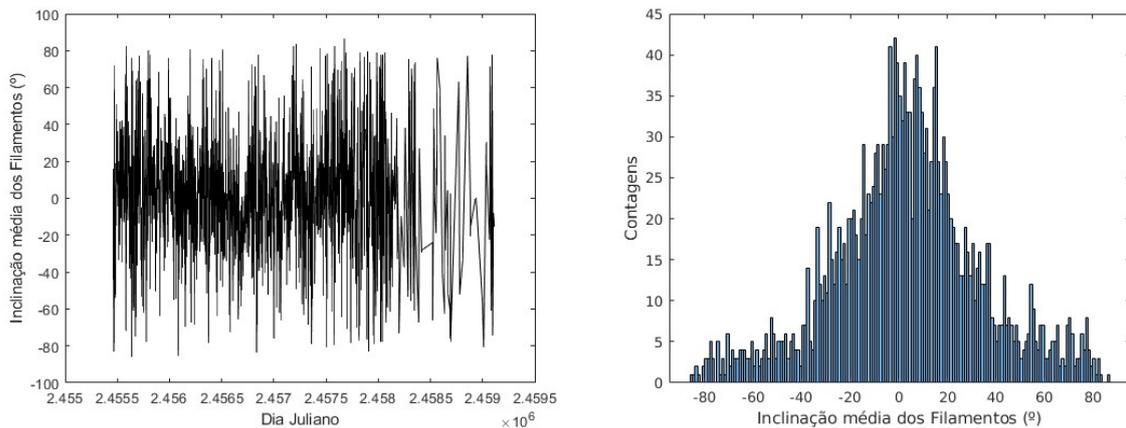


Figura 60: Gráfico da inclinação média dos filamentos de cada imagem em função do dia juliano, à esquerda; Histograma do gráfico da inclinação média dos filamentos de cada imagem por dia juliano, à direita.

Neste gráfico, pode constatar-se que a distribuição das orientações dos filamentos não apresenta uma variação significativa com o tempo. Durante todo o período de dados

analisados, a zona entre os  $-35^\circ$  e os  $+35^\circ$  está mais densamente populacionada. No entanto, todo o espectro de possibilidades, de  $-90^\circ$  a  $+90^\circ$ , está frequentemente ocupado. O histograma permite corroborar a análise feita, verificando-se que a maioria das imagens detém uma orientação média dos filamentos situada em inclinações mais horizontais.

Já na figura 61 está representado o histograma das orientações de cada filamento individualmente. Novamente, está de acordo com a análise anterior, pois verifica-se um máximo de filamentos com orientações compreendidas entre os  $-35^\circ$  e os  $+35^\circ$ . Neste histograma é, contudo, notória a existência de um mínimo de contagens nos  $+45^\circ$  e  $-45^\circ$ . À partida, não se encontra nenhuma explicação para este efeito, pelo que será necessário um estudo mais aprofundado para perceber se se tratará realmente de um efeito solar ou apenas de um erro sistemático no programa de deteção. Finalmente, identifica-se que existem mais filamentos com orientações entre os  $+45^\circ$  e os  $+90^\circ$  do que com orientações entre os  $-45^\circ$  e os  $-90^\circ$ .

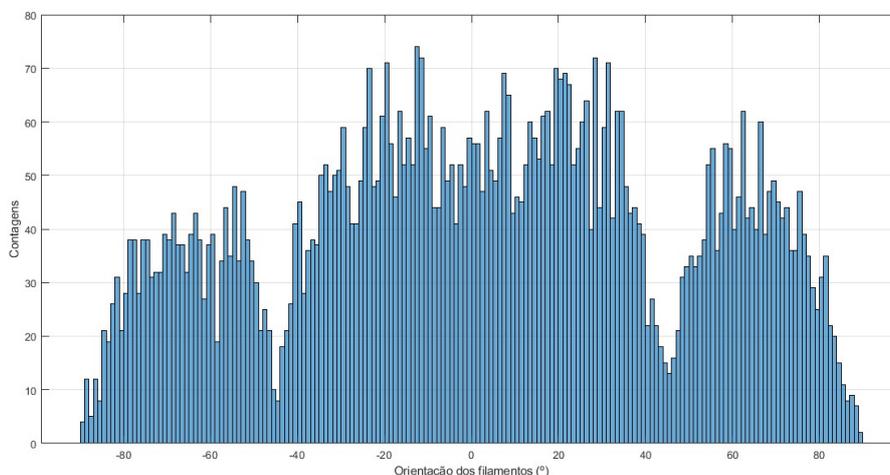


Figura 61: Histograma da orientação dos filamentos.

De seguida, será feito um estudo para compreender se a distribuição das orientações pode variar consoante a região onde os filamentos são observados. Se tal se verificar, significa que a distribuição da orientação dos filamentos é alterada devido a efeitos de perspectiva. Este estudo segue a ordem do estudo encontrado em [13] e tem como objetivo corroborá-lo.

Em primeiro lugar, dividiu-se o disco solar em quatro quadrantes, como se pode ver na figura 62. Para cada uma das secções numeradas foi feito o histograma das orientações que pode ser visto na figura 63.

