

Evolución Temporal, Caracterización y Asimetría Norte-Sur de la Actividad Solar mediante Registros del Observatorio del Ebro sobre Grupos de Manchas y Playas Solares durante 1910-1937

Víctor de Paula Vila

<http://hdl.handle.net/10803/674841>

ADVERTIMENT. L'accés als continguts d'aquesta tesi doctoral i la seva utilització ha de respectar els drets de la persona autora. Pot ser utilitzada per a consulta o estudi personal, així com en activitats o materials d'investigació i docència en els termes establerts a l'art. 32 del Text Refós de la Llei de Propietat Intel·lectual (RDL 1/1996). Per altres utilitzacions es requereix l'autorització prèvia i expressa de la persona autora. En qualsevol cas, en la utilització dels seus continguts caldrà indicar de forma clara el nom i cognoms de la persona autora i el títol de la tesi doctoral. No s'autoritza la seva reproducció o altres formes d'explotació efectuades amb finalitats de lucre ni la seva comunicació pública des d'un lloc aliè al servei TDX. Tampoc s'autoritza la presentació del seu contingut en una finestra o marc aliè a TDX (framing). Aquesta reserva de drets afecta tant als continguts de la tesi com als seus resums i índexs.

ADVERTENCIA. El acceso a los contenidos de esta tesis doctoral y su utilización debe respetar los derechos de la persona autora. Puede ser utilizada para consulta o estudio personal, así como en actividades o materiales de investigación y docencia en los términos establecidos en el art. 32 del Texto Refundido de la Ley de Propiedad Intelectual (RDL 1/1996). Para otros usos se requiere la autorización previa y expresa de la persona autora. En cualquier caso, en la utilización de sus contenidos se deberá indicar de forma clara el nombre y apellidos de la persona autora y el título de la tesis doctoral. No se autoriza su reproducción u otras formas de explotación efectuadas con fines lucrativos ni su comunicación pública desde un sitio ajeno al servicio TDR. Tampoco se autoriza la presentación de su contenido en una ventana o marco ajeno a TDR (framing). Esta reserva de derechos afecta tanto al contenido de la tesis como a sus resúmenes e índices.

WARNING. The access to the contents of this doctoral thesis and its use must respect the rights of the author. It can be used for reference or private study, as well as research and learning activities or materials in the terms established by the 32nd article of the Spanish Consolidated Copyright Act (RDL 1/1996). Express and previous authorization of the author is required for any other uses. In any case, when using its content, full name of the author and title of the thesis must be clearly indicated. Reproduction or other forms of for profit use or public communication from outside TDX service is not allowed. Presentation of its content in a window or frame external to TDX (framing) is not authorized either. These rights affect both the content of the thesis and its abstracts and indexes.

TESIS DOCTORAL

Título	Evolución Temporal, Caracterización y Asimetría Norte-Sur de la Actividad Solar mediante Registros del Observatorio del Ebro sobre Grupos de Manchas y Playas Solares durante 1910—1937
Realizada por	Víctor de Paula Vila
en el Centro	Instituto Universitario Observatorio del Ebro
y en el Departamento	de Geofísica
Dirigida por	Dr. Juan José Curto Subirats

A mi fiel compañero de viaje, Sputnik

Agradecimientos

Primero de todo, quiero agradecer a todo el Observatorio del Ebro por darme la oportunidad de colaborar con ellos una vez más, y por el magnífico trato que he recibido por parte de todo su equipo. En especial, quiero agradecer a mi tutor, el Doctor Juan José Curto, toda su tarea de orientación y supervisión que ha dedicado en dirigir esta Tesis, así como la infinita paciencia y comprensión que ha tenido conmigo a lo largo de estos años. Gracias a él he podido formarme como investigador.

También me gustaría dar las gracias a los Doctores Ramon Oliver y José María Vaquero, así como a Teresa Sole, Aleix Seguí, y Rosa Rodríguez, todos ellos coautores de los distintos artículos publicados en la elaboración de esta Tesis, pues sin sus aportes y consejos este trabajo no hubiera sido posible.

A los observadores del Observatorio del Ebro de la primera mitad del siglo XX, pues sin sus datos este trabajo tampoco hubiera sido posible; a los trabajadores que recuperaron y digitalizaron dichos datos, así como a Salvador Calls, a Marc Canals, a Ricard Aguilera, y a Manel Barrera, de cuyos ánimos, ayuda desinteresada, opinión y ojo crítico pude contar siempre que lo necesité.

A la Doctora Núria Martí, Vicedecana de la Escola de Doctorat de la Salle-URL, por su enorme entusiasmo, pasión e ilusión que me ha transmitido cada vez que nos hemos reunido.

Finalmente, quiero agradecer a toda mi familia, y en especial a mi tía Laura, por su incondicional soporte y por haberme acompañado y apoyado en los momentos más difíciles.

Evolución Temporal, Caracterización y Asimetría Norte-Sur de la Actividad Solar mediante Registros del Observatorio del Ebro sobre Grupos de Manchas y Playas Solares durante 1910—1937

Resumen

Los boletines de heliofísica publicados anualmente por el Observatorio del Ebro en el periodo 1910—1937 (ambos inclusive) han sido recientemente digitalizados mediante el uso de tecnología de reconocimiento óptico de caracteres con el fin de analizar los datos computacionalmente. Esto ha permitido estudiar simultáneamente algunos aspectos de la actividad solar en términos de dos estructuras solares distintas situadas en dos capas diferentes de la atmosfera solar: los grupos de manchas (Fotosfera) y los grupos de playas solares (Cromosfera).

La Tesis se compone de tres temas o bloques principales. El primero es el estudio de la evolución en el tiempo de la tasa de ocurrencia diaria (*TOD*) y distribución porcentual de los grupos de manchas y playas solares clasificados según las distintas clases morfológicas y según cuatro intervalos de áreas. Para cada estructura solar, también se ha analizado la evolución en el tiempo de la asimetría norte-sur (N-S) derivada del número total de ocurrencias diarias anuales de cada morfología y extensión. Se ha observado que, durante todo el intervalo de estudio, los grupos de manchas y playas solares más frecuentes son los más pequeños. Así mismo, la actividad solar en cuanto al número total de ocurrencias diarias parece ser, en promedio, un 23% más elevada en la Cromosfera. En cuanto a la asimetría N-S, se ha observado que el hemisferio solar norte es dominante respecto al hemisferio solar sur durante periodos de tiempo más largos y con mayores niveles de asimetría. Así mismo, la evolución temporal del índice normalizado de asimetría norte-sur (*NNSAI*) derivado del número total de ocurrencias diarias no es exactamente igual en ambas estructuras, ya que los grupos de playas presentan valores del índice más bajos a lo largo del todo el intervalo de tiempo considerado. Sin embargo, los *NNSAI* asociados a cada estructura siguen aproximadamente el mismo comportamiento independientemente de la clase morfológica considerada, aunque muestran una sutil dependencia con el área, puesto que los grupos más extensos presentan una mayor asimetría N-S.

El segundo bloque de la Tesis trata la evolución morfológica de los grupos de manchas y playas solares a lo largo de sus vidas mediante un modelo de cadenas de Márkov de primer orden. El uso de este modelo ha permitido estimar y realizar predicciones de diversas propiedades que presentan estas estructuras, como la probabilidad de mantener o cambiar su morfología durante dos observaciones consecutivas, la expectativa de evolucionar hacia una determinada clase morfológica en algún momento de sus vidas, el tiempo que permanecen en cada clase morfológica a las que evolucionan a lo largo de sus vidas, la distribución porcentual de grupos que mueren o se ocultan, y *TOD* asociada a cada clase morfológica. Los resultados del modelo se han complementado con el estudio de la distribución porcentual de las distintas clases morfológicas que los grupos de ambas estructuras solares presentan al nacer y al morir. Finalmente, se estudia la homogeneidad temporal y espacial de los datos, concluyendo que ambas estructuras solares evolucionan de manera similar en ambos hemisferios solares, pero en función del ciclo solar o fase del ciclo solar que se considere, presentan

pequeñas desviaciones en todas las propiedades, llegando a afectar a algunos aspectos de su evolución morfológica.

El tercer y último bloque de la Tesis se centra en el estudio del comportamiento cíclico detectado en la asimetría N-S de la suma mensual de áreas y ocurrencias diarias de grupos de manchas y playas solares registrados en el Observatorio del Ebro. Analizando la evolución temporal de los índices de asimetría N-S absolutos y normalizados en el intervalo 1910—1937, se ha descubierto un comportamiento cíclico en el que el hemisferio solar dominante cambia sistemáticamente con un periodo global de $7,9 \pm 0,2$ años. Con el objetivo de verificar y cuantificar con precisión esta periodicidad, y estudiar su prevalencia en el tiempo, se ha empleado la serie sobre grupos de manchas solares del RGO-USAF/NOAA (1874—2016). Posteriormente, se ha examinado cada serie temporal del índice de asimetría absoluto mediante diferentes técnicas como el análisis del espectro de potencia, el método CEEMDAN (*Complete Ensemble Empirical Mode Decomposition With Adaptive Noise*) o la transformada wavelet de Morlet. La combinación de resultados revela que la asimetría N-S presenta un comportamiento cíclico en diferentes escalas temporales, que consiste en dos periodicidades aproximadamente estables de $1,47 \pm 0,02$ años y $3,83 \pm 0,06$ años, que coexisten con otras tres componentes discontinuas con períodos variables de $5,4 \pm 0,2$ años, $9,0 \pm 0,2$ años, y $12,7 \pm 0,3$ años. Por otro lado, durante 1910—1937, solo se observan claramente dos señales periódicas de $4,10 \pm 0,04$ años y $7,57 \pm 0,03$ años. Así mismo, ambas señales poseen períodos ligeramente más largos en la asimetría N-S asociada a grupos de playas en comparación con la asociada a grupos de manchas.

Evolució Temporal, Caracterització i Asimetria Nord-Sud de l'Activitat Solar mitjançant Registres de l'Observatori de l'Ebre sobre Grups de Taques i Platges Solars durant 1910—1937

Resum

Els butlletins d'heliofísica publicats anualment per l'Observatori de l'Ebre en el període 1910—1937 (ambdós inclusivament) han estat digitalitzats recentment mitjançant l'ús de tecnologia de reconeixement òptic de caràcters amb l'objectiu d'analitzar les dades computacionalment. Això ha permès estudiar simultàniament alguns aspectes de l'activitat solar en termes de dues estructures solars diferents situades a diferents capes de l'atmosfera solar: els grups de taques (Fotosfera) i els grups de platges solars (Cromosfera).

La Tesi es compon de tres temes o blocs principals. El primer és l'estudi de l'evolució en el temps de la taxa d'ocurrència diària (*TOD*) i distribució percentual dels grups de taques i platges solars classificats segons les diferents classes morfològiques i segons quatre intervals d'àrees. Per a cada estructura solar, també s'ha analitzat l'evolució en el temps de l'asimetria nord-sud (N-S) derivada del nombre total d'ocurrències diàries anuals de cada morfologia i interval d'àrea. Durant tot l'interval d'estudi, s'ha observat que els grups de taques i platges solars més freqüents són els més petits. De la mateixa manera, l'activitat solar pel que fa el nombre total d'ocurrències diàries sembla, de mitjana, un 23% més elevada a la Cromosfera. Pel que fa l'asimetria N-S, s'ha observat que l'hemisferi solar nord és dominant respecte l'hemisferi solar sud durant intervals de temps més llargs i també presenta nivells d'asimetria més grans. D'altra banda, l'evolució temporal de l'índex normalitzat d'asimetria nord-sud (*NNSAI*) derivat del nombre total d'ocurrències diàries no és exactament igual en ambdues estructures, ja que els grups de platges presenten valors de l'índex més baixos al llarg de tot l'interval de temps considerat. No obstant això, els *NNSAI* associats a cada estructura segueixen aproximadament el mateix comportament independentment de la classe morfològica considerada, encara que mostren una subtil dependència amb l'àrea, ja que els grups més grans presenten una asimetria N-S més elevada.

El segon bloc de la Tesi tracta l'evolució morfològica dels grups de taques i platges solars al llarg de les seves vides mitjançant un model de cadenes de Màrkov de primer ordre. L'ús d'aquest model ha permès estimar i realitzar prediccions de diverses propietats que presenten aquestes estructures, com la probabilitat de mantenir o canviar la seva morfologia durant dues observacions consecutives, l'expectativa d'evolucionar cap a una determinada classe morfològica en algun moment de les seves vides, el temps que romanen a les diferents classes morfològiques a les que evolucionen al llarg de les seves vides, la distribució percentual de grups que moren o s'oculten, i la *TOD* associada a cada classe morfològica. Els resultats del model s'han complementat amb l'estudi de la distribució percentual de les diferents classes morfològiques que els grups de les dues estructures solars presenten al néixer i morir. Finalment, s'estudia l'homogeneïtat temporal i espacial de les dades, conclouent que ambdues estructures evolucionen de manera similar en ambdós hemisferis solars, però presenten petites desviacions en totes les propietats en funció del cicle solar o fase del cicle solar que es consideri, arribant a afectar alguns aspectes de la seva evolució morfològica.

El tercer i últim bloc de la Tesi se centra en l'estudi del comportament cíclic detectat a l'asimetria N-S de la suma mensual d'àrees i ocurrències diàries de grups de taques i

platges solars enregistrats a l'Observatori de l'Ebre. Analitzant l'evolució temporal dels índexs d'asimetria N-S absoluts i normalitzats a l'interval 1910—1937, s'ha descobert un comportament cíclic en què l'hemisferi solar dominant canvia sistemàticament amb un període global de $7,9 \pm 0,2$ anys. Amb l'objectiu de verificar i quantificar amb precisió aquesta periodicitat, i estudiar-ne la seva prevalença en el temps, s'ha emprat la sèrie sobre grups de taques solars del RGO-USAF/NOAA (1874—2016). Posteriorment, s'ha examinat cada sèrie temporal de l'índex d'asimetria absolut mitjançant diferents tècniques com l'anàlisi de l'espectre de potència, el mètode CEEMDAN (*Complete Ensemble Empirical Mode Decomposition With Adaptive Noise*) o la transformada wavelet de Morlet. La combinació de resultats revela que l'asimetria N-S presenta un comportament cíclic en diferents escales temporals, que consisteix en dues periodicitats aproximadament estables de $1,47 \pm 0,02$ anys i $3,83 \pm 0,06$ anys, que coexisteixen amb tres components discontinües amb períodes variables de $5,4 \pm 0,2$ anys, $9,0 \pm 0,2$ anys, i $12,7 \pm 0,3$ anys. D'altra banda, durant 1910—1937, només s'observen clarament dues senyals periòdiques de $4,10 \pm 0,04$ anys i $7,57 \pm 0,03$ anys. De la mateixa manera, les dues senyals presenten períodes lleugerament més llargs a l'asimetria N-S associada als grups de platges en comparació amb l'associada als grups de taques.

Temporal Evolution, Characterization and North-South Asymmetry of Solar Activity using Ebro Observatory Records of Sunspot and Solar Plage Groups during 1910—1937

Abstract

The heliophysics catalogues published annually by the Ebro Observatory in the period 1910—1937 (both inclusive) have recently been digitized by using optical character recognition technology in order to analyze the data computationally. This has made it possible to study simultaneously some aspects of solar activity in terms of two different solar structures located in two different layers of the solar atmosphere: the sunspot groups (Photosphere) and the solar plage groups (Chromosphere).

The PhD Thesis is made up of three main topics. The first one is the evolution over time of the occurrence daily rate (*TOD*) and the distribution in percentage of the sunspot and solar plage groups classified according to the different morphological classes, and also according to four intervals of areas. For each solar structure, it has been analyzed the evolution over time of the north-south (N-S) asymmetry derived from the total annual number of daily occurrences of each morphology and area interval. In the period under study, it has been observed that the most frequent sunspot and solar plage groups are the smallest ones. Likewise, the solar activity in terms of the total number of daily occurrences appears to be, on average, 23% higher in the Chromosphere. Regarding the N-S asymmetry, it has been observed that the northern solar hemisphere is dominant over the southern solar hemisphere for longer periods of time, and also shows higher levels of asymmetry. Moreover, the temporal evolution of the normalized north-south asymmetry index (*NNSAI*) derived from the total number of daily occurrences is not exactly the same in both structures, since solar plage groups present lower index values throughout the entire period. However, the *NNSAI* associated with each solar structure follows approximately the same behavior regardless of the morphological class, although they show a subtle dependence on the area, since the largest groups present higher N-S asymmetry.

The second topic of the Thesis deals with the morphological evolution of sunspot and solar plage groups throughout their lives by using a first-order Markov chain model. This model allows to estimate and make predictions of several properties of these solar structures, such as the probability of remaining or changing their morphology during two consecutive observations, the expectation of evolving towards a certain morphological class at some point in their lives, the time that they remain in each morphological class to which they evolve throughout their lives, the percentage of groups that die or end up on the far side of the Sun, and the *TOD* associated with each morphological class. The results of the model have been complemented with distribution in percentage of the different morphological classes that both solar structures groups present at birth and at death. Finally, the temporal and spatial homogeneity of the data is studied, concluding that both solar structures evolve in a similar way in both solar hemispheres, but they present small deviations in all properties depending on the solar cycle or phase of the solar cycle considered, affecting some aspects of its morphological evolution.

The third and last topic of the Thesis focuses on the cyclic behavior detected in the N-S asymmetry of the monthly sum of areas and daily occurrences of sunspot and solar plage groups recorded at the Ebro Observatory. Analyzing the temporal evolution of the absolute and normalized N-S asymmetry indices during 1910—1937, a cyclic behavior in

which the dominant solar hemisphere changes systematically with a global period of 7.9 ± 0.2 yr. has been discovered. In order to accurately verify and quantify this periodicity, and study its prevalence over time, the RGO-USAF/NOAA sunspot group series (1874—2016) has been used. Subsequently, each time series of the absolute asymmetry index has been examined by using different techniques such as power spectrum analysis, the CEEMDAN method (*Complete Ensemble Empirical Mode Decomposition With Adaptive Noise*) or the Morlet wavelet transform. The combined results reveals that the N-S asymmetry presents a cyclic behavior on different time scales, consisting in two quite stable periodicities of 1.47 ± 0.02 yr. and 3.83 ± 0.06 yr., which co-exist with another three discontinuous components with more marked time-varying periods of 5.4 ± 0.2 yr., 9.0 ± 0.2 yr., and 12.7 ± 0.3 yr. Moreover, during 1910—1937, only two periodic signals of 4.10 ± 0.04 yr. and 7.57 ± 0.03 yr. can be clearly observed. Finally, both signals present slightly longer periods in the N-S asymmetry associated with solar plage groups compared to that associated with sunspot groups.

Tabla de Contenido

Capítulo 1: Introducción, Motivación y Objetivos	25
1.1. Motivación	27
1.2. Objetivos.....	28
1.3. Estructura de la Tesis	28
1.4. Producción Científica Vinculada a la Tesis	29
Capítulo 2: El Sol.....	31
2.1 Introducción.....	33
2.2 Estructura Interna Solar	33
2.3 La Atmosfera Solar.	34
2.4 La Heliosfera	35
2.5 Las Coordenadas Heliográficas	35
2.6 La Actividad Solar	36
2.6.1 Las Manchas Solares.....	37
2.6.2 Las Playas Solares	44
2.7 El Ciclo Solar	46
2.8 La Ley de Rotación Diferencial	50
2.9 Teoría de la Dinamo Solar	54
2.10 La Asimetría N-S	56
Capítulo 3: Datos Empleados	59
3.1 La Sección de Heliofísica del OE	61
3.2 Instrumentación	63
3.2.1 El Telescopio Mailhat.....	63
3.2.2 El Espectroheliógrafo Evershed.....	64
3.3 Contraste de los Registros sobre Manchas y Playas Solares del OE con otras Series Temporales	64
Capítulo 4: Evolución en el Tiempo y Asimetría N-S de la <i>TOD</i> y Distribución de Grupos de Manchas y Playas Solares	71
4.1 Introducción.....	73
4.2 <i>TOD</i> y Distribución de las Estructuras Solares Según su Morfología	73

4.2.1	Clasificación de Cortie de los Grupos de Manchas Solares	73
4.2.2	Clasificación de Zürich de los Grupos de Manchas Solares	75
4.2.3	Clasificación del OE de los Grupos de Playas Solares	77
4.3.	<i>TOD</i> y Distribución de las Estructuras Solares según su Área	79
4.3.1.	Grupos de Manchas Solares	79
4.3.2.	Grupos de Playas Solares.....	81
4.4.	Asimetría N-S	83
4.4.1.	Asimetría N-S en el Número Total de Ocurrencias Diarias	84
4.4.2.	Asimetría N-S del Número Total de Ocurrencias Diarias de los Grupos de Manchas Solares Según la Clasificación de Cortie	86
4.4.3.	Asimetría N-S del Número Total de Ocurrencias Diarias de los Grupos de Manchas Solares Según la Clasificación de Zürich.....	88
4.4.4.	Asimetría N-S del Número Total de Ocurrencias Diarias de los Grupos de Playas Solares Según la Clasificación del OE	92
4.4.5.	Asimetría N-S del Número Total de Ocurrencias Diarias de los Grupos de Manchas Solares según su Área.....	93
4.4.6.	Asimetría N-S del Número Total de Ocurrencias Diarias de los Grupos de Playas Solares según su Área	97
4.5.	Discusión.....	98

Capítulo 5: Caracterización de la Vida de los Grupos de Manchas y Playas Solares Mediante un Modelo de Cadenas de Márkov de Primer Orden 103

5.1.	Introducción.....	105
5.2.	Cadenas de Márkov.....	105
5.3.	Test de Validación	106
5.3.1.	Test de Dependencia para un Modelo de Cadenas de Márkov de Primer Orden	107
5.3.2.	Test de Dependencia para un Modelo de Cadenas de Márkov de Segundo Orden	109
5.4.	Aplicación de un Modelo de Cadenas de Márkov de Primer Orden a la Evolución Morfológica de los Grupos de Manchas y Playas Solares.....	111
5.5.	Análisis y Resultados	115
5.5.1.	Grupos de Manchas Solares	115
5.5.2.	Grupos de Playas Solares.....	121

5.6.	Inhomogeneidades Temporales y Espaciales	124
5.6.1.	Inhomogeneidades Temporales.....	124
5.6.2.	Inhomogeneidades Espaciales.....	127
5.7.	Discusión.....	128
Capítulo 6: Análisis del Comportamiento Cíclico de la Asimetría N-S en la Actividad Solar.....		133
6.1	Introducción.....	135
6.2	Suma Mensual de Ocurrencias y Áreas Diarias	136
6.2.1	Grupos de Manchas y Playas del OE	136
6.2.2	Grupos de Manchas del RGO-USAF/NOAA	137
6.3	Análisis de los Índices de Asimetría N-S.....	138
6.4	Análisis del Espectro de Potencia.....	140
6.5	Análisis CEEMDAN.....	153
6.6	Análisis Wavelet	161
6.7	Discusión.....	166
Capítulo 7: Conclusiones y Proyección Futura		173
7.1	Conclusiones	175
7.2	Proyección Futura	179
Referencias		181

Lista de Figuras

2.1	Estructura del Sol.	33
2.2	Sistema de coordenadas heliográficas definidas a partir de la longitud de Carrington y de Stonyhurst.	36
2.3	Formación de las manchas solares a partir de la inhibición local del transporte de energía por convección.	38
2.4	Ley de la polaridad de Hale.	38
2.5	Ley de Joy.	39
2.6	Estructura de las manchas solares.	39
2.7	Ejemplos de las distintas clases morfológicas de grupos de manchas solares según el esquema de clasificación de Cortie.	40
2.8	Ejemplos de las distintas clases morfológicas de grupos de manchas solares según la clasificación de Zürich.	41

2.9	Ejemplos de las distintas clases morfológicas de grupos de manchas solares según el esquema de clasificación de McIntosh.	43
2.10	Ejemplos de las distintas clases morfológicas de grupos de playas solares según el esquema de clasificación del OE.	46
2.11	Promedio mensual del <i>International Sunspot Number</i> V2.0 durante 1750—2021.	48
2.12	Diagrama de mariposa de los grupos de manchas solares durante 1875—2013.	49
2.13	El mínimo de Maunder.	49
2.14	La rotación diferencial en la superficie solar.	50
2.15	La rotación diferencial en el interior solar.	52
2.16	El modelo de Babcock-Leighton.	55
3.1	Extracto de la Sección de Heliofísica del Boletín del OE (junio de 1930).	61
3.2	Diagrama de mariposa de los grupos de manchas y playas solares registrados en el OE durante 1910—1937.	62
3.3	Evolución en el tiempo del número total de días de observación en el OE durante 1910—1937.	63
3.4	El telescopio Mailhat.	64
3.5	El espectroheliógrafo Evershed.	64
3.6	<i>Panel superior:</i> Comparación entre la media anual del <i>International Sunspot Number</i> V2.0 y los valores anuales de la <i>TOD</i> de los grupos de manchas y playas solares registrados en el OE durante 1910—1937. <i>Panel inferior:</i> Correlación entre la <i>TOD</i> de los grupos de manchas y playas solares registrados en el OE y la media anual del <i>International Sunspot Number</i> V2.0.	65
3.7	Distribución del número total de ocurrencias diarias de las distintas clases morfológicas de grupos de manchas solares registrados en el OE durante 1910—1937 según las clasificaciones de Cortie y Zürich.	67
3.8	Área promedio de las distintas clases morfológicas de grupos de manchas en los esquemas de Cortie y Zürich obtenidas a partir de los datos del OE durante 1910—1937.	67
3.9	<i>Panel izquierdo:</i> Distribución del número total de ocurrencias diarias de las distintas clases morfológicas de grupos de playas solares registradas por el OE durante 1910—1937 según su propio esquema de clasificación. <i>Panel derecho:</i> Área promedio de las distintas clases morfológicas de grupos de playas solares obtenidas a partir de los datos del OE durante 1910—1937.	69
4.1	Evolución anual de la <i>TOD</i> de las distintas clases morfológicas de grupos de manchas solares según la clasificación de Cortie durante 1910—1937.	74
4.2	Evolución anual de la distribución de las distintas clases morfológicas de grupos de manchas solares según la clasificación de Cortie durante 1910—1937.	75
4.3	Evolución anual de la <i>TOD</i> de las distintas clases de grupos de manchas solares según la clasificación de Zürich durante 1910—1937.	76
4.4	<i>Panel superior:</i> Evolución anual de la distribución de las diferentes clases morfológicas de grupos de manchas solares según la clasificación de Zürich durante 1910—1937. <i>Panel inferior:</i> Evolución anual del valor promedio de cada clase.	77

4.5	Evolución anual de la <i>TOD</i> de las distintas clases de grupos de playas solares según la clasificación del OE durante 1910—1937.	78
4.6	Evolución anual de la distribución de las distintas clases morfológicas de grupos de playas solares según la clasificación del OE en el período 1910—1937.	79
4.7	Evolución anual de la <i>TOD</i> de los grupos de manchas solares según cuatro intervalos de área durante 1910—1937.	80
4.8	Evolución anual de la distribución de los grupos de manchas solares según cuatro intervalos de área durante 1910—1937.	81
4.9	Evolución anual de la <i>TOD</i> de los grupos de playas solares según cuatro intervalos de área durante 1910—1937.	82
4.10	Evolución anual de la distribución de los grupos de playas solares según cuatro intervalos de área (en unidades de 100 KSH) durante 1910—1937.	83
4.11	Evolución anual del <i>NNSAI</i> durante 1910—1937 con relación al número total de ocurrencias diarias de grupos de manchas y playas solares	85
4.12	Evolución anual del <i>NNSAI</i> durante 1910—1937 con relación al número total de ocurrencias diarias de grupos de manchas solares registrados anualmente en el OE, según el esquema morfológico de Cortie.	87
4.13	Evolución anual del <i>NNSAI</i> durante 1910—1937 en relación con el número total de ocurrencias diarias de grupos de manchas solares registrados anualmente en el OE, según el esquema morfológico de Zürich.	89
4.14	Evolución anual del <i>NNSAI</i> durante 1910—1937 con relación al número total de ocurrencias diarias de los grupos de playas solares registrados anualmente en el OE, según su esquema morfológico particular.	92
4.15	Evolución anual del <i>NNSAI</i> durante 1910—1937 con relación al número total de ocurrencias diarias de grupos de manchas solares registrados anualmente en el OE, según cuatro intervalos de áreas.	94
4.16	Evolución anual del <i>NNSAI</i> durante 1910—1937 con relación al número total de ocurrencias diarias de grupos de manchas solares registrados anualmente en el RGO, según cuatro intervalos de áreas.	95
4.17	Evolución anual del <i>NNSAI</i> durante 1910—1937 con relación al número total de ocurrencias diarias de grupos de playas solares registrados anualmente en el OE, según cuatro intervalos de áreas.	97
5.1	Predicción de la <i>TOD</i> de cada clase morfológica en función del número de transiciones n para la clasificación de Cortie de grupos de manchas solares y para la clasificación del OE de grupos de playas solares.	115
6.1	Evolución en el tiempo durante 1910—1937 de la <i>SMOD</i> y <i>SMAD</i> de grupos de manchas y playas solares registrados en el OE.	137
6.2	Evolución en el tiempo durante 1910—1937 y 1874—2016 de la <i>SMOD</i> y <i>SMAD</i> de grupos de manchas solares registrados en el RGO-USAF/NOAA.	138
6.3	Evolución en el tiempo del <i>NNSAI</i> y <i>ANSAI</i> derivados de la <i>SMOD</i> y <i>SMAD</i> de grupos de manchas y playas solares durante 1910—1937 y 1874—2016.	139
6.4	Curvas <i>DFT</i> , <i>TAWS</i> y <i>LSP</i> asociadas a los <i>ANSAI</i> obtenidos de la <i>SMOD</i> y <i>SMAD</i> de grupos de manchas y playas solares en el lapso 1910—1937.	146

6.5	Curvas <i>DFT</i> , <i>TAWS</i> y <i>LSP</i> asociadas al <i>ANSAI</i> obtenido de la <i>SMOD</i> y <i>SMAD</i> de grupos de manchas solares registrados por el RGO-USAF/NOAA en el lapso 1874—2016.	147
6.6	Evolución en el tiempo (en intervalos de tres ciclos solares consecutivos) de las 5 periodicidades más importantes detectadas en los <i>ANSAI</i> obtenidos de la <i>SMOD</i> y <i>SMAD</i> de grupos de manchas solares de la serie temporal RGO-USAF/NOAA (1874—2016) vía <i>DFT</i> , <i>TAWS</i> y <i>LSP</i> .	152
6.7	Frecuencias (periodos) instantáneos de todas las \widetilde{IMF}_s y del residuo obtenidos de los <i>ANSAI</i> derivados de la <i>SMAD</i> y <i>SMOD</i> de grupos de manchas solares registrados por el RGO-USAF/NOAA durante los Ciclos Solares 11, 12 y 13 (mayo de 1874—septiembre de 1902); los Ciclos Solares 12, 13 y 14 (septiembre de 1878—diciembre de 1913); los Ciclos Solares 13, 14 y 15 (junio de 1890—mayo de 1923); y los Ciclos Solares 14, 15 y 16 (septiembre de 1902—septiembre de 1933).	156
6.8	Misma información que la Figura 6.7, durante los Ciclos Solares 15, 16 y 17 (diciembre de 1913—enero de 1944); los ciclos solares 16, 17 y 18 (mayo de 1923—febrero de 1954); los Ciclos Solares 17, 18 y 19 (septiembre de 1933—octubre de 1964); y los Ciclos Solares 18, 19 y 20 (enero de 1944—mayo de 1976).	157
6.9	Misma información que la Figura 6.7 durante los Ciclos Solares 19, 20 y 21 (febrero de 1954—marzo de 1986); los Ciclos Solares 20, 21 y 22 (octubre de 1964—junio de 1996); los Ciclos Solares 21, 22 y 23 (mayo de 1976—enero de 2008); los Ciclos Solares 22, 23 y 24 (marzo de 1986—octubre de 2016).	158
6.10	Frecuencias (periodos) instantáneos de todas las \widetilde{IMF}_s y del residuo obtenidos de los <i>ANSAI</i> derivados de la <i>SMAD</i> y <i>SMOD</i> de grupos de manchas y playas solares durante 1910—1937.	160
6.11	Escalogramas obtenidos de los <i>ANSAI</i> derivados de la <i>SMOD</i> y <i>SMAD</i> de grupos de manchas solares registrados por el RGO-USAF/NOAA durante los Ciclos Solares 11-16 (mayo de 1874-septiembre de 1933) en grupos de tres ciclos solares consecutivos.	162
6.12	Misma información que la Figura 6.11, durante los Ciclos Solares 15-20 (diciembre de 1913—mayo de 1976).	163
6.13	Misma información que la Figura 6.11, durante los Ciclos Solares 19-24 (febrero de 1954—octubre de 2016).	164
6.14	Escalogramas obtenidos de los <i>ANSAI</i> derivados de la <i>SMOD</i> y <i>SMAD</i> de grupos de manchas y playas solares durante 1910—1937.	165

Lista de Tablas

2.1	Resumen de los criterios de equivalencia entre los esquemas de clasificación de Cortie y Zürich.	44
2.2	Leyes de rotación diferencial solar del tipo $\omega(\varphi) = a - b \cdot \sin^2 \varphi - c \cdot \sin^4 \varphi$ obtenidas a lo largo del tiempo por distintos autores y métodos.	53

3.1	Distribución porcentual de las distintas clases morfológicas según la clasificación de Cortie en los observatorios del Ebro, Kodaikanal y Valencia, en diferentes periodos de tiempo.	66
3.2	Distribución porcentual de las distintas clases morfológicas según la clasificación de Zürich en los observatorios del Ebro, Madrid, Valencia, Ondřejov y el catálogo del USET, en diferentes periodos de tiempo.	68
3.3	Distribución porcentual de las distintas clases morfológicas de grupos de playas solares registrados en el OE durante 1910—1937.	69
3.4	Distribución porcentual de las distintas clases morfológicas de grupos de playas solares registrados en el OM durante 1912—1917.	69
4.1	Significancia estadística de la asimetría N-S presentada por el número total de ocurrencias diarias de grupos de manchas y playas solares registrados anualmente en el OE y en el RGO durante 1910—1937.	86
4.2	Significancia estadística de la asimetría N-S presentada por el número total de ocurrencias diarias de grupos de manchas solares registrados anualmente en el OE durante 1910—1937, según el esquema morfológico de Cortie.	88
4.3	Significancia estadística de la asimetría N-S presentada por el número total de ocurrencias diarias de grupos de manchas solares registrados anualmente en el OE durante 1910—1937, según el esquema morfológico de Zürich (clases <i>A</i> , <i>B</i> y <i>C</i>).	89
4.4	Continuación Tabla 4.3 (clases <i>D</i> , <i>E</i> y <i>F</i>).	90
4.5	Continuación Tabla 4.3 (clases <i>G</i> , <i>H</i> y <i>J</i>).	91
4.6	Significancia estadística de la asimetría N-S presentada por el número total de ocurrencias diarias de grupos de playas solares registrados anualmente en el OE durante 1930—1937, según su esquema morfológico.	93
4.7	Significancia estadística de la asimetría N-S presentada por el número total de ocurrencias diarias de grupos de manchas solares registrados anualmente en el OE durante 1910—1937, según cuatro intervalos de áreas.	95
4.8	Significancia estadística de la asimetría N-S presentada por el número total de ocurrencias diarias de grupos de manchas solares registrados anualmente en el RGO durante 1910—1937, según cuatro intervalos de áreas.	96
4.9	Significancia estadística de la asimetría N-S presentada por el número total de ocurrencias diarias de grupos de playas solares registrados anualmente en el OE durante 1910—1937, según cuatro intervalos de áreas.	98
5.1	Tabla de contingencia para un esquema de clasificación morfológica general.	107
5.2	Clases y número de clases morfológicas de los diferentes esquemas de clasificación de grupos de manchas y playas solares.	108
5.3	Resultados de los test de dependencia mediante los estadísticos χ^2 y α para todos los esquemas de clasificación de grupos de manchas y playas solares.	109
5.4	Resultados del test de dependencia mediante el estadístico $\tilde{\alpha}$ para la clasificación de Cortie de manchas solares (excluyendo el tipo <i>V</i>) y la clasificación del OE de grupos de playas solares.	111

5.5	Clases y valores k y d de los diferentes esquemas de clasificación de grupos de manchas y playas solares.	112
5.6	Matriz de conteo extendida de los grupos de manchas solares según la clasificación de Cortie durante 1910—1937.	116
5.7	Matriz de conteo extendida de los grupos de manchas solares según la clasificación de Zürich (Agrupación 2) durante 1910—1937.	116
5.8	Matriz de probabilidad de transición extendida de los grupos de manchas solares según la clasificación de Cortie durante 1910—1937.	117
5.9	Matriz de probabilidad de transición extendida de los grupos de manchas solares según la clasificación de Zürich (Agrupación 2) durante 1910—1937.	117
5.10	Distribución porcentual de la morfología de los grupos de manchas solares según la clasificación de Cortie en su aparición y extinción durante 1910—1937.	117
5.11	Distribución porcentual de la morfología de los grupos de manchas solares según la clasificación de Zürich en su aparición y extinción durante 1910—1937.	118
5.12	Tiempos de permanencia de los grupos de manchas solares según la clasificación de Cortie durante 1910—1937.	118
5.13	Tiempos de permanencia de los grupos de manchas solares según la clasificación de Zürich (Agrupación 2) durante 1910—1937.	118
5.14	Pronóstico de extinción-ocultación de los grupos de manchas solares según la clasificación de Cortie durante 1910—1937.	119
5.15	Pronóstico de extinción-ocultación de los grupos de manchas solares según la clasificación de Zürich (Agrupación 2) durante 1910—1937.	119
5.16	Matriz de expectativa de los grupos de manchas solares según la clasificación de Cortie durante 1910—1937.	120
5.17	Matriz de expectativa de los grupos de manchas solares según la clasificación de Zürich (Agrupación 2) durante 1910—1937.	120
5.18	Predicción de la TOD de los grupos de manchas solares según la clasificación de Cortie durante 1910—1937.	120
5.19	Predicción de la TOD de los grupos de manchas solares según la clasificación de Zürich (Agrupación 2) durante 1910—1937.	120
5.20	Matriz de conteo extendida de los grupos de playas solares según la clasificación del OE durante 1910—1937.	121
5.21	Matriz de probabilidad de transición extendida de los grupos de playas solares según la clasificación del OE durante 1910—1937.	121
5.22	Distribución porcentual de la morfología de los grupos de playas solares según la clasificación del OE en su aparición y extinción durante 1910—1937.	122
5.23	Tiempos de permanencia de los grupos de playas solares según la clasificación del OE durante 1910—1937.	123
5.24	Pronóstico de extinción-ocultación de los grupos de playas solares según la clasificación del OE durante 1910—1937.	123
5.25	Matriz de expectativa de los grupos de playas solares según la clasificación del OE durante 1910—1937.	123
5.26	Predicción de la TOD de los grupos de playas solares según la clasificación del OE durante 1910—1937.	124