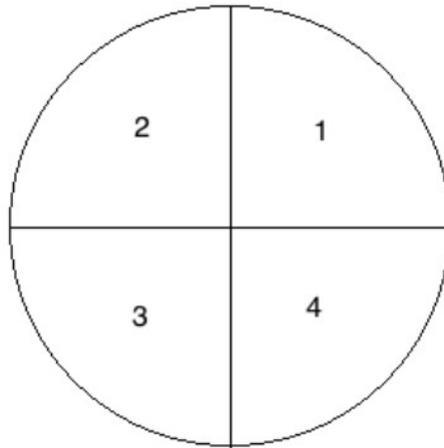


Figura 62: Representação da divisão do disco solar em quadrantes. [13]

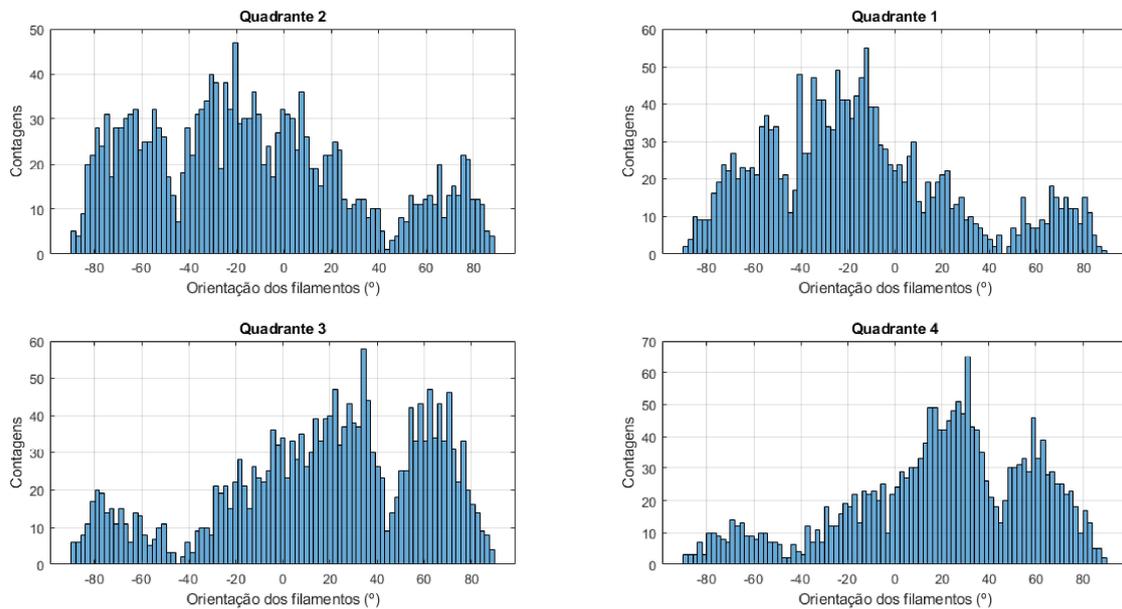


Figura 63: Histogramas da orientação dos filamentos para cada quadrante.

Analisando a figura 63 conclui-se que, de facto, a distribuição da orientação dos filamentos parece depender da região onde estes são observados. Além disso, à exceção do mínimo de contagens aos  $-45^\circ$  e  $+45^\circ$ , estes histogramas concordam com os histogramas do estudo desenvolvido em [13].

De modo a perceber melhor estas distribuições, o disco solar foi dividido novamente. Agora cada quadrante é dividido em quatro, totalizando uma divisão do disco solar em 16 secções. Desta forma, consegue-se uma melhor divisão entre as zonas mais centrais do disco solar, onde é expectável que o efeito de perspetiva seja menor, das zonas mais próximas do bordo solar, onde se espera que o efeito de perspetiva seja mais importante. A cada secção foi atribuída a numeração que pode ser vista na figura 64. Novamente foram feitos os histogramas da orientação dos filamentos para cada região numerada (figura 65).

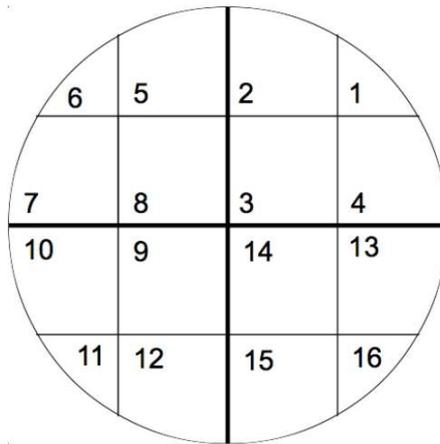


Figura 64: Representação da divisão do disco solar em 16 partes. [13]