5.27	Resultados del test de homogeneidad temporal (Ciclos solares 15 y 16, es decir, $T = 2$) vía estadísticos X_t^2 y β para la clasificación de Cortie de grupos de manchas solares (excluyendo la clase V), la clasificación de Zürich de grupos de manchas solares, agrupando las clases $[A,B,C]$, $[D,E,F]$ y $[G,H,J]$, y la clasificación del OE de grupos de playas solares.	125
5.28	Resultados del test de homogeneidad temporal (Mínimo, Ascenso, Máximo y Descenso de los ciclos solares, es decir, $T = 4$) vía estadísticos X_t^2 y β para la clasificación de Cortie de grupos de manchas solares (excluyendo la clase V), la clasificación de Zürich de grupos de manchas solares, agrupando las clases $[A,B,C]$, $[D,E,F]$ y $[G,H,J]$, y la clasificación del OE de grupos de playas solares.	125
5.29	Comparativa de la TOD de los grupos de manchas solares según la clasificación de Cortie en cada intervalo de tiempo.	126
5.30	Comparativa de la TOD de los grupos de manchas solares según la clasificación de Zürich en cada intervalo de tiempo.	126
5.31	Comparativa de la TOD de los grupos de playas solares según la clasificación del OE en cada intervalo de tiempo.	127
5.32	Resultados del test de homogeneidad espacial (hemisferios solares norte y sur, es decir, $H = 2$) vía estadísticos X_h^2 y γ la clasificación de Cortie de grupos de manchas solares, la clasificación de Zürich de grupos de manchas solares, agrupando las clases $[A,B,C]$, $[D,E,F]$, $[G,H,J]$, y la clasificación del OE de grupos de playas solares.	128
6.1	Coefficiente de correlación de Pearson calculado entre los diferentes índices de asimetría N-S derivados de la $SMOD$ y $SMAD$ de las distintas series temporales de grupos de manchas y playas solares.	139
6.2	Breve resumen de los distintos procedimientos seguidos para el cálculo de los niveles de significancia en cada método de análisis del espectro de potencia.	143
6.3	Valores de la frecuencia central no dimensional y del estadístico chi-cuadrado reducido, asociados a cada ajuste FBS para todos los $ANSAI$ obtenidos de la $SMAD$ y $SMOD$ de grupos de manchas y playas solares de las distintas series temporales en el lapso 1910—1937.	144
6.4	Valor de la primera señal periódica detectada vía DFT , $TAWS$ y LSP en los $ANSAI$ obtenidos de la $SMAD$ y $SMOD$ de grupos de manchas y playas solares de las distintas series temporales en el lapso 1910—1937.	145
6.5	Misma información que la Tabla 6.4, para la segunda señal periódica.	145
6.6	Valores de la frecuencia central no dimensional y del estadístico chi-cuadrado reducido, asociados a cada ajuste FBS para los $ANSAI$ obtenidos de la $SMAD$ y $SMOD$ de grupos de manchas solares de la serie temporal del RGO-USAF/NOAA (1874—2016).	147
6.7	Valores de las distintas señales periódicas detectadas vía DFT , $TAWS$ y LSP en los $ANSAI$ obtenidos de la $SMAD$ y $SMOD$ de grupos de manchas solares de la serie temporal del RGO-USAF/NOAA (1874—2016).	147
6.8	Valores de la frecuencia central no dimensional y del estadístico chi-cuadrado reducido, asociados a cada ajuste FBS para los $ANSAI$ obtenidos de la $SMAD$ y $SMOD$ de grupos de manchas solares de la serie temporal del RGO-USAF/NOAA (1874—2016), dividida en intervalos de tiempo de tres ciclos solares.	148

6.9	Valor de las distintas señales periódicas detectadas vía <i>DFT</i> , <i>TAWS</i> y <i>LSP</i> en los <i>ANSAI</i> obtenidos de la <i>SMAD</i> de grupos de manchas solares de la serie temporal del RGO-USAF/NOAA (1874—2016), dividida en intervalos de tiempo de tres ciclos solares.	148
6.10	Misma información que la Tabla 6.9, para los <i>ANSAI</i> obtenidos de la <i>SMOD</i> de grupos de manchas solares de la serie temporal del RGO-USAF/NOAA (1874—2016), dividida en intervalos de tiempo de tres ciclos solares.	150
6.11	Valor promedio de las cinco señales periódicas detectadas vía <i>DFT</i> , <i>TAWS</i> y <i>LSP</i> en los distintos <i>ANSAI</i> obtenidos de la <i>SMAD</i> y <i>SMOD</i> de grupos de manchas solares de la serie temporal del RGO-USAF/NOAA (1874—2016).	153
6.12	Duración de los períodos obtenidos al promediar los valores de la frecuencia (período) instantáneo asociado a la $\widetilde{IMF}\#5$ para todos los <i>ANSAI</i> derivados de la <i>SMAD</i> y la <i>SMOD</i> de los grupos de manchas solares registrados por el RGO-USAF/NOAA durante los ciclos solares 19-24 (febrero de 1954—octubre de 2016).	159
6.13	Duración de los períodos obtenidos al promediar los valores de la frecuencia (período) instantáneo asociado a la $\widetilde{IMF}\#5$ para todos los <i>ANSAI</i> derivados de la <i>SMAD</i> y <i>SMOD</i> de todas las series de grupos de manchas y playas solares durante 1910—1937.	161
6.14	Artículos seleccionados que versan sobre periodicidades en diferentes índices solares, que podrían asociarse a las periodicidades <i>A</i> , <i>B</i> , <i>C</i> , <i>D</i> y <i>E</i> encontradas en este estudio.	167

Lista de Acrónimos, Abreviaturas y Siglas

<i>ANSAI</i>	<i>Absolute North-South Asymmetry Index</i>
CEEMDAN	<i>Complete Ensemble Empirical Mode Decomposition with Adaptive Noise</i>
COI	<i>Cone of Influence</i> (Cono de Influencia)
<i>CWT</i>	<i>Continuous Wavelet Transform</i> (Transformada Wavelet Continua)
<i>DFT</i>	<i>Discrete Fourier Transform</i> (Transformada Discreta de Fourier)
EEMD	<i>Ensemble Empirical Mode Decomposition</i>
EMD	<i>Empirical Mode Decomposition</i>
E-O	Este-Oeste
FBS	<i>Fourier Background power Spectrum</i> (Espectro de potencia de Fondo de Fourier)
GWS	<i>Global Wavelet Spectrum</i>
IAGA	<i>International Association of Geomagnetism and Aeronomy</i>

IAMAS	<i>International Association of Meteorology and Atmospheric Sciences</i>
IAPSO	<i>International Association for the Physical Sciences of the Oceans</i>
IASPEI	<i>International Association of Seismology and Physics of the Earth's Interior</i>
IMF	<i>Intrinsic Mode Functions</i> (Funciones de modo intrínseco)
IUGG	<i>International Union of Geodesy and Geo-physics</i>
KSH	Milésimas de Hemisferio Solar
<i>LSP</i>	<i>Lomb-Scargle Periodogram</i> (Periodograma de Lomb-Scargle)
MIRA	detection, Monitoring and modelling of Ionospheric irRegulARities
MSH	Millonésimas de Hemisferio Solar
NASA	<i>National Aeronautics and Space Administration</i>
<i>NNSAI</i>	<i>Normalised North-South Asymmetry Index</i>
NOAA	<i>National Oceanic and Atmospheric Administration</i>
N-S	Norte-Sur
OE	Observatorio del Ebro
OM	Observatorio de Madrid
OV	Observatorio de Valencia
PMA	Promedio Mensual de Áreas
QBO	<i>Quasi-Biennial Oscillations</i> (Oscilaciones Cuasi Bienales)
RGO	<i>Royal Greenwich Observatory</i>
SILSO	<i>Sunspot Index and Long-term Solar Observations</i>
<i>SMAD</i>	Suma Mensual de Áreas Diarias
<i>SMOD</i>	Suma Mensual de Ocurrencias Diarias
<i>TAWS</i>	<i>Time Averaged Wavelet Spectrum</i>
<i>TOD</i>	Tasa de Ocurrencia Diaria
USAF	<i>United States Air Force</i>
USET	<i>Uccle Solar Equatorial Table</i>

Capítulo 1.
Introducción. Motivación y Objetivos.

1.1. Motivación

El Observatorio del Ebro (OE), situado en Roquetes (Tarragona, España), es un centro de observación e investigación fundado en 1904 por la Compañía de Jesús, con el principal objetivo de estudiar la influencia de la actividad solar en los fenómenos geofísicos.

Un año después de su fundación, el OE instaló un telescopio Mailhat y un espectroheliógrafo Evershed, dos instrumentos capaces de observar y registrar respectivamente grupos de manchas y playas solares (Curto et al., 2016). A partir de 1910, el OE comenzó a publicar anualmente su boletín, con datos diarios sobre la posición sobre el disco solar, tamaño y clasificación de estas dos estructuras solares, convirtiéndose así en uno de los primeros observatorios del mundo con registros regulares de playas solares (Batlló et al., 2006). Lamentablemente, la serie de datos sobre grupos de manchas se interrumpió durante el periodo 1938—1939 (ambos inclusive) debido a la Guerra Civil Española (1936—1939), mientras que la serie sobre grupos de playas finalizó en 1937 tras quedar el espectroheliógrafo gravemente dañado.

En la actualidad, y en conjunción con la línea de investigación sobre hidrología y cambio climático, el estudio del geomagnetismo y la aeronomía se ha convertido en uno de los principales estandartes del OE, y cuenta con ambiciosos proyectos únicos en España y competitivos a nivel internacional, como el proyecto MIRA (*detection, Monitoring and modelling of Ionospheric irregularities*), cuyo principal objetivo es detectar, monitorizar y modelizar las irregularidades ionosféricas debidas a fulguraciones solares con la finalidad de mitigar sus efectos. El estudio de estas irregularidades es de vital importancia ya que alteran el comportamiento regular de la ionosfera, afectando la propagación de las ondas electromagnéticas y, por lo tanto, de las telecomunicaciones (Blanch et al., 2013; Alsina-Pagès et al., 2020; Curto et al., 2018; Curto, 2020; de Paula et al., 2022b).

Por otro lado, el creciente interés en la recuperación de datos históricos y la disponibilidad de nuevas técnicas de tratamiento de imagen está generando proyectos como el de Ermolli et al. (2009), con el fin de digitalizar archivos fotográficos y registros de observaciones solares históricas. Además de su preservación, los archivos solares pueden aportar información única sobre el astro y por tanto ampliar el conocimiento de los procesos físicos que en él ocurren. En el caso particular del OE, las series históricas sobre grupos de manchas y playas solares se han recuperado y han sido digitalizadas con el fin de extraer el gran potencial que ocultan. Y es que el hecho de disponer de dos series de prácticamente treinta años, pertenecientes a dos estructuras solares distintas situadas en diferentes capas de la atmosfera solar invita a estudiar de manera simultánea la evolución en el tiempo de las propiedades de estas estructuras, analizando tanto la llamada Asimetría norte-sur (Asimetría N-S) existente entre ambos hemisferios en cuanto a actividad solar se refiere, así como una posible dependencia con las distintas capas de la atmosfera solar.

Por todo ello, en 2015 realicé una colaboración inicial con el OE bajo la supervisión del Dr. Juan José Curto, que culminó un año después con la publicación de un artículo en la revista *Solar Physics*. En este estudio preliminar a la Tesis, restringido al análisis de la velocidad de rotación del Sol en el periodo 1930—1936 (ambos inclusive) usando grupos de manchas y playas solares como trazadores, puede notarse que dichas estructuras parecen moverse a distintas velocidades y, por tanto, se observa una posible dependencia de la velocidad de rotación del Sol con las distintas capas de la atmosfera

solar. Todo ello me motivó a seguir investigando e iniciar esta Tesis, alargando al máximo el periodo a estudiar disponible (1910—1937, ambos inclusive) y ampliando el número de propiedades a analizar.

1.2. Objetivos

De acuerdo con el apartado anterior, y a partir de los registros históricos del OE sobre grupos de manchas y playas solares en el periodo 1910—1937, los principales objetivos de esta Tesis son:

- Analizar la evolución en el tiempo y asimetría N-S de la distribución y de la tasa de ocurrencia diaria de los grupos de manchas y playas solares, en cuanto a su morfología y área.
- Caracterizar la vida de estas estructuras mediante el uso de un modelo de cadenas de Márkov de primer orden.
- Estudiar a fondo el comportamiento cíclico de la asimetría N-S detectado en la actividad solar a partir de la suma mensual de ocurrencias y áreas de ambas estructuras solares.

1.3. Estructura de la Tesis

Esta Tesis está estructurada en 7 capítulos más un apartado de referencias. A continuación, se describe el contenido de cada sección:

- El Capítulo 1 es un apartado introductorio en el que se explica la motivación y objetivos de la Tesis, así como se detalla su estructura, el estado del arte y la producción científica vinculada a ella.
- El Capítulo 2 está dedicado a la exposición de conceptos y elementos clave sobre el Sol, y tiene como finalidad contextualizar la investigación que se ha llevado a cabo. En él se presentan con detalle las estructuras solares protagonistas de la Tesis: los grupos de manchas y playas solares, así como otros fenómenos y procesos relacionados con ellas.
- El Capítulo 3 contextualiza y muestra en detalle la procedencia de los datos utilizados para elaborar el presente estudio, así como la instrumentación utilizada para su registro.
- En los Capítulos 4, 5 y 6 se exponen los distintos resultados de la investigación, y que han sido publicados como artículos científicos. Los resultados se comparan con estudios parecidos y en algunos casos se amplían respecto a los artículos publicados.
- En el Capítulo 7 se resumen las principales conclusiones obtenidas a lo largo de la Tesis y se exponen las líneas de futuro que se han abierto gracias al desarrollo de este trabajo.
- Finalmente, se encuentra un apartado con las diferentes referencias bibliográficas utilizadas durante la realización de la Tesis.

1.4. Producción Científica Vinculada a la Tesis

Esta es una Tesis con formato tradicional. No es, por tanto, una Tesis por compendio de publicaciones. No obstante, durante su elaboración, se han publicado cuatro artículos científicos al respecto, y se ha participado en varios congresos tanto a nivel nacional como internacional, mediante la presentación de un póster o realizando comunicaciones orales, donde se ha mostrado parte de mi trabajo. Toda esta producción científica sostiene y avala los resultados presentados en esta Tesis.

En cuanto a los artículos científicos, se han realizado las siguientes contribuciones:

- I. Seguí, A., Curto, J. J., de Paula, V., Vaquero, J.M., Rodríguez-Gasén R.: 2019, *Temporal variation and asymmetry of sunspot and solar plage types from 1930 to 1936*. *Advances in Space Research* 63, 3738.
- II. de Paula, V., Curto, J. J.: 2020, *The Evolution over Time and North–South Asymmetry of Sunspots and Solar Plages for the Period 1910 to 1937 Using Data from Ebro Catalogues*. *Solar Physics* 295, 99.
- III. de Paula, V., Curto, J. J., Sole, T.: 2021, *Application of the Márkov Chain Model to Sunspots and Solar Plages for the Period 1910 to 1937 Using Data from Ebro Catalogues*. *Solar Physics* 296, 92.
- IV. de Paula, V., Curto, J. J., Oliver, R.: 2022a, *The cyclic behaviour in the N-S asymmetry of sunspots and solar plages for the period 1910 to 1937 using data from Ebro catalogues*. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 512, 4.

A nivel nacional, se ha participado en la VI y VII Reunión Española de Física Solar y Heliosférica, en Mérida (2017) y Valencia (2019), respectivamente, con las siguientes comunicaciones orales:

- I. Curto J. J., de Paula V., Seguí, A., Rodríguez-Gasén, R.: 2017, *The N-S asymmetry of solar activity from sunspot and flocculi data in Ebro catalogs*. VI Reunión Española de Física Solar y Heliosférica, Centro Universitario de Mérida, Universidad de Extremadura.
- II. Curto J. J., de Paula V., Seguí, A., R.: 2019, *Temporal variation and N-S asymmetry of sunspot and solar plage types from 1910 to 1937*. VII Reunión Española de Física Solar y Heliosférica, Centro Cultural la Nau, Universidad de Valencia, Valencia.

A nivel internacional, se ha participado en el congreso IAPSO-IAMAS-IAGA (*International Association for the Physical Sciences of the Oceans - International Association of Meteorology and Atmospheric Sciences - International Association of Geomagnetism and Aeronomy*), en Ciudad de Cabo, Sudáfrica (2017), en el congreso IUGG (*International Union of Geodesy and Geophysics*), acontecido en Montréal, Canadá (2019), y en el congreso IAGA-IASPEI (*International Association of Geomagnetism and Aeronomy - International Association of Seismology and Physics of the Earth's Interior*), acontecido en Hyderabad, India (2021), aunque organizado virtualmente. En los congresos de 2017 y 2021 se presentaron pósteres, mientras que en el de 2019 se realizó una comunicación oral. A continuación se listan los títulos de las presentaciones:

- I. Curto J. J., de Paula, V., Seguí, A., Rodríguez-Gasén, R.: 2017, *Solar rotation from sunspot and flocculi data in Ebro catalogs*. IAPSO-IAMAS-IAGA Joint Assembly 2017, Ciudad del Cabo, Sudáfrica.
- II. Curto J. J., de Paula V., Solé G.: 2019, *Retrieving Historical Heliophysical Series of the Ebro Observatory*. IUGG2019 Inter-Association Symposium JS06 - Old Data for New Knowledge: Preservation and Utilization of Historical Data in the Geosciences, Montréal, Canada.
- III. de Paula, V., Curto J. J., Sole, T.: 2021, *Characterization of Sunspots and Solar Plages lives by the application of a 1st order Márkov Chain Model*. IAGA-IASPEI Joint Scientific Assembly 2021, Hyderabad, India.
- IV. de Paula, V., Curto J. J., Oliver, R.: 2021, *The 7.5-year periodicity in the N-S asymmetry of sunspots and solar plages during 1910—1937*. IAGA-IASPEI Joint Scientific Assembly 2021, Hyderabad, India.

Capítulo 2.
El Sol.

2.1. Introducción

El Sol es la estrella más cercana a la Tierra y constituye nuestra principal fuente de energía. Esta cercanía (aproximadamente 150 millones de kilómetros) hace posible una temperatura que permite la presencia de agua en estado líquido, lo que favorece la aparición de la vida. Y, por otro lado, nos permite estudiar con más detalle los procesos físicos que en ella tienen lugar, así como su relación e influencia sobre la Tierra.

En la actualidad, el modelo astrofísico que mejor explica la mayor parte de los fenómenos observados en el Sol establece que se trata de un cuerpo en rotación prácticamente esférico, formado principalmente por Hidrógeno (71%) y Helio (27%)¹ en estado plasma. Según este modelo, el Sol posee un radio interno hasta su superficie R_{\odot} de 695.700 km (Mamajek et al., 2015), y una estructura en forma de capas esféricas concéntricas, que se extienden más allá de su superficie e incluso de su atmósfera.

2.2. Estructura Interna Solar

Como se observa en la Figura 2.1, el interior del Sol se compone del núcleo, la zona radiativa y la zona convectiva. Más allá de la superficie se encuentra la atmósfera solar, compuesta a su vez por la Fotosfera, la Cromosfera y la Corona.

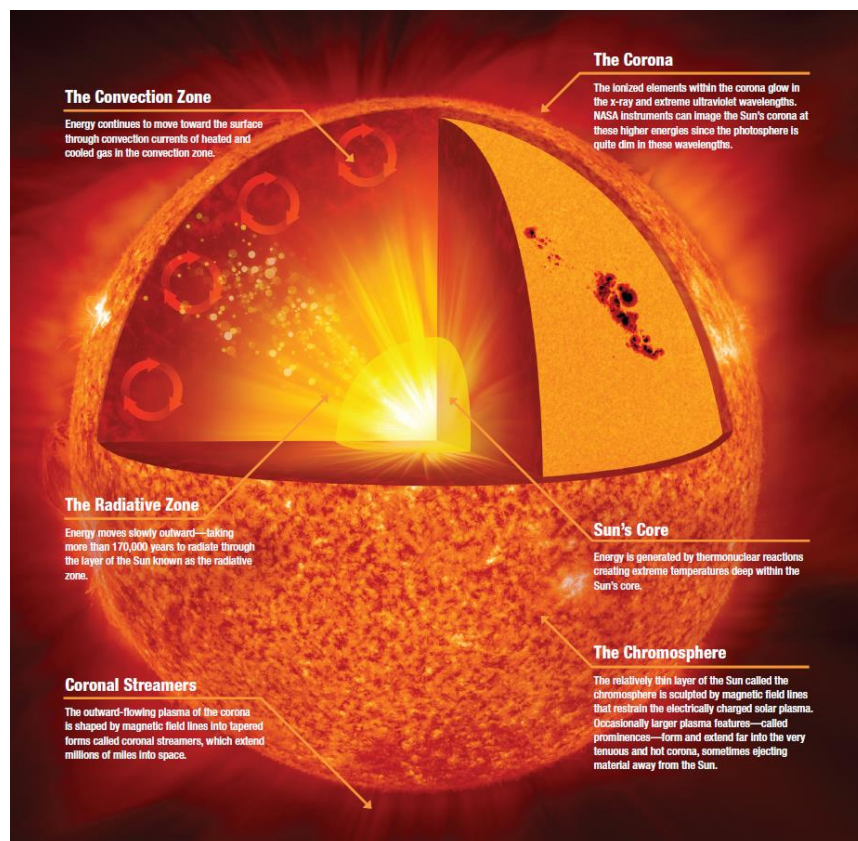


Figura 2.1. Estructura del Sol (Fuente: nasa.gov, 2019).

¹ También posee trazas de otros elementos más pesados, como Oxígeno, Carbono, Hierro, etc. (Karttunen et al., 2017).

El núcleo es la región más interna del Sol y se extiende desde el centro hasta $0,25R_{\odot}$. Es la zona más caliente y también la más densa, presentando una temperatura y densidad que disminuyen con la distancia al centro desde los 15 a los 7 millones de Kelvin, y desde los 150 a los 20 g/cm³. El núcleo constituye el lugar donde la estrella produce su energía mediante continuas reacciones termonucleares, siendo la más importante de ellas la llamada cadena protón-protón, que convierte los protones (núcleos de Hidrógeno) en partículas alfa (núcleos de Helio-4), con la consecuente liberación de energía en forma de radiación electromagnética (fotones).

La capa que envuelve el núcleo se denomina zona radiativa. Se extiende entre $0,25R_{\odot}$ y $0,60R_{\odot}$, y presenta una temperatura que sigue disminuyendo desde los 7 a los 2 millones de Kelvin, con lo que el gas de esta región, todavía muy denso, sigue ionizado. La energía producida en el núcleo viaja muy lentamente hacia el exterior a través de esta capa, ya que los fotones son absorbidos y reemitidos continuamente por los núcleos de Hidrógeno y Helio presentes en el medio.

La región que separa la zona radiativa de la zona convectiva se llama Tacoclina, y tiene un espesor de solamente $0,04R_{\odot}$. Como se detallará más adelante, esta fina capa también separa el comportamiento de rotación propio de un sólido rígido, presentado en el núcleo y zona radiativa, del resto de la estrella, donde se observa una rotación propia de un fluido, la llamada rotación diferencial.

La última capa que debe recorrer la radiación antes de alcanzar la superficie es la zona convectiva. En esta región, que se extiende aproximadamente entre los $0,64R_{\odot}$ y la superficie, la temperatura desciende desde los 2 millones de Kelvin a solamente 6.500 K, impidiendo la ionización de buena parte de los átomos del gas presente en esta región y, por consiguiente, el transporte por radiación de los fotones. En su lugar, el transporte de energía se realiza por convección, generándose enormes corrientes de gas caliente que ascienden hasta la superficie, se enfrían y vuelven a descender: las células convectivas (Karttunen et al., 2017).

2.3. La Atmosfera Solar

La atmósfera solar se divide a su vez en tres grandes capas o regiones: la Fotosfera, la Cromosfera, y la Corona.

La Fotosfera es la capa de donde nos llega prácticamente toda la radiación que emite el Sol. Comprende la zona situada entre la superficie solar, donde se observan temperaturas de unos 6.500 K, hasta una altura de aproximadamente 400 km, donde la temperatura desciende hasta los 4.000 K. En la Fotosfera se originan diversas estructuras, como las protuberancias, las fáculas, así como las manchas solares.

La Cromosfera es la capa intermedia de la atmósfera solar. Tiene un grosor de unos 2.000 km y una temperatura que aumenta con la altura, partiendo de 4.000 K en la parte más interior, llegando a 8.000 K en la región más externa. La Cromosfera apenas emite radiación electromagnética en el rango visible, pero puede observarse utilizando un espectroheliógrafo o mediante filtros que dejen pasar sólo la longitud de onda de ciertas líneas espectrales, como la línea H α del Hidrógeno (656,3 nm) o la línea K del Calcio II (393,4 nm). Dichas líneas espectrales son debidas a las altas temperaturas características de esta región, que excitan los átomos del gas provocando así su emisión. En esta capa se originan principalmente las fulguraciones y las playas solares.

Entre la Cromosfera y la Corona se encuentra la llamada región de transición, una capa muy fina e irregular de aproximadamente 100 km de espesor donde la temperatura asciende muy rápidamente desde los 8.000 K hasta el millón de Kelvin.

La Corona es la última capa de la atmósfera solar, y se extiende hasta una distancia de $7R_{\odot}$ por encima de la región de transición. Tiene una densidad muy baja, pero sus partículas se encuentran a una temperatura muy elevada, llegando a superar el millón de Kelvin. Debido a la baja luminosidad de la Corona, para realizar observaciones es necesaria la utilización de coronógrafos que bloqueen la emisión fotosférica. En esta región se originan varios fenómenos como el viento solar y las eyecciones de masa coronal (Karttunen et al, 2017). Uno de los interrogantes de esta región es su elevada temperatura. No obstante, gracias a la sonda europea *Solar Orbiter* se ha descubierto en la región de transición unas pequeñas estructuras denominadas “*campfires*”. La liberación de energía producida por estas estructuras podría contribuir a mantener la elevada temperatura de la corona (Chen et al., 2021).

2.4. La Heliosfera

Más allá de la atmósfera existe una última región solar: la Heliosfera, una enorme burbuja que envuelve todo el Sistema Solar y lo delimita del medio interestelar. Esta región está generada por el viento solar, una corriente continua de partículas cargadas, en su mayor parte electrones, protones y partículas alfa, liberadas desde la Corona solar a velocidades supersónicas comprendidas entre 300-800 km/s a una temperatura cercana al millón de Kelvin típica de la Corona, que desciende paulatinamente con la distancia al Sol hasta alcanzar unos 10.000 K (Richardson y Smith, 2003).

A nivel local, el campo magnético de la Tierra genera la llamada Magnetosfera, una región que envuelve todo el planeta y nos protege de fenómenos de carácter magnético. Al toparse con la Magnetopausa (la frontera de la Magnetosfera), la mayor parte de las partículas que conforman el viento solar son desviadas hacia el medio interplanetario. De este modo, solo unas pocas llegan a la atmósfera terrestre e interactúan con las distintas moléculas que componen el aire, produciendo en consecuencia los distintos colores de las vistosas auroras boreales y australes (Meyer-Vernet, 2007).

2.5. Las Coordenadas Heliográficas

El sistema de coordenadas heliográficas (longitud y latitud heliográficas) permite definir la posición de puntos sobre la superficie solar (véase Figura 2.2). Existen dos variantes diferentes: el sistema de Carrington y el de Stonyhurst, ambos desarrollados en el siglo XIX por Carrington y por el *Stonyhurst College*, respectivamente. Ambos sistemas comparten el mismo eje de rotación y, por tanto, la misma latitud heliográfica, pero difieren en la definición de longitud heliográfica utilizada (Thompson, 2006; Çakmak, 2014).

La latitud heliográfica, φ , es la distancia angular medida desde el ecuador solar, el cual se define como el círculo máximo equidistante a los dos polos geográficos solares. Independientemente del sistema heliográfico utilizado, los polos geográficos norte y sur presentan una latitud heliográfica de $\varphi = 90^\circ$ y $\varphi = -90^\circ$, respectivamente. Mientras que el ecuador solar presenta un valor de $\varphi = 0^\circ$.

La longitud de Carrington, L , es la distancia angular este-oeste (E-O) medida desde el meridiano central del Sol, y presenta un valor comprendido entre 0° y 360° , que se incrementa en la dirección de la rotación solar. El meridiano central del Sol fue elegido primer meridiano solar ($L_0 = 0^\circ$) de manera arbitraria por Carrington el 9 de noviembre de 1853 a las 00:00 UTC (Tiempo Universal Coordinado), y desde entonces, se ha estado siguiendo su posición sobre el disco solar. En otras palabras, su posición varía con el tiempo: $L_0(t)$ (Antia, Bhatnagar y Ulmschneider, 2003). Los valores de $L_0(t)$ pueden consultarse en diversos almanaques como *The Astronomical Almanac*, del *United States Naval Observatory*, o en la aplicación web *Horizons*², de la *National Aeronautics and Space Administration* (NASA).

La longitud de Stonyhurst, λ , difiere de la de Carrington porque fija a cero la longitud del meridiano central (Thompson, 2006). De este modo, ambas longitudes pueden relacionarse según la Ecuación 2.1:

$$L = \lambda + L_0(t) \quad (2.1)$$

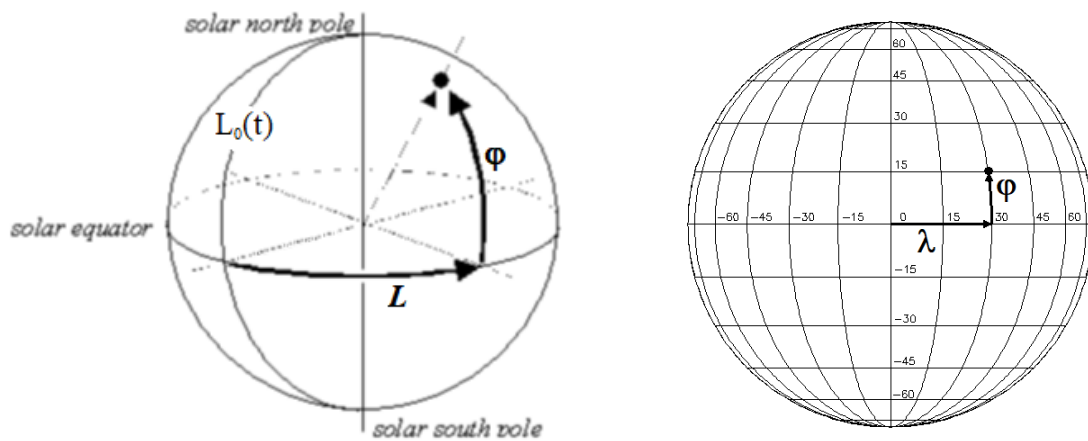


Figura 2.2. Sistema de coordenadas heliográficas definidas a partir de la longitud de Carrington (izquierda) y de Stonyhurst (derecha) (Figuras adaptadas de: *Center for Integrated Space Weather Modelling*, 2005; y *Stanford SOLAR Center*, 2017).

2.6. La Actividad Solar

El Sol no es un objeto estático ni invariante, sino que en él ocurren una serie de procesos o fenómenos transitorios que en su globalidad reciben el nombre de actividad solar. La actividad solar puede estudiarse en todas las regiones solares anteriormente mencionadas y se manifiesta a través de diversos fenómenos y estructuras, como por ejemplo las manchas y playas solares.

La fenomenología y características de las manchas y playas solares se discutirán en profundidad en las Secciones 2.6.1 y 2.6.2 respectivamente. No obstante, existen, además, otros fenómenos y estructuras no menos importantes que también forman parte de la actividad solar:

- Fácúlas: Regiones brillantes de la Fotosfera de miles de kilómetros de diámetro que muestran una temperatura cientos de grados superior a la de sus alrededores.

² <https://ssd.jpl.nasa.gov/horizons.cgi>

Son generadas por la acumulación del flujo del campo magnético (Hale, 1894; Evren, 1998; Keller et al., 2004). Como se verá más adelante, están íntimamente relacionadas con las playas solares.

- Filamentos o protuberancias: Enormes nubes densas de plasma suspendidas en la Fotosfera y atrapadas por las líneas de campo magnético, hecho que les da forma de filamento o de bucle (en función de si observan dentro o fuera del disco solar). Estas estructuras alcanzan la Corona, y si se fracturan a causa de los procesos de reconexión magnética, pueden dar lugar a fulguraciones solares o eyecciones de masa coronal (Galsgaard y Longbottom, 1998).
- Fulguraciones: Liberaciones súbitas de una gran cantidad de energía en forma de radiación electromagnética en todas las longitudes de onda (desde ondas de radio, hasta radiación ultravioleta y rayos X) y partículas cargadas liberadas desde la Cromosfera al espacio a velocidades relativamente cercanas a la de la luz ($0,3c$) (Karttunen et al, 2017). Son debidas a los procesos de reconexión magnética en la superficie solar. Aumentan repentinamente el brillo de la región del Sol donde se producen durante unos minutos, y su efecto sobre la Tierra puede producir daños en satélites y transformadores eléctricos, así como causar cortes en las telecomunicaciones (Blanch et al., 2013; Curto et al., 2018; Shinagawa et al., 2021; de Paula et al., 2022b) e intensificar el fenómeno de las auroras (Schrijver y Siscoe, 2010).
- Eyecciones de masa coronal: Eyecciones puntuales de enormes cantidades de partículas cargadas liberadas desde la Corona a velocidades comprendidas entre los 500-2.000 km/s (Karttunen et al, 2017). Su efecto sobre la Tierra es muy parecido al de las fulguraciones (Schrijver y Siscoe, 2010) y hacen variar de forma brusca el flujo normal del viento solar. Generalmente son concomitantes a las fulguraciones y protuberancias, pero también pueden tener lugar en ausencia de estos procesos.

2.6.1. Las Manchas Solares

Las manchas solares son regiones oscuras de la Fotosfera en forma de depresión o cavidad con un diámetro típico comprendido entre 3.500 y 80.000 km, una profundidad de aproximadamente 500-700 km y un tiempo de vida que es proporcional a su extensión máxima (regla de Gnevyshev-Waldmeier). Dicho tiempo de vida suele ser inferior a un día para las manchas más pequeñas, y puede llegar a ser de varias semanas para aquellas más extensas (Solanki, 2003; Löptien et al., 2018). Estas estructuras se originan en las llamadas regiones activas, unas zonas muy concretas donde el campo magnético es especialmente fuerte (Weiss, 2001; Kilçik y Sahin, 2017).

Las manchas solares suelen aparecer por pares de polaridad magnética opuesta (grupos bipolares), de modo que las líneas de campo magnético conectan ambas manchas emergiendo a la superficie solar por una mancha para volver a introducirse en el interior a través de la otra (véase Figura 2.3). El campo magnético inhibe localmente el transporte de energía por convección desde el interior solar, provocando que la temperatura de estas estructuras sea unos 1.500 K inferior a la de su alrededor, razón por la que su luminosidad es más baja y, en contraste con el resto de la Fotosfera, hace que se muestren oscuras (Karttunen et al, 2017). Este hecho, a su vez explica la forma de bucle que presentan las protuberancias, forzando al plasma a circular de una mancha a otra (véase Figura 2.4,

derecha). Los mecanismos que producen estos fenómenos se explicarán con detalle en la Sección 2.9.

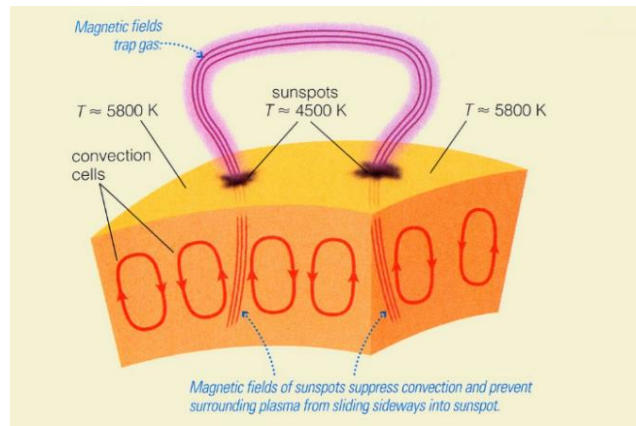


Figura 2.3. Formación de las manchas solares a partir de la inhibición local del transporte de energía por convección (Fuente: Becker, 2019).

Dentro de los grupos bipolares, se denomina mancha precedente (*preceding, p*) a la mancha más adelantada con respecto a la dirección de la rotación solar. Por otro lado, la mancha que sigue a la precedente recibe el nombre de subsecuente (*follower, f*). Se ha observado que los grupos bipolares siguen un patrón por lo que respecta la polaridad magnética de la mancha precedente: esta coincide con la del hemisferio magnético en el que se encuentra el grupo bipolar (véase Figura 2.4, izquierda). Este fenómeno se conoce como la ley de polaridad de Hale (Hale et al., 1919; Hale y Nicholson, 1925).

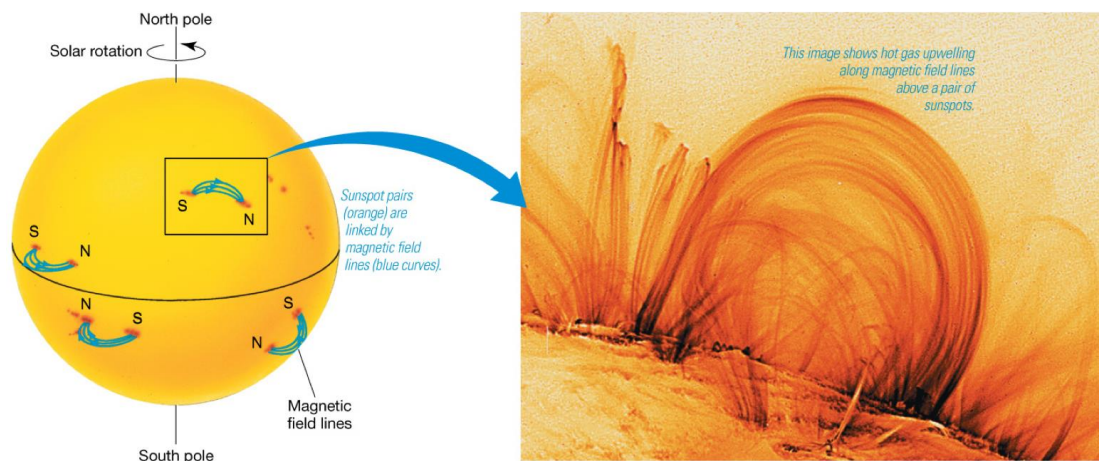


Figura 2.4. Ley de polaridad de Hale (Fuente: Chaisson y McMillan, 2016).

La mancha precedente usualmente está localizada en una latitud ligeramente menor que la de su compañera, de forma que el segmento que une ambas manchas forma un determinado ángulo con la dirección del ecuador. Este ángulo aumenta con la latitud, desde 4° para pares de manchas cerca del ecuador, hasta 10° en el caso de grupos cercanos a los 35° de latitud (Minnini, 2003). Este resultado observacional, que puede verse en la Figura 2.5, se conoce como la ley de Joy (Joy, 1919).

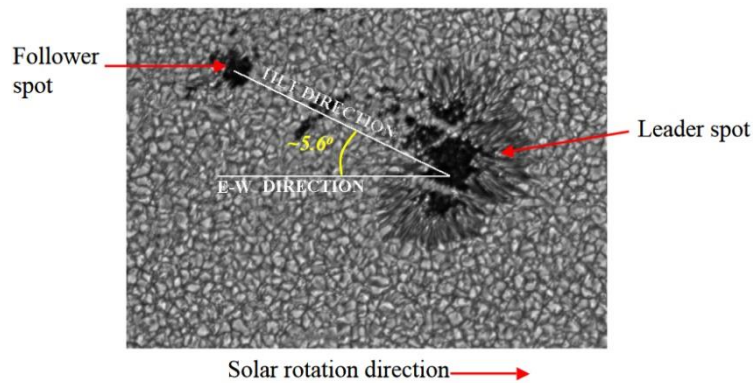


Figura 2.5. Ley de Joy (Fuente: Gallagher, 2007).

Con el transcurso de los días, las manchas solares suficientemente grandes evolucionan desde su aparición o nacimiento hasta su desaparición o muerte, variando su posición heliográfica, su forma y su tamaño. En función de su estado evolutivo, las manchas solares pueden presentar una estructura conformada por un área central oscura de un diámetro típico de hasta 20.000 km, llamada umbra, rodeada de una región filamentosa de brillo intermedio que recibe el nombre de penumbra (Solanki, 2003). No obstante, cerca de su nacimiento o bien acompañando a otras de más grandes, también pueden observarse pequeñas manchas sin penumbra llamadas poros, con un tamaño típico de hasta 2.500 km (véase Figura 2.6).