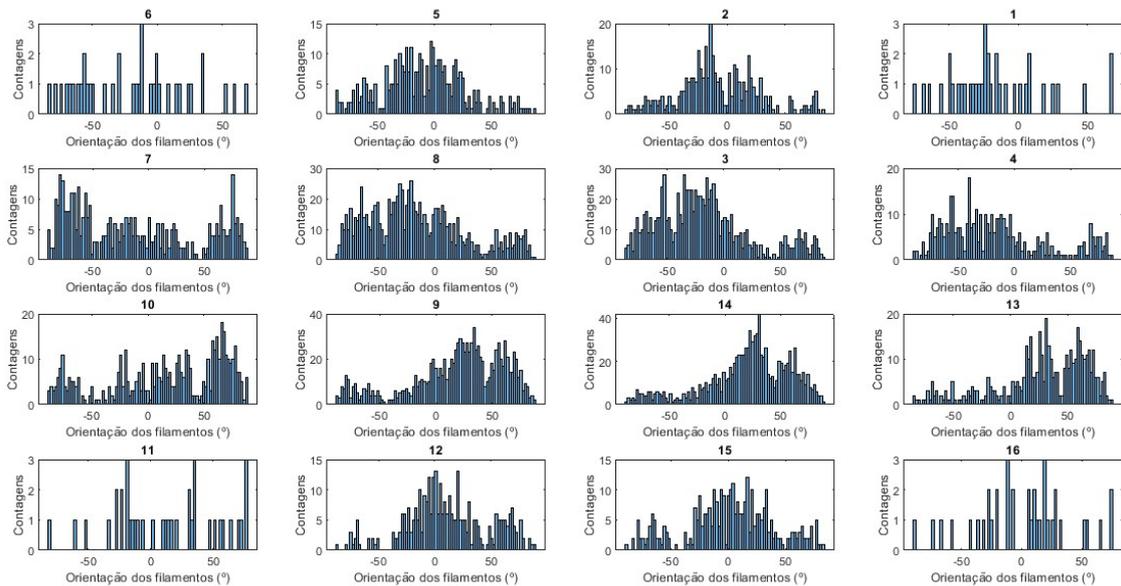


Figura 65: Histogramas da orientação dos filamentos para cada parte representada na figura 64.

Observando a figura 65 identificam-se muitas semelhanças nas secções 3, 8, 9 e 14 com os respetivos quadrantes da figura 63, pelo que se depreende que se verifica um máximo de deteção nas zonas pertencentes a esses grupos. Tal é confirmado pelo elevado número de contagens que se verifica.

Resultante desta divisão em 16 partes, seria expectável que os efeitos de perspectiva fossem simétricos entre o hemisfério norte e o hemisfério sul e em relação ao meridiano central. Analisando as 4 secções centrais, verifica-se, de facto, uma simetria em relação a equador solar, mas essa não se verifica relativamente ao meridiano. Já as secções 5, 2, 7, 10, 12, 15, 4, e 13 apesar de terem contagens de filamentos inferiores às secções mais centrais, consegue ainda distinguir-se alguns padrões. As secções 4 e 13 demonstram simetria em relação ao equador solar. Quanto à comparação das secções 7 e 10 não se pode tirar uma conclusão tão forte. Já as secções 1, 6, 11 e 16 representam regiões onde os filamentos já

se encontram muito próximos do bordo, pelo que é provável encontrar menos filamentos nestas regiões (de lembrar que o próprio método foi construído de forma a ignorar eventuais filamentos que se encontrem a uma distância do centro do disco solar superior a 95% do seu raio). Precisamente por se encontrarem tão poucos filamentos, não se consegue distinguir nenhum padrão nestas regiões. No geral, parece verificar-se simetria entre o hemisfério norte e hemisfério sul, mas a simetria em relação ao meridiano central não se verifica.

Efetivamente, a partir destas divisões do disco solar, verificam-se efeitos de perspetiva e evolução que estão em concordância com os encontrados no estudo [13]. No entanto, não foi possível encontrar uma explicação aparente para a discrepância entre as simetrias esperadas e as obtidas.

Finalmente, constata-se que o mínimo de contagens em  $-45^\circ$  e  $+45^\circ$  persiste em todos os histogramas aqui presentes e não se encontra em nenhum histograma do estudo feito em [13], pelo que se pode concluir tratar-se de um erro sistemático do método de deteção.

#### 4.5 Análise do comprimento, largura e área dos filamentos

Nesta subsecção serão analisadas três propriedades morfológicas dos filamentos: a largura, o comprimento e a área.

Com o intuito de perceber como variam estas propriedades morfológicas ao longo do ciclo, começou por se fazer a média da largura e do comprimento dos filamentos presentes em cada imagem. De modo a atenuar oscilações fez-se uma média móvel com os 27 pontos de cada propriedade. Por fim, representou-se essa média móvel em função do dia juliano. Na figura 66 pode ver-se, em cima, a média da contagem de filamentos por dia juliano obtida na seção 4.1; ao centro, a representação da variação do comprimento ao longo do ciclo; em baixo, o gráfico análogo para a largura.

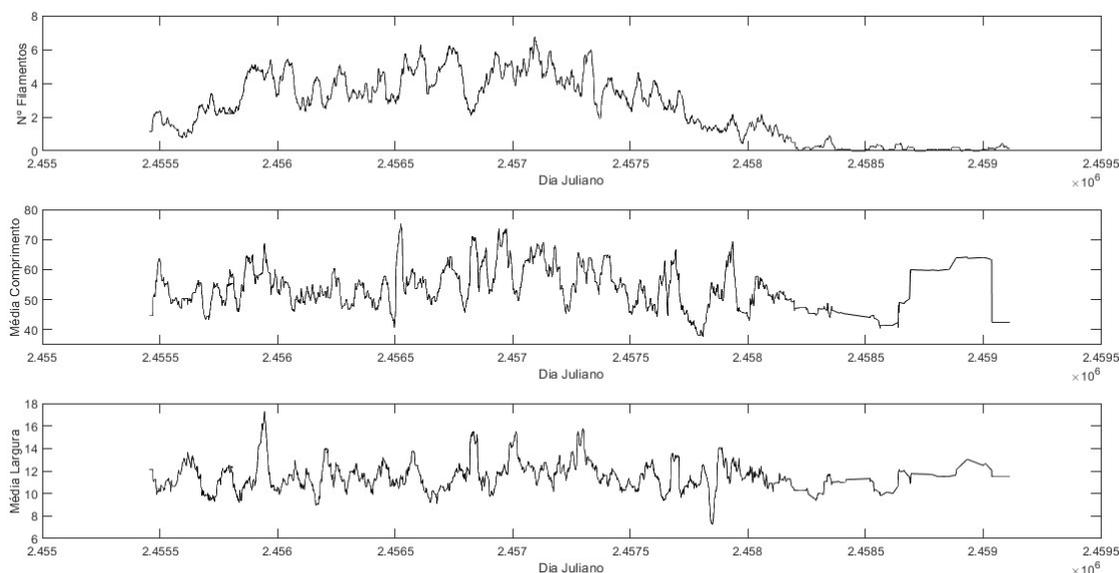


Figura 66: Em cima, a contagem de filamentos por dia juliano apresentado na seção 4.1; ao centro, a representação da variação do comprimento ao longo do ciclo; e em baixo, o gráfico análogo para a largura.