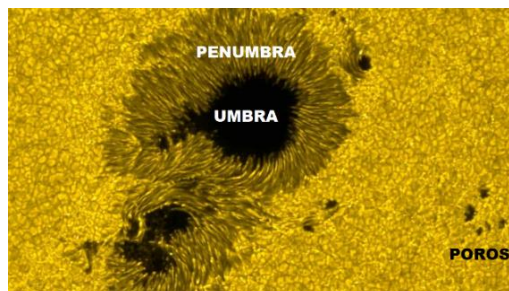


Figura 2.6. Estructura de las manchas solares (Figura adaptada de: SpaceWeatherLive.com, 2019).

Las manchas y los grupos de manchas solares han sido objeto de interés para los astrónomos por mucho tiempo. El hecho de que sean estructuras visibles para el ojo humano permitió a los astrónomos de la dinastía Zhou (800 A.C., China) realizar las primeras observaciones de las que se tiene constancia (Zhentao, 1989). Bastante tiempo después, gracias a la invención del telescopio a principios del siglo XVII, Harriot (1610), Johannes y David Fabricius (1611), Scheiner (1611) y Galileo (1611) llevaron a cabo registros más detallados, siendo este último quien interpretó correctamente el fenómeno, atribuyéndolo a estructuras pertenecientes a la superficie solar o muy cercanas a esta. Galileo divulgó sus investigaciones en su obra *Istoria e Dimostrazioni intorno alle Macchie Solari e loro accidenti*, publicada en 1613 (Sakurai, 1980).

A mediados de siglo XVIII, la mayoría de los observatorios astronómicos empezaron a publicar los primeros catálogos o boletines con registros diarios sobre grupos de manchas solares con información completa y detallada al respecto (Stephenson, 1990; Lefèvre y Clette, 2014). No obstante, estos primeros catálogos poseían sus propios criterios y

esquemas de clasificación. Con objeto de promover la investigación sobre los grupos de manchas solares, así como de unificar las distintas clasificaciones, Cortie (1901) propuso un esquema, conocido como la clasificación de Cortie, con cinco clases diferentes, organizadas de acuerdo con la morfología y el estado evolutivo de los grupos:

- Clase *I*: Mancha o grupo de pequeñas manchas esparcidas.
- Clase *II*: Formación de dos manchas siendo la mayor la trasera (*IIa*), la delantera (*IIb*), o ambas casi iguales (*IIc*).
- Clase *III*: Tren de manchas con una mancha principal bien definida (*IIIa*), o sin mancha principal definida y compuesto principalmente de zonas de penumbra con umbras irregulares (*IIIb*).
- Clase *IV*: Mancha solitaria de contorno regular sin acompañantes (*IVa*), de contorno regular con acompañantes más pequeñas (*IVb*), de contorno irregular sin acompañantes (*IVc*), de contorno irregular con acompañantes más pequeñas dispuestas en serie (*IVd*), o de contorno irregular y rodeada de acompañantes más pequeñas (*IVe*).
- Clase *V*: Grupo manchas grandes irregulares.

Según Cortie, su clasificación permitía conocer la edad y la fase evolutiva en que se encontraba cada grupo de manchas, siendo *I-IIIb-IIa-IIIa-IIa-IVd-IVa-I* la secuencia evolutiva completa más común (Cortie, 1901). La Figura 2.7 muestra ejemplos de los distintos tipos de grupos de manchas solares según la clasificación de Cortie:

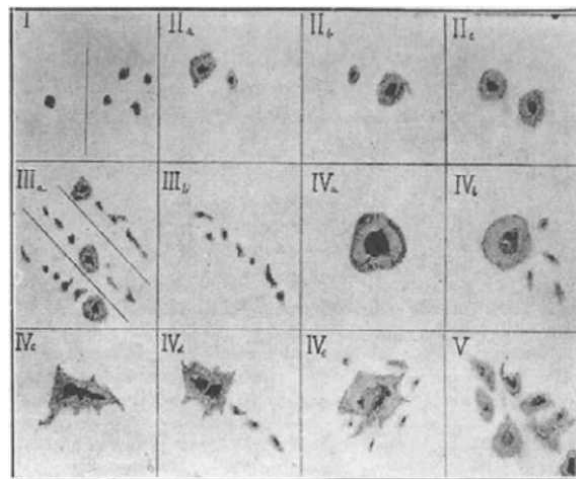


Figura 2.7. Ejemplos de las distintas clases morfológicas de grupos de manchas solares según el esquema de clasificación de Cortie (Fuente: Observatorio de Valencia, 1928).

Más tarde, Waldmeier (1947) desarrolló la clasificación de Zürich, modificando el esquema anterior de Cortie y organizando los grupos de manchas solares en nueve tipos, también de acuerdo con su morfología y estado evolutivo:

- Clase *A*: Poro o pequeño grupo de poros sin penumbra ni configuración bipolar.
- Clase *B*: Grupo mayor de poros sin penumbra, con configuración bipolar.

- Clase *C*: Mancha con penumbra acompañada por un grupo de poros. Configuración bipolar.
- Clase *D*: Grupo de dos o más manchas con penumbra acompañadas de poros intermedios. Configuración bipolar y extensión inferior a 10° heliográficos.
- Clase *E*: Grupo de dos o más manchas con penumbra acompañadas de poros intermedios. Configuración bipolar y extensión comprendida entre 10° y 15° heliográficos.
- Clase *F*: Grupo de dos o más manchas con penumbra acompañadas de poros intermedios. Configuración bipolar y extensión mayor a 15° heliográficos.
- Clase *G*: Grupo de dos manchas con penumbra acompañadas de poros en los extremos, pero sin poros intermedios. Configuración bipolar y extensión inferior a 10° heliográficos.
- Clase *H*: Mancha con penumbra con un diámetro superior a 2,5° heliográficos.
- Clase *J*: Mancha con penumbra con un diámetro inferior a 2,5° heliográficos.

La Figura 2.8 muestra ejemplos de las distintas clases de grupos de manchas solares según la clasificación de Zürich. Estos nueve tipos representan las sucesivas etapas de la evolución de un grupo, que comenzaría como *A*, pudiendo o no pasar por las clases *B*, *C*, *D*, *E*, *F*, *G*, *H* y *J* (Waldmeier, 1947; González, 2014).

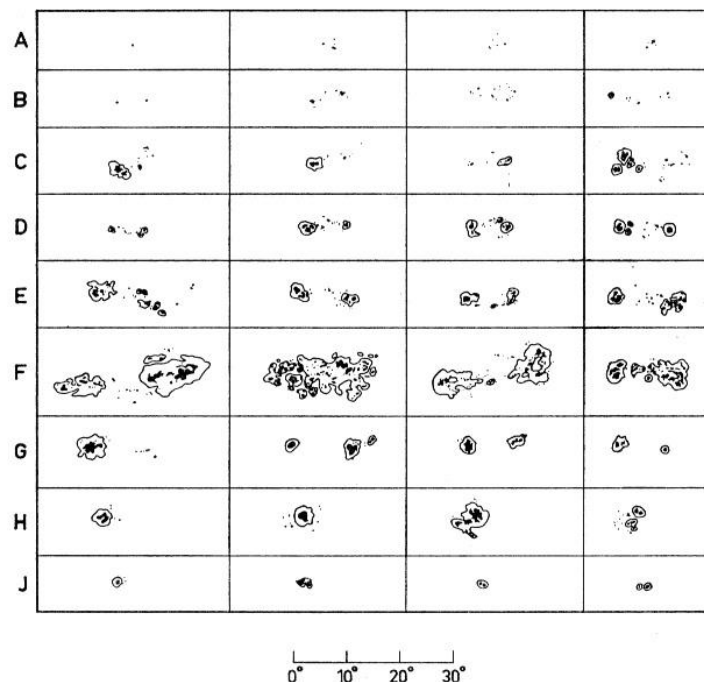


Figura 2.8. Ejemplos de las distintas clases morfológicas de grupos de manchas solares según la clasificación de Zürich (Fuente: Bray and Loughhead “Sunspots”, Dover Publications, Inc., 1964).

Una de las diferencias más significativas entre las clasificaciones de Cortie y de Zürich es que esta última permite relacionar el fenómeno de las fulguraciones solares con la aparición de ciertas clases morfológicas de grupos de manchas solares. En concreto, la clasificación de Zürich predice una mayor probabilidad de ocurrencia de fulguraciones para las clases *D*, *E* y *F* (Waldmeier, 1938; McIntosh, 1990; McCloskey et al., 2016). No

obstante, la correlación con el fenómeno es baja, hecho que condujo a la revisión del esquema, introduciéndose así la clasificación de McIntosh (1990). Este esquema es el utilizado actualmente y consta de tres parámetros o componentes (Zpc), cuya combinación permite obtener hasta sesenta tipos distintos de grupos de manchas solares.

El primer parámetro de la clasificación de McIntosh es la clasificación de Zürich modificada (Z), que organiza los grupos de manchas según su configuración, y se trata de una revisión de la clasificación de Zürich con un par de cambios significativos: desaparecen las clases morfológicas G y J y se redefinen los criterios de extensión en grados heliográficos. De este modo, existen siete clases distintas:

- Clase A : Grupo unipolar sin penumbra. Representa tanto el comienzo como el final en la evolución de un grupo. Extensión menor o igual a 3° heliográficos.
- Clase B : Grupo bipolar sin penumbra en ninguna mancha. Extensión mayor de 3° heliográficos.
- Clase C : Grupo bipolar con penumbra en uno de los extremos, casi siempre alrededor de la mayor de las umbras principales.
- Clase D : Grupo bipolar con penumbras en ambos extremos. Extensión menor o igual a 10° heliográficos.
- Clase E : Grupo bipolar con penumbras en ambos extremos. Extensión mayor de 10° heliográficos y menor o igual a 15° heliográficos.
- Clase F : Grupo bipolar con penumbras en ambos extremos. Extensión mayor de 15° heliográficos.
- Clase H : Grupo unipolar con penumbras. La mancha principal suele ser la mancha delantera que perdura de un antiguo grupo bipolar.

El segundo parámetro (p), se refiere a la caracterización de la penumbra de la mancha más grande del grupo en cuestión. Existen seis posibilidades:

- x : Sin penumbra (grupo de clase A o B).
- r : Penumbra rudimentaria rodea parcialmente a la mancha más grande. Es incompleta, más granular que filamentosa y más brillante que las penumbras maduras. Puede asociarse tanto a grupos de manchas en estado de formación como de disolución.
- s : Penumbra pequeña y simétrica. Es filamentosa y oscura. Tiene forma circular o elíptica, y pequeñas irregularidades en el borde. Diámetro N-S menor o igual a $2,5^\circ$ heliográficos.
- a : Penumbra pequeña y asimétrica. De contorno irregular. Múltiples umbras diseminadas en su interior. Diámetro N-S menor o igual a $2,5^\circ$ heliográficos.
- h : Penumbra grande y simétrica. Posee la misma estructura que el tipo 's', pero un diámetro N-S superior a $2,5^\circ$ heliográficos, y un área igual o superior a 250 millonésimas de hemisferio solar (MSH).
- k : Penumbra grande y asimétrica. Posee la misma estructura que el tipo 'a', pero un diámetro N-S superior a $2,5^\circ$ heliográficos, y un área igual o superior a 250 MSH.

Finalmente, el tercer y último parámetro (*c*), hace referencia a la distribución de las manchas dentro del grupo. Hay cuatro variantes:

- *x*: No definido para grupos unipolares (grupo de clase *A* o *H*).
- *o*: Abierto. Muy pocas manchas y muy pequeñas o incluso ninguna entre la precedente y la subsecuente.
- *i*: Intermedio. Numerosas manchas entre los extremos del grupo, todas ellas sin una penumbra madura.
- *c*: Compacto. El área comprendida entre las manchas precedente y subsecuente contiene numerosas manchas, y al menos una de ellas tiene una penumbra madura. En caso extremo, una gran penumbra envuelve al grupo entero.

La Figura 2.9 muestra las tres componentes de la clasificación de McIntosh, con ejemplos para cada categoría.

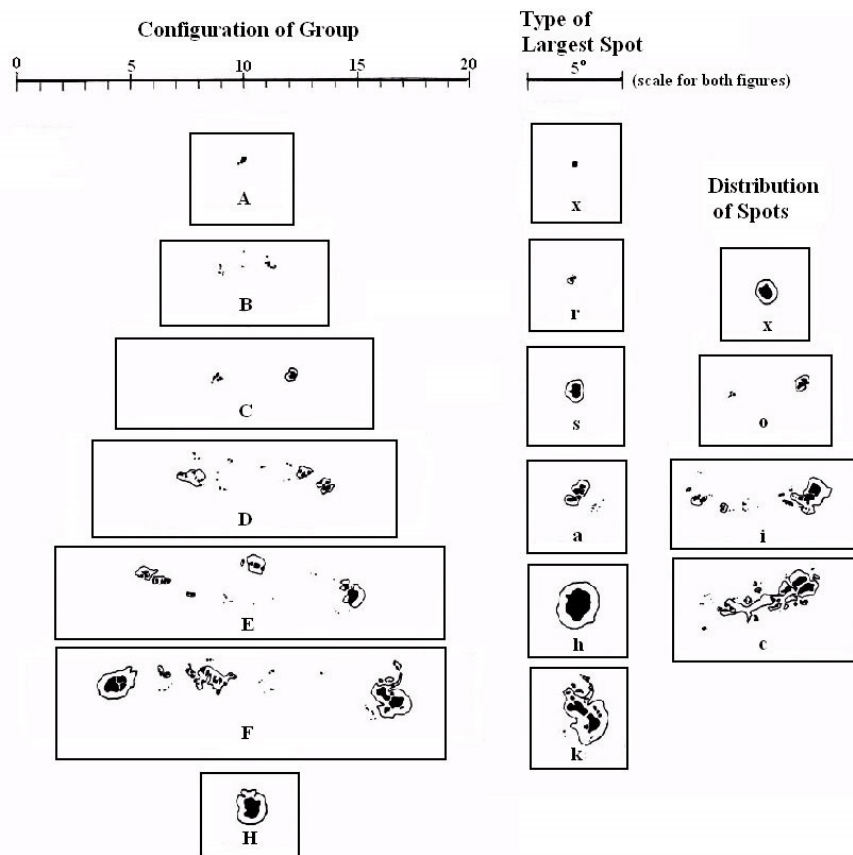


Figura 2.9. Ejemplos de las distintas clases morfológicas de grupos de manchas solares según la clasificación de McIntosh (McIntosh, 1990).

Con el fin de interpretar y obtener información adicional de registros de grupos de manchas solares anteriores a la clasificación de Zürich, y en particular de la serie histórica del Observatorio de Valencia (OV) durante 1920—1928, Carrasco et al. (2015) plantearon un sistema de conversión Cortie-Zürich a través de una serie de criterios, que pueden resumirse en la Tabla 2.1, donde *l* es la extensión del grupo (en unidades de grados heliográficos), *Dm* es el diámetro de los grupos de clase *IV* en la clasificación de Cortie

(en unidades de grados heliográficos), y S es la superficie de los grupos de manchas (en unidades de MSH).

Tabla 2.1. Resumen de los criterios de equivalencia entre los esquemas de clasificación de Cortie y Zürich (Tabla adaptada de Carrasco et al., 2015).

Clase (Cortie)	Criterio	Clase (Zürich)
<i>I</i>	Sin penumbra + $l < 3^\circ$	<i>A</i>
<i>I</i>	Sin penumbra + $l \geq 3^\circ$	<i>B</i>
<i>I</i>	Penumbra en un solo lado	<i>C</i>
<i>I</i>	Penumbra en ambos lados + $l < 10^\circ$	<i>D</i>
<i>I</i>	Penumbra en ambos lados + $l \geq 10^\circ$	<i>E</i>
<i>I</i>	Una sola mancha + $S < 50$ MSH	<i>A</i>
<i>I</i>	Una sola mancha + $S \geq 50$ MSH	<i>J</i>
<i>IIa, b</i>	$l \geq 10^\circ$	<i>G</i>
<i>IIa, b</i>	Penumbra en un solo lado + $l < 10^\circ$	<i>C</i>
<i>IIa, b</i>	Penumbra en ambos lados + $l < 10^\circ$	<i>D</i>
<i>IIc</i>	$l \geq 10^\circ$	<i>G</i>
<i>IIc</i>	$l < 10^\circ$	<i>D</i>
<i>III</i>	$l < 10^\circ$	<i>D</i>
<i>III</i>	$10^\circ < l < 15^\circ$	<i>E</i>
<i>III</i>	$l \geq 15^\circ$	<i>F</i>
<i>IVa, c</i>	$Dm < 2,5^\circ$ o $S < 250$ MSH	<i>J</i>
<i>IVa, c</i>	$Dm \geq 2,5^\circ$ o $S \geq 250$ MSH	<i>H</i>
<i>IVb, d, e</i>	Penumbra en un solo lado + $l \geq 4^\circ$	<i>C</i>
<i>IVb, d, e</i>	Penumbra en ambos lados + $4^\circ < l < 10^\circ$	<i>D</i>
<i>IVb, d, e</i>	Penumbra en ambos lados + $10^\circ < l < 15^\circ$	<i>E</i>
<i>IVb, d, e</i>	Penumbra en ambos lados + $l \geq 15^\circ$	<i>F</i>
<i>IVb, d, e</i>	Sin manchas centrales + $l \geq 10^\circ$	<i>G</i>
<i>IVb, d, e</i>	$l < 4^\circ$ + $Dm < 2,5^\circ$ o $S < 250$ MSH	<i>J</i>
<i>IVb, d, e</i>	$l < 4^\circ$ + $Dm \geq 2,5^\circ$ o $S \geq 250$ MSH	<i>H</i>
<i>V</i>	$l < 10^\circ$	<i>D</i>
<i>V</i>	$10^\circ < l < 15^\circ$	<i>E</i>
<i>V</i>	$l \geq 15^\circ$	<i>F</i>

2.6.2. Las Playas Solares

Las playas solares son enormes regiones de la Cromosfera de hasta 200.000 km de diámetro que presentan una temperatura de aproximadamente 1.000 K más elevada que la de sus alrededores, por eso se muestran más brillantes en contraste con el resto de la Cromosfera. Como se verá a continuación, estas estructuras son producto de complicados procesos magnéticos y constituyen la prolongación o extensión de las fáculas fotosféricas (Lemaire, 2001; Buehler et al., 2015).

Al igual que las manchas solares, con el transcurso de los días y desde su aparición, las playas también varían su posición en la Cromosfera, así como su forma y tamaño, presentando, en general, tiempos de vida superiores a los de las manchas (Lemaire, 2001).

Es importante mencionar que las playas solares están magnéticamente acopladas a las manchas, y su formación depende del proceso de desaparición de grupos de manchas en posiciones cercanas. Así, cuando un grupo de manchas se descompone, su campo magnético se fragmenta dando como resultado su desaparición en la Fotosfera. No obstante, el campo magnético residual del grupo de manchas sobrevive durante bastantes días, generando una fácula que puede elevarse hasta la Cromosfera formando una playa solar (Mandal et al., 2017b).

Como se mencionó en la Sección 2.3, estas estructuras cromosféricas solo pueden observarse aislando las longitudes de onda en las que destacan (línea H α del Hidrógeno o la línea K del Calcio II). La invención del espectroheliógrafo por Hale y Deslandres a finales del siglo XIX, facilitó drásticamente la observación y estudio de la Cromosfera y, por consiguiente, supuso el descubrimiento de las playas solares, conocidas inicialmente con el nombre de *floculi* (Hale, 1894; Hale y Ellerman, 1904; 1910).

Con el paso del tiempo se han propuesto algunos esquemas de clasificación morfológica de playas solares usando diferentes criterios. No obstante, al contrario que las manchas, todavía no se ha establecido una clasificación unificada. Ejemplos de estos esquemas son el propuesto por Righini y Godoli (1950), basado en los números característicos del fenómeno, una escala numérica del 0 al 5, en el que las playas solares son asociadas según su abundancia e intensidad sobre el disco solar; o el de Kobel et al. (2009), basado en un método estadístico llamado Análisis Discriminante Lineal (*Linear Discriminant Analysis*), cuyo objetivo es encontrar patrones o rasgos en su catálogo de imágenes registradas de playas solares. Por su parte, en 1910 el OE adaptó su propia clasificación de playas solares, basada en su forma y diseminación (Cirera, 1910; Rodés, 1920; Curto et al., 2016):

- Clase *c*: Playas compactas. Se presentan reunidas en una sola masa única sin soluciones notables de continuidad.
- Clase *d_i*: Playas diseminadas. Se muestran divididas en mayor o menor número de partes aisladas entre sí y repartidas en zonas más o menos extensas. El subíndice $i = 1,2,3$ indica el grado de diseminación o dispersión en los mismos (mínimo, mediano o máximo, respectivamente), y expresan de una manera general si es mucha, mediana o poca la cantidad de partículas floculares dentro de la región que las comprende.
- Clase *cd*: Playas compuestas de clases *c* y *d*. Estarían vinculadas al proceso de transición de la clase *c* a la clase *d*.
- Clase *dif*: Playas difusas. No pueden asociarse a ninguno de las agrupaciones anteriores. Esto puede ser debido a la baja calidad de las placas fotográficas, a la forma irregular de las playas, a que las estructuras se encuentren en posiciones cercanas a los limbos solares o bien a que presenten un grado de dispersión tan elevado que se confunden con el resto de la Cromosfera.

Es importante mencionar que la morfología difusa no se introdujo hasta 1920, fecha en que el OE transfirió la dirección del centro de Ricard Cirera a Lluís Rodés, quien propuso extender la clasificación original (clases *c*, *cd*, *d_i*). La Figura 2.10 muestra ejemplos de los distintos grupos de playas solares de la clasificación adoptada por el OE.

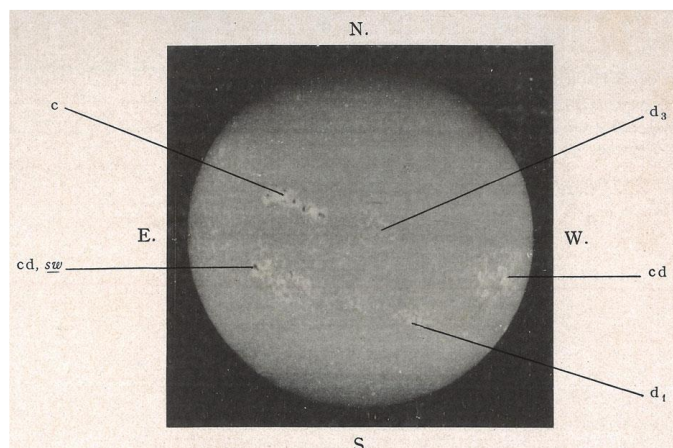


Figura 2.10. Ejemplos de las distintas clases morfológicas de grupos de playas solares según la clasificación del OE (Fuente: Curto et al., 2016).

Es destacable mencionar que en 1912 el Observatorio de Madrid (OM) adoptó un esquema de clasificación morfológica parecido al propuesto por el OE. La clasificación del OM asociaba las playas solares en cuatro categorías, según el nivel de concentración o aglomeración que presentaban. En particular, el esquema permitía distinguir entre las playas observadas como una única superficie continua compacta y las fragmentadas en varias áreas agrupadas (Vaquero et al., 2007):

- Tipo *cc*: Playas muy concentradas.
- Tipo *c*: Playas concentradas.
- Tipo *s*: Playas subdivididas.
- Tipo *ss*: Playas muy subdivididas.

2.7. El Ciclo Solar

El número de estructuras y de fenómenos solares asociados a la actividad solar no es constante, sino que tal y como propuso Horrebow en 1776, y demostró Schwabe en 1844 a partir de la observación de manchas solares, muestra un comportamiento periódico llamado ciclo solar (Bray y Loughhead, 1964; Hathaway, 2015). La duración promedio de un ciclo solar es de aproximadamente 11 años, aunque en función del método de determinación utilizado y del ciclo solar considerado puede variar entre los 7,4 y los 14,8 años (Usoskin y Mursula, 2003).

Cada ciclo solar empieza con un mínimo, donde apenas se observan estructuras sobre el disco solar. Con el tiempo, el Sol va aumentando su actividad, y entra en la etapa o fase ascendente hasta alcanzar un máximo, momento en que el número de estructuras también es máximo y los fenómenos violentos, como las fulguraciones solares, son también más frecuentes. Finalmente, la actividad solar va disminuyendo (etapa o fase descendente) hasta llegar al siguiente mínimo y completarse así el ciclo.

Una forma de cuantificar la actividad solar es mediante el número de Wolf, también llamado número de Zürich, y desde 1981, *International Sunspot Number*, R , que mide el número de manchas y grupos de manchas solares (véase Ecuación 2.2).

$$R = k(10g + f) \quad (2.2)$$

Esta ecuación fue propuesta por Wolf en 1849, y consta de los siguientes parámetros: g es el número de grupos de manchas observados, f el número de manchas individuales, y k es una constante de calibración utilizado para ajustar las diferencias entre los observadores, telescopios y condiciones de avistamiento (Clette et al., 2014; Hathaway, 2015):

Dada la existencia de otras estructuras y fenómenos solares, el conteo de manchas no constituye el mejor método para estudiar la variación cíclica de la actividad solar, pero gracias a Wolf, supone el indicador del que se disponen registros más largos en el tiempo (Hathaway, 2015). Wolf no solo motivó la toma de registros diarios de manchas solares, que prosigue hasta la actualidad, sino que también recuperó registros anteriores a la segunda mitad del siglo XIX, nombrando así el primer Ciclo Solar al periodo 1755—1766 (véase Figura 2.11). De este modo, el periodo 1910—1937 estudiado en la presente Tesis incluye la fase descendiente del Ciclo Solar 14, los Ciclos Solares 15 y 16 en su totalidad, y la etapa ascendiente y máximo del Ciclo Solar 17.

Wolf basó su sistema de conteo diario de manchas solares en el uso de un observador primario. Si eventualmente este observador no pudiera realizar el conteo, se disponía de dos observadores suplentes (secundario y terciario). Wolf fue observador primario en el periodo 1849—1893, utilizando una constante de calibración normalizada de $k = 1,0$ (Hathaway, 2015). Los sucesivos relevos de Wolf fueron los astrónomos Wolfer (1894—1926), Brunner (1927—1944) y Waldmeier (1945—1979), todos ellos directores del Observatorio de Zürich, y utilizaron un valor de $k = 0,6$. Tras la jubilación de Waldmeier en 1979, la institución decidió abandonar la investigación asociada al conteo de machas, y hasta 1981 no fue transferida al departamento SILSO (*Sunspot Index and Long-term Solar Observations*), del Observatorio Real de Bélgica, con Cortesi (1981—2010) y Cagnotti (2011—Actualidad) como observadores primarios (Ramelli et al., 2018).

Con el paso del tiempo, la Ecuación 2.2 ha sido revisada en más de una ocasión con el objetivo de eliminar inhomogeneidades e inconsistencias debidas tanto a la dependencia de los registros con el observador como a la ausencia de observadores en épocas anteriores a la de Wolf. La última revisión, adoptada en Julio de 2015, propone el llamado *International Sunspot Number V2.0*, S_n (Clette et al., 2014; Hathaway, 2015). En esta Tesis se ha considerado este estimador como un estándar para ubicar los máximos y mínimos de actividad de cada ciclo solar considerado. De este modo, y tal como muestra la Figura 2.11, los diferentes mínimos de actividad solar ocurridos durante 1910—1937 se ubican en 1913, 1923 y 1933, mientras que los máximos de actividad suceden en 1917, 1928 y 1937, respectivamente.

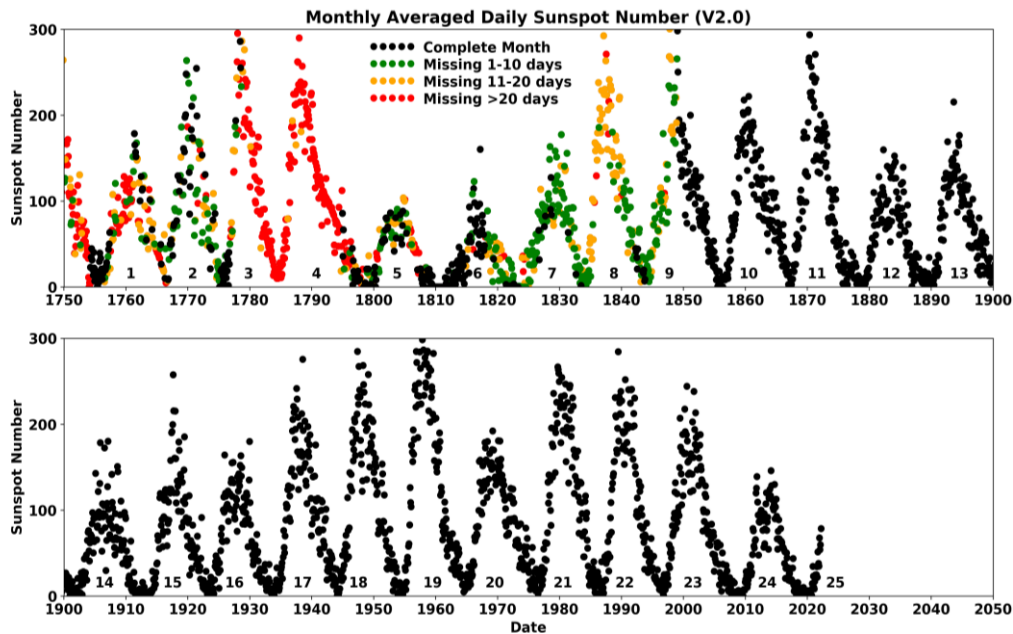


Figura 2.11. Promedio mensual del *International Sunspot Number* V2.0 durante 1750—2022. En el eje de abscisas figura el tiempo en unidades de años; en el eje de ordenadas, figura la media mensual de S_n (adimensional) (Fuente: SolarCycleScience.com, 2022).

El *International Sunspot Number* V2.0 no es el único estimador propuesto para el conteo de manchas y grupos de manchas solares. A lo largo del siglo XX, diversas instituciones y autores han planteado otros, como por ejemplo el *American Sunspot Number* (*American Association of Variable Stars Observers*; 1944), el *Boulder Sunspot Number* (*National Oceanic and Atmospheric Administration*, NOAA; 1977) o el *Group Sunspot Number* (Hoyt y Schatten, 1998). También existen estimadores de la actividad solar centrados en otras estructuras, como el *Ca-K Index* (Bertello, Ulrich y Boyden, 2010), basado en la extensión total de los grupos de playas solares a lo largo del tiempo.

La búsqueda de patrones en la actividad solar, centrado en el estudio de las manchas solares, supuso el descubrimiento de la ley de Spörer (1861), una ley empírica que predice la variación con la latitud de la aparición de las manchas solares durante un ciclo solar. Al principio de cada ciclo, las manchas tienden a aparecer en latitudes heliográficas cercanas a los 30° (ocasionalmente hasta los 40°) al norte y sur del ecuador solar. A medida que avanza el ciclo, las manchas van surgiendo en posiciones cada vez más próximas al ecuador. De este modo, en el máximo de actividad solar, la latitud promedio con la que se originan es de aproximadamente $\pm 15^\circ$, mientras que al final del ciclo, es de unos $\pm 8^\circ$. Cuando la latitud de cada mancha solar se traza en función del tiempo, la distribución resultante de las posiciones de las manchas a lo largo del tiempo forma un patrón que recuerda en apariencia a las alas de una mariposa y, por esta razón, se la conoce como el diagrama de mariposa (véase Figura 2.12). Dicho diagrama fue propuesto en 1904 por Maunder. Las fáculas y las playas solares presentan distribuciones en el tiempo muy similares a las manchas solares y, por consiguiente, también siguen la ley de Spörer (Roth, 2009; Priyal et al., 2017).

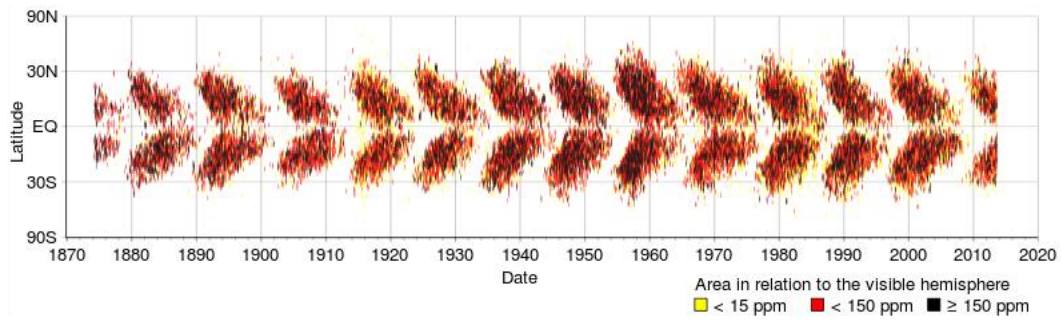


Figura 2.12. Diagrama de mariposa de los grupos de manchas solares durante 1875—2013. En amarillo, rojo y negro figura la distribución de manchas según su área en unidades de partes por millón (ppm) del hemisferio solar visible (Fuente: nasa.gov, 2013).

El estudio de la evolución en el tiempo del número de Wolf también supuso el hallazgo de la regla de Gnevyshev–Ohl (Gnevyshev y Ohl, 1948), que expresa que los ciclos solares impares suelen experimentar picos de actividad más elevados que los pares, así como el descubrimiento de periodos interesantes con mínimos solares anormalmente largos (véase Figura 2.13). El periodo más llamativo recibe el nombre de Mínimo de Maunder (1645—1715), y coincidió con la etapa más fría de la llamada pequeña edad de hielo (siglos XV-XVII). Este periodo fue descubierto por Maunder en 1890 pero no fue corroborado hasta 1976 por Eddy, gracias al análisis de la concentración de Carbono-14 y Berilio-10 en los anillos de árboles milenarios, que correlaciona la presencia de altas concentraciones de estos isótopos con periodos de baja actividad solar (Ferriz, 2017; Hathaway, 2019). A lo largo del tiempo se han producido otros episodios similares al Mínimo de Maunder, como el Mínimo de Oort (1010—1050), el Mínimo de Wolf (1280—1340), el Mínimo de Spörer (1450—1540) o el Mínimo de Dalton (1790—1830).

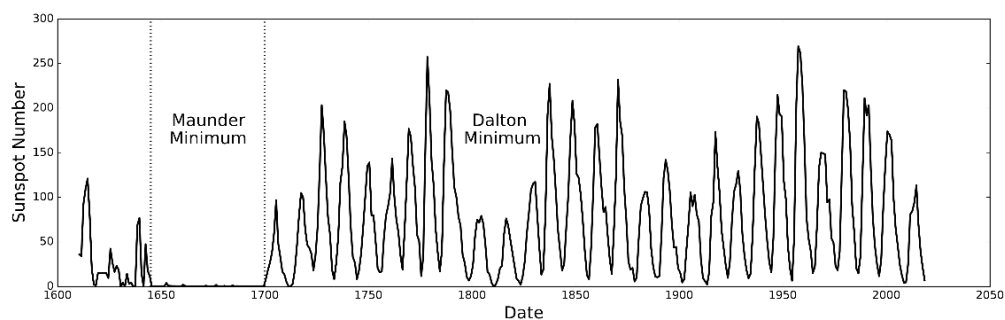


Figura 2.13. El mínimo de Maunder. En el eje de abscisas figura el tiempo en unidades de años; en el eje de ordenadas, figura el *International Sunspot Number V2.0* (adimensional) (Fuente: nasa.gov, 2017).

Todavía se desconoce exactamente como los cambios en la actividad solar pueden llegar a afectar al clima terrestre. Sin embargo, mediciones de la constante solar³ muestran variaciones del 0,1% entre el mínimo y máximo de actividad de los últimos ciclos solares (Marroquín, 2001; Tzanis et al., 2022). Estas variaciones pueden llegar hasta el 6% en el caso de la radiación UV, lo cual parece inducir variaciones en algunos parámetros climáticos, como la temperatura (Gray et al., 2010; Tzanis et al., 2022). De

³ La constante solar es la cantidad de energía recibida en forma de radiación solar por unidad de tiempo y superficie, medida en la parte externa de la atmósfera terrestre y en un plano perpendicular a los rayos del Sol.

hecho, Altadill et al. (2000), encontraron oscilaciones de aproximadamente 11 años en el promedio anual de la temperatura máxima registrada en el OE durante 1905—1999.

La actividad solar también sufre variaciones caracterizadas por periodos de tiempo más largos que el propio ciclo solar, así como en escalas temporales inferiores a este (Hathaway, 2015). Ejemplos de algunas de estas variaciones son el ciclo de Gleissberg (~100 años), el ciclo de Suess-de Vries (~200 años) o la periodicidad de Rieger (~150 días).

Otro fenómeno interesante detectado en la evolución en el tiempo de la actividad solar es la Brecha de Gnevyshev (*Gnevyshev Gap*). Se trata de un debilitamiento puntual de la actividad solar manifestado alrededor del máximo de un ciclo solar. Este fenómeno, que se observa como un doble pico en la evolución temporal de un ciclo solar (véase Figura 2.13), fue descubierto por Gnevyshev mediante datos de la línea verde coronal (línea espectral Fe XIV; 530,3 nm) durante el Ciclo Solar 19 (Gnevyshev, 1967; 1977). Este fenómeno también se muestra en muchos otros parámetros y estructuras características de la actividad solar, incluyendo los grupos de manchas y playas solares, y presenta escalas temporales del orden de dos años, de modo que su estudio podría ayudar a mejorar las predicciones en meteorología espacial (Feminella y Storini, 1997; Storini et al., 2003; Bazilevskaya et al., 2014; Ravindra et al., 2021).

2.8. La Ley de Rotación Diferencial

El estudio de la rotación solar comenzó a principios del siglo XVII con las observaciones de manchas solares de Galileo y Scheiner. Basándose en sus registros y dibujos de manchas sobre el disco solar, Galileo determinó en 1612 que el Sol presentaba un periodo de rotación de 29,5 días (Zhang, 2012). Unos años después, en 1630, Scheiner obtuvo un periodo de 27-28 días, y más importante, notó que la velocidad de rotación de las manchas en el ecuador solar era ligeramente más rápida que en sus polos. Esta dependencia de la velocidad de rotación con la latitud heliográfica φ se conoce hoy en día como rotación diferencial y se debe a que la materia que conforma el Sol más allá de la Tacoclina deja de rotar de manera solidaria. La Figura 2.14 muestra gráficamente este concepto sobre la superficie solar. Si tomamos como referencia un meridiano cualquiera y colocamos puntos a distintas latitudes, los puntos se moverán a distintas velocidades, generando un perfil de velocidades con un máximo en el ecuador. De este modo, el Sol presenta un periodo de rotación de unos 24,8 días en el ecuador, de unos 26,1 días a una latitud de 30°, y de unos 35,0 días en los polos (Murdin, 2001).

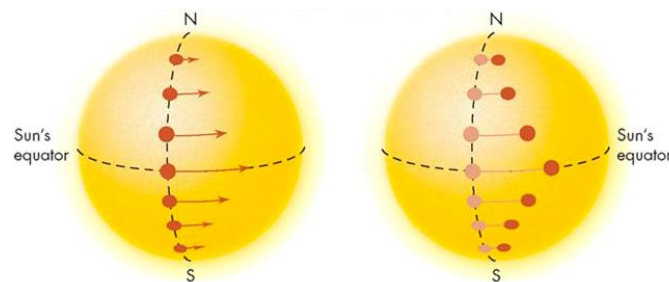


Figura 2.14. La rotación diferencial en la superficie solar (Fuente: ESA, 2017).

La rotación diferencial del Sol ha sido medida, analizada y modelada a lo largo del tiempo principalmente mediante diversos métodos o técnicas como el uso de trazadores, la espectroscopia, o la heliosismología.