Daqui não se consegue inferir nenhum padrão concreto da variação do comprimento e

largura com o tempo. Pode apenas fazer-se uma comparação entre a altura em que são esperados os filamentos quiescentes (final do ciclo 24 e início do ciclo 25) com o restante período. Verifica-se que, durante este período, os filamentos quiescentes detetados apresentam uma largura e um comprimento ligeiramente superior do que no resto do tempo. O que corresponde ao esperado, pois os filamentos quiescentes são caracterizados por terem maiores dimensões do que os filamentos associados a regiões ativas.

Na figura 67 estão representados os histogramas do comprimento (à esquerda) e da largura (à direita) para todos os dados.

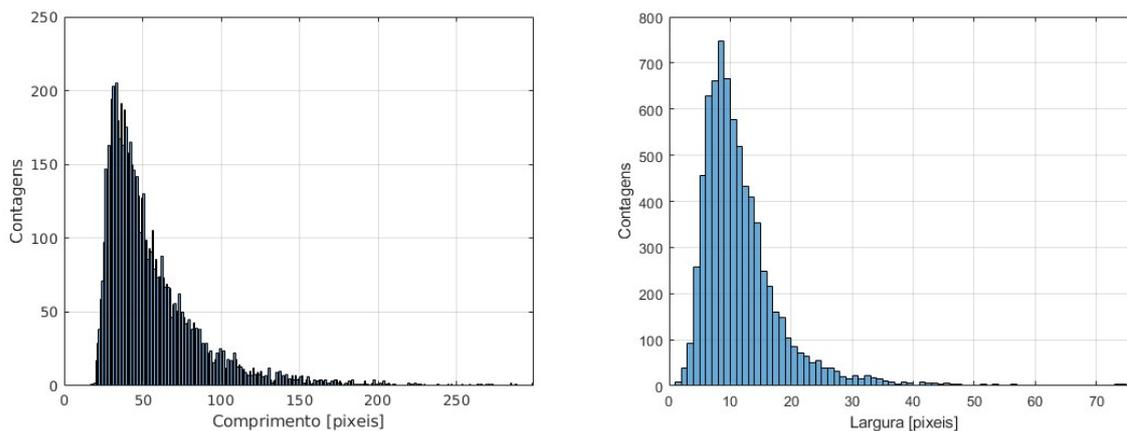


Figura 67: Histogramas comprimento e largura dos filamentos.

Em primeiro lugar, verificou-se que não existia nenhuma contagem para lá dos cortes impostos pelo método. Isto é, não há nenhum filamento com comprimento superior a 300 pixéis e largura superior a 80 pixéis, o que é um indicador de que esse filtro foi eficaz. Verifica-se um pico de deteção no histograma das larguras para valores próximos dos 9 pixéis. No histograma dos comprimentos, o pico de deteção situa-se por volta dos 33 pixéis. A primeira contagem neste último histograma é nos 17 pixéis e as contagens para comprimentos mais elevados são menos significativas.

Analisando o histograma da área, presente na figura 68, verifica-se que este está em conformidade com os dois anteriores. Todos os histogramas desta subsecção parecem decair desde o pico de deteção de forma exponencial. Além disso, também não se verifica qualquer contagem de área para valores que tenham sido excluídos na seção §3.

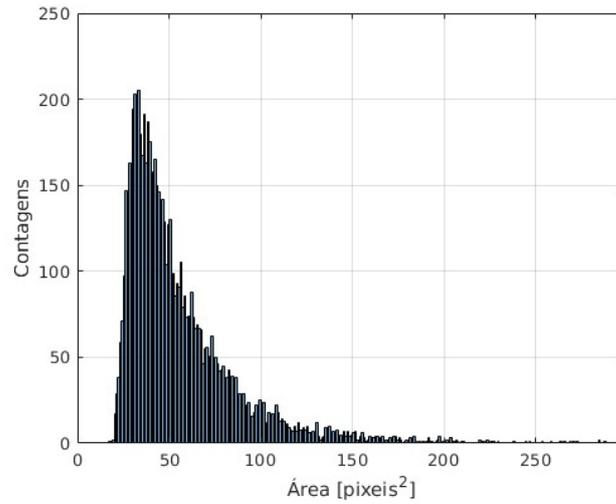


Figura 68: Histograma da área dos filamentos.

#### 4.6 Análise da curvatura dos filamentos

Para estudar a curvatura dos filamentos ao longo do ciclo usou-se o índice de curvatura  $c_i$  definido por:

$$c_i = 10 \left( 1 - \frac{d}{l} \right) \quad (20)$$

onde  $l$  é o comprimento do filamento e  $d$  a distância do ponto inicial do filamento ao ponto final.

Na figura 69 está representado o histograma do índice de curvatura para todos os dados. O máximo de contagens é atingido entre os índices de curvatura 0.12 e 0.22 e parece existir um decaimento exponencial a partir do pico. Este histograma está, mais uma vez, em conformidade com o histograma de curvaturas do trabalho [13].