El uso de trazadores consiste en seguir el movimiento de estructuras solares en el disco solar, como por ejemplo manchas, fáculas o playas solares para determinar su velocidad. Este fue el método que utilizó Carrington en 1863 para describir matemáticamente el fenómeno por primera vez. Carrington examinó y analizó los registros fotográficos de manchas solares del Observatorio de Redhill de 1853 a 1861 y notó que la velocidad de las manchas ω variaba con la latitud φ desde los 14,42 *grados· día⁻¹* en el ecuador, tal y como muestra la Ecuación 2.3:

$$\omega(\varphi) = 14,42 - 2,75 \cdot \sin^4 \varphi \quad (2.3)$$

Dos años después de que Carrington presentara sus resultados, Faye analizó de nuevo los registros, y mediante una serie de consideraciones teóricas propuso una ley del tipo $\omega(\varphi) = a - b \cdot \sin^2 \varphi$. Tras ajustar los coeficientes a y b , obtuvo la Ecuación 2.4:

$$\omega(\varphi) = 14,37 - 3,10 \cdot \sin^2 \varphi \quad (2.4)$$

Con el tiempo, astrónomos como Maunder y Maunder (1905), Hale (1908) o Chevalier (1910) realizaron sus propios ajustes a partir de sus series de registros sobre manchas, fáculas y playas solares. La Ecuación 2.5, que fue deducida por Newton y Nunn (1951) a partir del análisis de 66 años de registros sobre manchas solares (1878—1944) procedentes del Real Observatorio de Greenwich, es una de las más conocidas hoy en día por lo que respecta el uso de trazadores (Paternò, 2010):

$$\omega(\varphi) = 14,368 - 2,69 \cdot \sin^2 \varphi \quad (2.5)$$

El empleo de las técnicas espectroscópicas, basadas en el análisis del desplazamiento de las líneas espectrales del gas fotosférico debidas al efecto Doppler que se observa desde la Tierra en la rotación solar, también permite obtener el perfil de velocidad de la rotación diferencial del Sol si se examinan diferentes puntos del disco solar. Las primeras mediciones mediante esta técnica fueron realizadas por Vogel en 1871, mientras que los trabajos de Halm (1904) y Dunér (1907), mostraron que sus resultados eran compatibles con los de Faye (de Lury, 1939; Tassoul, 2004). El desarrollo de las técnicas espectroscópicas, cada vez más precisas, y el hecho de poder realizar mediciones en latitudes superiores a los 40°, algo imposible con los trazadores, permitió añadir un término de orden superior a la ley de rotación diferencial: $\omega(\varphi) = a - b \cdot \sin^2 \varphi - c \cdot \sin^4 \varphi$. Howard y Harvey (1970) dedujeron la Ecuación 2.6 tras 2 años de registros sobre manchas solares obtenidos en el observatorio del Monte Wilson (1966—1968), y es una de las más reconocidas obtenidas mediante este método (Paternò, 2010):

$$\omega(\varphi) = 13,76 - 1,74 \cdot \sin^2 \varphi - 2,19 \cdot \sin^4 \varphi \quad (2.6)$$

El análisis de magnetogramas, esto es, mapas que permiten localizar estructuras con carácter magnético sobre el disco solar, así como cuantificar la intensidad de sus campos magnéticos, supuso una revolución en la técnica basada en la utilización de trazadores, que hasta entonces utilizaba registros asociados a fotografías en el visible y

espectroheliogramas. La Ecuación 2.7 fue planteada por Snodgrass y Ulrich (1990) tras 20 años de registros del Observatorio del Monte Wilson (1967—1987) y es un referente actualmente (Paternò, 2010):

$$\omega(\varphi) = 14,71 - 2,39 \cdot \sin^2 \varphi - 1,78 \cdot \sin^4 \varphi \quad 2.7$$

Finalmente, el desarrollo de la heliosismología en los años 70 proporcionó un método para determinar la ley de rotación diferencial en el interior solar, es decir, por debajo de la Fotosfera. Esta rama de la Física Solar se dedica al análisis de las ondas acústicas del interior solar, que se observan en forma de oscilaciones en la superficie. El estudio de la configuración y del periodo de estas oscilaciones permite obtener datos acerca de la estructura, dinámica y composición del Sol (Leibacher et al., 1985). La Figura 2.15 muestra el perfil de velocidades del interior solar obtenido por el *Global Oscillation Network Group* tras analizar 14 años de datos (periodo 1995—2009), y revela que la rotación diferencial no muestra una variación monótona con la latitud ni con la profundidad. A grandes rasgos, puede verse que la velocidad de rotación solar muestra una compleja dependencia con la latitud desde la Fotosfera hasta la Tacoclina, situada alrededor de $0,60R_{\odot}$. Sin embargo, por debajo de esta región, el material solar rota de manera solidaria como si de un sólido rígido se tratara, con un periodo de aproximadamente 27 días (Howe, 2017).

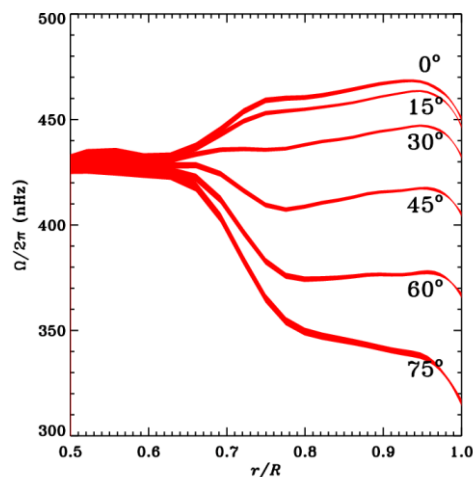


Figura 2.15. La rotación diferencial en el interior solar. En el eje de abscisas figura la dependencia radial por unidad de radio solar; en el eje de ordenadas encontramos tanto la dependencia con la latitud φ en grados (eje derecho), como la velocidad angular expresada en términos de frecuencia, en nHz (eje izquierdo). El grosor de las líneas indica la incertidumbre de la medida (Fuente: Howe, 2017).

Es muy posible que la rotación diferencial también sufra variaciones entre las distintas regiones que constituyen la atmosfera solar. Así lo hicieron notar astrónomos como Hale y Fox (1908), Chevalier (1910), Adams y Lasby (1911), de Lury (1939), Howard (1975), Belvedere et al. (1977), Stix (1989) y Mehta (2005) en sus respectivos trabajos: la velocidad de rotación diferencial del gas fotosférico, manchas, playas y gas coronal es ligeramente diferente. Conclusiones parecidas fueron extraídas en de Paula, Curto y Casas (2016), mediante registros del OE sobre manchas y playas solares en el periodo 1930—1936. En particular, se observó que, independientemente de la latitud, la velocidad de las playas solares es sutilmente inferior a la de las manchas solares, lo que implicaría que la Fotosfera rota ligeramente más rápido que la Cromosfera. A modo de resumen, la Tabla 2.2 muestra las leyes de rotación diferencial obtenidas por diferentes autores a lo largo del tiempo.

Tabla 2.2. Leyes de rotación diferencial solar del tipo $\omega(\varphi) = a - b \cdot \sin^2 \varphi - c \cdot \sin^4 \varphi$ obtenidas a lo largo del tiempo por distintos autores y métodos.

Autor/es (año publicación)	a (grados· día ⁻¹)	b (grados· día ⁻¹)	c (grados· día ⁻¹)
Observatorio(intervalo)(método; estructura)			
Stratonoff (1896)	14,22	-	-
Poulcovo (1891—1894)(trazador; fáculas)			
Chevalier (1910)	14,470	2,268	-
Zó-sè (1906—1908)(trazador; fáculas)			
Newton (1924)	14,54	2,806	-
Greenwich (1888—1923)(trazador; fáculas)			
Hale (1908)	14,56±0,04	2,9±0,3	-
Kenwood (1892—1894)(trazador; playas)			
Hale y Fox (1908)	14,4±0,1	2,6±0,7	-
Kenwood (1903—1904)(trazador; playas)			
Hale (1908)	14,40±0,04	1,9±0,2	-
Mt. Wilson (1906)(trazador; playas)			
Kempf (1916)	14,43	2,063	-
Potsdam (1906)(trazador; playas)			
Fox (1921)	14,56	2,970	-
Kenwood (1903—1909)(trazador; playas)			
Ternullo (1986)	14,7±0,1	4,7±0,9	-
Catania (1967—1970)(trazador; playas)			
de Paula, Curto y Casas (2016)	14,61±0,02	2,5±0,2	-
Ebro (1930—1936)(trazador; playas)			
Faye (1865)	14,37	3,10	-
Redhill(1855—1861)(trazador; manchas)			
Maunder y Maunder (1905)	14,44	2,137	-
Greenwich (1879—1901)(trazador; manchas)			
Newton y Nunn (1951)	14,377±0,006	2,77±0,08	-
Greenwich (1878—1944)(trazador; manchas)			
Balthasar, Vázquez y Wöhl (1986)	14,551±0,006	2,87±0,06	-
Greenwich (1874—1976) (trazador; manchas)			
Zappalà y Zuccarello (1991)	14,64±0,02	2,2±0,2	-
Greenwich (1874—1976)(trazador; manchas)			
Nesme-Ribes, Ferreira y Mein (1993)	14,47±0,02	2,0±0,3	-
Meudon (1974—1984)(trazador; manchas)			
Nesme-Ribes, Ferreira y Mein (1993)	14,49±0,02	2,6±0,2	-
Mt.Wilson (1974—1984)(trazador; manchas)			
Gupta, Sivaraman y Howard (1999)	14,456±0,002	2,89±0,02	-
Kodaikanal (1906—1987)(trazador; manchas)			
Javaraiah (2003a)	14,514±0,005	2,65±0,04	-
Greenwich (1878—1975)(trazador; manchas)			
Casas y Vaquero (2015)	14,34±0,03	2,6±0,2	-
Redhill (1853—1861)(trazador; manchas)			
Casas y Vaquero (2015)	14,41±0,02	2,2±0,2	-
Hamilton (1860-1870)(trazador; manchas)			
Casas y Vaquero (2015)	14,46±0,05	2,0±0,8	-
Kew (1862—1866)(trazador; manchas)			

de Paula, Curto y Casas (2016)	14,64±0,02	2,4±0,2	-
Ebro (1930—1936)(trazador; manchas)			
Jha et al. (2021)	14,381±0,004	2,72±0,04	-
Kodaikanal (1923—2011) (trazador; manchas)			
Halm (1904)	14,53	2,499	-
Edimburg (1901—1903)(espectroscopia; gas)			
Dunér (1907)	14,81	4,206	-
Upsala (1888—1902)(espectroscopia; gas)			
Plaskett y de Lury (1913)	14,21	4,021	-
Dominion (1911)(espectroscopia; gas)			
Howard y Harvey (1970)	13,76	1,74	2,19
Mt. Wilson (1966—1968)(espectroscopia; gas)			
Snodgrass (1984)	14,050	1,492	2,606
Mt. Wilson (1967—1984) (espectroscopia; gas)			
Snodgrass y Ulrich (1990)	14,71±0,05	2,4±0,2	1,8±0,3
Mt. Wilson (1967—1987)(magnetogramas)			
Komm, Howard y Harvey (1993)	14,42±0,02	2,0±0,1	2,1±0,2
Kitt Peak (1975—1991)(magnetogramas)			

A lo largo del tiempo también se han propuesto otras variables que pueden influir en la velocidad de la rotación solar. Investigaciones como las de Howard (1975), Balthasar, Vazquez y Wöhl (1986), Bai (2003), Javaraiah (2003a), Knaack y Stenflo (2005), Knaack, Stenflo y Berdyugina (2005), Balthasar (2007), Heristchi y Mouradian (2009), Li et al. (2014) o Jha et al. (2021) sugieren una dependencia de la velocidad de rotación con el tiempo, ya que se han observado cambios significativos en el perfil de velocidades entre distintos ciclos solares e incluso entre las diferentes etapas de los ciclos. Otros estudios como el de Ward (1966) o el de Hathaway y Wilson (1990) sugieren que la velocidad de rotación disminuye cuanto más grande es el área de los trazadores, independientemente de la latitud heliográfica considerada. Esta última dependencia también fue corroborada en los registros del OE sobre manchas y playas solares durante 1930—1936 en de Paula et al. (2016), y más recientemente por Jha et al. (2021) mediante registros del Observatorio de Kodaikanal sobre grupos de manchas solares durante 1923—2011.

2.9. Teoría de la Dinamo Solar

Desde que Hale descubrió en 1908 el carácter magnético de las manchas solares, se ha buscado el origen del campo magnético solar, y cómo el magnetismo puede caracterizar el ciclo solar. La teoría de la dinamo solar, propuesta inicialmente por Larmor (1919), explica cualitativamente el mecanismo utilizado por el Sol para generar por sí mismo su campo magnético. Larmor sugirió que la corriente eléctrica generada por el movimiento del material ionizado (y por tanto conductor) del interior del Sol podía inducir un campo magnético, como si de una dinamo se tratara. Hoy se sabe que esto es posible en la zona convectiva solar, donde el material es un plasma conformado por partículas cargadas eléctricamente en continuo movimiento. También se sabe que el Sol presenta un campo magnético oscilante compuesto por una componente poloidal, cuyas líneas de campo

emergen de un polo magnético y penetran en el opuesto, y otra toroidal, que presenta líneas de campo paralelas al ecuador.

La polaridad magnética de las manchas solares también se ve afectada por el ciclo solar de 11 años. Como se vio en la Sección 2.6.1, los grupos bipolares siguen la ley de polaridad de Hale (Hale et al., 1919), de modo su polaridad magnética se invierte en cada hemisferio tras un mínimo de actividad solar. Gracias a esta propiedad es posible distinguir fácilmente las manchas correspondientes a dos ciclos diferentes consecutivos. Hale (1925) consideró que esta variación cíclica de 11 años definía dos semiperiodos cuya suma conforma el llamado ciclo de Hale de 22 años.

En 1955, Parker propuso un modelo matemático capaz de describir la generación de un campo magnético a partir de un fluido conductor. Parker demostró que dicho campo magnético se componía de una componente poloidal y otra toroidal, y que existían procesos (efectos α y ω) por los que cada componente podía llegar a generar la otra (Engvold, Vial y Skumanich, 2019). Ese mismo año, Horace y Harold Babcock lograron medir por primera vez la componente poloidal del campo magnético solar, y en 1959, Harold Babcock observó que dicha componente era más intensa cerca de los mínimos solares y que además sufría una inversión magnética cerca de los máximos (Balogh et al., 2015). Este descubrimiento, unido al modelo de Parker, motivaron a Horace Babcock (1961) y Leighton (1969) a proponer un nuevo modelo de dinamo solar basado en los efectos α y ω que además explicase la formación de las manchas solares, así como su carácter magnético.

El llamado modelo de Babcock-Leighton (véase Figura 2.16) explica el proceso de formación de las manchas solares en cuatro etapas (Gallagher, 2007; Hathaway, 2019):

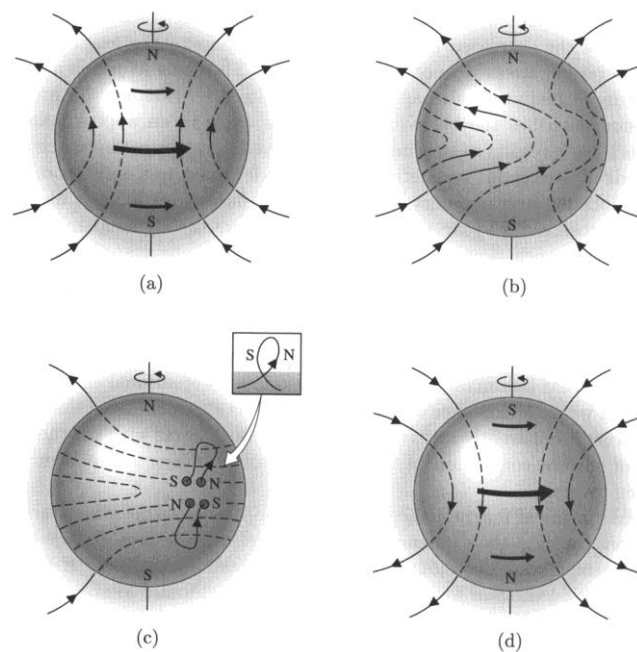


Figura 2.16. El modelo de Babcock-Leighton (Fuente: Caroll y Ostiie, 1995).

- Etapa 1: Alrededor del mínimo de actividad solar, el campo magnético es poloidal, y se extiende de norte a sur a través de la zona convectiva. No hay actividad solar.

- Etapa 2: Debido a la rotación diferencial, las líneas del campo magnético poloidal son arrastradas en la dirección E-O, alargándose y enrollándose alrededor del Sol. Este proceso convierte progresivamente el campo magnético poloidal en uno de toroidal (efecto ω).
- Etapa 3: Conforme pasa el tiempo, el campo toroidal se vuelve lo suficientemente fuerte como para elevar tubos de flujo magnético desde la zona convectiva hasta la superficie mediante un proceso llamado flotación magnética. Al cruzar la Fotosfera, los tubos de flujo magnético inhiben localmente el transporte de energía por convección formando regiones magnéticas bipolares, dentro de las cuales se desarrollan grupos bipolares de manchas solares. Este proceso empieza a latitudes cercanas a 40° y con el tiempo se extiende a latitudes más bajas (ley de Spörer). Por otro lado, las manchas siguen la ley de Joy debido a que los tubos de flujo experimentan fuerzas de Coriolis durante su ascenso, hecho que provoca que emerjan con una determinada inclinación. Por último, la polaridad de las manchas en cada hemisferio es debida a la dirección del campo magnético a lo largo de los tubos de flujo (ley de polaridad de Hale). Llegados al máximo de actividad solar, el campo toroidal y por tanto la actividad solar son máximos.
- Etapa 4: El campo magnético poloidal se regenera progresivamente a medida que el campo toroidal se va cancelando. Este proceso, llamado efecto α , empieza en las zonas ecuatoriales con la ruptura de las líneas de campo de las manchas solares, debido al retorcimiento de los tubos de flujo en su ascenso. Esto provoca que las manchas precedentes de ambos hemisferios cercanas al ecuador tiendan a neutralizarse entre sí, al mismo tiempo que las subsecuentes van migrando hacia sus respectivos polos, reconectando sus líneas de campo y reestableciendo el campo magnético poloidal, aunque con polaridad invertida.

Desde su aparición, el modelo de Babcock-Leighton ha sido revisado en múltiples ocasiones. Por ejemplo, el descubrimiento de la Tacoclina en 1992 ha hecho investigar a la comunidad científica su papel en los efectos α y ω (Lillo, Minnini y Gómez, 2004). Los modelos de dinamo solar describen adecuadamente las características y fenómenos regulares de los ciclos, como las inversiones de polaridad y los diagramas de mariposas. Sin embargo, se desconoce la causa de algunas irregularidades observadas, como por qué el ecuador solar presenta una velocidad de rotación más elevada (Minnini, 2003). No obstante, parece ser que el proceso de turbulencia convectiva podría explicar parte de dichas irregularidades (Hotta y Kusano, 2021; Hotta, Kusano y Shimada, 2022).

2.10. La Asimetría N-S

La actividad solar no es idéntica en ambos hemisferios y muestra diferencias significativas que dan lugar a la llamada asimetría N-S, siendo el hemisferio activo o predominante el hemisferio con una mayor actividad solar (Hathaway, 2015).

La asimetría N-S fue detectada por primera vez por Spörer (1889) y Maunder (1900; 1904), tras notar que la distribución de manchas solares se concentraba en uno de los dos hemisferios solares durante largos periodos de tiempo. A partir de entonces, esta anomalía se ha estudiado en indicadores de la actividad solar como el *International Sunspot Number* y el área de las manchas solares (Newton y Milsom, 1955; Bell, 1962; Waldmeier, 1971; Roy, 1977; Vizoso y Ballester, 1990; Carbonell, Oliver y Ballester, 1993; Oliver y

Ballester, 1994; Li et al., 2000; 2002a; 2002b; Temmer, Veronig y Hanslmeier, 2002; Vernova et al., 2002; Knaack, Stenflo y Berdyugina, 2004; Temmer et al., 2006; Mandal et al., 2017a; 2017b), el área de las fáculas y playas solares (Newton y Milsom, 1955; Gonçalves et al., 2014; Mandal et al., 2017; Chowdhury et al., 2022), los filamentos o prominencias (Hansen y Hansen, 1975; Vizoso y Ballester, 1987; Joshi, 1995; Verma, 2000; Gigolashvili et al., 2005), las fulguraciones solares (García, 1990; Verma, 1987; 1992; Li, Schmieder y Li, 1998; Temmer et al., 2001; Joshi y Pant, 2005; Joshi, Pant y Manoharan, 2006; Joshi et al., 2007), el campo magnético fotosférico (Howard, 1974; Song, Wang y Ma, 2005) o el campo magnético heliosférico (Mursula y Hiltula, 2003; 2004; Virtanen y Mursula, 2010; Wang y Robbrecht, 2011). La asimetría N-S también se ha observado en la ley de rotación diferencial. Hubrecht (1915) fue el primero en detectar que ambos hemisferios solares giran a velocidades diferentes. Desde entonces, el fenómeno ha sido estudiado por numerosos autores (Gilman y Howard, 1984; Howard, Gilman y Gilman, 1984; Balthasar et al., 1986; Hoeksema y Scherrer, 1987; Antonucci, Hoeksema y Scherrer, 1990; Japaridze y Gigolashvili, 1992; Brajsa et al., 1997; 2000; Georgieva y Kirov, 2003; Georgieva, Kirov y Javaraiah, 2003; Georgieva et al., 2005; Mursula y Hiltula, 2004; Javaraiah, 2003a; Nesme-Ribes, Meunier y Vince, 1997; Gigolashvili, Mdzinarishvili y Japaridze, 2003; Gigolashvili et al., 2005; Gigolashvili et al., 2007; Wöhl, Brajsa y Gissot, 2010; Jha et al., 2021). Es destacable mencionar que en de Paula et al. (2016) se encontró que los grupos de playas solares registradas por el OE durante 1930—1936 se movían ligeramente más rápido en el hemisferio norte.

Todo ello hace pensar que el estudio de la actividad solar debería realizarse considerando los hemisferios solares por separado. De hecho, existen estudios que indican que la actividad solar presenta un desfase entre ambos hemisferios, de forma que los máximos y mínimos de cada ciclo no se producen simultáneamente en ambos hemisferios. Dicho de otro modo, la actividad solar empieza antes en uno de los dos hemisferios al principio de cada ciclo (Waldmeier, 1971; Temmer et al., 2006; Li, 2008; Li, 2009; Li, Liang y Feng, 2010; Chowdhury et al., 2022).

Existen dos formas de cuantificar la asimetría N-S, mediante el índice de asimetría absoluta (*ANSAI*, *Absolute North-South Asymmetry Index*) (Ecuación 2.8) y el índice de asimetría relativa o normalizada (*NNSAI*, *Normalised North-South Asymmetry Index*) (Ecuación 2.9):

$$\Delta = A_N - A_S \quad (2.8)$$

$$\delta = \frac{\Delta}{A_N + A_S} = \frac{A_N - A_S}{A_N + A_S} \quad (2.9)$$

donde A_N y A_S representan diversas propiedades, como por ejemplo el número de estructuras, observadas en los hemisferios solares norte y sur respectivamente.

Generalmente, para determinar la existencia del fenómeno suele utilizarse el *NNSAI* puesto que el *ANSAI* presenta valores muy elevados cerca de los máximos solares (Zhang, 2012). Sin embargo, se ha observado que el *NNSAI* puede presentar valores cercanos a 1 alrededor de los mínimos solares si la mayor parte de las estructuras asociadas a la actividad solar se forman en uno de los dos hemisferios. Este efecto se debe al bajo número de estructuras originadas durante un mínimo de actividad solar (Swinson, Koyama y Saito, 1986; Vizoso y Ballester, 1990).

Poco se sabe del origen de la asimetría N-S. Goel y Choudhuri (2009) propusieron que el principal responsable de estas irregularidades en el ciclo solar es el proceso de regeneración del campo magnético poloidal (efecto α). La naturaleza de este proceso produciría un campo magnético más intenso en uno de los dos hemisferios al final de cada ciclo solar, lo cual induciría una asimetría al inicio del siguiente ciclo.

Capítulo 3.
Datos Empleados.

3.1. La Sección de Heliofísica del OE

Desde su fundación en 1904, el OE ha contado con una línea de investigación dirigida al estudio del Sol y su influencia sobre la Tierra. Con objeto de analizar la actividad solar, el observatorio contaba inicialmente con un telescopio refractor Mailhat, adaptado para tomar fotografías de manchas solares y protuberancias (Curto et al., 2016). Para el estudio de las playas solares, el centro también disponía de un heliospectrógrafo Evershed (el primero en España), así como de un espectrogoniómetro Rowland, ambos con una cámara fotográfica (Udías, 2003).

En 1910, el OE comenzó a publicar anualmente su boletín, que incluía, además de secciones dedicadas a Electro-meteorología y Geofísica, una sección sobre Heliofísica en la que se informaba del registro diario de grupos de manchas y playas solares. En cada observación diaria, se medían los siguientes parámetros característicos de las estructuras: el número identificativo de cada grupo, dado por orden de aparición (*N*); su latitud heliográfica (φ); su longitud heliográfica de Stonyhurst (λ), y de Carrington (*L*); su distancia al centro del disco solar, en centésimas del radio de la imagen fotoheliográfica (ρ); su área en mm², referida a una placa de 200 mm de diámetro (*S. M.*); su área reducida o real (*S. R.*), en millonésimas de hemisferio solar (MSH) para los grupos de manchas solares, y en cienmilésimas de hemisferio solar (100 KSH) para los grupos de playas; y la clase morfológica de cada grupo observado, en el esquema de clasificación de Cortie en el caso de las manchas, y en la clasificación propia del OE en el caso de las playas (*Clase*). Además, en el caso que hubiere, el boletín mostraba cada asociación mancha-playa anotando entre paréntesis junto con la clase morfológica de playa solar, su grupo de manchas correspondiente, así como su posición relativa respecto al grupo de manchas, indicada mediante los puntos cardinales *n, s, e, w*, o mediante la letra “*k*” en caso de ser estructuras concéntricas. La Figura 3.1 muestra un extracto del boletín correspondiente a junio de 1930.

Cabe mencionar que debido a la naturaleza nebulosa y mal definida de las partículas floculares que se encuentran en el interior de los grupos de playas solares, las mediciones del área de estas estructuras se realizaron, al contrario de los grupos de manchas, solo en su extensión global, sin analizar las áreas de los elementos internos (Cirera, 1910).

Registro de Manchas y Flocculi

MANCHAS								DÍAS	FLOCCULI						
N	Latitud	Merid. central	1 ^{er} merid.	Centésimas del rad.	mm ²	Millonésim. del hem.	Clase		N	Latitud	Merid. central	Centésimas del rad.	mm ²	Cien milésim. del hem.	Clase
3100	φ	λ	<i>L</i>	ρ	<i>s. m.</i>	<i>s. n.</i>		4500	φ	λ	ρ	<i>s. m.</i>	<i>s. n.</i>		
54 ¹	+11	+51	343	79	0,9	23	I	2 8 ^h 20 ^m (b) 8 ^h 44 ^m (b)	41	+11	+56	84	106	311	cd (3154) w
57	-1	+28	320	46	0,3	5	I		44	-2	+55	82	6	17	difuso
58 ²	+17	-13	279	37	12,3	211	IVa		45	-2	+30	50	8	15	dif. (3157) sw
59	+15	-33	259	59	2,1	41	IIIb		46	+13	+25	48	28	51	d ₁
									47	+17	-13	37	78	134	c (3158) k
									48	-13	-6	24	12	20	difuso
								49	+14	-32	57	28	54	d ₂ (3159) sw	
								50	-20	-46	75	10	24	d ₁	

Figura 3.1. Extracto de la Sección de Heliofísica del Boletín del OE (junio de 1930). (Fuente: Boletín Mensual del Observatorio del Ebro Vol. XXI, 1930).

Tanto la serie de registros de manchas como la de playas solares se interrumpieron a finales de 1937 debido a la Guerra Civil Española (1936—1939). Tras el conflicto, el OE reprendió los registros diarios de las manchas solares en 1942 hasta el año 2000, momento en que el telescopio Mailhat fue reemplazado por un refractor Zeiss APQ 150/1200, que sigue operativo en la actualidad (Romañá, 1942; Curto et al., 2016).

Lamentablemente, el registro de grupos de playas solares finalizó el 31 de diciembre de 1937, tras quedar la instrumentación correspondiente gravemente dañada, y tras varios intentos se determinó inviable su reparación (Romaña, 1947).

Todos los registros sobre papel del OE sobre grupos de manchas y playas solares correspondientes a los años 1910—1937 han sido escaneados como imágenes e introducidos en un programa de reconocimiento óptico de caracteres con el objetivo de convertir los datos al formato ASCII (*American Standard Code for Information Interchange*) y así poder analizarlos en profundidad (Curto et al., 2016). El proceso de conversión de los datos no es perfecto, por lo que se ha realizado una posterior inspección manual. De este modo, con el seguimiento diario de 5.781 grupos y 33.357 filas de datos, la serie temporal de playas solares todavía representa una de las más longevas jamás realizadas. En el caso de las manchas solares, la serie hasta 1937 contiene 20.954 filas de datos pertenecientes a 4.212 grupos de manchas solares. A continuación, se presenta el diagrama de mariposa de ambas estructuras durante 1910—1937 (ambos inclusive). El diagrama muestra las ocurrencias clasificadas según cuatro intervalos de área diferentes, en unidades de MSH y 100 KSH respectivamente, en función de si se trata de grupos de manchas o playas solares. Para más información, una copia de los boletines con todos los datos solares utilizados en esta Tesis puede encontrarse en el siguiente enlace: <http://www.obsebre.es/en/observatori-publications>.

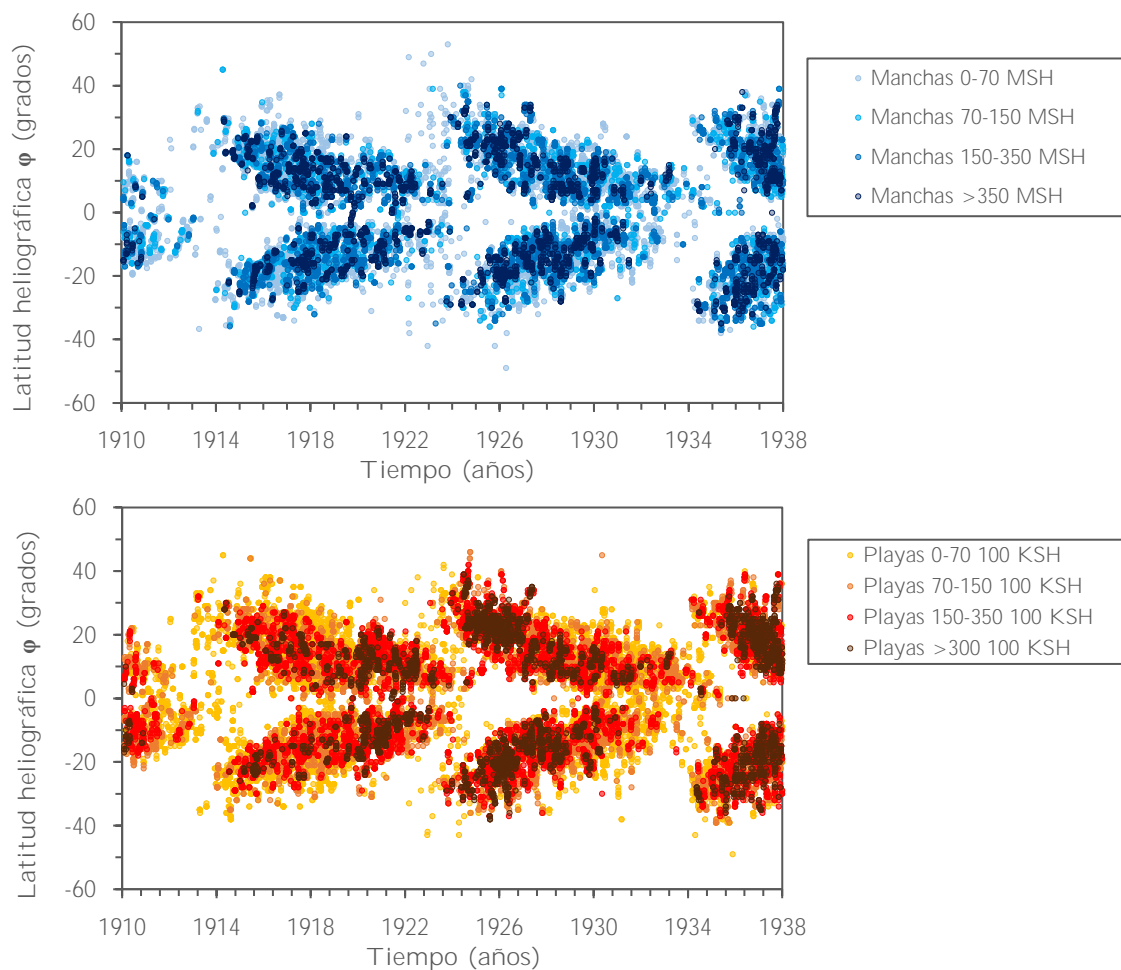


Figura 3.2. Diagrama de mariposa de los grupos de manchas (*panel superior*) y playas solares (*panel inferior*) registrados en el OE durante 1910—1937. Cada punto representa una ocurrencia diaria. La escala de colores está relacionada con el tamaño del área del grupo de manchas/playas solares.

Los registros diarios sobre grupos de manchas y playas solares del OE poseen una cobertura temporal cercana al 81% durante el lapso 1910—1937 (véase Figura 3.3). Los datos faltantes pueden deberse a problemas técnicos puntuales o condiciones meteorológicas adversas.

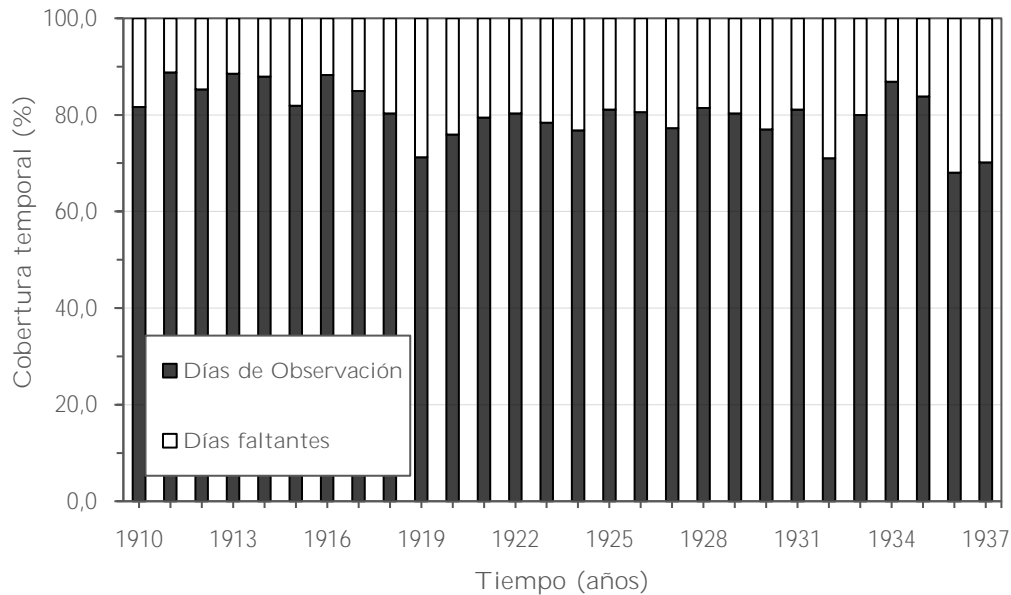


Figura 3.3. Evolución en el tiempo del número total de días de observación en el OE durante 1910—1937. Los resultados se expresan en %.

3.2. Instrumentación

Como se ha mencionado anteriormente, todos los datos sobre grupos de manchas y playas solares presentados en la sección de Heliófica de los boletines del OE se obtuvieron monitorizando la Fotosfera y Cromosfera mediante un telescopio Mailhat y un espectroheliógrafo Evershed, respectivamente. El método de detección y determinación de la posición heliográfica, área y tipo de las estructuras solares se realizó manualmente a través del análisis de las fotografías del disco solar. Hay que señalar que, en contraste con los métodos de detección automáticos de la actualidad, realizar esta misma tarea a principios del siglo XX se convertía en un proceso lento y laborioso, sobre todo durante los periodos de alta actividad solar (Curto et al., 2016).

3.2.1. El Telescopio Mailhat

El telescopio Mailhat (véase Figura 3.4) era un telescopio de doble tubo. Uno de los tubos se utilizaba para obtener fotografías en una placa de vidrio (tubo de registro), mientras que el segundo permitía realizar observaciones visuales (tubo de enfoque). El conjunto estaba fijado sobre una montura ecuatorial. Los objetivos de ambos tubos tenían una apertura de 162 mm y una distancia focal de 2,10 m (Cirera, 1906; Brackett, 1916). De este modo, la imagen resultante del Sol tenía 20 mm de diámetro, que se ampliaba a 200 mm mediante el uso de una lente aplanática simétrica con una distancia focal de 55 mm (Curto et al., 2016).



Figura 3.4. El telescopio Mailhat (Fuente: Curto et al., 2016).

3.2.2. El Espectroheliógrafo Evershed

El espectroheliógrafo Evershed (véase Figura 3.5) permitía realizar fotografías monocromáticas del disco solar aislando la línea K del espectro de emisión del Ca II, característica de las playas solares. Para ello, el instrumento recibía la luz del Sol captada por un celostato Grubb. Primero de todo, la luz pasaba a través de un colimador con una apertura de 60 mm y una distancia focal de 246 mm (Curto et al., 2016). A continuación, el haz de luz colimado pasaba por un sistema óptico formado por un prisma y una rendija que aislaba la línea K del Ca II, dejando pasar solo aquella luz con una longitud de onda correspondiente a dicha línea espectral. Finalmente, la luz se enfocaba sobre una placa fotográfica y el sistema óptico se movía a lo largo del disco solar para formar una imagen completa de 62 mm de diámetro.



Figura 3.5. El espectroheliógrafo Evershed (Fuente: Curto et al., 2016).

3.3. Contraste de los Registros sobre Manchas y Playas Solares del OE con otras Series Temporales

Con el objetivo de validar las series temporales sobre grupos de manchas y playas solares del OE en el lapso 1910—1937, se ha realizado un contraste de los registros con la media anual del *International Sunspot Number V2.0* (disponible en la web de SILSO: <https://wwwbis.sidc.be/silso/datafiles>) en el mismo intervalo de tiempo. Como puede

verse en el panel superior de la Figura 3.6, la evolución en el tiempo de la tasa de ocurrencia diaria (*TOD*) de todos los grupos de manchas y playas solares del OE coincide casi perfectamente con la de los valores de la media anual del *International Sunspot Number V2.0*, lo que corrobora las series históricas del OE. Por otro lado, el coeficiente de correlación de Pearson r entre dicho estimador y las *TOD* presenta un valor de 0,986 para los grupos de manchas y de 0,903 para los grupos de playas (véase Figura 3.6, panel inferior). Adicionalmente, el coeficiente de correlación entre las *TOD* de grupos de manchas y playas del OE es de 0,911. Por otro lado, es importante señalar que el máximo de actividad absoluto del Ciclo Solar 16 según la serie de grupos de playas ocurre un año después de la fecha estándar que marca el *International Sunspot Number V2.0*. Así mismo, el máximo de actividad en la Cromosfera durante el Ciclo Solar 17 podría no ser 1937.

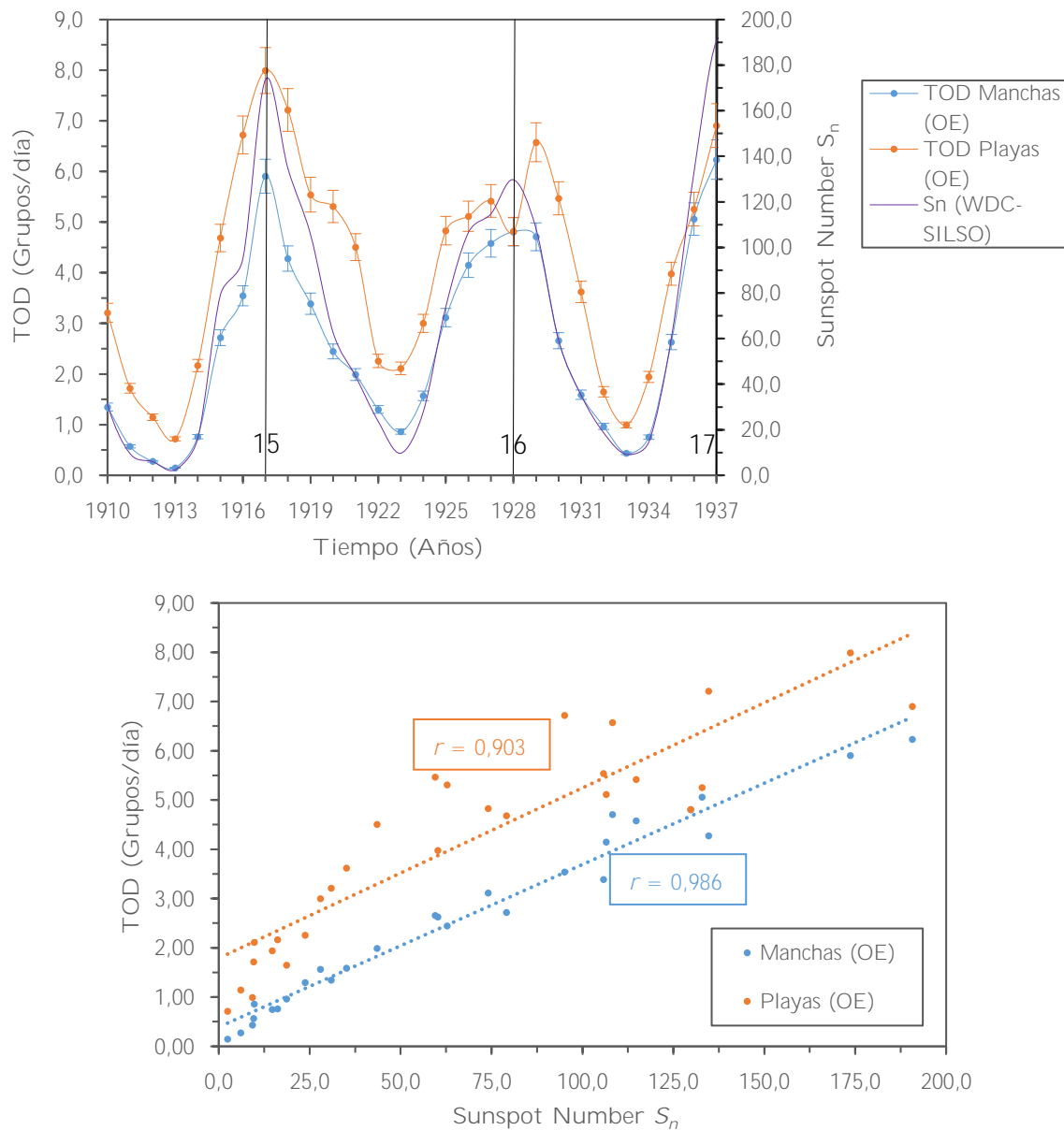


Figura 3.6. *Panel superior:* Comparación entre la media anual del *International Sunspot Number V2.0* y los valores anuales de la *TOD* de los grupos de manchas y playas solares registrados en el OE durante 1910—1937. Las líneas verticales en 1917, 1928 y 1937 marcan respectivamente la posición de los máximos de actividad de los Ciclos Solares 15, 16 y 17. *Panel inferior:* Correlación entre la *TOD* de los grupos de manchas y playas solares registrados en el OE y la media anual del *International Sunspot Number V2.0*.

Además del contraste de los registros del OE con los valores anuales del *International Sunspot Number* V2.0, también se ha comparado la distribución morfológica porcentual que presentan los registros diarios del OE sobre grupos de manchas y playas solares durante 1910—1937 con los registros diarios de otros observatorios tomados durante el mismo intervalo de tiempo, o en un periodo de tiempo cercano si no fuera posible.

Es importante mencionar que, en el caso de los grupos de manchas solares, las distintas subclases de cada tipo morfológico han sido agrupadas entre si debido al bajo número de ocurrencias, y dado que poseen características similares. Así pues, las doce categorías iniciales que dispone la clasificación de Cortie han sido reducidas a cinco: *I*, *II*, *III*, *IV* y *V*. La Tabla 3.1 muestra una comparativa de la distribución porcentual de las diferentes clases morfológicas en el esquema reducido de Cortie, obtenida en los observatorios del Ebro y Kodaikanal (Ananthakrishnan, 1952) para el mismo período (1910—1937) y en el Observatorio de Valencia (OV) en el período 1920—1928 (Carrasco et al., 2015). En los tres casos analizados, los porcentajes más altos se obtienen para las clases *I* y *IV*. Todas las discrepancias observadas, especialmente en las clases *II*, *III* y *V*, podrían atribuirse al criterio de clasificación de los observadores de cada centro (Carrasco et al., 2015), pero también podrían deberse al hecho de considerar diferentes intervalos de tiempo.

Tabla 3.1. Distribución porcentual de las distintas clases morfológicas según la clasificación de Cortie en los observatorios del Ebro, Kodaikanal (Ananthakrishnan, 1952) y Valencia (Carrasco et al., 2015), en diferentes periodos de tiempo.

Clase (Cortie)	Ebro (1910—1937)	Kodaikanal (1910—1937)	Valencia (1920—1928)
<i>I</i>	41,4%	62,9%	45,0%
<i>II</i>	7,1%	2,2%	5,8%
<i>III</i>	15,8%	8,2%	4,4%
<i>IV</i>	32,1%	25,2%	34,2%
<i>V</i>	3,6%	1,4%	10,6%

Con el fin de realizar comparaciones entre los registros de grupos de manchas solares del OE (originalmente en la clasificación de Cortie) y otras series temporales de grupos de manchas solares en la clasificación de Zürich, primero de todo se ha aplicado la transformación Cortie-Zürich propuesta por Carrasco et al. (2015) a los registros del OE en el periodo 1910—1937. A modo de resumen, la Figura 3.7 muestra la distribución porcentual del número total de ocurrencias diarias registradas de clase morfológica en ambos esquemas de clasificación. Puede observarse que la morfología más abundante en la clasificación de Cortie corresponde a la clase *I*, mientras que en la clasificación de Zürich corresponde a la clase *J*. El porcentaje más bajo corresponde a la clase *IIb* (Cortie), y a la clase *B* (Zürich), respectivamente. Los grupos de manchas que originalmente no podían asociarse con ninguna de las clases de Cortie se han clasificado como “*SIN DATOS*”, y representan el 0,3% del total de grupos. Por otro lado, los grupos de manchas que no han podido convertirse a la clasificación de Zürich (“*SIN CONVERSIÓN*”) representan el 0,2% de todas las observaciones.

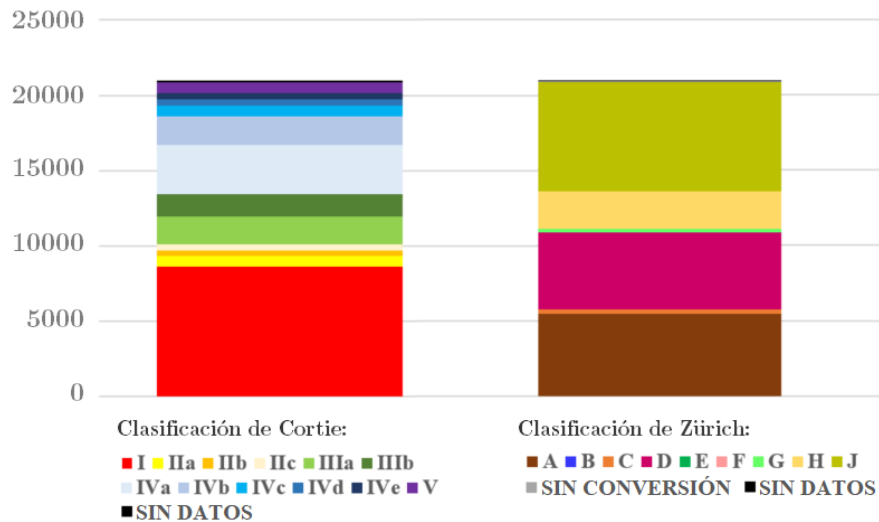


Figura 3.7. Distribución del número total de ocurrencias diarias de las distintas clases morfológicas de grupos de manchas solares registrados en el OE durante 1910—1937 según los esquemas de clasificación de Cortie y Zürich. Los porcentajes para las diferentes clases en la clasificación de Cortie son: *I* (41,3%), *IIa* (3,2%), *IIb* (1,7%), *IIc* (2,1%), *IIIa* (8,8%), *IIIb* (6,9%), *IVa* (15,6%), *IVb* (9,1%), *IVc* (3,5%), *IVd* (1,9%), *IVe* (1,9%) y *V* (3,6%); en la clasificación de Zürich son: *A* (25,9%), *B* (<0,1%), *C* (1,4%), *D* (24,4%), *E* (0,1%), *F* (0,1%), *G* (1,0%), *H* (12,1%) y *J* (34,5%). *SIN DATOS* (0,3%) representa los casos de grupos sin datos sobre su morfología, y *SIN CONVERSION* (0,2%) representa los casos de grupos en la clasificación de Cortie que no se han podido convertir en la clasificación de Zürich.

La Figura 3.8 muestra el área promedio que presentan las distintas clases morfológicas de grupos de manchas en los esquemas de Cortie y Zürich, obtenida de los registros del OE durante 1910—1937. Los resultados obtenidos son muy parecidos a los correspondientes del OV (ver Figura 6 en Carrasco et al., 2015), y éstos a su vez son comparables a los del OM (Lefèvre et al., 2016). También son consistentes con los datos del *Royal Greenwich Observatory* (RGO) y los catálogos de la *United States Air Force* (USAF) (Lefèvre y Clette, 2011; Kilcik et al., 2011; 2014; Carrasco et al., 2015).

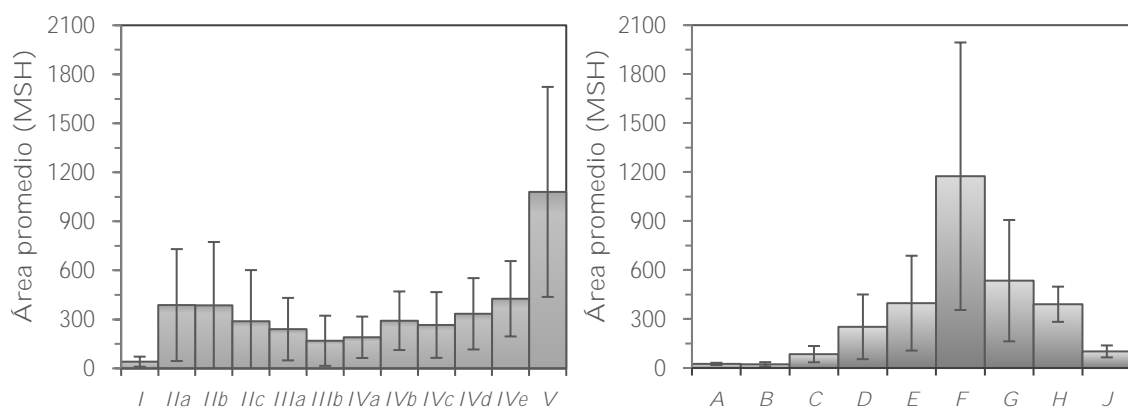


Figura 3.8. Área promedio de las distintas clases morfológicas de grupos de manchas en los esquemas de Cortie (*panel derecho*) y Zürich (*panel izquierdo*) obtenidas a partir de los datos del OE durante 1910—1937.

De manera análoga, la Tabla 3.2 muestra una comparativa de la distribución porcentual de las distintas clases morfológicas según el esquema de Zürich, entre el OE (1910—1937), y el OM (1914—1920; Lefèvre et al., 2016), el OV (1920—1928; Carrasco et al., 2015), el observatorio de Ondřejov (1938—1950; Kleczek, 1953), así como el

catálogo del USET (*Uccle Solar Equatorial Table*) (1940—2014, Carrasco et al., 2015). En todos los conjuntos de datos, las morfologías más comunes son las clases *A*, *D* y *J*. No obstante, en comparación con el resto de las series temporales, los registros del OE presentan valores notablemente inferiores en las clases *B*, *C*, *E* y *F*, así como un ligero exceso en la clase *H*. Esto puede ser debido a la distribución porcentual original en la clasificación de Cortie, cuya conversión conduce a unas determinadas clases morfológicas en la clasificación de Zürich. También debe recordarse que se están comparando datos registrados por diferentes observadores y en distintos períodos de tiempo.

Tabla 3.2. Distribución porcentual de las distintas clases morfológicas según la clasificación de Zürich en los observatorios del Ebro, Madrid (Lefèvre et al., 2016), Valencia (Carrasco et al., 2015), Ondřejov (Kleczek, 1953) y el catálogo del USET (Carrasco et al., 2015), en diferentes periodos de tiempo.

Clase (Zürich)	Ebro (1910—1937)	Madrid (1914—1920)	Valencia (1920—1928)	Ondřejov (1938—1950)	USET (1940—2014)
<i>A</i>	26,1%	23,7%	19,3%	28,7%	18,9%
<i>B</i>	<0,1%	2,3%	7,2%	11,2%	14,4%
<i>C</i>	1,4%	4,7%	11,3%	12,3%	17,8%
<i>D</i>	24,5%	14,4%	18,1%	11,1%	15,6%
<i>E</i>	0,1%	5,0%	7,3%	7,6%	4,8%
<i>F</i>	0,1%	2,0%	4,6%	2,0%	1,3%
<i>G</i>	1,0%	0,9%	2,2%	5,1%	2,7%
<i>H</i>	12,1%	6,4%	7,7%	8,0%	5,3%
<i>J</i>	34,7%	40,6%	22,3%	13,8%	19,2%

Por lo que respecta los registros del OE sobre grupos de playas solares durante 1910—1937, también se ha realizado un estudio de la distribución porcentual y del número de ocurrencias diarias de las distintas clases morfológicas, así como de sus áreas promedio. La Figura 3.9 muestra los principales resultados. La morfología más abundante corresponde a la clase *cd*, mientras que la más escasa corresponde a la clase *d₂*, seguida de cerca por la clase *d₃*. Aquellos grupos de playas sin información sobre su tipo han sido clasificados como “*SIN DATOS*” y representan el 0,7% del total de grupos.

Las similitudes entre los criterios utilizados en los esquemas de clasificación propuestos por los observatorios del Ebro y Madrid permiten comparar ambos conjuntos de datos. Las Tablas 3.3 y 3.4 muestran, respectivamente, la distribución porcentual de las diferentes clases morfológicas que presentan los grupos de playas solares registradas en el OE (1910—1937) y en el OM (1912—1917; Vaquero et al., 2007), cada uno bajo su propio esquema de clasificación. Se puede observar que, a pesar de la imposibilidad de realizar una correspondencia uno a uno entre las distintas clases morfológicas de ambos esquemas de clasificación, la suma de los porcentajes asociados a las clases de grupos de playas con mayor nivel de compactación pertenecientes al OE (*c + cd*) es bastante similar a su suma equivalente en el OM (*cc + c*). Lo mismo ocurre con aquellos grupos relacionados con un alto nivel de dispersión o fragmentación (*d₁ + d₂ + d₃ + dif*) y (*s + ss*), respectivamente.

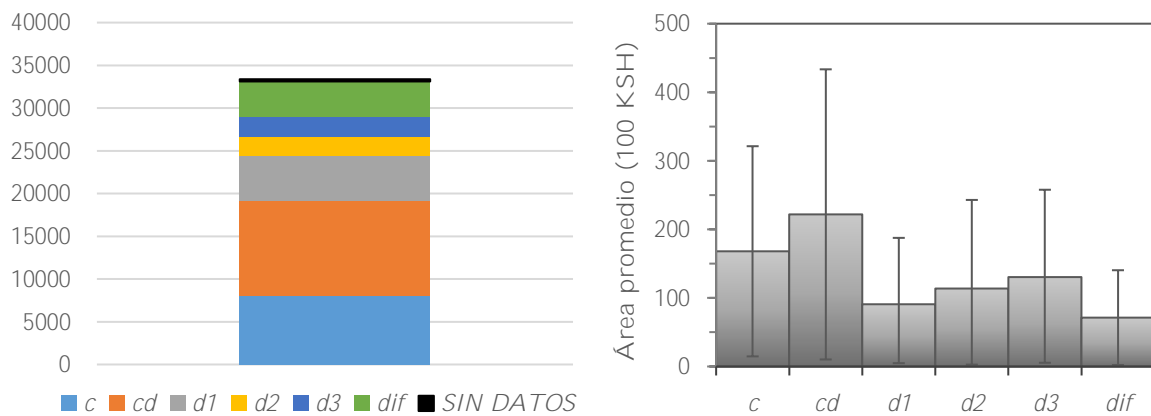


Figura 3.9. *Panel izquierdo*: Distribución del número total de ocurrencias diarias de las distintas clases morfológicas de grupos de playas solares registradas en el OE durante 1910—1937 según su propio esquema de clasificación. Los porcentajes para las diferentes clases son: *c* (24,3%), *cd* (33,2%), *d₁* (15,6%), *d₂* (6,9%), *d₃* (6,9%) y *dif* (12,5%); *SIN DATOS* (0,7%) representa casos de grupo sin clasificación. *Panel derecho*: Área promedio de las distintas clases morfológicas de grupos de playas solares obtenidas a partir de los datos del OE durante 1910—1937.

Tabla 3.3. Distribución porcentual de las distintas clases morfológicas de grupos de playas solares registrados en el OE durante 1910—1937.

OE (1910—1937)	
<i>c</i>	24,4%
<i>cd</i>	33,4%
<i>d₁</i>	15,8%
<i>d₂</i>	6,9%
<i>d₃</i>	7,0%
<i>dif</i>	12,6%

Tabla 3.4. Distribución porcentual de las distintas clases morfológicas de grupos de playas solares registrados en el OM durante 1912—1917 (Vaquero et al., 2007).

OM (1912—1917)	
<i>cc</i>	4,0%
<i>c</i>	50,0%
<i>s</i>	38,0%
<i>ss</i>	8,0%

Capítulo 4.
Evolución en el Tiempo y Asimetría N-S de la *TOD* y Distribución de los Grupos de Manchas y Playas Solares.

4.1. Introducción

Este capítulo está dedicado al estudio de la variación anual de la *TOD*, distribución porcentual y asimetría N-S de los grupos de manchas y playas solares registrados en el OE durante 1910—1937. En primer lugar, se examina la evolución temporal de la *TOD* y distribución porcentual asociada a las distintas clases morfológicas que presentan las estructuras solares según los esquemas de Cortie y Zürich para los grupos de manchas, y según la clasificación particular del OE para las playas solares (Sección 4.2). En segundo lugar, también se estudia la variación anual de la *TOD* y distribución porcentual de las estructuras en función de la superficie total que presentan, de acuerdo con cuatro intervalos de áreas diferentes (Sección 4.3). En tercer lugar, se examina mediante un análisis estadístico la asimetría N-S que presenta el número total de ocurrencias diarias registradas de cada estructura solar, así como la asimetría N-S asociada a cada clase morfológica e intervalo de áreas (Sección 4.4). Finalmente, se discuten todos los resultados obtenidos y se comparan con los resultados de otros estudios (Sección 4.5). Es importante remarcar que algunos de los resultados y conclusiones que se extraen de este capítulo han sido publicados en los artículos científicos I y II mencionados en la Sección 1.4.

Dado que no se tienen datos observacionales para el 100% de los días que conforman el periodo de estudio considerado (véase Figura 3.3), el cálculo de la *TOD* anual para cada morfología, TOD_i , se ha calculado como el cociente entre el número total de estructuras registradas diariamente en el OE con una determinada clase morfológica o intervalo de área, n_i , y el número total de días de observación de cada año, O (Ecuación 4.1). Se ha estimado, además, la incertidumbre asociada a cada *TOD* como la desviación estándar asociada a cada agrupación, σ_i , dividida entre la raíz cuadrada del número total de días de observación de cada año (Ecuación 4.2).

$$TOD_i = \frac{n_i}{O} \quad (4.1)$$

$$I_i = \pm \frac{\sigma_i}{\sqrt{O}} \quad (4.2)$$

Por lo que respecta el cálculo de la distribución porcentual anual, se ha realizado a partir del número total de estructuras registradas diariamente con una determinada clase morfológica o intervalo de área (Ecuación 4.3). Con el objetivo de analizar mejor las tendencias, también se ha determinado la evolución en el tiempo de su valor promedio \overline{D}_i , tomando para cada año y , los años $y - 2$, $y - 1$, y , $y + 1$ e $y + 2$ (Ecuación 4.4):

$$D_i = \frac{n_i}{N} \cdot 100 \quad (4.3)$$

$$\overline{D}_i(y) = \frac{D_i(y-2) + D_i(y-1) + D_i(y) + D_i(y+1) + D_i(y+2)}{5} \quad (4.4)$$

4.2. *TOD* y Distribución de las Estructuras Solares Según su Morfología

4.2.1. Clasificación de Cortie de los Grupos de Manchas Solares

La Figura 4.1 muestra la variación anual de la *TOD* durante 1910—1937 de las distintas clases morfológicas de grupos de manchas solares según el esquema de

clasificación de Cortie. Puede observarse que las clases *I* y *IV* poseen las dos TOD más elevadas en todo el período estudiado, alcanzando respectivamente valores de $2,6\pm 0,2$ y $2,0\pm 0,1$ grupos diarios en el máximo de actividad del Ciclo Solar 15; un valor compartido de $1,9\pm 0,1$ en el máximo del Ciclo Solar 16, y valores de $2,5\pm 0,2$ y $1,6\pm 0,1$ grupos diarios en el máximo del Ciclo Solar 17.

Además, sumando las distintas TOD_i , puede notarse que el máximo de actividad del Ciclo Solar 17 posee la TOD_{total} más elevada, con un valor de $6,2\pm 0,4$ grupos diarios. Por el contrario, y tomando los años 1917 y 1928 como referencia de los máximos de actividad de los Ciclos Solares 15 y 16, estos presentan una TOD_{total} de $6,0\pm 0,3$ y $4,8\pm 0,3$ grupos diarios, respectivamente. Este hecho indica que el Ciclo Solar 17 presenta en su máximo una mayor actividad solar en forma de manchas solares. Por otro lado, el número total de ocurrencias diarias registradas durante todo el Ciclo Solar 16 es aproximadamente un 2% mayor en el que en el Ciclo Solar 15. Esto es una consecuencia del efecto Waldmeier (Waldmeier, 1955), es decir, la duración del Ciclo Solar 16 es más larga y alcanza el máximo más rápido, en contraste con el Ciclo Solar 15. También puede observarse el fenómeno de la Brecha de Gnevyshev durante los Ciclos Solares 15 y 16, sobre todo en las morfologías más frecuentes. Sin embargo, el fenómeno tiene lugar en años diferentes en función de la clase morfológica considerada. Por último, es interesante notar que la regla de Gnevyshev-Ohl se cumple claramente en las clases *I* y *V*, mientras que en la clase *IV* no es tan evidente, y en las clases *II* y *III* no se cumple.

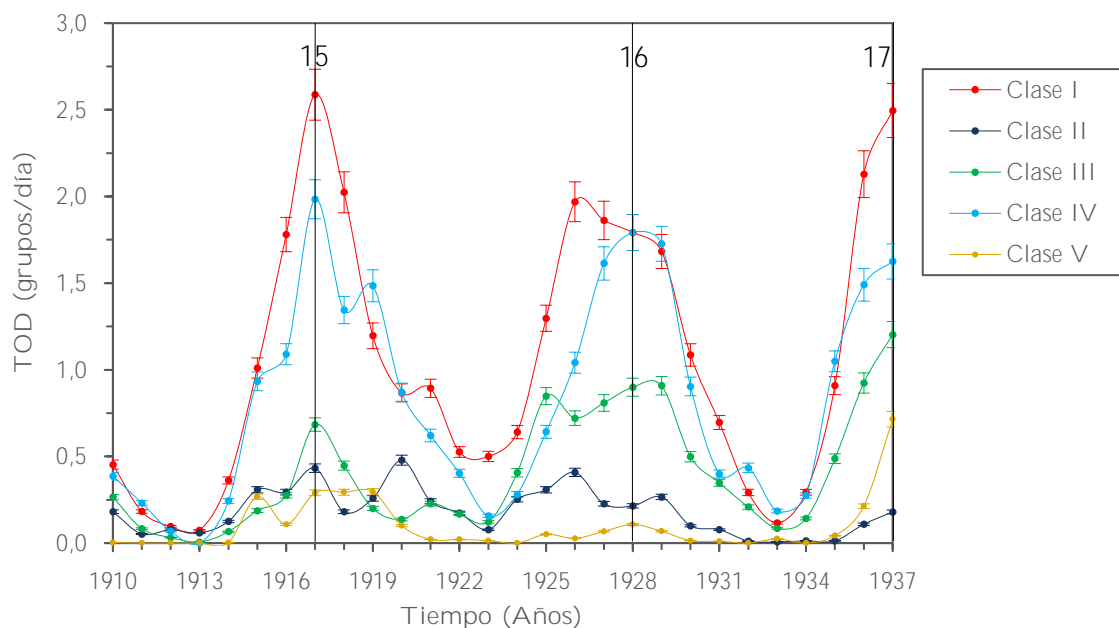


Figura 4.1. Evolución anual de la TOD de las distintas clases morfológicas de grupos de manchas solares según la clasificación de Cortie durante 1910—1937. Las líneas verticales en 1917, 1928 y 1937 marcan respectivamente la posición de los máximos de actividad de los Ciclos Solares 15, 16 y 17.

La Figura 4.2 muestra la evolución de la distribución porcentual anual de las distintas clases morfológicas según el esquema de Cortie, junto con su promedio asociado estimado. Puede observarse que las clases *I* y *IV* son las más frecuentes durante todo el intervalo considerado, con un valor promedio de $(41\pm 7)\%$ y $(31\pm 9)\%$, respectivamente. Les sigue la clase *III*, con un promedio de $(16\pm 6)\%$. Las morfologías restantes, esto es, la clase *II* y especialmente la clase *V*, son prácticamente marginales durante todo el

intervalo de tiempo estudiado. Es destacable que durante en el mínimo de actividad solar situado entre los Ciclos Solares 14 y 15, la clase *II* sufre un pico, alcanzando un valor del 42%, y al mismo tiempo, la clase *IV* se vuelve temporalmente marginal. No obstante, este hecho ocurre dentro de un mínimo de actividad solar, momento en que la clase *II* presenta una *TOD* muy cercana a 0. Por otro lado, también es destacable que al inicio del Ciclo Solar 16, la clase *III* aumenta un 13%, mientras que la clase *IV* disminuye el mismo porcentaje. Finalmente, los promedios asociados a cada morfología reflejan que las clases *II* y *III* experimentan respectivamente un claro descenso y aumento con el tiempo.

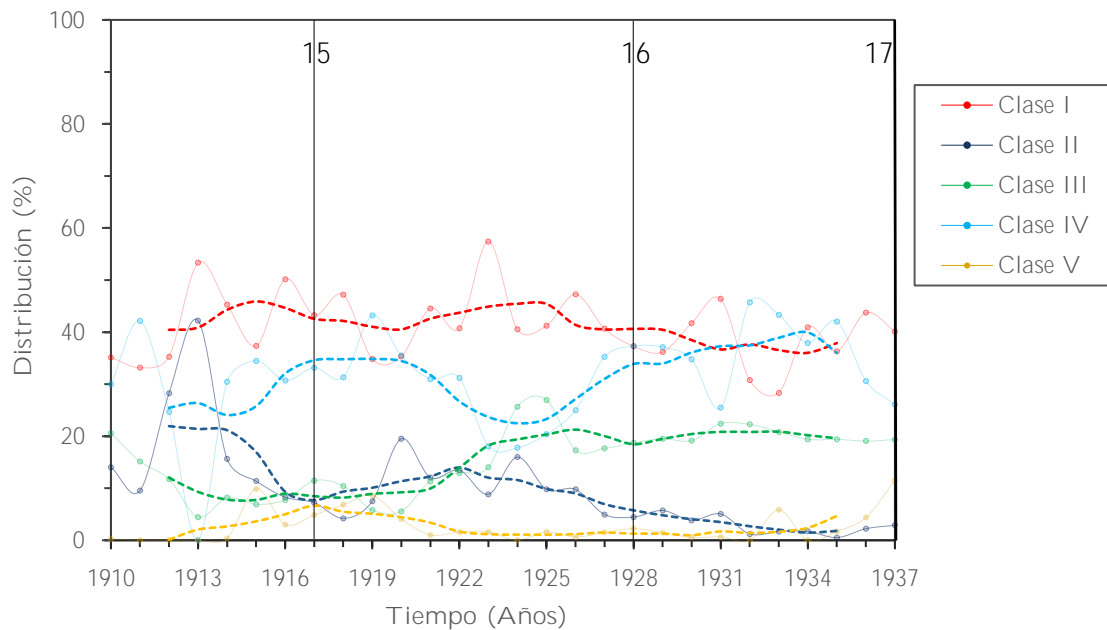


Figura 4.2. Evolución anual de la distribución de las distintas clases morfológicas de grupos de manchas solares según la clasificación de Cortie durante 1910—1937. Las curvas continuas muestran la evolución de la distribución anual de cada clase. Las curvas discontinuas muestran la evolución del valor promedio de cada clase calculado según la Ecuación 4.4. Las líneas verticales en 1917, 1928 y 1937 marcan respectivamente la posición de los máximos de actividad de los Ciclos Solares 15, 16 y 17.

4.2.2. Clasificación de Zürich de los Grupos de Manchas Solares

La Figura 4.3 muestra la evolución anual durante 1910—1937 de la *TOD* asociada a las distintas clases morfológicas de grupos de manchas según el esquema de clasificación de Zürich. Puede observarse que, durante todo el lapso estudiado, las morfologías más importantes son las clases *J*, *A* y *D*, dado que presentan las mayores *TOD* cerca de los máximos de actividad de los tres ciclos solares considerados, alcanzando respectivamente un número de grupos diarios de $2,5 \pm 0,1$, $1,3 \pm 0,1$ y $1,1 \pm 0,1$ alrededor del máximo de actividad del Ciclo Solar 15; $1,5 \pm 0,1$, $1,4 \pm 0,1$ y $1,3 \pm 0,1$ en torno al máximo de actividad del Ciclo Solar 16, y $1,9 \pm 0,1$, $1,4 \pm 0,1$ y $2,1 \pm 0,1$ cerca del máximo de actividad del Ciclo Solar 17. Por otro lado, también puede notarse el fenómeno de la Brecha de Gnevyshev en las clases morfológicas más frecuentes durante los Ciclos Solares 15 y 16, aunque tiene lugar en años diferentes en función de la morfología considerada. Finalmente, la regla de Gnevyshev-Ohl solo parece cumplirse en las clases *A*, *D* y *H*, y especialmente en la clase *J*.

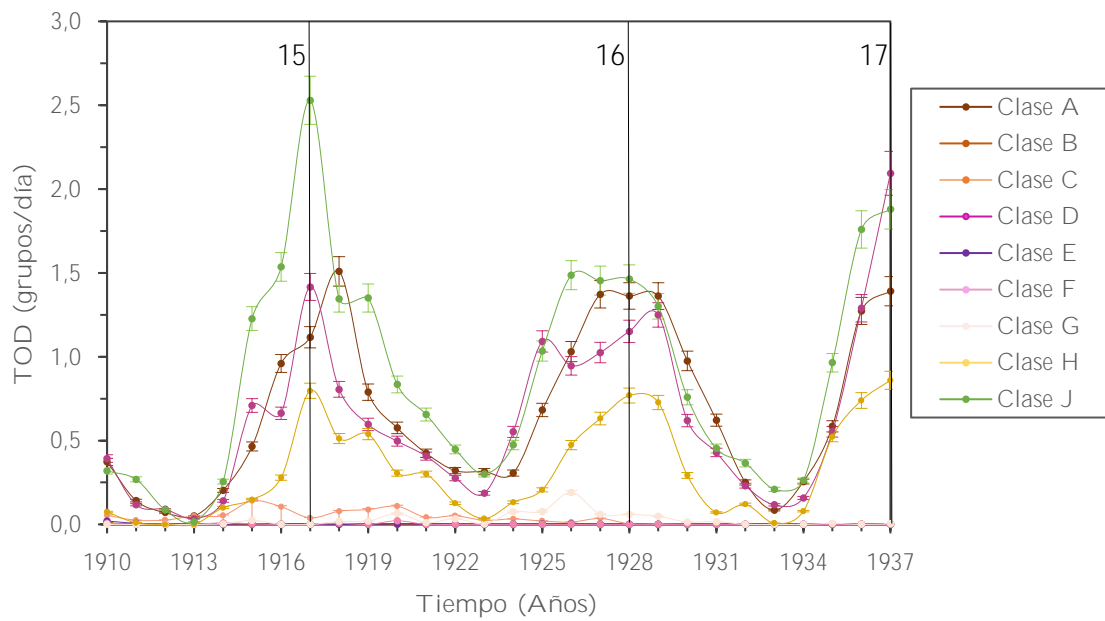


Figura 4.3. Evolución anual de la *TOD* de las distintas clases morfológicas de grupos de manchas solares según la clasificación de Zürich durante 1910—1937. Las líneas verticales en 1917, 1928 y 1937 marcan respectivamente la posición de los máximos de actividad de los Ciclos Solares 15, 16 y 17.

En relación con la evolución de la distribución porcentual anual de las distintas clases morfológicas de grupos de manchas solares según la clasificación de Zürich (Figura 4.4), puede observarse que las clases *J*, *A* y *D* son las más frecuentes a lo largo de todo el período considerado, presentando valores promedios de $(34 \pm 7)\%$, $(27 \pm 6)\%$ y $(25 \pm 5)\%$, respectivamente; les sigue la clase *H*, con un promedio de $(10 \pm 5)\%$. Por último, las clases *C*, *G* y especialmente *B*, *E* y *F* muestran valores prácticamente marginales durante todo el período estudiado.

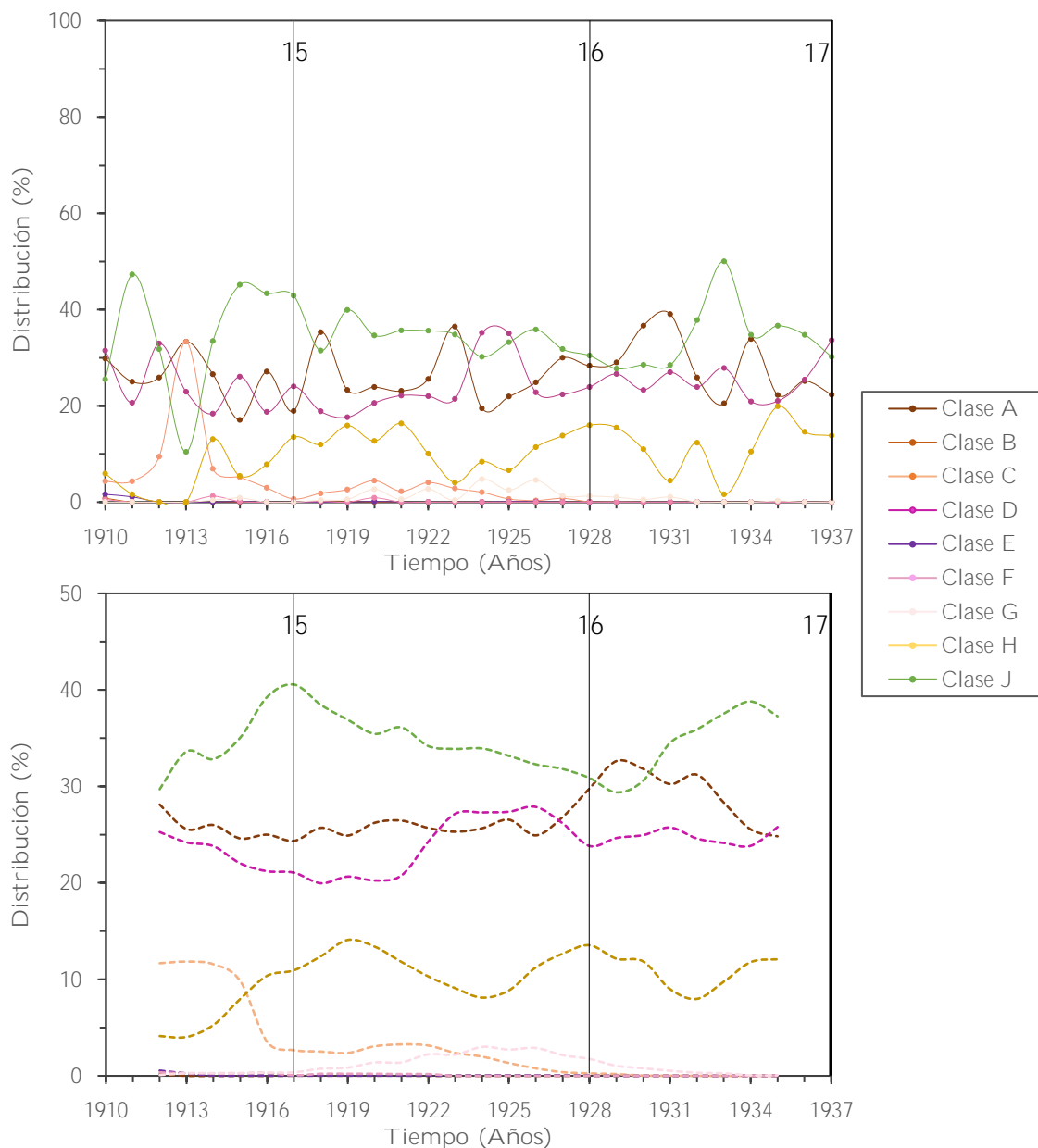


Figura 4.4. *Panel superior*: Evolución anual de la distribución de las distintas clases morfológicas de grupos de manchas solares según la clasificación de Zürich durante 1910—1937. *Panel inferior*: Evolución anual del valor promedio de cada clase, calculado según la Ecuación 4.4. Las líneas verticales de ambos paneles en 1917, 1928 y 1937 marcan respectivamente la posición de los máximos de actividad de los Ciclos Solares 15, 16 y 17.

4.2.3. Clasificación del OE de los Grupos de Playas Solares

La Figura 4.5 muestra la evolución de la *TOD* anual que presentan las distintas clases de grupos de playas solares según la clasificación particular del OE durante 1910—1937. Puede observarse que los grupos con una morfología *cd* muestran la mayor *TOD* en prácticamente todo el período considerado, alcanzando valores de $3,4 \pm 0,2$, $1,6 \pm 0,1$ y $1,9 \pm 0,2$ grupos diarios en los respectivos máximos de actividad de los Ciclos Solares 15, 16 y 17. Esta morfología es seguida de cerca por las clases *c* y *d*, que alcanzan respectivamente un valor de $2,5 \pm 0,1$ y $2,3 \pm 0,1$ grupos diarios alrededor del máximo de actividad del Ciclo Solar 15; $1,4 \pm 0,1$ y $2,1 \pm 0,1$ grupos diarios en 1929, esto es, un año

después del máximo de actividad del Ciclo Solar 16; y $1,7\pm 0,1$ y $1,9\pm 0,1$ grupos diarios en el máximo de actividad del Ciclo Solar 17.