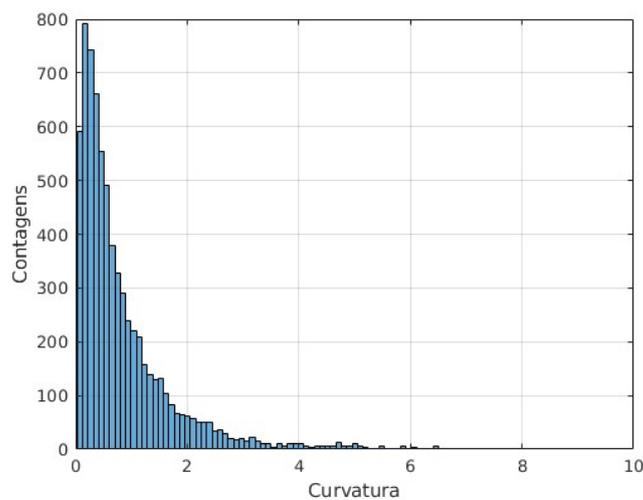


Figura 69: Histograma do índice de curvatura dos filamentos.

Finaliza-se assim a análise dos dados deste estudo sobre os filamentos. Conclui-se que corrobora a maioria dos resultados comparados com [13] e demonstra a pertinência desta abordagem que requer, evidentemente, mais estudos. Sobretudo no que concerne à sua aplicabilidade em estruturas perto do bordo e às razões do provável erro sistemático na detecção de filamentos com orientações  $+45^\circ$  e  $-45^\circ$ .

## 5 Conclusões e trabalho futuro

O principal objetivo deste trabalho foi desenvolver um programa capaz de detetar automaticamente filamentos nas imagens  $H\alpha$  do espectro-heliógrafo do Observatório Astronómico e Geofísico da Universidade de Coimbra. O código foi testado e utilizado para analisar observações feitas desde o dia 16 de setembro de 2010 até ao dia 23 de setembro de 2020.

Depois de visualizadas as imagens analisadas conclui-se que, de todos os processos aplicados no *software*, aquele que revelou pior eficiência foi a operação morfológica *fecho*. Verificou-se que no caso de filamentos mais finos e com comprimentos mais elevados era recorrente haver flutuações nas intensidades dos pixéis dentro do próprio filamento. Estas flutuações levavam a que o mesmo filamento fosse separado em dois. A operação morfológica *fecho* não foi tão eficiente quanto o esperado a unir os filamentos partidos, pois, muitas vezes, o tamanho dessa separação era superior ao do elemento estruturante usado. No entanto, quando se aumentava o tamanho do elemento estruturante verificava-se que parte do ruído não era eficazmente removido, o que aumentava acentuadamente as falsas deteções.

No geral, o software demonstrou uma boa eficiência, apresentando uma diferença média de deteção de apenas 1.24 filamentos por imagem, quando comparados com uma inspeção visual. Possui uma taxa de falsas deteções de apenas 4%. No entanto, a percentagem de filamentos não detetados é de 29%. Como o método assenta na diferença de intensidades entre pixéis, teve de haver um compromisso entre as não deteções e as falsas deteções. Embora 29% seja uma percentagem que não pode ser desprezada, optou-se por abdicar da deteção destes filamentos em prol da certeza de que praticamente todas as estruturas que são detetadas são, de facto, filamentos.

Toda a estatística apresentada na seção §4 utiliza apenas os dados gerados pelo programa. Com eles, foi possível fazer uma previsão da ocorrência do máximo solar bastante próxima da verdadeira. Conseguiu-se, possivelmente, observar o “*Gnevyshev gap*” e ainda analisar a diferença na ocorrência de filamentos nos diferentes hemisférios solares. Verificaram-se regiões de latitudes preferenciais para os filamentos situadas  $394''$  acima do centro e  $356''$  abaixo do centro do disco solar. Verificou-se ainda o movimento de migração dos filamentos de latitudes mais elevadas em direção ao equador solar para o ciclo 24. Foi também feita uma análise ao comprimento, largura, área e curvatura dos filamentos detetados. Por fim, foi ainda possível perceber a existência de uma alteração da inclinação dos filamentos devido a efeitos de perspectiva, embora ainda não se consigam explicar todos os resultados obtidos.

Grande parte desta análise estatística foi feita no sentido de corroborar a análise estatística feita no trabalho [13]. O facto de se terem verificado os mesmos efeitos nos dois trabalhos, contribui também para a validação do método de deteção criado na seção §3.

Apesar de o método se ter revelado eficiente em vários aspetos, alguns pontos carecem de melhoria, nomeadamente:

- Várias das propriedades medidas neste trabalho estão representadas em número de pixéis e sem qualquer tipo de correção esférica. Seria importante transformar os pixéis em coordenadas heliográficas, assim como fazer a correção esférica necessária para as áreas. Desta forma, ter-se-ia uma melhor compreensão das dimensões destas estruturas.
- Este trabalho apenas analisa imagens posteriores a 16/09/2010 porque apenas a partir desta data é que o *header* das imagens passou a incorporar mais informações importantes, tal como, a localização do centro em  $x$  e em  $y$  e o raio do disco solar.

Uma melhoria ao método seria o desenvolvimento de uma ferramenta que conseguisse calcular estes valores na ausência do *header*. Dessa forma, poderia aproveitar-se em pleno a longevidade das imagens do espectro-heliógrafo. Um primeiro passo seria aplicar uma ferramenta já desenvolvida exatamente com este propósito no âmbito de outra dissertação de mestrado e que se encontra descrita em [24].

- Desenvolver uma rotina que removesse os artefactos das imagens que não puderam ser analisadas neste trabalho.