Por otro lado, el Ciclo Solar 15 muestra en su máximo de actividad la TOD_{total} más elevada, con un valor de $8,0\pm 0,5$ grupos diarios. Por el contrario, cerca de los máximos de los Ciclos Solares 16 y 17, se observan valores de $6,5\pm 0,4$ y $6,9\pm 0,4$ grupos diarios, respectivamente. Además, el Ciclo Solar 15 presenta un número total de ocurrencias diarias de grupos de playas aproximadamente un 7% más elevado que el Ciclo Solar 16. Esto se debe a la gran anchura que muestran las curvas asociadas a las clases *cd* y *d* durante el Ciclo Solar 15.

Además de la presencia de la Brecha de Gnevyshev en todas las clases de grupos de playas en los Ciclos Solares 15 y 16 (sobre todo en 1928), se observa que solamente la clase *c* sigue claramente la regla de Gnevyshev-Ohl, mientras que en las clases *cd* y *d*, la regla podría ser violada en el Ciclo Solar 17. Disponer de una serie más larga aclararía este último resultado.

Por último, llama la atención el hecho que estas estructuras tiendan a ser más dispersas y difusas en la fase de descenso de prácticamente cada ciclo solar, mientras que las clases *c* y *cd* parecen ser dominantes en número al inicio de los ciclos.

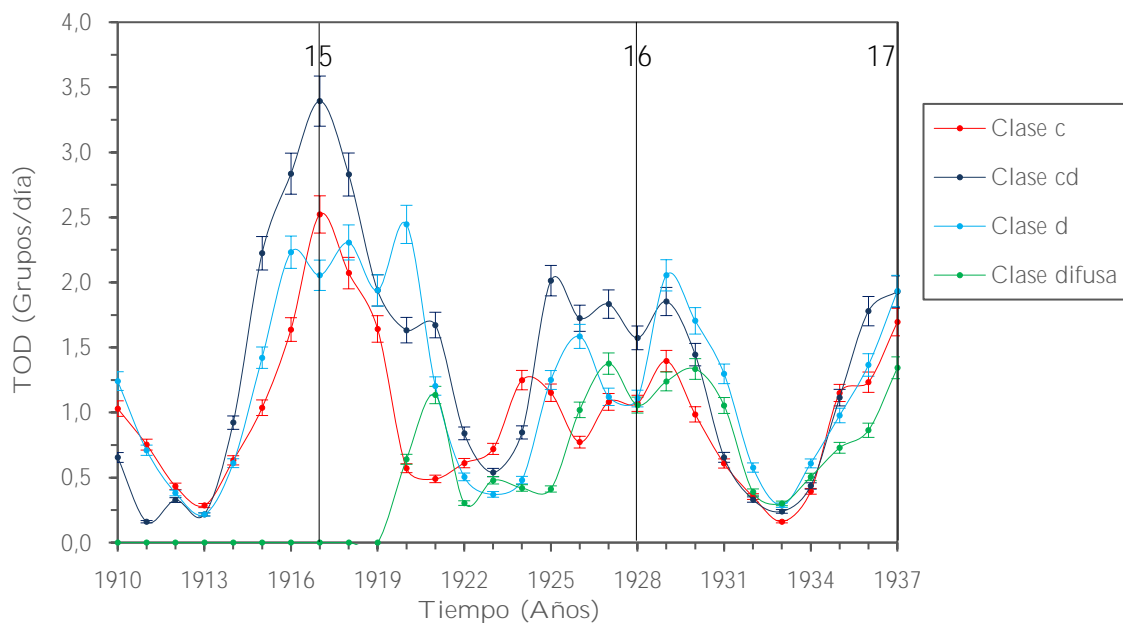


Figura 4.5. Evolución anual de la TOD de las distintas clases de grupos de playas solares según la clasificación del OE durante 1910—1937. Las líneas verticales en 1917, 1928 y 1937 marcan respectivamente la posición de los máximos de actividad de los Ciclos Solares 15, 16 y 17.

En cuanto a la evolución anual de la distribución porcentual de las distintas clases de grupos de playas solares (Figura 4.6), la morfología más frecuente observada a lo largo de todo el período considerado es la clase *cd*, con un valor promedio de $(31\pm 8)\%$. Le sigue de cerca la clase *d* $(30\pm 7)\%$ y la clase *c* $(26\pm 8)\%$. Es importante mencionar que, dado que la clasificación de grupos de playas solares del OE no se amplió hasta 1920 para incluir la clase *dif*, esta morfología está ausente en los nueve primeros años del lapso estudiado. No obstante, a partir de entonces, esta clase comienza a oscilar con un promedio de $(21\pm 6)\%$. En este momento, el resto de las clases sufren un ligero descenso entre el 5,0% y el 10,0%.

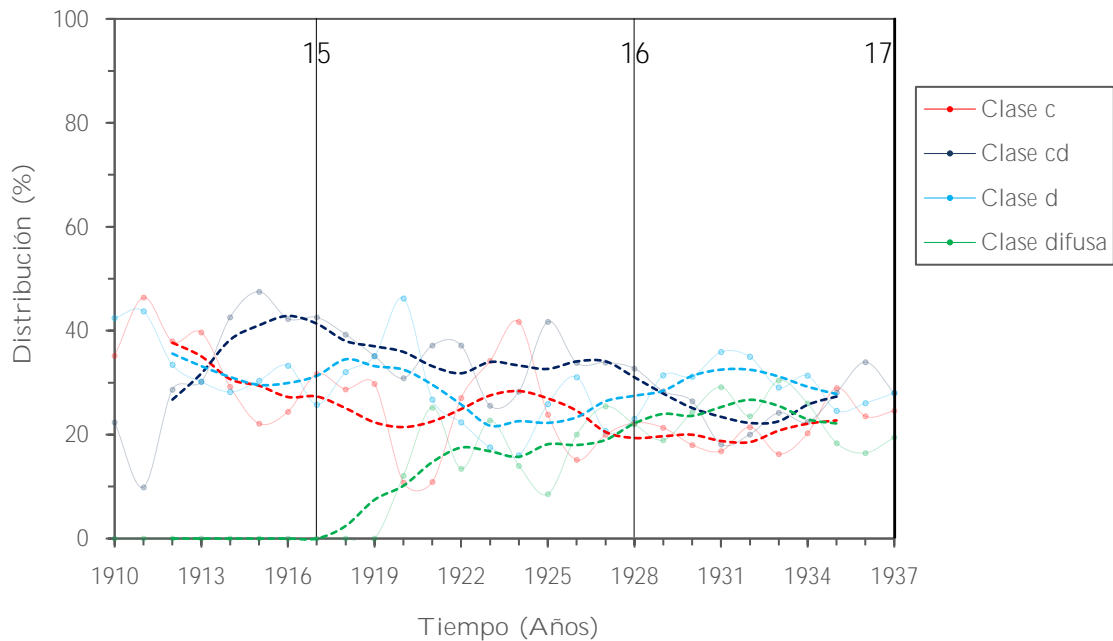


Figura 4.6. Evolución anual de la distribución de las distintas clases morfológicas de grupos de playas solares según la clasificación del OE durante 1910—1937. Las curvas continuas muestran la evolución de la distribución de cada clase. Las curvas discontinuas muestran la evolución del valor promedio de cada clase. Las líneas verticales en 1917, 1928 y 1937 marcan respectivamente la posición de los máximos de actividad de los Ciclos Solares 15, 16 y 17.

4.3. *TOD* y Distribución de las Estructuras Solares Según su Área

4.3.1. Grupos de Manchas Solares

Las Figuras 4.7 y 4.8 muestran respectivamente la evolución anual durante 1910—1937 de la *TOD* y de la distribución porcentual de los grupos de manchas solares clasificados según cuatro intervalos de áreas distintos: 0—70 MSH, 70—150 MSH, 150—350 MSH y >350 MSH. Puede observarse que los grupos más comunes son los más pequeños. Por otro lado, tanto la *TOD* como la distribución de los grupos aumenta significativamente a medida que disminuye su superficie.

En particular, los grupos de manchas con áreas comprendidas entre 0—70 MSH alcanzan un número de grupos diarios de $2,7 \pm 0,2$ en el máximo de actividad del Ciclo Solar 15; $2,1 \pm 0,1$ en 1929 (un año después del máximo del Ciclo Solar 16); y $2,0 \pm 0,1$ en el máximo de actividad del Ciclo Solar 17. En cuanto a la distribución porcentual, los grupos más pequeños predominan sobre el resto, especialmente cerca de los mínimos de actividad solar (Figura 4.8), y representan un porcentaje promedio del $(43 \pm 10)\%$ dentro de todo el período estudiado. Esto es consistente con la distribución en términos morfológicos ya que, como muestra la Figura 3.8, todos los grupos de clase I en la clasificación de Cortie, o todos los grupos de clase A y una fracción de los grupos de clase J en la clasificación de Zürich presentan áreas menores a 70 MSH.

Por el contrario, los grupos de manchas con áreas superiores a 350 MSH son los menos relevantes en número, alcanzando una *TOD* de solamente $1,0 \pm 0,1$ grupos diarios en el máximo de actividad de los Ciclos Solares 15 y 16, y de $1,5 \pm 0,1$ grupos diarios en el máximo de actividad del Ciclo Solar 17. En términos de distribución, el porcentaje

promedio de los grupos más extensos es de $(14 \pm 8)\%$, y se reduce por debajo del 5% durante los mínimos de actividad solar considerados en el estudio.

De nuevo, es posible observar el fenómeno de la Brecha de Gnevyshev durante los Ciclos Solares 15 y 16, aunque este tiene lugar en distintos años en función del intervalo de áreas considerado. Por otro lado, el fenómeno parece afectar en mayor grado aquellos grupos de manchas más grandes, puesto que se observan mayores descensos puntuales de la *TOD* en aquellos grupos más extensos. Finalmente, todos los grupos cumplen la regla de Gnevyshev-Ohl en excepción de los grupos con áreas superiores a 350 MSH.

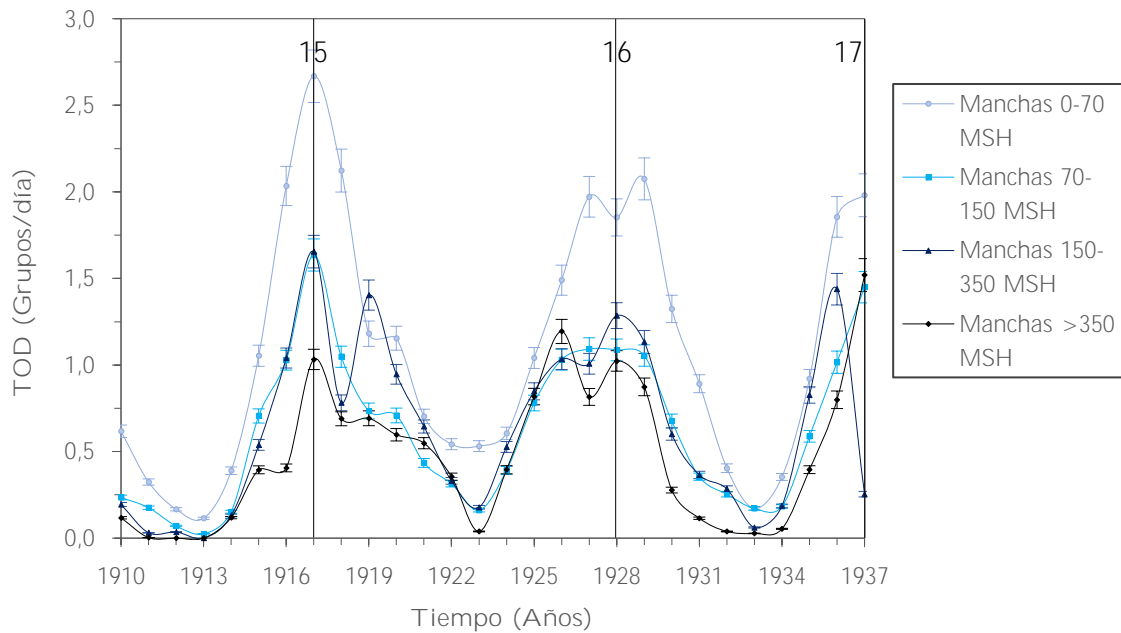


Figura 4.7. Evolución anual de la *TOD* de los grupos de manchas solares según cuatro intervalos de área (en unidades de MSH) durante 1910—1937. Las líneas verticales en 1917, 1928 y 1937 marcan respectivamente la posición de los máximos de actividad de los Ciclos Solares 15, 16 y 17.

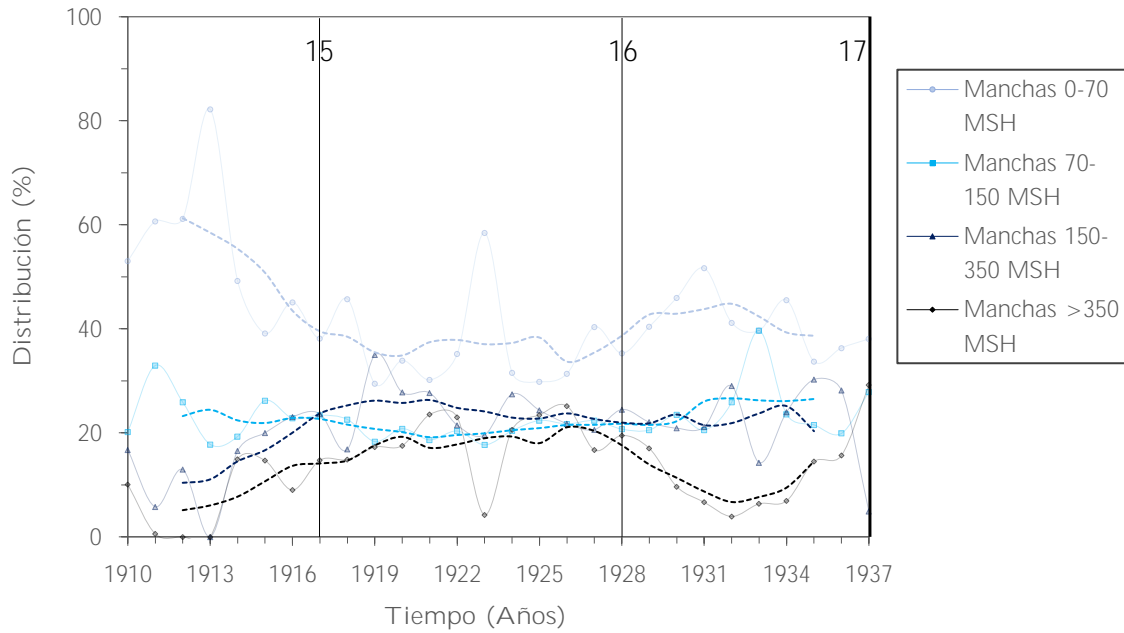


Figura 4.8. Evolución anual de la distribución de los grupos de manchas solares según cuatro intervalos de área (en unidades de MSH) durante 1910—1937. Las curvas continuas muestran la evolución de la distribución de cada intervalo de área. Las curvas discontinuas muestran la evolución del valor promedio de cada intervalo de área. Las líneas verticales en 1917, 1928 y 1937 marcan respectivamente la posición de los máximos de actividad de los Ciclos Solares 15, 16 y 17.

4.3.2. Grupos de Playas Solares

Las Figuras 4.9 y 4.10 muestran respectivamente la evolución anual durante 1910—1937 de la *TOD* y distribución porcentual de los grupos de playas solares clasificados según cuatro intervalos de áreas distintos: 0—70 100 KSH, 70—150 100 KSH, 150—350 100 KSH y >350 100 KSH. Puede observarse que, durante la mayor parte del período estudiado, la *TOD* (Figura 4.9) y el porcentaje de grupos (Figura 4.10) aumentan significativamente a medida que disminuye su superficie. Sin embargo, este comportamiento parece revertirse en la fase de crecimiento de los Ciclos Solares 16 y 17. De este modo, los grupos con áreas comprendidas entre 0—70 100 KSH presentan una *TOD* de $4,7 \pm 0,3$ grupos diarios cerca del máximo de actividad del Ciclo Solar 15; $3,0 \pm 0,2$ grupos diarios en 1930 (dos años después del máximo de actividad del Ciclo Solar 16); y tan sólo $0,7 \pm 0,1$ grupos diarios en el máximo de actividad del Ciclo Solar 17. Por el contrario, los grupos con áreas comprendidas entre 150-350 100 KSH y los que presentan superficies mayores a 350 100 KSH, alcanzan respectivamente *TODs* de $1,4 \pm 0,1$ y $0,4 \pm 0,1$ grupos diarios en el máximo de actividad del Ciclo Solar 15, y aumentan rápidamente sus valores a $2,1 \pm 0,1$ y $1,1 \pm 0,1$ grupos diarios en 1920, al mismo tiempo que los grupos más pequeños presentan una *TOD* de solo $0,7 \pm 0,1$ grupos diarios. Un año después del máximo de actividad del Ciclo Solar 16, las dos categorías de grupos de playas más extensas alcanzan, respectivamente, valores de $1,5 \pm 0,1$ y $0,9 \pm 0,1$ grupos diarios, y finalmente, en el máximo de actividad del Ciclo Solar 17 alcanzan *TODs* de $2,3 \pm 0,1$ y $2,1 \pm 0,1$ grupos diarios.

En cuanto a la distribución porcentual, con un promedio de $(42 \pm 20)\%$, los grupos de playas más pequeños son los predominantes, especialmente cerca de los mínimos de actividad de los ciclos solares considerados (Figura 4.10). Por el contrario, el porcentaje promedio de los grupos más grandes es de $(12 \pm 10)\%$, y se reduce por debajo del 5%

durante los mínimos de actividad solar. Sin embargo, cerca del máximo de actividad del Ciclo Solar 16 y especialmente del máximo de actividad del Ciclo Solar 17, los grupos de playas tienden a aumentar sus áreas, y poco a poco, los más extensos van volviéndose cada vez más numerosos, hasta que predominan sobre el resto de los grupos.

Por último, la Brecha de Gnevyshev se observa en distintos años en función del intervalo de áreas considerado. Además, el fenómeno también parece afectar en mayor grado aquellos grupos de playas más grandes. Por otro lado, no es posible determinar si todos los intervalos de áreas cumplen la regla de Gnevyshev-Ohl debido a la falta de datos más allá de 1937. Así pues, solo es posible confirmar que los grupos con áreas comprendidas entre 150 y 350 100 KSH sí la cumplen.

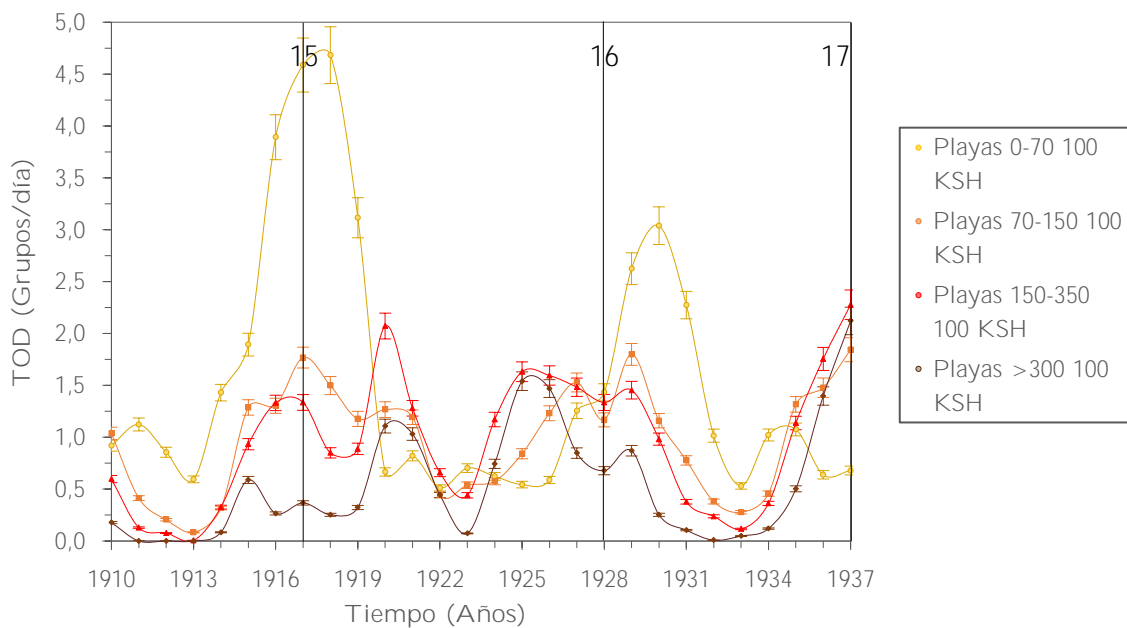


Figura 4.9. Evolución anual de la *TOD* de los grupos de playas solares según cuatro intervalos de área (en unidades de 100 KSH) durante 1910—1937. Las líneas verticales en 1917, 1928 y 1937 marcan respectivamente la posición de los máximos de actividad de los Ciclos Solares 15, 16 y 17.

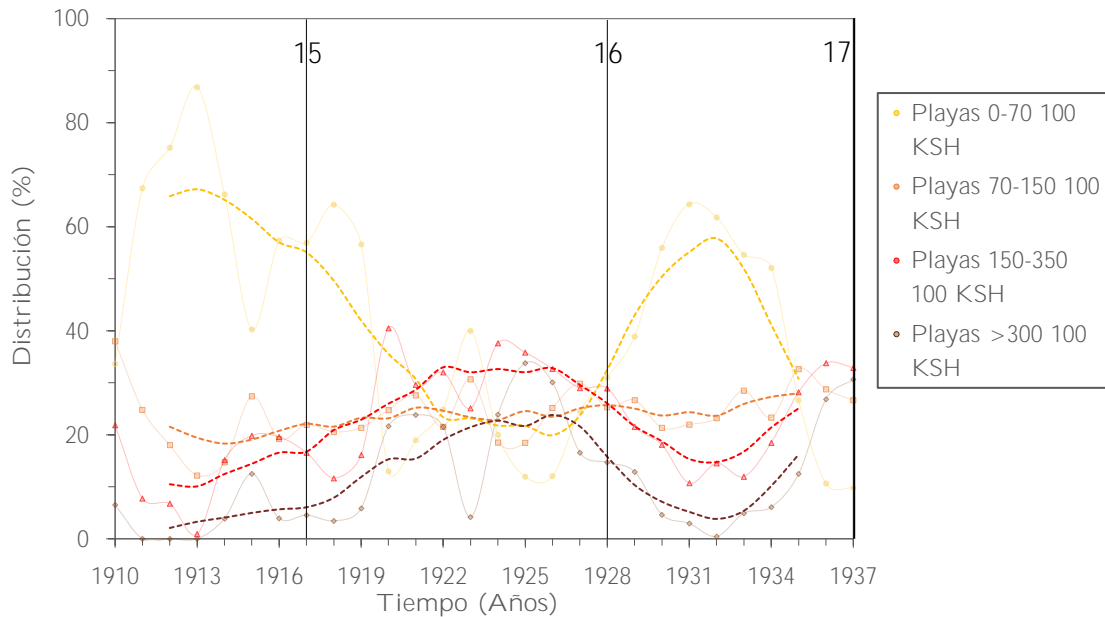


Figura 4.10. Evolución anual de la distribución de los grupos de playas solares según cuatro intervalos de área (en unidades de 100 KSH) durante 1910—1937. Las curvas continuas muestran la evolución de la distribución de cada intervalo de área. Las curvas discontinuas muestran la evolución del valor promedio de cada intervalo de área. Las líneas verticales en 1917, 1928 y 1937 marcan respectivamente la posición de los máximos de actividad de los Ciclos Solares 15, 16 y 17.

4.4 Asimetría N-S

En las siguientes secciones se determina la variación temporal del $NNSA/I$ derivado del número total de ocurrencias diarias de las distintas morfologías e intervalos de área que presentan anualmente los grupos de manchas y playas solares a lo largo del lapso 1910—1937. No obstante, antes de ello se comparan los valores anuales del $NNSA/I$ derivado del número total de ocurrencias diarias de ambas estructuras solares (independientemente de su morfología o área), obtenidos a partir de los datos del OE con los valores obtenidos de la serie temporal de grupos de manchas del RGO (Figura 4.11). La serie temporal de grupos de manchas del RGO puede consultarse en el sitio web del departamento de Física Solar de la NASA Marshall Space Flight Center: <https://solarscience.msfc.nasa.gov/greenwch.shtml>. Los valores del $NNSA/I$ presentan una incertidumbre calculada a partir de la Expresión 4.5, propuesta por Letfus en 1960 en su trabajo sobre la asimetría E-O de las fulguraciones solares acontecidas durante los años 1937—1958, y que ha sido adaptada a este estudio.

$$I_{\delta} = \pm \frac{1}{\sqrt{2(A_N + A_S)}} \quad (4.5)$$

Para comprobar la significancia estadística del $NNSA/I$ a lo largo del tiempo se ha utilizado y adaptado el método planteado por Wilson (1987) en su estudio sobre las asimetrías N-S, E-O, Limbo-Disco y Limbo este-Limbo oeste presentadas por 850 fulguraciones solares acontecidas el año 1975. Este método mide el grado de significancia estadística a partir de los valores presentados por un parámetro llamado exceso, y la probabilidad de observar el fenómeno de la asimetría N-S de manera aleatoria.

El exceso E se calcula a partir de la Ecuación 4.6, donde $d = |A_N - A_S|$, es la diferencia en valor absoluto del número total de ocurrencias diarias en cada hemisferio solar en un período de tiempo determinado, y $n = A_N + A_S$, es el número total de ocurrencias diarias en ese período de tiempo (en este estudio, un año).

$$E = \frac{d\sqrt{2}}{\sqrt{n}} = \frac{|A_N - A_S|\sqrt{2}}{\sqrt{A_N + A_S}} \quad (4.6)$$

Por otro lado, el cálculo de la probabilidad de observar el fenómeno de la asimetría N-S de manera aleatoria se deriva de la distribución binomial, que a su vez describe la probabilidad de obtener una distribución de n objetos en dos clases diferentes. De este modo, la probabilidad $P(k)$ de tener k objetos en la clase 1 y $(n - k)$ objetos en la clase 2 es la siguiente:

$$P(k) = \binom{n}{k} p^k (1 - p)^{n-k} = \frac{n!}{k! (n - k)!} p^k (1 - p)^{n-k} \quad (4.8)$$

donde p es la probabilidad de éxito asociada a esa clase. En el caso que se atañe en este análisis, n denota el número total de ocurrencias diarias anual, esto es, la suma de ocurrencias diarias en ambos hemisferios solares a lo largo de un año; k describe el número total de ocurrencias diarias anual en un hemisferio, y p es una constante igual a 0,5. Entonces, la probabilidad de observar el fenómeno de la asimetría N-S aleatoriamente viene dada por la probabilidad de tener más de d objetos en la clase 1, tal y como expresa la Ecuación 4.9:

$$P(\geq d) = \sum_{i=d}^n P(i) = P(d) + P(A_N) + P(A_S) + P(n) \quad (4.9)$$

De manera general, si $E < 2$ y $P(\geq d) > 10\%$, se obtiene un resultado estadísticamente no significativo, de modo que no es posible determinar si el fenómeno de la asimetría N-S está ocurriendo en ese momento. Si $2 \leq E < 3$ y $5\% < P(\geq d) \leq 10\%$, se obtiene un resultado marginalmente significativo. El resultado es estadísticamente significativo si $3 \leq E < 4$ y $1\% \leq P(\geq d) \leq 5\%$. Finalmente, un conjunto de valores tales que $E \geq 4$ y $P(\geq d) < 1\%$, indican un resultado altamente significativo, de modo que es posible afirmar sin ninguna duda que la asimetría N-S es una realidad en ese momento (Wilson, 1987).

4.4.1. Asimetría N-S en el Número Total de Ocurrencias Diarias

La Figura 4.11 muestra la evolución temporal del *NNSAI* durante 1910—1937 con relación al número total de ocurrencias diarias de grupos de manchas y playas solares registrados anualmente en el OE, así como al número total de ocurrencias diarias de grupos de manchas registrados anualmente en el RGO. Del mismo modo, la Tabla 4.1 muestra para los tres casos considerados, los valores anuales obtenidos del exceso junto con el hemisferio dominante, así como la probabilidad de que la asimetría N-S se dé de manera aleatoria.

La combinación de los valores de E y $P(\geq d)$ reflejan que la asimetría N-S es altamente significativa en gran parte del período estudiado, especialmente en el hemisferio norte, donde los valores del $NNSAI$ son mayores, y la dominancia en el tiempo es mayor en comparación con el hemisferio sur. Puede notarse además que solo aquellos años involucrados en el cambio del hemisferio solar más activo presentan niveles más bajos de asimetría N-S y exceso.

La evolución en el tiempo del $NNSAI$ es similar en ambas estructuras solares, pero no exactamente igual. A diferencia de las dos series de manchas solares, las playas presentan valores más bajos de asimetría N-S en ambos hemisferios en prácticamente todo el lapso considerado. Por otro lado, destacan tres extremos locales de $\delta \geq 0,5$, $E > 10$ y $P(\geq d) \leq 1\%$, presentes en las tres series temporales durante los mínimos de actividad solar, esto es, en 1912 (hemisferio sur) y en 1924 y 1933 (hemisferio norte).

Finalmente, la comparación de los resultados obtenidos a partir de los datos del RGO valida una vez más los datos históricos del OE, puesto que se observa que las curvas siguen un comportamiento bastante similar, presentando coeficientes de correlación de Pearson de 0,987 para el caso de los grupos de manchas solares y de 0,962 para los grupos de playas. Del mismo modo, los resultados del OE están en consonancia con otros estudios de asimetría N-S realizados en datos sobre manchas, fáculas y playas solares, como [Newton y Milsom \(1955\)](#), [Verma \(1992\)](#), [Mandal et al. \(2017a; 2017b\)](#) o [Chowdhury et al. \(2022\)](#), que también encontraron un predominio global en el hemisferio sur en el Ciclo Solar 15 y en el hemisferio norte en los Ciclos Solares 16 y 17. Además, el coeficiente de correlación de Pearson entre los datos de manchas y playas solares registrados por el OE presenta un valor de 0,949.

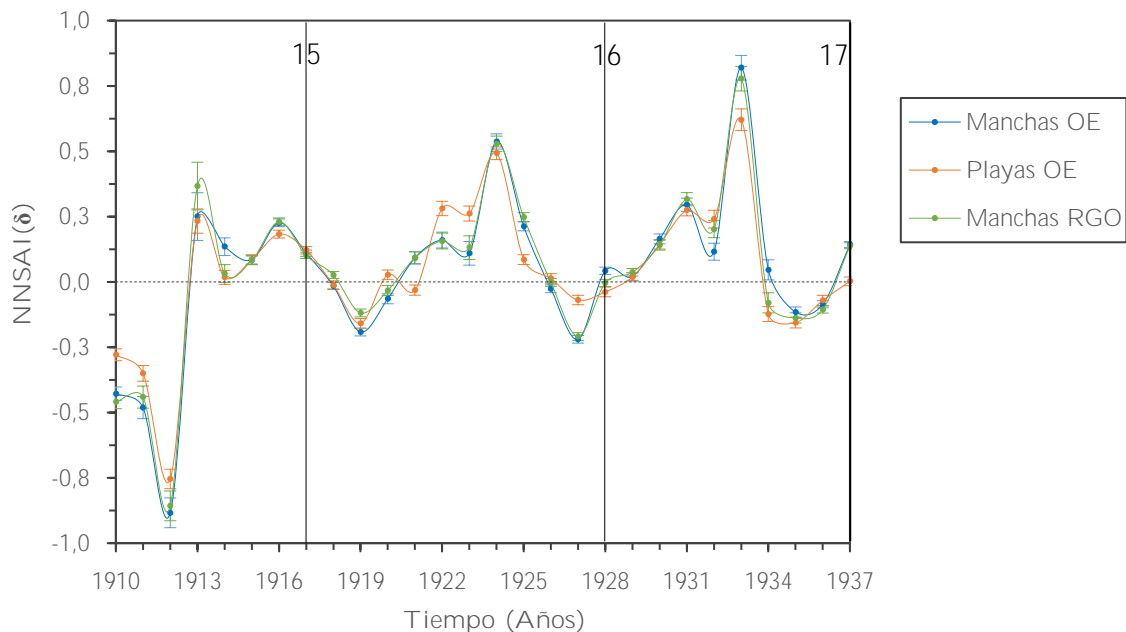


Figura 4.11. Evolución anual del $NNSAI$ durante 1910—1937 con relación al número total de ocurrencias diarias anuales de grupos de manchas y playas solares. La curva naranja se asocia a los grupos de playas registrados en el OE. Las curvas azul y verde representan los grupos de manchas registrados en el OE y en el RGO, respectivamente. Las líneas verticales en 1917, 1928 y 1937 marcan respectivamente la posición de los máximos de actividad de los Ciclos Solares 15, 16 y 17.

Tabla 4.1. Significancia estadística de la asimetría N-S presentada por el número total de ocurrencias diarias de grupos de manchas y playas solares registrados anualmente en el OE y en el RGO durante 1910—1937. Para cada conjunto de datos se muestra el exceso junto con la dominancia hemisférica (norte o sur), y la probabilidad de que la asimetría N-S se dé aleatoriamente. Los casos marginalmente significativos y los estadísticamente no significativos se indican en cursiva.

Año	Manchas solares (OE)		Manchas solares (RGO)		Playas solares (OE)	
	<i>E</i>	<i>P</i> (≥ <i>d</i>)	<i>E</i>	<i>P</i> (≥ <i>d</i>)	<i>E</i>	<i>P</i> (≥ <i>d</i>)
1910	12,1S	<1%	18,0S	<1%	12,2S	<1%
1911	9,3S	5%	10,4S	<1%	11,7S	<1%
1912	11,6S	<1%	15,0S	<1%	20,2S	<1%
1913	2,4N	5%	4,0N	2%	5,0N	<1%
1914	3,0N	1%	0,9N	6%	0,6N	5%
1915	3,4N	<1%	5,0N	<1%	4,5N	<1%
1916	10,8N	<1%	15,6N	<1%	12,0N	<1%
1917	6,6N	<1%	8,5N	<1%	8,5N	<1%
1918	0,8S	4%	2,0N	1%	0,7S	3%
1919	8,1S	<1%	8,0S	<1%	8,5S	<1%
1920	2,4S	1%	1,7S	2%	1,5N	2%
1921	3,1N	<1%	4,0N	<1%	1,6S	2%
1922	4,4N	<1%	5,2N	<1%	10,2N	<1%
1923	2,4N	2%	2,9N	1%	9,1N	<1%
1924	16,0N	1%	18,2N	1%	20,2N	1%
1925	9,1N	<1%	14,5N	<1%	4,6N	<1%
1926	1,3S	3%	0,1S	3%	0,7N	4%
1927	11,2S	<1%	14,4S	<1%	3,8S	<1%
1928	2,3N	1%	0,3S	3%	2,1S	2%
1929	1,1N	3%	2,6N	<1%	1,2N	3%
1930	6,4N	<1%	7,4N	<1%	8,0N	<1%
1931	9,1N	<1%	12,5N	<1%	12,7N	<1%
1932	2,6N	2%	6,2N	<1%	7,0N	<1%
1933	12,8N	<1%	16,5N	<1%	14,9N	<1%
1934	1,0N	8%	2,1S	3%	4,3S	<1%
1935	4,6S	<1%	7,0S	<1%	7,7S	<1%
1936	4,3S	<1%	7,8S	<1%	3,6S	<1%
1937	8,1N	<1%	11,9N	<1%	0,1N	4%

4.4.2. Asimetría N-S del Número Total de Ocurrencias Diarias de los Grupos de Manchas Solares Según la Clasificación de Cortie

La Figura 4.12 muestra la evolución temporal del *NNSAI* durante 1910—1937 derivado del número total de ocurrencias diarias registradas en el OE de las distintas clases morfológicas de grupos de manchas solares según la clasificación de Cortie. Puede notarse que prácticamente todas las morfologías muestran aproximadamente la misma tendencia observada en la Figura 4.11, incluyendo los extremos locales en los mínimos de actividad solar, especialmente en las morfologías más numerosas (clases I, III y IV), por lo que se puede inferir que la asimetría N-S es un fenómeno independiente de la morfología que presentan los grupos, o como mínimo durante el período considerado en este estudio.

No obstante, las curvas asociadas a los grupos menos frecuentes (clase II, y especialmente clase V) se alejan momentáneamente del comportamiento general. Este hecho se debe al bajo número de ocurrencias diarias de estas morfologías, sobre todo cerca de los mínimos de actividad solar, por lo que no debe considerarse como un resultado relevante.

Después de analizar la significancia estadística de los resultados (véase Tabla 4.2), es posible afirmar que durante la fase descendente del Ciclo Solar 14 y sobre todo durante 1912, el hemisferio sur presenta una mayor actividad solar, especialmente en forma de grupos de manchas de clase I y IV, dado que para estas morfologías se obtienen combinaciones de E y $P(\geq d)$ que expresan resultados estadísticamente significativos e incluso altamente significativos en 1912. De manera similar, para las clases I, III y IV se obtienen resultados altamente significativos en los extremos locales de 1924 y 1933, revelando que la actividad solar predomina en el hemisferio norte durante estos años. Finalmente, también es importante mencionar dos extremos locales adicionales con $\delta > 0,5$ que presenta la curva de asimetría N-S asociada a la clase III en 1921 y 1923. La combinación de los valores de E y $P(\geq d)$ para estos extremos locales revela un resultado muy cercano a considerarse estadísticamente significativo para el extremo local de 1921 ($E = 6,3N$ y $P(\geq d) = 7\%$), y un resultado estadísticamente no significativo para el extremo local de 1923 ($E = 4,5S$; pero $P(\geq d) > 10\%$).

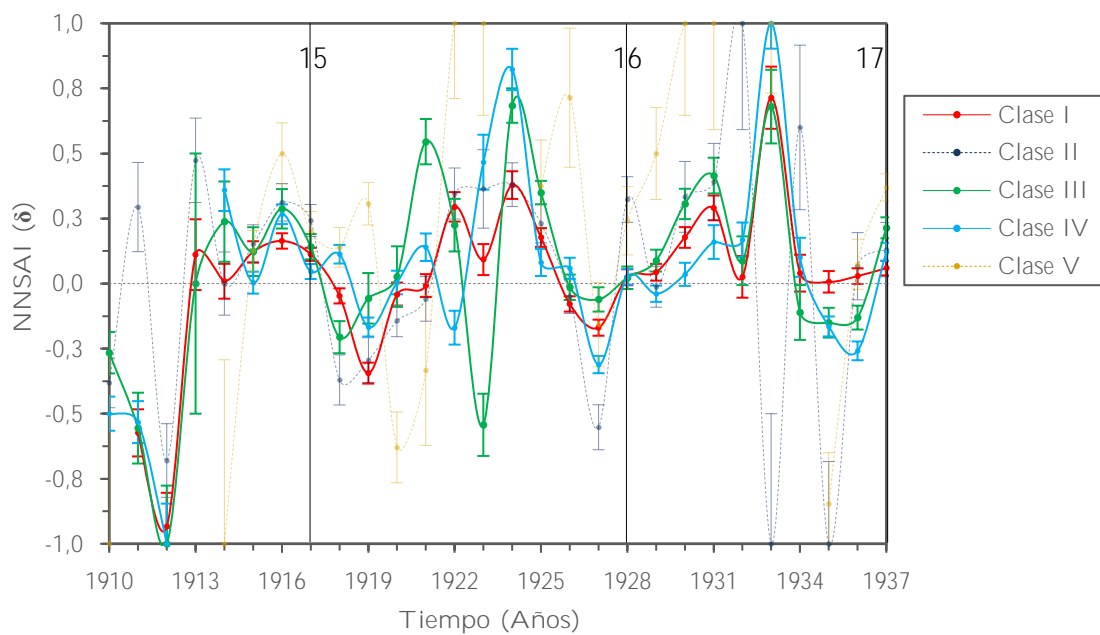


Figura 4.12. Evolución anual del $NNSAI$ durante 1910—1937 con relación al número total de ocurrencias diarias de grupos de manchas solares registrados anualmente en el OE, según el esquema morfológico de Cortie. Las clases II y V están representadas con líneas discontinuas para remarcar que su comportamiento se separa de la tendencia global debido al bajo número de estas estructuras, y por tanto no representan resultados relevantes. Las líneas verticales en 1917, 1928 y 1937 marcan respectivamente la posición de los máximos de actividad de los Ciclos Solares 15, 16 y 17.