Estes aspetos que poderiam ser desenvolvidos em trabalhos de investigação futuros, de média ou curta duração, que em muito potenciariam o uso da longa base de dados do espectro-heliógrafo do OGAUC.

## 6 Anexos

### 6.1 Operação morfológica fecho em imagens binárias

O objetivo da operação morfológica fecho é, tal como o nome indica, fechar espaços e voltar a unir quebras que existam na imagem. Esta operação consiste numa dilatação seguida de uma erosão. Para ambas as operações, é necessário introduzir o conceito de elemento estruturante. O elemento estruturante é um conjunto de píxeis, ou uma subimagem, usado para inspecionar a imagem em estudo [18].

Na figura 70 está representado o funcionamento da operação morfológica dilatação, onde cada número representa um píxel de uma imagem binária. A é a imagem inicial, B representa o elemento estruturante e C o resultado da dilatação de A pelo elemento estruturante B. O elemento estruturante B é sobreposto, a partir do elemento central, a todos os píxeis da imagem, fazendo assim um varrimento. Se pelo menos um píxel da imagem for igual ao elemento estruturante, o píxel central é substituído por 1. Caso contrário, o valor original é conservado.

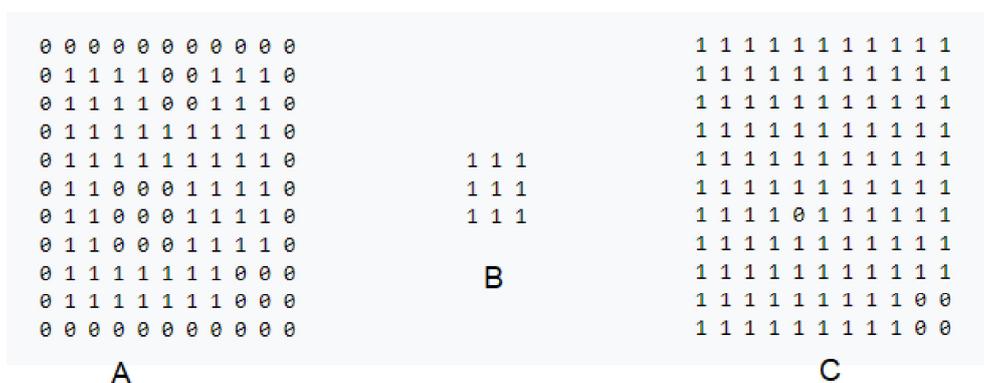


Figura 70: Operação morfológica dilatação. (Adaptado de [https://en.wikipedia.org/wiki/Dilation\\_\(morphology\)](https://en.wikipedia.org/wiki/Dilation_(morphology)))

Na figura 71 está representado um exemplo prático da utilização desta operação morfológica. A imagem com o texto inicial (à esquerda) torna-se mais perceptível depois de lhe ser aplicada a operação dilatação, com o elemento estruturante representado abaixo.

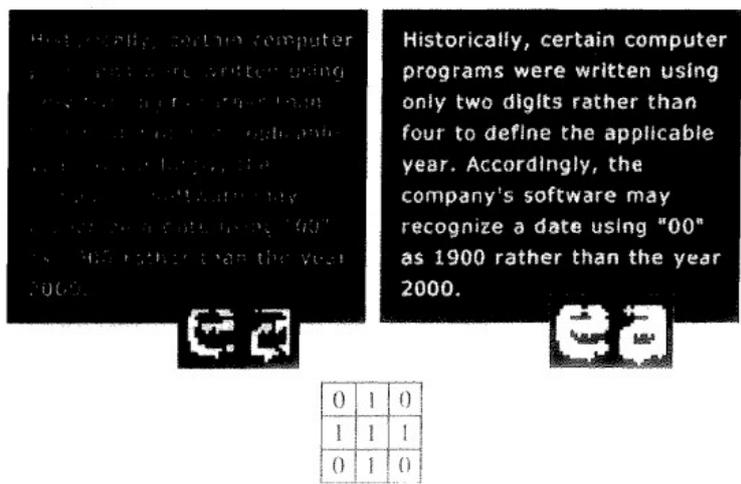


Figura 71: Exemplo prático da operação dilatação aplicada a uma imagem.[18]

A erosão é a operação que apresenta o resultado oposto ao da dilatação. Na figura 72 está representado o funcionamento desta operação morfológica. A representa a imagem inicial, B o elemento estruturante e C o resultado da operação erosão de A pelo elemento estruturante B. Novamente, o elemento estruturante B é sobreposto (centrado) a cada um dos pixels da imagem. No entanto, o valor do pixel central apenas é mantido caso todos os pixels onde o elemento estruturante está sobreposto sejam iguais aos do elemento estruturante. Tal como se pode verificar na figura C da figura seguinte.

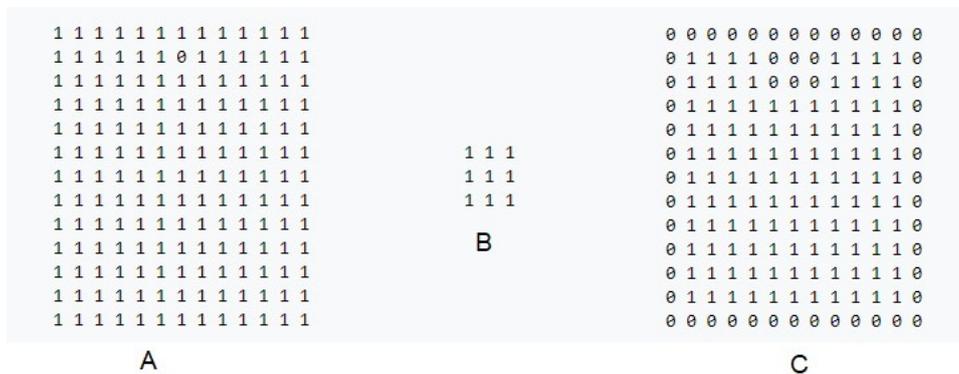


Figura 72: Operação morfológica erosão. (Adaptado de [https://en.wikipedia.org/wiki/Erosion\\_\(morphology\)](https://en.wikipedia.org/wiki/Erosion_(morphology)))