Tabla 4.2. Significancia estadística de la asimetría N-S presentada por el número total de ocurrencias diarias de grupos de manchas solares registrados anualmente en el OE durante 1910—1937, según el esquema morfológico de Cortie. Para cada conjunto de datos se muestra el exceso junto con la dominancia hemisférica (norte o sur), y la probabilidad de que la asimetría N-S se dé aleatoriamente. Los casos marginalmente significativos y los estadísticamente no significativos se indican en cursiva. Los casos representados con un guion indican que hubo 0 ocurrencias anuales de una determinada clase en ambos hemisferios.

Año	Clase I		Clase II		Clase III		Clase IV		Clase V	
	<i>E</i>	<i>P</i> (≥ <i>d</i>)	<i>E</i>	<i>P</i> (≥ <i>d</i>)	<i>E</i>	<i>P</i> (≥ <i>d</i>)	<i>E</i>	<i>P</i> (≥ <i>d</i>)	<i>E</i>	<i>P</i> (≥ <i>d</i>)
1910	7,8S	5%	4,0S	3%	3,3S	1%	7,6S	7%	1,4S	>10%
1911	6,3S	5%	1,7N	>10%	4,1S	>10%	6,6S	8%	-	-
1912	7,2S	<1%	4,8S	3%	4,5S	<1%	6,5S	<1%	-	-
1913	0,8N	>10%	2,9N	>10%	-	-	-	-	-	-
1914	0,1N	>10%	0,0	>10%	1,5N	>10%	4,5N	<1%	1,4S	>10%
1915	3,0N	<1%	2,1N	6%	1,3N	>10%	0,1N	9%	1,6N	10%
1916	5,5N	<1%	4,3N	<1%	3,8N	<1%	7,0N	<1%	4,2N	>10%
1917	4,5N	<1%	3,9N	<1%	2,9N	1%	1,6N	3%	2,6N	3%
1918	1,6S	3%	3,8S	2%	3,3S	<1%	3,2N	<1%	1,8N	7%
1919	8,5S	<1%	3,4S	1%	0,6S	>10%	4,6S	<1%	3,8N	<1%
1920	0,9S	8%	2,3S	4%	0,2N	>10%	0,1N	>10%	4,6S	6%
1921	0,2S	10%	0,7S	>10%	6,3N	7%	2,6N	2%	1,2S	>10%
1922	5,2N	<1%	3,5N	2%	2,2N	7%	2,6S	3%	3,5N	6%
1923	1,5N	7%	2,4N	>10%	4,5S	>10%	4,4N	>10%	2,8N	>10%
1924	7,1N	<1%	4,5N	1%	10,3N	<1%	10,3N	<1%	-	-
1925	4,9N	<1%	3,1N	1%	7,8N	<1%	1,6N	6%	2,1N	>10%
1926	2,7S	1%	0,8S	>10%	0,3S	>10%	1,5N	5%	2,7N	>10%
1927	5,5S	<1%	6,4S	7%	1,3S	7%	9,3S	<1%	1,0S	>10%
1928	0,8N	6%	3,7N	<1%	0,5N	9%	0,9N	6%	1,8N	>10%
1929	1,4N	5%	0,2S	>10%	2,1N	3%	1,3S	5%	2,8N	>10%
1930	4,5N	<1%	2,4N	>10%	5,2N	<1%	0,8N	9%	2,8N	>10%
1931	6,1N	<1%	2,7N	>10%	6,0N	2%	2,5N	3%	2,4N	>10%
1932	0,3N	>10%	2,4N	>10%	0,9N	>10%	2,5N	3%	-	-
1933	6,0N	<1%	2,0S	>10%	4,8N	3%	10,3N	<1%	3,7N	3%
1934	0,6N	>10%	1,9N	>10%	1,1S	>10%	1,3N	>10%	-	-
1935	0,2N	9%	3,2S	>10%	2,6S	2%	4,3S	<1%	4,3S	1%
1936	1,0N	5%	0,5N	>10%	2,8S	1%	7,2S	<1%	0,8N	>10%
1937	2,1N	2%	1,3N	>10%	5,3N	<1%	3,5N	<1%	7,1N	<1%

4.4.3. Asimetría N-S del Número Total de Ocurrencias Diarias de los Grupos de Manchas Solares Según la Clasificación de Zürich

Como puede observarse en la Figura 4.13, la evolución anual de los *NNSA* derivados del número total de ocurrencias diarias de las morfologías más frecuentes de grupos de manchas solares dentro de la clasificación de Zürich (clases *J*, *A* y *D*), también siguen la tendencia general de los grupos de manchas observada en la Figura 4.11. En cambio, los *NNSA* derivados de las morfologías menos frecuentes sufren severas desviaciones del comportamiento promedio debido a su bajo número. Por otro lado, sigue siendo posible

observar los extremos locales ubicados en los mínimos de actividad solar del período considerado.

Por lo que respecta el análisis de la significancia estadística de los resultados (véase Tablas 4.3, 4.4 y 4.5), el extremo local de 1912 es altamente significativo para las clases *A* y *J*, y significativo para las clases *C* y *D*. En el caso del extremo local de 1924, los resultados concluyen que es altamente significativo para las clases *D* y *H*, y significativo para las clases *A* y *J*. El extremo local de 1933 es altamente significativo para la clase *J*, significativo para la clase *D* y prácticamente significativo para la clase *A* ($E = 4,2N$ y $P(\geq d) = 8\%$). Por último, la clase *D* presenta de manera notable un extremo local adicional ($\delta \sim 0,45$) en 1913, pero no es estadísticamente significativo puesto que $E = 2,1N$ y $P(\geq d) > 10\%$.

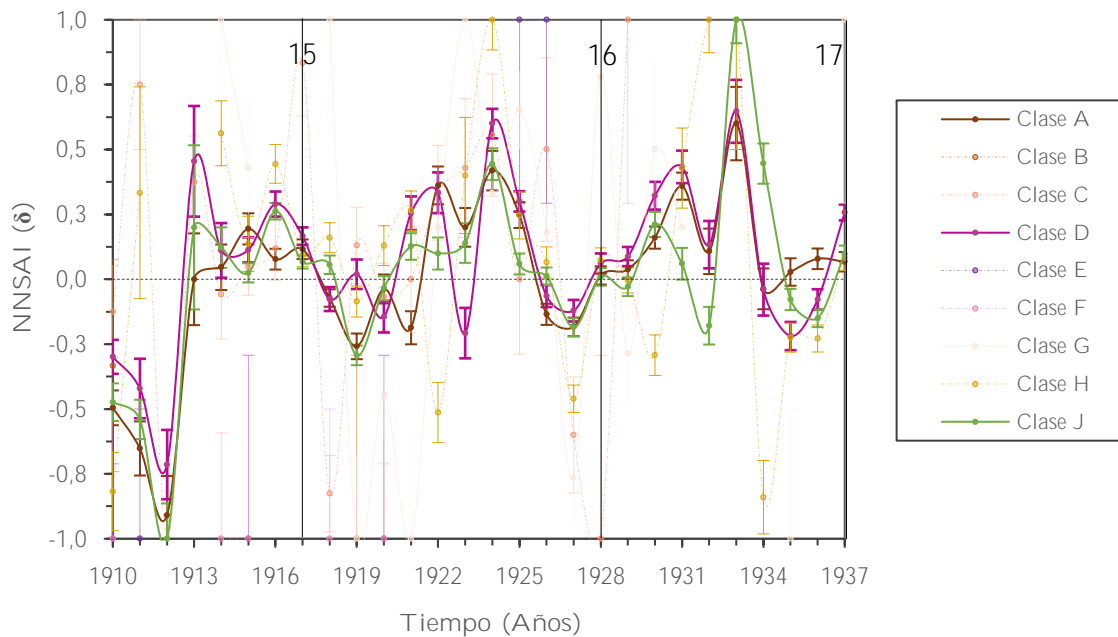


Figura 4.13. Evolución anual del *NNSAI* durante 1910—1937 en relación con el número total de ocurrencias diarias de grupos de manchas solares registrados anualmente en el OE, según el esquema morfológico de Zürich. Las clases *B*, *C*, *E*, *F*, *G* y *H* están representadas con líneas discontinuas para remarcar que su comportamiento se separa de la tendencia global debido al bajo número de estas estructuras, y por tanto no representan resultados relevantes. Las líneas verticales en 1917, 1928 y 1937 marcan respectivamente la posición de los máximos de actividad de los Ciclos Solares 15, 16 y 17.

Tabla 4.3. Significancia estadística de la asimetría N-S presentada por el número total de ocurrencias diarias de grupos de manchas solares registrados anualmente en el OE durante 1910—1937, según el esquema morfológico de Zürich (clases *A*, *B* y *C*). Para cada conjunto de datos se muestra el exceso junto con la dominancia hemisférica (norte o sur), y la probabilidad de que la asimetría N-S se dé aleatoriamente. Los casos marginalmente significativos y los estadísticamente no significativos se indican en cursiva. Los casos representados con un guion indican que hubo 0 ocurrencias anuales de una determinada clase en ambos hemisferios.

Año	Clase <i>A</i>		Clase <i>B</i>		Clase <i>C</i>	
	<i>E</i>	$P(\geq d)$	<i>E</i>	$P(\geq d)$	<i>E</i>	$P(\geq d)$
1910	7,4S	7,5%	0,8S	>10%	0,7S	>10%
1911	6,3S	1,4%	-	-	3,0N	>10%
1912	6,0S	<1%	-	-	4,0S	2%

1913	0,7N	>10%	-	-	1,5N	>10%
1914	0,5N	>10%	-	-	0,3S	>10%
1915	3,2N	<1%	-	-	0,4N	>10%
1916	1,9N	4%	-	-	1,0N	>10%
1917	3,0N	<1%	-	-	4,1N	2%
1918	2,2S	2%	-	-	5,6S	<1%
1919	5,2S	<1%	1,4S	>10%	0,9N	>10%
1920	0,7S	>10%	-	-	0,5S	>10%
1921	2,9S	2%	-	-	0,0	>10%
1922	5,0N	<1%	-	-	1,8N	>10%
1923	2,7N	3%	-	-	1,6N	>10%
1924	5,5N	3%	-	-	2,4N	>10%
1925	5,0N	<1%	-	-	0,0	>10%
1926	3,3S	<1%	-	-	1,4N	>10%
1927	5,1S	<1%	-	-	2,7S	>10%
1928	0,4N	8%	-	-	1,4S	>10%
1929	1,1N	6%	-	-	1,4N	>10%
1930	3,8N	<1%	-	-	-	-
1931	6,9N	<1%	-	-	-	-
1932	1,2N	>10%	-	-	-	-
1933	4,2N	10%	-	-	-	-
1934	0,5S	>10%	-	-	-	-
1935	0,5N	>10%	-	-	-	-
1936	2,0N	3%	-	-	-	-
1937	1,8N	4%	-	-	-	-

Tabla 4.4. Continuación Tabla 4.3 (Clases D, E y F).

Año	Clase D		Clase E		Clase F	
	<i>E</i>	<i>P</i> (≥ <i>d</i>)	<i>E</i>	<i>P</i> (≥ <i>d</i>)	<i>E</i>	<i>P</i> (≥ <i>d</i>)
1910	4,6S	<1%	3,5S	6%	2,0S	>10%
1911	3,7S	9%	2,0S	>10%	-	-
1912	5,3S	1%	-	-	-	-
1913	2,1N	>10%	-	-	-	-
1914	1,1N	>10%	-	-	2,4S	>10%
1915	2,3N	3%	1,4S	>10%	1,4S	>10%
1916	6,0N	<1%	-	-	-	-
1917	4,9N	<1%	-	-	-	-
1918	1,7S	5%	-	-	2,0S	>10%
1919	0,3N	>10%	-	-	-	-
1920	2,4S	3%	1,4S	>10%	3,5S	6%
1921	3,9N	<1%	-	-	-	-
1922	4,2N	<1%	-	-	-	-
1923	2,1S	7%	-	-	-	-
1924	10,6N	<1%	-	-	-	-
1925	7,6N	<1%	1,4S	>10%	-	-

1926	1,5S	5%	1,4S	>10%	-	-
1927	2,9S	1%	-	-	-	-
1928	1,6N	5%	-	-	-	-
1929	2,4N	2%	-	-	-	-
1930	6,0N	<1%	-	-	-	-
1931	6,9N	2%	-	-	-	-
1932	1,5N	>10%	-	-	-	-
1933	5,3N	3%	-	-	-	-
1934	0,4S	>10%	-	-	-	-
1935	4,0S	<1%	-	-	-	-
1936	2,0S	3%	-	-	-	-
1937	8,4N	<1%	-	-	-	-

Tabla 4.5. Continuación Tabla 4.3 (Clases G, H y J).

Año	Clase G		Clase H		Clase J	
	<i>E</i>	<i>P</i> ($\geq d$)	<i>E</i>	<i>P</i> ($\geq d$)	<i>E</i>	<i>P</i> ($\geq d$)
1910	-	-	5,4S	<1%	6,5S	7%
1911	-	-	0,8N	>10%	7,1S	7%
1912	-	-	-	-	7,3S	<1%
1913	-	-	-	-	0,6N	>10%
1914	1,4N	>10%	4,5N	>10%	1,6N	10%
1915	1,6N	>10%	1,3N	>10%	0,7N	8%
1916	-	-	6,0N	5%	8,3N	<1%
1917	-	-	2,1N	4%	2,7N	1%
1918	3,2N	>10%	2,8N	2%	1,6N	4%
1919	3,2S	>10%	1,4S	8%	7,8S	<1%
1920	2,7S	>10%	1,7N	9%	0,7S	9%
1921	2,4S	>10%	3,5N	<1%	2,5N	3%
1922	0,9N	>10%	4,4S	>10%	1,6N	7%
1923	1,4N	>10%	1,8N	>10%	1,8N	8%
1924	2,2N	>10%	8,6N	<1%	7,2N	3%
1925	4,4N	6%	2,7N	3%	1,5N	5%
1926	1,9N	9%	1,1N	10%	0,3N	7%
1927	4,5S	2%	8,7S	4%	5,3S	<1%
1928	4,7N	1%	1,6N	6%	0,3N	8%
1929	1,5S	>10%	0,1S	>10%	0,8S	7%
1930	1,4N	>10%	3,7S	<1%	4,4N	<1%
1931	0,6N	>10%	2,8N	>10%	1,0N	>10%
1932	-	-	7,9N	<1%	2,5S	4%
1933	-	-	2,0N	>10%	11,0N	<1%
1934	-	-	5,9S	<1%	5,7N	5%
1935	2,0S	>10%	4,0S	<1%	1,9S	4%
1936	-	-	4,4S	<1%	4,5S	<1%
1937	1,4N	>10%	1,7N	5%	3,0N	<1%

4.4.4. Asimetría N-S del Número Total de Ocurrencias Diarias de los Grupos de Playas Solares Según la Clasificación del OE

El número total de ocurrencias diarias de las diferentes clases morfológicas de grupos de playas solares consideradas en el OE también presentan una asimetría N-S, y la Figura 4.14 muestra su evolución anual durante el período estudiado. Al igual que las manchas, las distintas clases de grupos de playas siguen aproximadamente la tendencia global observada en la Figura 4.11, incluidos los tres máximos locales, por lo que se puede afirmar nuevamente que la morfología de estas estructuras solares parece tener poco efecto sobre el *NNSAI*.

El análisis de la significancia estadística de los resultados verifica las observaciones anteriores. El extremo local de 1912 es altamente significativo para todas las morfologías de playas solares, excepto para la clase *dif*, ya que como se ha explicado anteriormente no existen registros de esta categoría hasta 1920. En el caso de los extremos locales de 1924 y 1933, son altamente significativos para la mayoría de las clases. Solamente los casos 1924-clase *d*, 1933-clase *d* y 1933-clase *dif* presentan una combinación de valores de *E* y $P(\geq d)$ que denotan una significancia estadística más baja, aunque considerable ($E \geq 7,1N$ y $P(\geq d) = 6\%$). Por último, es posible observar un extremo local adicional en 1913, pero solo es estadísticamente significativo para la clase *d* ($E = 4,4N$ y $P(\geq d) = 1\%$).

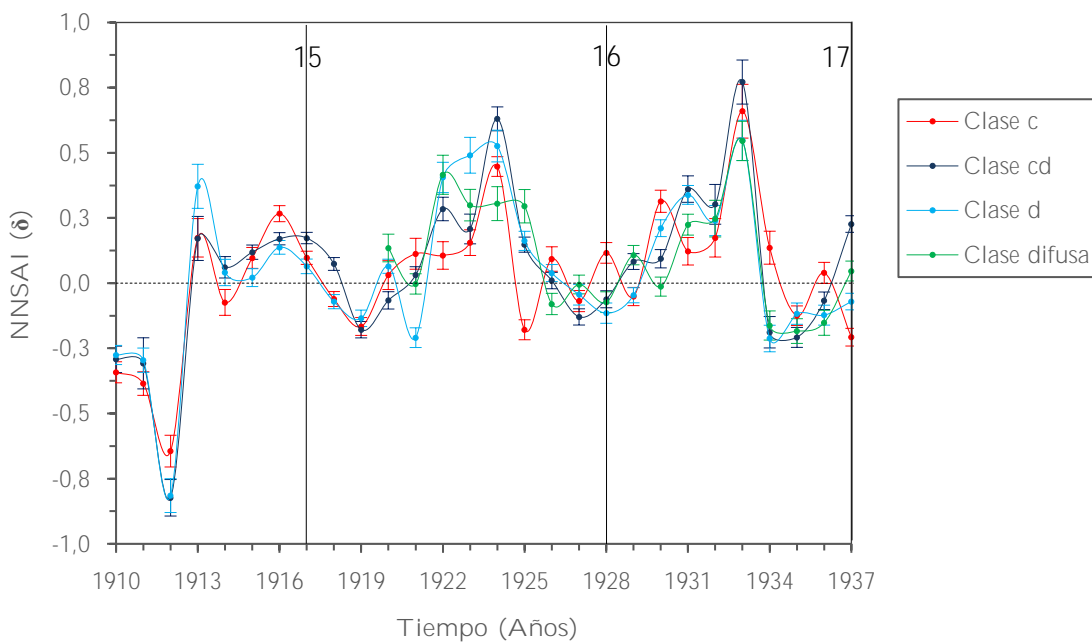


Figura 4.14. Evolución anual del *NNSAI* durante 1910—1937 con relación al número total de ocurrencias diaria de los grupos de playas solares registrados anualmente en el OE, según su esquema morfológico particular. Las líneas verticales en 1917, 1928 y 1937 marcan respectivamente la posición de los máximos de actividad de los Ciclos Solares 15, 16 y 17.

Tabla 4.6. Significancia estadística de la asimetría N-S presentada por el número total de ocurrencias diarias de grupos de playas solares registrados anualmente en el OE durante 1930—1937, según su esquema morfológico. Para cada conjunto de datos se muestra el exceso junto con la dominancia hemisférica (norte o sur), y la probabilidad de que la asimetría N-S se dé aleatoriamente. Los casos marginalmente significativos y los estadísticamente no significativos se indican en cursiva. Los casos representados con un guion indican que hubo 0 ocurrencias anuales de una determinada clase en ambos hemisferios.

	Clase <i>c</i>		Clase <i>cd</i>		Clase <i>d</i>		Clase <i>dif</i>	
	<i>E</i>	<i>P</i> (≥ <i>d</i>)	<i>E</i>	<i>P</i> (≥ <i>d</i>)	<i>E</i>	<i>P</i> (≥ <i>d</i>)	<i>E</i>	<i>P</i> (≥ <i>d</i>)
1910	8,5S	<1%	5,8S	<1%	7,5S	<1%	-	-
1911	8,5S	<1%	3,1S	2%	6,3S	<1%	-	-
1912	10,6S	<1%	11,8S	<1%	12,6S	<1%	-	-
1913	2,4N	4%	2,0N	7%	4,4N	1%	-	-
1914	1,5S	6%	1,5N	5%	0,8N	10%	-	-
1915	2,4N	2%	4,3N	<1%	0,6N	7%	-	-
1916	8,7N	<1%	7,3N	<1%	5,2N	<1%	-	-
1917	3,8N	<1%	7,9N	<1%	2,3N	2%	-	-
1918	2,1S	2%	3,0N	<1%	2,6S	1%	-	-
1919	4,9S	<1%	5,7S	<1%	4,3S	<1%	-	-
1920	0,6N	>10%	2,0S	3%	2,4N	2%	2,5N	2%
1921	1,9N	6%	1,0N	6%	5,5S	<1%	0,1S	9%
1922	2,0N	4%	6,3N	<1%	7,0N	<1%	5,5N	2%
1923	3,2N	<1%	3,6N	<1%	7,1N	8%	5,0N	<1%
1924	11,9N	<1%	13,8N	<1%	8,6N	6%	4,7N	<1%
1925	4,7S	<1%	5,1N	<1%	4,4N	<1%	4,6N	<1%
1926	2,0N	4%	0,3N	7%	1,2N	5%	2,0S	4%
1927	1,7S	4%	4,2S	<1%	1,1S	7%	0,1S	8%
1928	2,9N	<1%	1,9S	3%	3,0S	1%	1,8S	4%
1929	1,5S	5%	2,7N	1%	1,6S	3%	2,9N	1%
1930	7,4N	<1%	2,7N	1%	6,5N	<1%	0,4S	8%
1931	2,3N	3%	7,1N	<1%	9,4N	<1%	5,6N	<1%
1932	2,4N	4%	4,0N	<1%	4,2N	<1%	3,5N	<1%
1933	6,4N	1%	9,1N	<1%	7,1N	6%	7,2N	6%
1934	2,2N	5%	3,1S	1%	4,2S	<1%	2,9S	2%
1935	3,3S	<1%	5,4S	<1%	2,9S	1%	3,9S	<1%
1936	7,3N	<1%	10,1N	<1%	4,4N	<1%	5,5N	<1%
1937	6,1S	<1%	7,1N	<1%	2,2S	2%	1,2N	6%

4.4.5. Asimetría N-S del Número Total de Ocurrencias Diarias de los Grupos de Manchas Solares según su Área

Las Figuras 4.15 y 4.16 muestran la evolución anual del *NNSA* derivado del número total de ocurrencias diarias de los grupos de manchas solares divididos en cuatro intervalos de áreas diferentes utilizando los datos del OE y RGO, respectivamente. Una vez más, los resultados son bastante similares en comparación con la evolución general observada en la Figura 4.11, pero puede notarse una ligera dependencia con el área, en el sentido de que los grupos con áreas más grandes presentan una asimetría N-S más fuerte.

Respecto al análisis de la significancia estadística de los resultados, los extremos locales de 1912, 1924 y 1933, presentes en prácticamente todos los intervalos de área, son estadísticamente significativos o incluso altamente significativos en la mayoría de los casos y en ambos conjuntos de datos. Sin embargo, hay que remarcar que en 1912 no hay datos disponibles para grupos mayores de 350 MSH en el OE, mientras que los datos del RGO no son estadísticamente significativos ($E = 3,2S$; pero $P(\geq d) > 10\%$). De nuevo, esto se debe a la baja presencia de grupos de este tamaño durante ese año (solo 5 registros, y todos en el hemisferio sur). Por otro lado, en 1933, la asimetría N-S para los grupos con áreas de hasta 70 MSH es marginalmente significativa en cuanto a los datos del RGO ($E = 7,0N$ pero $P(\geq d) = 8\%$).

Los *NNSAI* derivados de las distintas asociaciones de grupos de manchas según su área muestran extremos locales adicionales a lo largo del periodo estudiado. Así pues, en 1914, los grupos mayores de 350 MSH presentan un extremo local de $\delta \sim 0,7$ estadísticamente significativo ($E = 5,5N$ y $P(\geq d) = 4\%$) para los datos del OE y altamente significativo para los datos del RGO ($E = 7,4N$ y $P(\geq d) < 1\%$). De manera similar, pueden observarse tres extremos locales con valores de $\delta < -0,4$ en ambos conjuntos de datos en 1920, 1927 y 1934, especialmente para aquellos grupos con superficies superiores a 350 MSH. Para este intervalo de áreas, todos los extremos locales mencionados son altamente significativos en ambos conjuntos de datos, en excepción del extremo local de 1920, que muestra resultados significativos en ambos observatorios ($E_{OE} = 9,7S$ y $E_{RGO} = 8,1S$; y $P(\geq d) = 5\%$ en ambos conjuntos de datos).

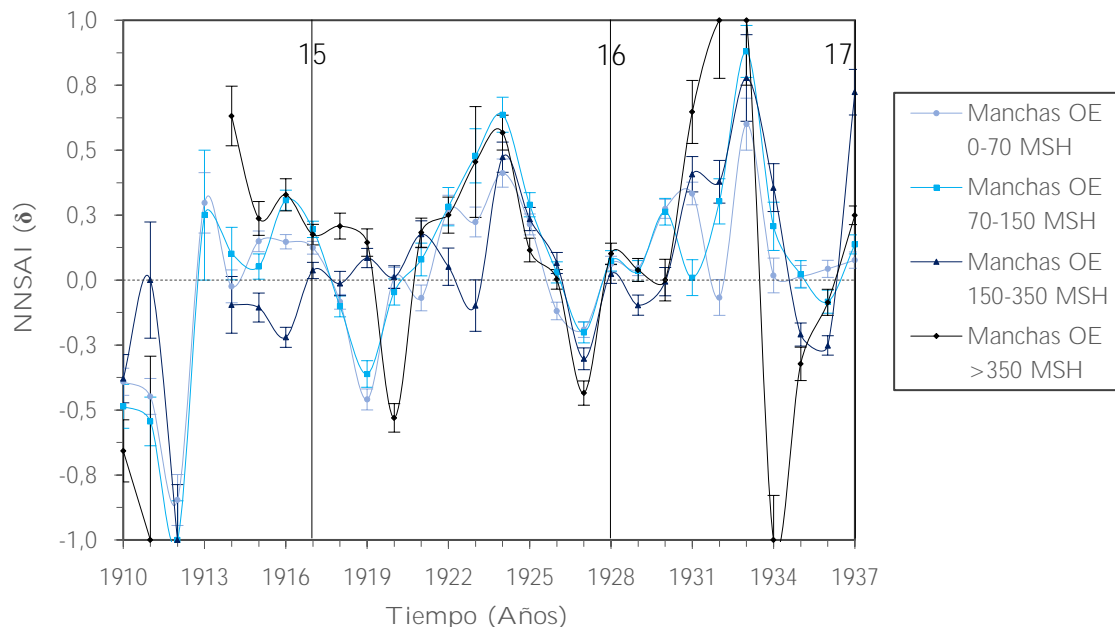


Figura 4.15. Evolución anual del *NNSAI* durante 1910—1937 con relación al número total de ocurrencias diarias de grupos de manchas solares registrados anualmente en el OE, según cuatro intervalos de áreas. Las líneas verticales en 1917, 1928 y 1937 marcan respectivamente la posición de los máximos de actividad de los Ciclos Solares 15, 16 y 17.

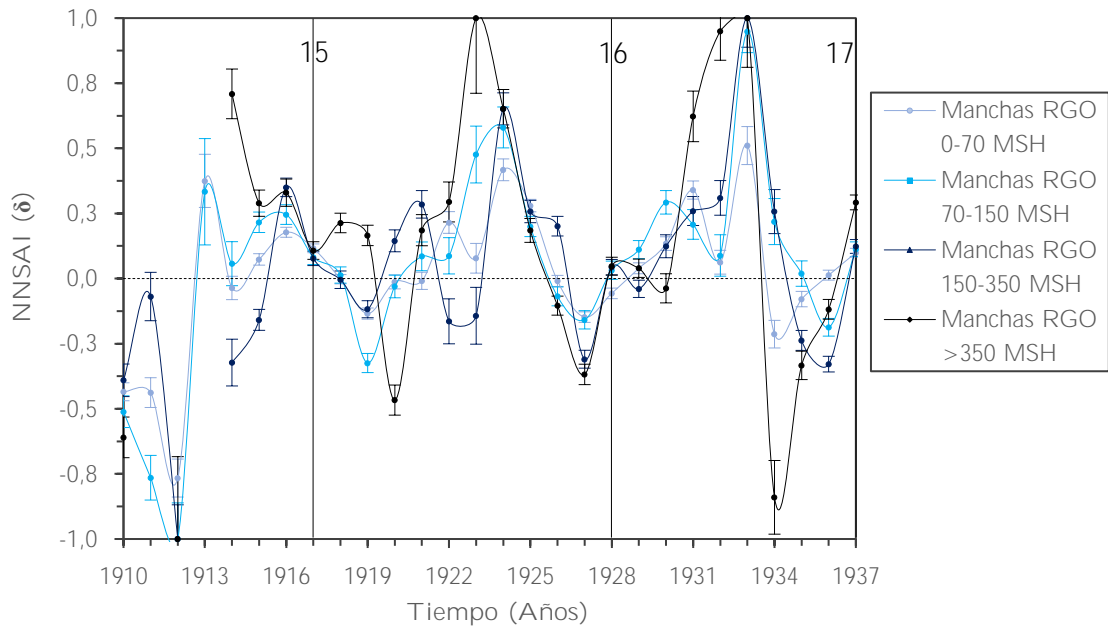


Figura 4.16. Evolución anual del *NNSAI* durante 1910—1937 con relación al número total de ocurrencias diarias de grupos de manchas solares registrados anualmente en el RGO, según cuatro intervalos de áreas. Las líneas verticales en 1917, 1928 y 1937 marcan respectivamente la posición de los máximos de actividad de los Ciclos Solares 15, 16 y 17.

Tabla 4.7. Significancia estadística de la asimetría N-S presentada por el número total de ocurrencias diarias de grupos de manchas solares registrados anualmente en el OE durante 1910—1937, según cuatro intervalos de áreas. Para cada conjunto de datos se muestra el exceso junto con la dominancia hemisférica (norte o sur), y la probabilidad de que la asimetría N-S se dé aleatoriamente. Los casos marginalmente significativos y los estadísticamente no significativos se indican en cursiva. Los casos representados con un guion indican que hubo 0 ocurrencias anuales de un determinado intervalo de áreas en ambos hemisferios.

Año	0-70 MSH		70-150 MSH		150-350 MSH		> 350 MSH	
	<i>E</i>	<i>P</i> ($\geq d$)	<i>E</i>	<i>P</i> ($\geq d$)	<i>E</i>	<i>P</i> ($\geq d$)	<i>E</i>	<i>P</i> ($\geq d$)
1910	7,5S	<1%	5,7S	9%	4,1S	2%	5,5S	2%
1911	6,5S	4%	5,8S	9%	0,0	>10%	1,4S	>10%
1912	8,6S	<1%	6,6S	<1%	4,7S	<1%	-	-
1913	2,6N	6%	1,0N	>10%	-	-	-	-
1914	0,4S	>10%	1,0N	>10%	0,9S	>10%	5,5N	4%
1915	3,7N	<1%	1,1N	8%	1,9S	5%	3,6N	<1%
1916	5,4N	<1%	7,9N	<1%	5,7S	<1%	5,3N	<1%
1917	5,1N	<1%	6,2N	<1%	1,2N	5%	4,4N	<1%
1918	2,9S	<1%	2,5S	2%	0,3S	10%	4,2N	<1%
1919	11,4S	2%	7,1S	<1%	2,3N	2%	2,7N	2%
1920	0,2N	9%	0,9S	9%	0,3N	10%	9,7S	5%
1921	1,4S	7%	1,3N	10%	3,4N	<1%	3,3N	<1%
1922	4,8N	<1%	3,8N	<1%	0,7N	>10%	3,6N	<1%
1923	3,9N	<1%	4,6N	>10%	1,0S	>10%	2,1N	>10%
1924	7,6N	<1%	9,4N	<1%	8,1N	5%	8,5N	3%
1925	5,3N	<1%	6,2N	<1%	5,3N	<1%	2,5N	2%
1926	3,5S	<1%	0,7N	8%	1,6N	5%	0,1N	9%
1927	6,4S	<1%	5,0S	<1%	7,2S	<1%	9,3S	<1%
1928	2,0N	2%	1,9N	4%	0,7N	7%	2,5N	2%

1929	<i>1,6N</i>	3%	<i>0,9N</i>	8%	<i>2,5S</i>	2%	<i>0,9N</i>	8%
1930	7,5N	<1%	5,1N	<1%	<i>0,1S</i>	>10%	<i>0,0</i>	>10%
1931	7,7N	<1%	<i>0,1N</i>	>10%	6,0N	1%	5,3N	3%
1932	<i>1,0S</i>	>10%	3,5N	1%	4,6N	1%	4,5N	<1%
1933	6,0N	4%	8,8N	<1%	4,7N	1%	4,0N	2%
1934	<i>0,3N</i>	>10%	<i>2,2N</i>	6%	3,9N	1%	5,8S	<1%
1935	<i>0,3N</i>	9%	<i>0,4N</i>	>10%	4,7S	<1%	5,0S	<1%
1936	<i>1,3N</i>	5%	<i>1,9S</i>	4%	6,7S	<1%	<i>1,7S</i>	6%
1937	<i>2,4N</i>	2%	3,7N	<1%	8,2N	<1%	7,0N	<1%

Tabla 4.8. Significancia estadística de la asimetría N-S presentada por el número total de ocurrencias diarias de grupos de manchas solares registrados anualmente en el RGO durante 1910—1937, según cuatro intervalos de áreas. Para cada conjunto de datos se muestra el exceso junto con la dominancia hemisférica (norte o sur), y la probabilidad de que la asimetría N-S se dé aleatoriamente. Los casos marginalmente significativos y los estadísticamente no significativos se indican en cursiva. Los casos representados con un guion indican que hubo 0 ocurrencias anuales de un determinado intervalo de áreas en ambos hemisferios.

Año	0-70 MSH		70-150 MSH		150-350 MSH		> 350 MSH	
	<i>E</i>	<i>P</i> (≥ <i>d</i>)	<i>E</i>	<i>P</i> (≥ <i>d</i>)	<i>E</i>	<i>P</i> (≥ <i>d</i>)	<i>E</i>	<i>P</i> (≥ <i>d</i>)
1910	12,6S	<1%	<i>8,4S</i>	7%	6,3S	1%	7,8S	1%
1911	7,7S	2%	8,9S	<1%	<i>0,7S</i>	>10%	-	-
1912	10,5S	<1%	7,2S	<1%	<i>7,6S</i>	>10%	<i>3,2S</i>	>10%
1913	3,7N	3%	<i>1,6N</i>	>10%	-	-	-	-
1914	<i>0,8S</i>	9%	<i>0,7N</i>	>10%	3,6S	<1%	7,4N	<1%
1915	3,3N	<1%	5,5N	<1%	3,9S	<1%	5,7N	<1%
1916	9,3N	<1%	6,5N	<1%	9,9N	<1%	6,3N	<1%
1917	6,9N	<1%	<i>2,9N</i>	<1%	<i>2,8N</i>	<1%	3,2N	<1%
1918	<i>0,1S</i>	4%	<i>0,4N</i>	7%	<i>0,1S</i>	<1%	5,7N	<1%
1919	6,3S	<1%	8,8S	<1%	3,6S	<1%	4,2N	<1%
1920	<i>0,5S</i>	6%	<i>0,7S</i>	9%	3,4N	5%	8,1S	5%
1921	<i>0,3S</i>	7%	<i>1,5N</i>	7%	5,4N	1%	3,1N	1%
1922	5,2N	<1%	<i>1,3N</i>	>10%	<i>1,9S</i>	<1%	3,8N	<1%
1923	<i>1,4N</i>	8%	<i>4,4N</i>	>10%	<i>1,3S</i>	6%	<i>3,5N</i>	6%
1924	10,0N	<1%	7,4N	3%	10,6N	<1%	8,8N	<1%
1925	11,7N	<1%	5,1N	<1%	6,0N	<1%	4,0N	<1%
1926	<i>0,4S</i>	5%	<i>1,9S</i>	3%	5,3N	1%	<i>2,8S</i>	1%
1927	7,3S	<1%	4,5S	<1%	9,0S	<1%	9,4S	<1%
1928	<i>2,8S</i>	<1%	<i>0,9N</i>	6%	<i>1,5N</i>	5%	<i>1,4N</i>	5%
1929	<i>1,9N</i>	2%	3,2N	<1%	<i>1,2S</i>	6%	<i>1,1N</i>	6%
1930	5,1N	<1%	6,5N	<1%	<i>2,8N</i>	>10%	<i>0,7S</i>	>10%
1931	9,8N	<1%	3,6N	<1%	4,7N	2%	6,4N	2%
1932	<i>1,4N</i>	7%	<i>1,1N</i>	>10%	4,7N	<1%	8,5N	<1%
1933	7,0N	8%	11,8N	<1%	8,9N	<1%	5,3N	<1%
1934	4,0S	<1%	<i>2,5N</i>	4%	3,0N	<1%	5,9S	<1%
1935	<i>2,7S</i>	1%	<i>0,4N</i>	>10%	6,2S	<1%	6,1S	<1%
1936	<i>0,7N</i>	4%	5,5S	<1%	10,9S	<1%	3,1S	<1%
1937	5,8N	<1%	4,0N	<1%	4,7N	<1%	10,3N	<1%

4.4.6. Asimetría N-S del Número Total de Ocurrencias Diarias de los Grupos de Playas Solares Según su Área

En el caso de los grupos de playas solares, los *NNSAI* derivados de los registros del OE también presentan una sutil dependencia con el área, ya que los grupos más grandes presentan valores mayores del índice (Figura 4.17). Independientemente de este hecho, la evolución anual de las curvas asociadas a los cuatro intervalos de áreas es muy similar a la tendencia global observada en la Figura 4.11. Por lo tanto, los extremos locales ubicados alrededor de los mínimos de actividad solar son estadísticamente muy significativos en prácticamente todos los intervalos de áreas. Sin embargo, por lo que respecta los grupos más grandes, superiores a 350 100 KSH, es importante mencionar que no hay registros en 1912, y en 1932 no se observan resultados estadísticamente significativos ($E = 2,0N$ y $P(\geq d) > 10\%$), ya que durante ese año solo hay dos ocurrencias diarias en los registros, ambas en el hemisferio norte.

Finalmente, los *NNSAI* asociados a los cuatro intervalos de áreas de grupos de playas también muestran extremos locales adicionales en su evolución temporal. De este modo, el extremo local de 1913 para grupos con áreas comprendidas entre 150 y 350 100 KSH no es estadísticamente significativo ($\delta \sim 1,0$, $E = 2,0N$ y $P(\geq d) > 10\%$). Sin embargo, es altamente significativo para grupos menores de 70 100 KSH ($\delta \sim 0,3$, $E = 6,1N$ y $P(\geq d) < 1\%$). Asimismo, los extremos locales de $\delta > 0,6$ en 1914 y 1916 para grupos mayores a 350 100 KSH son significativos ya que muestran valores de exceso y probabilidad de $E = 5,2N$ y $P(\geq d) = 2\%$, y $E = 7,9N$ y $P(\geq d) = 1\%$, respectivamente. De manera similar, en 1925 puede observarse un extremo local estadísticamente significativo para los grupos más pequeños, que presenta valores de $\delta < -0,5$, $E = 8,1S$ y $P(\geq d) = 3\%$.