Na figura 71 está representado um exemplo prático da utilização desta operação morfológica. À imagem inicial A é aplicada a operação morfológica erosão com o elemento estruturante B. No resultado final, que se encontra no painel de baixo, pode verificar-se que as linhas se tornaram mais finas e, em vários locais, segmentadas.



Figura 73: Exemplo prático da operação erosão aplicada a uma imagem. [18]

Um exemplo do funcionamento da operação fecho pode ser visto na figura 74. À esquerda encontra-se a figura  $F$ , que está equiparada à imagem original do método. O elemento estruturante, representado por  $H$  é, neste caso, um quadrado  $3 \times 3$ . A definição de elemento estruturante é importante, pois vai definir o tamanho das falhas que podem ser preenchidas. O primeiro passo do fecho será uma dilatação. O resultado da dilatação da imagem  $F$  com o elemento estruturante  $H$  é visível ao meio. Posto isto, para suavizar o efeito da dilatação é feita uma erosão, novamente com o elemento estruturante  $H$ . O resultado final do fecho está representado à direita. Nesta última imagem nota-se o preenchimento de "buracos" na imagem original.

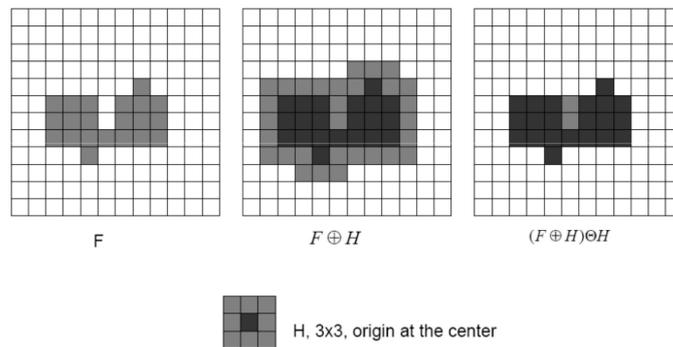


Figura 74: Exemplo da operação morfológica fecho. (<https://www.cin.ufpe.br/~tir/ComputacaoCientifica/7.Morfologia%20Matematica.pdf>)

## 6.2 Validação do método

IMAGEM	ANÁLISE VISUAL	DETEÇÃO PELO PROGRAMA	DIFERENÇA
11031901HA	0	0	0
11112302HA	6	2	4
12021801HA	7	5	2
12032102HA	9	4	5
12052609HA	6	5	1
12071001HA	5	5	0
12101203HA	4	3	1
13050401HA	13	9	4
13112214HA	9	8	1
14052204HA	5	3	2
14090404HA	4	3	1
14092304HA	8	6	2
14101604HA	7	3	4
15030601HA	8	7	1
15082601HA	8	9	1
15090205HA	7	4	3
15101405HA	5	4	1
15102602HA	8	7	1
16052202HA	12	9	3
16062507HA	4	2	2
16071004HA	2	0	2
16090901HA	2	4	2
16123102HA	5	4	1
17041401HA	2	2	0
17061406HA	1	0	1
17073012HA	1	0	1
18010201HA	0	0	0
18050401HA	0	0	0
18100501HA	0	0	0
18121705HA	0	0	0
11031901HA	0	0	0
11100502HA	6	3	3
12012506HA	4	2	2
12022002HA	4	3	1
12122308HA	5	3	2
14042004HA	9	9	0
14101604HA	4	3	1
15031301HA	8	4	4
15091401HA	2	1	1
15101601HA	9	7	2
17020910HA	0	0	0
17041401HA	2	2	0
17052901HA	1	1	0
17120402HA	0	0	0
18022305HA	0	0	0
18042002HA	0	0	0
18062103HA	1	1	0
18062803HA	0	0	0
18070505HA	0	0	0
18110801HA	0	0	0
<b>Média das diferenças</b>			<b>1.24</b>

Tabela 1: Comparação do número de filamentos analisados visualmente com o número de filamentos analisados pelo software.

IMAGEM	ANÁLISE VISUAL	DETEÇÃO SOFTWARE	CORRETA DETEÇÃO	FALSA DETEÇÃO	NÃO DETEÇÃO
11031901HA	0	0	0	0	0
11100502HA	6	3	3	0	3
12012506HA	4	2	2	0	2
12022002HA	4	3	2	1	1
12122308HA	5	3	3	0	2
14042004HA	9	9	8	1	1
14101604HA	4	3	3	0	1
15031301HA	8	4	4	0	4
15091401HA	2	1	1	0	0
15101601HA	9	7	7	0	2
17020910HA	0	0	0	0	0
17041401HA	2	2	2	0	0
17052901HA	1	1	1	0	0
17120402HA	0	0	0	0	0
18022305HA	0	0	0	0	0
18042002HA	0	0	0	0	0
18062103HA	1	1	1	0	0
18062803HA	0	0	0	0	0
18070505HA	0	0	0	0	0
18110801HA	0	0	0	0	0
<b>TOTAL</b>	55	39	37	2	16
<b>%</b>		70,9%	67,3%	3,6 %	29,1%

Tabela 2: Comparação do número de filamentos detetados corretamente ou incorretamente pelo software.

## Referências

- [1] H. Wei et al. “How eruptions of a small filament feed materials to a nearby larger-scaled filament”. In: *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society: Letters* 498.1 (Aug. 2020), pp. L104–L108. doi: 10.1093/mnrasl/ slaa134. arXiv: 2007.12301 [astro-ph.SR].
- [2] Eric Ronald Priest. *Dynamics and structure of quiescent solar prominences*. Vol. 150. 1989. doi: 10.1007/978-94-009-3077-3.
- [3] Sten Odenwald. *The Day the Sun Brought Darkness*. Aug. 2017. url: [https://www.nasa.gov/topics/earth/features/sun\\_darkness.html](https://www.nasa.gov/topics/earth/features/sun_darkness.html).
- [4] Simon F. Green and Mark H. Jones. *An Introduction to the Sun and Stars*. 2004.
- [5] José Pinto da Cunha. *Transporte de energia em estrelas*. 2018.
- [6] C. U. Keller et al. “On the Origin of Solar Faculae”. In: *The Astrophysical Journal* 607.1 (May 2004), pp. L59–L62. doi:10.1086/421553
- [7] Ricardo Jorge Maranhas Gafeira. “Slender Ca II H fibrils observed by SUNRISE/SuFI”. PhD thesis. 2018. url: <http://hdl.handle.net/10316/84977>.
- [8] R. Oliver, J. L. Ballester, and E. R. Priest. “A Two-Dimensional Model for a Solar Prominence - Effect of an External Magnetic Field”. In: *Solar Physics* 134.1 (July 1991), pp. 123–144. doi: 10.1007/BF00148744.
- [9] Adriana Garcia. *Observações Solares: Filamentos, fenómenos tão misteriosos*. url: <http://www.mat.uc.pt/~helios/Mestre/Marco01/H82obsol.htm>.
- [10] Irene Klotz. “Spring on the Sun: A New Cycle of Sunspots”. In: *Space Weather* 6.5, S05004 (May 2008), S05004. doi: 10.1029/2008SW000389
- [11] Xing-Ming Bao and Hong-Qi Zhang. “H $\beta$  Chromospheric Magnetic Field in a Quiescent Filament”. In: *Chinese Journal of Astronomy & Astrophysics* 3 (Feb. 2003), pp. 87–94. doi: 10.1088/1009-9271/3/1/87.
- [12] Alan Hood. *Kippenhahn and Schlüter Prominence Model*. Jan. 2000. url: [http://www-solar.mcs.st-andrews.ac.uk/~alan/sun\\_course/Chapter3/node13.html](http://www-solar.mcs.st-andrews.ac.uk/~alan/sun_course/Chapter3/node13.html).
- [13] Ricardo Jorge Maranhas Gafeira. *Solar filaments: characteristics and evolution*. 2011. url: <http://hdl.handle.net/10316/16998>.
- [14] E. R. Priest, A. A. van Ballegoijen, and D. H. Mackay. “A Model for Dextral and Sinistral Prominences”. In: *Astrophysical Journal* 460 (Mar. 1996), p. 530. doi: 10.1086/176990.
- [15] Sabrina Maite Sanchez, Alexandre Fournier, and Julien Aubert. “The predictability of advection-dominated flux-transport solar dynamo models”. In: *arXiv e-prints*, arXiv:1306.4561 (June 2013), arXiv:1306.4561. arXiv: 1306.4561 [astro-ph.SR].
- [16] Michael Stix. *The sun: an introduction*. 2002.
- [17] A. Garcia, M. Klvařna, and M. Sobotka. “Measurements of chromospheric velocity fields by means of the Coimbra University spectroheliograph”. In: *Central European Astrophysical Bulletin* 34 (Jan. 2010), pp. 47–56.

- [18] Rafael C Gonzales and Richard E Woods. Digital image processing. 2002.
- [19] M. Storini et al. "The GNEVYSHEV gap: A review for space weather". In: *Advances in Space Research* 31.4 (2003), pp. 895–900. issn: 0273- 1177. doi: [https://doi.org/10.1016/S0273-1177\(02\)00789-5](https://doi.org/10.1016/S0273-1177(02)00789-5). url: <http://www.sciencedirect.com/science/article/pii/S0273117702007895>.
- [20] Frédéric Clette. 2014 : maximum year for solar cycle 24: SILSO. Apr. 2005. url: <http://www.sidc.be/silso/news004>.
- [21] Hello Solar Cycle 25. Sept. 2020. url: <https://www.weather.gov/news/201509-solar-cycle>.
- [22] Ashish Goel and Arnab Rai Choudhuri. "The hemispheric asymmetry of solar activity during the last century and the solar dynamo". In: *Research in Astronomy and Astrophysics* 9.1 (Jan. 2009), pp. 115–126. doi: 10.1088/1674-4527/9/1/010. arXiv: 0712.3988 [astro-ph].
- [23] A. Garcia et al. "Synoptic observations with the Coimbra spectroheliograph". In: *Contributions of the Astronomical Observatory Skalnaté Pleso* 41.2 (Oct. 2011), pp. 69–72.
- [24] Sérgio Rafael Alves Gomes. Método de Detecção Automática de Manchas Solares em espetro-heliogramas digitais baseado na intensidade de valores digitais de pixels. 2019. url: <http://hdl.handle.net/10316/88115>.
- [25] C. W. Allen. *Astrophysical quantities*. 1973.