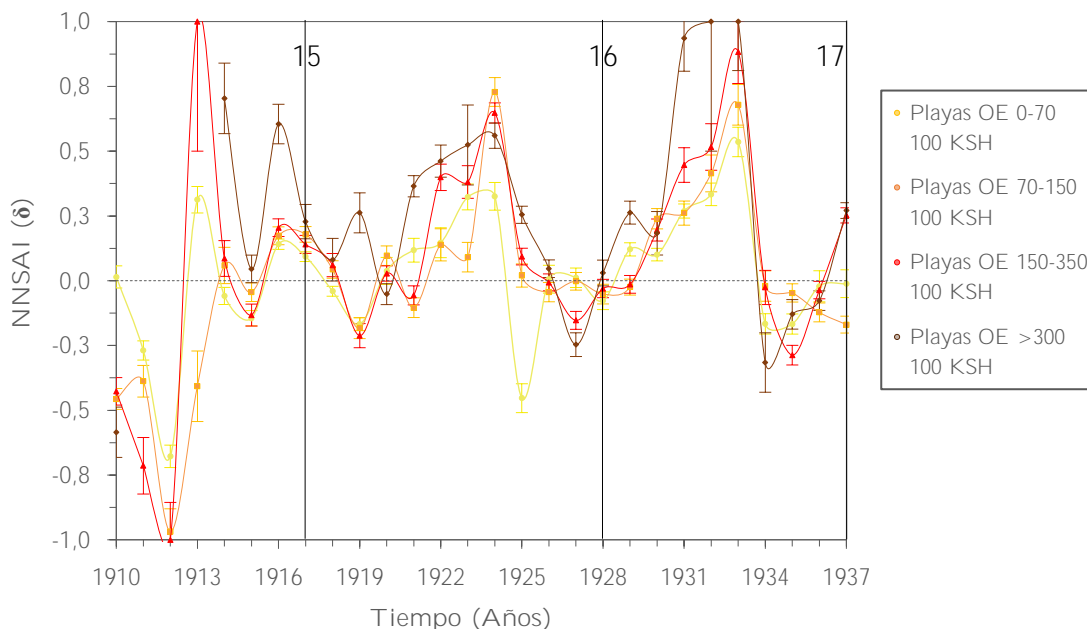


Figura 4.17. Evolución anual del *NNSAI* durante 1910—1937 con relación al número total de ocurrencias diarias de grupos de playas solares registrados anualmente en el OE, según cuatro intervalos de áreas. Las líneas verticales en 1917, 1928 y 1937 marcan respectivamente la posición de los máximos de actividad de los Ciclos Solares 15, 16 y 17.

Tabla 4.9. Significancia estadística de la asimetría N-S presentada por el número total de ocurrencias diarias de grupos de playas solares registrados anualmente en el OE durante 1910—1937, según cuatro intervalos de áreas. Para cada conjunto de datos se muestra el exceso junto con la dominancia hemisférica (norte o sur), y la probabilidad de que la asimetría N-S se dé aleatoriamente. Los casos marginalmente significativos y los estadísticamente no significativos se indican en cursiva. Los casos representados con un guion indican que hubo 0 ocurrencias anuales de un determinado intervalo de áreas en ambos hemisferios.

Año	0-70 100 KSH		70-150 100 KSH		150-350 100 KSH		> 350 100 KSH	
	<i>E</i>	<i>P</i> (≥ <i>d</i>)	<i>E</i>	<i>P</i> (≥ <i>d</i>)	<i>E</i>	<i>P</i> (≥ <i>d</i>)	<i>E</i>	<i>P</i> (≥ <i>d</i>)
1910	0,3 <i>N</i>	9%	11,3 <i>S</i>	1%	8,1 <i>S</i>	<1%	6,0 <i>S</i>	5%
1911	7,3 <i>S</i>	<1%	6,4 <i>S</i>	<1%	6,5 <i>S</i>	<1%	-	-
1912	15,7 <i>S</i>	<1%	11,0 <i>S</i>	<1%	6,9 <i>S</i>	<1%	-	-
1913	6,1 <i>N</i>	<1%	3,0 <i>S</i>	>10%	2,0 <i>N</i>	>10%	-	-
1914	1,8 <i>S</i>	3%	0,8 <i>N</i>	>10%	1,2 <i>N</i>	>10%	5,2 <i>N</i>	2%
1915	4,9 <i>S</i>	<1%	1,2 <i>S</i>	6%	3,1 <i>S</i>	<1%	0,9 <i>N</i>	10%
1916	7,1 <i>N</i>	<1%	5,0 <i>N</i>	<1%	6,0 <i>N</i>	<1%	7,9 <i>N</i>	1%
1917	5,0 <i>N</i>	<1%	5,9 <i>N</i>	<1%	4,0 <i>N</i>	<1%	3,4 <i>N</i>	<1%
1918	2,1 <i>S</i>	1%	1,3 <i>N</i>	5%	1,3 <i>N</i>	6%	1,0 <i>N</i>	>10%
1919	6,8 <i>S</i>	<1%	4,5 <i>S</i>	<1%	4,6 <i>S</i>	<1%	3,4 <i>N</i>	1%
1920	0,7 <i>N</i>	10%	2,6 <i>N</i>	2%	0,9 <i>N</i>	5%	1,3 <i>S</i>	6%
1921	2,6 <i>N</i>	2%	2,7 <i>S</i>	1%	1,5 <i>S</i>	5%	8,9 <i>N</i>	<1%
1922	2,5 <i>N</i>	3%	2,2 <i>N</i>	4%	7,8 <i>N</i>	<1%	7,4 <i>N</i>	5%
1923	6,5 <i>N</i>	<1%	1,6 <i>N</i>	7%	6,0 <i>N</i>	<1%	3,4 <i>N</i>	>10%
1924	6,1 <i>N</i>	<1%	13,1 <i>N</i>	<1%	16,6 <i>N</i>	<1%	11,4 <i>N</i>	1%
1925	8,1 <i>S</i>	3%	0,4 <i>N</i>	10%	2,9 <i>N</i>	1%	7,7 <i>N</i>	<1%
1926	0,1 <i>N</i>	>10%	1,2 <i>S</i>	6%	0,2 <i>S</i>	7%	1,4 <i>N</i>	5%
1927	0,3 <i>N</i>	8%	0,1 <i>S</i>	8%	4,4 <i>S</i>	<1%	5,4 <i>S</i>	<1%
1928	2,3 <i>S</i>	2%	1,4 <i>S</i>	5%	0,9 <i>S</i>	7%	0,6 <i>N</i>	10%
1929	4,7 <i>N</i>	<1%	0,8 <i>S</i>	6%	0,4 <i>S</i>	7%	5,9 <i>N</i>	<1%
1930	4,2 <i>N</i>	<1%	6,1 <i>N</i>	<1%	4,6 <i>N</i>	<1%	2,2 <i>N</i>	6%
1931	9,9 <i>N</i>	<1%	5,6 <i>N</i>	<1%	6,7 <i>N</i>	4%	7,4 <i>N</i>	<1%
1932	7,7 <i>N</i>	<1%	5,8 <i>N</i>	2%	5,7 <i>N</i>	10%	2,0 <i>N</i>	>10%
1933	9,4 <i>N</i>	4%	8,6 <i>N</i>	<1%	7,3 <i>N</i>	<1%	5,3 <i>N</i>	<1%
1934	4,2 <i>S</i>	<1%	0,4 <i>S</i>	>10%	0,4 <i>S</i>	>10%	2,8 <i>S</i>	5%
1935	4,3 <i>S</i>	<1%	1,3 <i>S</i>	5%	7,6 <i>S</i>	<1%	2,3 <i>S</i>	4%
1936	2,8 <i>N</i>	2%	3,2 <i>S</i>	<1%	0,1 <i>S</i>	8%	1,4 <i>S</i>	5%
1937	0,2 <i>S</i>	>10%	5,2 <i>S</i>	<1%	8,6 <i>N</i>	<1%	8,9 <i>N</i>	<1%

4.5 Discusión

En este capítulo se ha analizado la evolución en el tiempo de la *TOD* y distribución porcentual, así como de la asimetría N-S del número total de ocurrencias diarias presentada por las distintas clases morfológicas y tamaños de grupos de manchas y playas solares presentes en los registros históricos del OE durante 1910—1937. La variación en el tiempo del número de estructuras registradas está ligada al comportamiento del ciclo solar, y concretamente al proceso de generación del campo magnético, descrito en el modelo de Babcock-Leighton (1961).

En cuanto a los grupos de manchas solares, se han analizado los datos según las clasificaciones de Cortie y Zürich. Puesto que los registros originales del OE constan en el esquema de clasificación de Cortie, se ha empleado el criterio de equivalencia entre las clasificaciones de Cortie y Zürich descrito en Carrasco et al. (2015) con el fin de convertir los registros en la clasificación de Zürich. Puede notarse que durante 1910—1937, los grupos de manchas tienden a mostrarse principalmente en las clases de Cortie *I* y *IV*, especialmente durante los máximos de actividad solar. Como se ha visto en el Capítulo 3, conclusiones similares pueden extraerse de los trabajos de Ananthakrishnan (1952) y Carrasco et al. (2015), quienes examinaron la distribución general de las morfologías según la clasificación de Cortie de los registros de grupos de manchas de los observatorios de Kodaikanal y Valencia durante 1903—1950 y 1920—1928, respectivamente. Por lo que respecta los resultados según la clasificación de Zürich, hay un mayor predominio de las clases *J*, *A* y *D* durante todo el periodo estudiado. Este hecho es compatible con el resultado obtenido para el esquema de Cortie, ya que los principales tipos morfológicos consisten en pequeñas manchas con o sin penumbra (clases *I/J,A*), así como grupos bipolares cuya mancha principal posee penumbra (clases *IV/D*). Asimismo, Oh y Chang (2012), Carrasco et al. (2015) y Lefèvre et al. (2016) encontraron resultados similares en los registros de manchas de los observatorios de ButterStar, Valencia y Madrid durante 2002—2011, 1920—1928 y 1914—1920, respectivamente. Adicionalmente, Kilcik et al. (2011) analizaron los registros diarios de los observatorios de Roma (Ciclos Solares 20 y 21) y Learmonth (Ciclos Solares 22 y 23) sobre grupos de manchas en la clasificación de Zürich, concluyendo que los grupos más grandes (clases *D*, *E*, *F* y *G*) tienden a predominar en número durante la fase decreciente de los ciclos solares. A pesar de que este resultado no se observa claramente en los datos del OE, en las Figuras 4.1 y 4.3 puede notarse que, durante las fases decrecientes de los Ciclos Solares 15 y 16, la *TOD* de los grupos más grandes (clases *IV/D*) presenta una sutil tendencia al alza, llegando a alcanzar los valores presentados por los grupos más pequeños (*I/J,A*). Bai (2006), sugirió que el incremento en el número de grupos de manchas grandes puede deberse a que la inhibición local del transporte de energía desde la base de la zona de convección hasta la superficie solar parece ser más eficiente durante esta etapa del ciclo solar.

Por otro lado, los grupos de playas solares fueron clasificados originalmente según un esquema particular propuesto en 1910 por el entonces director del OE, Ricard Cirera. Sin embargo, diez años después, el nuevo director del centro, Lluís Rodés, modificó el esquema añadiendo la clase *dif*. La inclusión de esta clase modificó la distribución porcentual de los grupos de playas según su morfología, provocando una ligera disminución del 5-10% en el resto de las clases. A pesar de ello, la morfología más frecuente observada durante todo el período considerado es la clase *cd*, que constituye el estado de transición entre los grupos compactos (*c*) y los dispersos (*d*). Por último, es importante mencionar que los grupos de playas tienden a ser más dispersos y difusos en la fase decreciente de cada ciclo solar mientras que al inicio de estos parecen predominar las clases *c* y *cd*.

Es posible hacer una comparación de la actividad solar entre los grupos de manchas y playas solares en términos del número total de ocurrencias diarias registradas. Teniendo en cuenta todo el período estudiado, el número total de ocurrencias diarias de grupos de playas solares es, en promedio, un 23% mayor respecto al número de grupos de manchas. Este porcentaje varía según el ciclo solar considerado, siendo del 28% en el Ciclo Solar 15, y del 19% en el Ciclo Solar 16.

También se ha realizado un análisis de las áreas que presentan los grupos de manchas y playas solares. Para ello, ambas estructuras han sido clasificadas según cuatro intervalos de áreas diferentes. En el caso de los grupos de manchas, los resultados muestran que tanto la TOD como la distribución porcentual aumentan significativamente a medida que disminuye su área. Por lo tanto, los grupos con áreas menores de 70 MSH (clases $I/J,A$) son los más comunes, especialmente cerca de los mínimos de actividad solar. La misma tendencia se observa en la TOD y distribución de los grupos de playas hasta el mínimo de actividad solar de 1923. Así pues, aquellos grupos con áreas comprendidas entre 0-70 100 KSH (esto es, los grupos más pequeños dentro de las clases cd y d) son los más frecuentes, especialmente alrededor de los mínimos de actividad solar. Sin embargo, este comportamiento empieza a cambiar al principio del Ciclo Solar 16 y se invierte por completo al comienzo del Ciclo Solar 17, siendo entonces más numerosos los grupos pertenecientes a las dos categorías de área más grandes (grupos con 150-350 100 KSH e incluso mayores a 350 100 KSH). Este último resultado concuerda con el trabajo de Dara, Macris y Zachariadis (1975), quienes constataron que los grupos más pequeños predominaban durante los mínimos de actividad solar, mientras que los más grandes lo hacían durante los máximos. Asimismo, observaron un aumento del 7% en las áreas de los grupos de playas desde los mínimos a los máximos de actividad solar. Este cambio de tendencia también puede notarse en Chatzistergos et al. (2019a, 2019b), quienes crearon una serie sintética a partir de los registros históricos de los observatorios de Arcetri, Kodaikanal, McMath-Hulbert, Meudon, Mitaka, Mt. Wilson, Roma, Schauinsland/Wendelstein y San Fernando sobre grupos de playas. En particular, obtuvieron área promedio anual de 0,036 fracciones de disco para los máximos de actividad de 1917 y 1928, correspondientes a los Ciclos Solares 15 y 16, mientras que, en el máximo de 1937, correspondiente al Ciclo Solar 17, el valor obtenido fue de 0,046 fracciones de disco. Resultados compatibles también se observan en la serie histórica de Kodaikanal del $Ca-K$ Index durante el mismo intervalo de tiempo (Chowdhury et al., 2022). En comparación con los resultados obtenidos en esta Tesis, el área promedio presentada por los grupos de playas en el máximo de actividad correspondiente al Ciclo Solar 15 es de 815,57 100 KSH, siendo los grupos más pequeños los predominantes. Sin embargo, en 1928 hay un cambio de tendencia, y aunque el área promedio sólo aumenta hasta los 861,55 100 KSH, los grupos más grandes comienzan a ser más numerosos. Finalmente, en 1937 la situación se invierte por completo, y los grupos más grandes pasan a ser los predominantes, con un área promedio de 2097,21 100 KSH.

El fenómeno de la Brecha de Gnevyshev puede observarse durante los Ciclos Solares 15 y 16, sobre todo en las morfologías más frecuentes. Sin embargo, el fenómeno tiene lugar en años diferentes en función de la estructura, clase morfológica o intervalo de área considerado, y pasa desapercibido si se considera la TOD_{total} de las estructuras, tal y como muestra el panel superior de la Figura 3.6. Asimismo, es importante señalar que el fenómeno parece afectar en mayor grado las estructuras más grandes. Por otro lado, en general, tanto los grupos de manchas como los grupos de playas respetan la regla de Gnevyshev-Ohl durante el intervalo de tiempo considerado (ver panel superior de la Figura 3.6). Sin embargo, si se analiza el fenómeno en función de la morfología y área de las estructuras es posible observar excepciones, como los grupos de manchas con clases II y III de Cortie, o grupos de manchas con áreas mayores a 350 MSH. En el caso de los grupos de playas, debido a la falta de datos más allá de 1937 no es posible confirmar si todas las clases morfológicas e intervalos de áreas cumplen dicha regla. Con los datos disponibles, solamente es posible constatar que los grupos de clase c y los grupos con áreas entre 150 y 350 100 KSH sí la cumplen.

Por último, se ha analizado la asimetría N-S asociada a todas las propiedades anteriores. Además de calcular el *NNSAI* (Newton y Milsom, 1955; Letfus, 1960), se ha examinado la significancia estadística de todos los resultados en términos del exceso y la probabilidad de que el fenómeno se produzca aleatoriamente. Para ello, se ha empleado el método propuesto por Wilson (1987) para el estudio de las asimetrías mostradas en 850 fulguraciones solares acontecidas en 1975. Es importante remarcar que este método ya ha sido aplicado en registros sobre grupos de manchas solares. Algunos ejemplos son los trabajos de Vizoso y Ballester (1990), quienes estudiaron la asimetría N-S asociada a las áreas de los grupos de manchas, mediante datos del RGO durante el período 1874—1976; Carbonell et al. (2007), quienes analizaron, entre otras propiedades, la asimetría N-S asociada al *International Sunspot Number* durante 1992—2004, y la asimetría N-S asociada a la suma mensual de las áreas de los grupos de manchas mediante datos del RGO durante 1874—2004; y Zhang y Feng (2015), quienes estudiaron la asimetría N-S asociada a la suma anual de las áreas de los grupos de manchas calculada a partir de los datos del ESAI (*Extended time series of Solar Activity Indices*)⁴ durante 1821—2013.

La evolución temporal de los *NNSAI* relacionados con el número total de ocurrencias diarias de grupos de manchas y playas solares registrados en el OE durante 1910—1937 reproduce bastante bien la tendencia general que se extrae del análisis de los datos sobre grupos de manchas registrados por el RGO en el mismo intervalo de tiempo. De este modo, la comparación entre las series temporales de ambos observatorios produce un coeficiente de correlación de Pearson de 0,987 para el caso de los grupos de manchas y de 0,962 para los grupos de playas. Así pues, los resultados indican que el hemisferio norte predomina durante períodos de tiempo más largos y además muestra mayores niveles de asimetría. Por el contrario, el período de predominio del hemisferio sur suele ser más corto y débil. Además, la evolución en el tiempo de los *NNSAI* de ambas estructuras solares presenta tres extremos relativos altamente significativos, situados en torno a los tres mínimos de actividad solar del lapso estudiado, es decir: 1912 [S]; 1924 [N]; 1933 [N]. Mandal et al. (2017a; 2017b), encontraron resultados similares, incluyendo la presencia de los tres extremos locales, en el análisis del *NNSAI* derivado del área promedio anual de los grupos de manchas y playas solares registrados en el Observatorio Kodaikanal durante 1921—2011 y 1907—1965, respectivamente. Chowdhury et al. (2022) también obtuvieron las mismas tendencias en el análisis del *NNSAI* derivado del *Ca-K Index* durante el periodo considerado en esta Tesis.

A pesar de que los grupos de manchas y playas solares son estructuras magnéticamente acopladas, los coeficientes de correlación derivados de la comparación entre dos series temporales (*NNSAI*) correspondientes a estructuras solares distintas son ligeramente inferiores respecto al valor obtenido de la comparación entre dos series temporales diferentes de una misma estructura solar. Además, también pueden observarse pequeñas desviaciones en el comportamiento o tendencia general. Concretamente, los grupos de playas tienden a mostrar valores más bajos del *NNSAI* en prácticamente todo el período estudiado. Esta desviación respecto al comportamiento de los grupos de manchas se ha observado tanto en los datos del EO como en los del RGO. Pueden extraerse conclusiones similares de los trabajos de Mandal et al. (2017a; 2017b), si se comparan los *NNSAI* correspondientes a las series temporales de ambas estructuras solares durante 1921—1965. Dado que las fáculas, y por extensión los grupos de playas son producto de la desaparición de los grupos de manchas, y concretamente fruto de la

⁴ El ESAI es una serie sintética que amplía la serie del RGO hasta 1821, y que se compone de los registros solares de varios observadores como Schwabe, Carrington, De La Rue o Spörer.

dispersión o fragmentación de sus campos magnéticos, el hecho que los grupos de playas presenten valores del *NNSAI* ligeramente diferentes a los presentados por los grupos de manchas puede deberse, en parte, al desfase temporal existente entre los tiempos de vida de ambas estructuras solares. Por otro lado, este hecho también puede deberse a los procesos de cancelación magnética y fusión que padecen las fáculas cercanas entre sí. Estos procesos parecen ser más eficientes en aquellas regiones con campos magnéticos más intensos, es decir, en el hemisferio solar más activo, y provocan su disminución en número en la superficie solar (Mandal et al., 2017a). Sin embargo, también se han encontrado pequeñas diferencias en otras propiedades comunes a grupos de manchas y playas solares, como en el perfil de velocidad de rotación en la Fotosfera y Cromosfera (de Paula et al., 2016), o en el comportamiento de la TOD_{total} anual de ambas estructuras (ver Figura 3.6). Todo ello sugiere una sutil dependencia de las propiedades presentadas por las estructuras solares situadas en las distintas capas de la atmósfera solar.

Finalmente, los *NNSAI* derivados del número total de grupos de manchas y playas solares clasificados según las distintas clases morfológicas presentan un comportamiento similar, y son afines a las respectivas tendencias globales, conservando los tres extremos relativos anteriormente mencionados. Pueden extraerse conclusiones parecidas analizando los *NNSAI* de ambas estructuras en función de los diferentes intervalos de áreas a los que pertenecen los grupos. Sin embargo, se ha observado que las estructuras más grandes presentan valores del *NNSAI* ligeramente más elevados.

Capítulo 5.

Caracterización de la Vida de los Grupos de Manchas y Playas Solares
Mediante un Modelo de Cadenas de Márkov de Primer orden.

5.1. Introducción

Este capítulo está dedicado al estudio de la evolución morfológica de los grupos de manchas y playas solares registrados en el OE durante 1910—1937 mediante el uso de un modelo de cadenas de Márkov de primer orden. Este modelo permite obtener la probabilidad que presenta cada estructura de mantener o cambiar su morfolología durante dos observaciones consecutivas, la probabilidad o expectativa de los grupos de evolucionar hacia una determinada clase morfológica en algún momento de sus vidas, el tiempo que permanecen en cada una de las distintas clases a las que van evolucionando a lo largo de sus vidas, la distribución porcentual de grupos que mueren o se ocultan (pronóstico extinción-ocultación), y la *TOD* de cada clase. Los resultados del modelo se complementan con el estudio de la distribución porcentual de las distintas clases morfológicas que los grupos de ambas estructuras solares presentan al nacer y al morir. El capítulo está organizado del siguiente modo: la Sección 5.2 introduce el concepto de cadenas de Márkov; la Sección 5.3 plantea y demuestra la aplicabilidad de un modelo de cadenas de Márkov de primer y segundo orden al estudio de la evolución morfológica de las estructuras solares consideradas; la Sección 5.4 presenta la formulación matemática de un modelo general de cadenas de Márkov de primer orden aplicable a ambas estructuras solares y a todos los esquemas de clasificación morfológica; las Secciones 5.5 y 5.6 muestran respectivamente los resultados obtenidos para los grupos de manchas y playas solares; la Sección 5.7 está dedicada al estudio de las posibles inhomogeneidades que la evolución morfológica de las estructuras pueda presentar a lo largo de los ciclos solares y a lo largo de las fases de ciclo solar considerados, así como en los hemisferios solares norte y sur; y finalmente, la Sección 5.8 discute los resultados y compara otros estudios con el objetivo de resumir y construir una visión general de la vida de los grupos de manchas y playas solares. Cabe remarcar que los resultados y conclusiones que se extraen de este capítulo han sido publicados en el artículo científico III mencionado en la Sección 1.4.

5.2. Cadenas de Márkov

Las cadenas de Márkov son modelos estocásticos que permiten describir fenómenos físicos transitorios caracterizados por una secuencia de estados en los que la probabilidad de realizar una transición al siguiente estado depende solamente del estado anterior (Hassan et al., 2016). Todos los fenómenos que siguen a esta propiedad se llaman procesos de Márkov.

Las cadenas de Márkov presentan un orden diferente en función del número de estados precedentes que influyen al estado actual. Por lo tanto, en una cadena de Márkov de primer orden, cada estado sólo depende del estado inmediatamente anterior. Asimismo, las cadenas de Márkov de orden n son procesos en los que cada estado depende de los n estados anteriores (Shamshad et al., 2005).

Sea un proceso de Márkov en tiempo discreto, $X(t)$, caracterizado por un conjunto finito de estados $S = \{1, \dots, k\}$. Dada una secuencia de tiempo $t_0 < \dots < t_n$, las sucesivas variables aleatorias que constituyen el proceso de Márkov, expresadas en aras de la simplicidad como $X(t_n) = X_n$, satisfacen la llamada propiedad de Márkov (Medhi, 1994; Carfora, 2019). Esta propiedad implica que las probabilidades condicionales correspondientes a los estados i_0, \dots, i_n , en los que el proceso de Márkov se encuentra en cada instante de tiempo t_0, \dots, t_n , son:

$$p(X_{n+1} = i_{n+1} | X_0 = i_0, \dots, X_n = i_n) = p(X_{n+1} = i_{n+1} | X_n = i_n) \quad (5.1)$$

La matriz de probabilidad de transición de un solo paso, P (Ecuación 5.2), se define como una matriz $k \times k$, cuyos elementos p_{ij} representan la probabilidad de realizar una transición de un estado i a un estado j . En el caso de este estudio, los estados representan las diferentes clases morfológicas dentro de un esquema de clasificación. Por lo tanto, los elementos p_{ij} representan la probabilidad que tiene una estructura solar de clase i de presentar una clase j en la siguiente observación. En otras palabras, representan la probabilidad que tiene una estructura solar de presentar una clase j , si en la observación anterior la clase presentada era i :

$$P = \begin{bmatrix} p_{1,1} & p_{1,2} & \dots & p_{1,k} \\ p_{2,1} & p_{2,2} & \dots & p_{2,k} \\ \vdots & \vdots & \ddots & \vdots \\ p_{k,1} & p_{k,2} & \dots & p_{k,k} \end{bmatrix} \quad \text{donde } p_{ij} = p(X_{n+1} = j | X_n = i) \quad \forall i, j \in S \quad (5.2)$$

Los elementos de la matriz de probabilidad de transición de un solo paso, p_{ij} (Ecuación 5.3), se pueden estimar a partir del número de transiciones desde la clase i a la clase j , n_{ij} ; y del número total de transiciones desde la clase i a todas las clases, $\sum_{j=1}^k n_{ij}$ (Hassan et al., 2016).

$$p_{ij} = \frac{n_{ij}}{\sum_{j=1}^k n_{ij}} \quad (5.3)$$

Por otro lado, los valores de todos los elementos de P oscilan entre cero y uno, $p_{ij} \in [0,1]$, y la suma de todos los elementos de una fila es igual a uno, $\sum_{j=1}^k p_{ij} = 1$ (Shamshad et al., 2005).

La matriz de probabilidad de transición rige el comportamiento de la cadena Márkov una vez que se conoce el estado inicial. El estado inicial de una cadena de Márkov viene descrito por un vector k -dimensional llamado vector de distribuci3n inicial, $P^{(0)} = (p_1^{(0)}, \dots, p_k^{(0)})$, cuyas componentes representan la probabilidad de estar en cada estado o clase morfol3gica en el tiempo inicial t_0 . Las componentes de este vector satisfacen las propiedades $p_i^{(0)} \in [0,1]$ y $\sum_{i=1}^k p_i^{(0)} = 1$ (Medhi, 1994; Iosifescu, 2007). En el caso particular de las cadenas de Márkov homogéneas, los elementos de P son independientes del tiempo. En esta situaci3n, y considerando $P^{(0)}$, es posible determinar el vector de distribuci3n en cualquier instante de tiempo, $P^{(n)}$ (Carfora, 2019).

5.3. Test de Validaci3n

Con el fin de comprobar la validez de un modelo de cadenas de Márkov aplicado a los datos sobre grupos de manchas y playas solares del OE durante 1910–1937, se han realizado varios test de validaci3n con estadísticos que siguen una distribuci3n χ^2 . De este modo, se ha estudiado el grado de dependencia entre las clases morfol3gicas que presentan ambas estructuras solares en dos observaciones consecutivas.

5.3.1. Test de Dependencia para un Modelo de Cadenas de Márkov de Primer Orden

Se ha realizado un test de dependencia χ^2 sobre las clases morfológicas presentadas por los grupos de manchas y playas solares en dos observaciones consecutivas con el fin de determinar si la clase morfológica que presentan las estructuras depende o no de la presentada en la observación anterior (Anderson y Goodman, 1957; Sales, 1971; Hiscott, 1981). Para ello, se ha contrastado una hipótesis nula, H_0 , en la que se supone que la clase morfológica de un grupo es independiente de la presentada en la observación anterior, con una hipótesis alternativa, H_1 , en la que la clase sí depende de la presentada en la observación precedente.

Se ha calculado una tabla de contingencia para cada esquema de clasificación morfológica (véase Tabla 5.1), cuyos elementos n_{ij} representan el número de transiciones observadas desde la clase i a la clase j dentro de un cierto esquema de clasificación compuesto por k clases diferentes. Por otro lado, $n = \sum_{i=1}^k \sum_{j=1}^k n_{ij}$, es el número total de transiciones observadas entre todas las distintas clases y $n_{i.} = \sum_{j=1}^k n_{ij}$ y $n_{.j} = \sum_{i=1}^k n_{ij}$ representan respectivamente, el número total de transiciones observadas desde la clase i a todas las clases, y el número total de transiciones observadas de todas las clases hacia la clase j .

Tabla 5.1. Tabla de contingencia para un esquema de clasificación morfológica general. Los elementos $n_{i.}$ y $n_{.j}$ representan respectivamente el número total de transiciones desde la clase i y el número total de transiciones hacia la clase j . El elemento n es el número total de transiciones observadas.

	Clase 1	Clase 2	...	Clase k	Total
Clase 1	$n_{1,1}$	$n_{1,2}$...	$n_{1,k}$	$n_{1.}$
Clase 2	$n_{2,1}$	$n_{2,2}$...	$n_{2,k}$	$n_{2.}$
⋮	⋮	⋮	⋮	⋮	⋮
Clase k	$n_{k,1}$	$n_{k,2}$...	$n_{k,k}$	$n_{k.}$
Total	$n_{.1}$	$n_{.2}$...	$n_{.k}$	n

Para obtener resultados estadísticamente significativos, es necesario que no más del 20% de los elementos de la tabla de contingencia presenten menos de cinco transiciones. Además, todos estos elementos deben presentar un valor igual o superior a uno (Yates, Moore y McCabe, 1999).

Es importante señalar que, debido al bajo número de transiciones entre algunas clases morfológicas, se han llevado a cabo las siguientes simplificaciones. En el caso de la clasificación de Cortie, se ha tenido en cuenta la clasificación reducida presentada en el Capítulo 3 (Sección 3.3). En el caso de la clasificación de Zürich, se han realizado dos agrupaciones diferentes (ver Tabla 5.2). Ambas agrupaciones se han llevado a cabo fusionando respectivamente aquellas clases que presentan características morfológicas similares o que se encuentran en etapas evolutivas cercanas (Gómez, Curto y Gras, 2014). Finalmente, en el caso de la clasificación de los grupos de playas solares del OE, se han agrupado las distintas subclases de grupos d_i . Por otro lado, en esta sección no se han considerado los estados de extinción (EX) y ocultación (O), ya que estos estados sólo pueden originarse mediante transiciones desde una clase i distinta de EX y O , y en consecuencia originan ceros que pueden comprometer los resultados. Como se detallará más adelante, estos estados definen la desaparición de las estructuras solares (ya sea

porque se encuentran al final de su vida y se extinguen, o bien porque en su movimiento de rotación se ocultan en el hemisferio no visible del Sol, tras cruzar el limbo este.

Tabla 5.2. Clases y número de clases morfológicas (k) de los diferentes esquemas de clasificación de grupos de manchas y playas solares.

Esquema de clasificación	Clases	k
Clasificación de Cortie de grupos de manchas	<i>I, II, III, IV, V</i>	5
Clasificación Zürich de grupos de manchas	<i>A, B, C, D, E, F, G, H, J</i>	9
Clasificación Zürich de grupos de manchas (Agrupación 1)	<i>[A, B], C, D, [E, F, G], H, J</i>	6
Clasificación Zürich de grupos de manchas (Agrupación 2)	<i>[A, B, C], [D, E, F], [G, H, J]</i>	3
Clasificación del OE de grupos de playas	<i>c, cd, d, dif</i>	4

Con el fin de modelar matemáticamente la hipótesis nula, H_0 , se ha calculado la matriz $E_{ij} = n \cdot p_{ij}$ de dimensión $k \times k$, cuyos elementos representan el número esperado de transiciones desde la clase i a la clase j . Dado que esta hipótesis considera que hay independencia entre dos observaciones consecutivas, las probabilidades p_{ij} se calculan como el producto de las probabilidades marginales $p_i = \frac{n_{i.}}{n}$ y $p_j = \frac{n_{.j}}{n}$. Por lo tanto:

$$E_{ij} = n \cdot p_{ij} = n \cdot p_i \cdot p_j = \frac{n_{i.} \cdot n_{.j}}{n} = \frac{\sum_{j=1}^k n_{ij} \cdot \sum_{i=1}^k n_{ij}}{\sum_{i=1}^k \sum_{j=1}^k n_{ij}} \quad (5.4)$$

Por último, se ha comparado el valor del estadístico chi-cuadrado, X^2 , calculado según la Ecuación 5.5 (Titman y Sharples, 2008; Košťálová, 2010), con la distribución chi-cuadrado (χ^2) para un caso con $(k - 1)^2$ grados de libertad y un nivel de significancia del 95%.

$$X^2 = \sum_{i=1}^k \sum_{j=1}^k \frac{(n_{ij} - E_{ij})^2}{E_{ij}} = \sum_{i=1}^k \sum_{j=1}^k \frac{n_{ij}^2}{E_{ij}} - n \quad (5.5)$$

Para confirmar los resultados, también se ha realizado un test de dependencia mediante el estadístico α (Shamshad et al., 2005, Hassan et al., 2016), y se ha comparado con una distribución χ^2 con $(k - 1)^2$ grados de libertad y el mismo nivel de significancia (95%). El estadístico α se define matemáticamente como:

$$\alpha = -2 \sum_{i=1}^k \sum_{j=1}^k n_{ij} \ln \left(\frac{p_j}{p_{ij}} \right) \quad (5.6)$$

donde p_j representa la probabilidad marginal de la j -ésima columna de la matriz de probabilidad de transición p_{ij} , y se puede estimar mediante:

$$p_j = \frac{\sum_{i=1}^k n_{ij}}{\sum_{i=1}^k \sum_{j=1}^k n_{ij}} \quad (5.7)$$

Todos los resultados de los test se muestran en la Tabla 5.3. Cabe señalar que los estadísticos X^2 y α presentan valores muy cercanos entre sí, y al mismo tiempo mucho mayores que χ^2 . Por lo tanto, hay que rechazar la hipótesis nula H_0 ya que la clase

morfológica que presentan los grupos de manchas y playas solares en un momento dado depende de la clase observada en la medición inmediatamente anterior. Este hecho valida la aplicación de un modelo de cadenas de Márkov de primer orden a los datos del OE en todos los esquemas de clasificación. La Tabla 5.3 también muestra el grado de dependencia que presentan las estructuras en cada esquema de clasificación con cada estadístico. Para ello, se ha calculado el coeficiente de contingencia C (Ecuación 5.8), que puede estandarizarse en el rango de valores $[0,1]$ dividiéndolo por el valor máximo en cada caso (Ecuaciones 5.9 y 5.10, respectivamente) (Blaikie, 2003). De este modo, puede observarse que el grado de dependencia presentado por la morfología en ambas estructuras solares oscila entre el 80 y el 90% aproximadamente, y es ligeramente mayor en manchas que en playas solares.

$$C = \sqrt{\frac{\text{Estadístico}}{\text{Estadístico} + n}} \quad (5.8)$$

$$C_{max} = \sqrt{\frac{k-1}{k}} \quad (5.9)$$

$$C_{std} = \frac{C}{C_{max}} \quad (5.10)$$

Tabla 5.3. Resultados de los test de dependencia mediante los estadísticos X^2 y α para todos los esquemas de clasificación de grupos de manchas y playas solares. Los coeficientes de contingencia se expresan en el rango de valores $[0,1]$.

	Clasificación de Cortie (manchas) ($k=5$)	Clasificación de Zürich (manchas) (Agrup. 1) ($k=6$)	Clasificación de Zürich (manchas) (Agrup. 2) ($k=3$)	Clasificación del OE (playas) ($k=4$)
X^2	29651,53	25900,90	10817,48	24138,05
α	29827,59	24195,75	9610,71	20232,82
χ^2	26,30	37,65	9,49	16,92
$C_{X^2 std}$	0,92	0,88	0,81	0,84
$C_{\alpha std}$	0,92	0,87	0,78	0,80

5.3.2. Test de Dependencia para un Modelo de Cadenas de Márkov de Segundo Orden

La fuerte dependencia observada en la morfología que presentan los grupos de manchas y playas solares en un momento determinado con respecto a la presentada en una observación inmediatamente anterior sugiere considerar un modelo de cadenas de Márkov de segundo orden. En este modelo, la clase morfológica presentada por las estructuras en cada momento depende de las dos observaciones inmediatamente anteriores, de modo que la propiedad de Márkov, presentada para un caso de primer orden en la Ecuación 5.1, sufre la siguiente transformación:

$$p(X_{n+1} = i_{n+1} | X_0 = i_0, \dots, X_n = i_n) = p(X_{n+1} = i_{n+1} | X_{n-1} = i_{n-1}, X_n = i_n) \quad (5.11)$$

De este modo, la matriz de probabilidad de transición de segundo orden \widetilde{P} (Ecuación 5.12) es una matriz de dimensión $k^2 \times k$ cuyos elementos p_{ijl} representan la probabilidad que tiene una estructura solar de realizar una transición desde una determinada clase morfológica i hacia una clase l , pasando por una clase j . Dicho de otro modo, es la probabilidad que tiene una estructura solar de presentar una clase morfológica l si su clase actual es j y su clase anterior era i . Matemáticamente, esto se puede expresar como:

$$\widetilde{P} = \begin{bmatrix} p_{1.1,1} & p_{1.1,2} & \cdots & p_{1.1,k} \\ p_{1.2,1} & p_{1.2,2} & \cdots & p_{1.2,k} \\ \vdots & \vdots & \vdots & \vdots \\ p_{1.k,1} & p_{1.k,2} & \cdots & p_{1.k,k} \\ p_{2.1,1} & p_{2.1,2} & \cdots & p_{2.1,k} \\ p_{2.2,1} & p_{2.2,2} & \cdots & p_{2.2,k} \\ \vdots & \vdots & \vdots & \vdots \\ p_{k.k,1} & p_{k.k,2} & \cdots & p_{k.k,k} \end{bmatrix} \text{ donde } p_{ijl} = p(X_{n+1} = l | X_n = j, X_{n-1} = i) \forall i, j, l \in S \quad (5.12)$$

Los elementos de la matriz de probabilidad de segundo orden, p_{ijl} , se pueden estimar a partir del número de transiciones desde la clase i hacia la clase l , pasando por la clase j , n_{ijl} , y del número total de transiciones desde la clase i hacia todas las clases, $\sum_{l=1}^k n_{ijl}$:

$$p_{ijl} = \frac{n_{ijl}}{\sum_{l=1}^k n_{ijl}} \quad (5.13)$$

Con el fin de analizar la posible dependencia de la morfología de las estructuras solares con la presentada durante las dos observaciones inmediatamente anteriores, se ha utilizado el estadístico $\widetilde{\alpha}$ (Anderson y Goodman, 1957), que contrasta una nueva hipótesis nula \widetilde{H}_0 , caracterizada por las probabilidades de transición que consideran que la clase actual de las estructuras depende únicamente de la morfología observada en la medición anterior (es decir, sigue un modelo de primer orden), con una nueva hipótesis alternativa \widetilde{H}_1 , que supone que las probabilidades de transición p_{ijl} siguen un modelo de segundo orden:

$$\widetilde{\alpha} = -2 \sum_{i=1}^k \sum_{j=1}^k \sum_{l=1}^k n_{ijl} \ln \left(\frac{p_{jl}}{p_{ijl}} \right) \quad (5.14)$$

El estadístico $\widetilde{\alpha}$ sigue una distribución chi-cuadrado (χ^2) con $k(k-1)^2$ grados de libertad. Los resultados obtenidos del test se muestran en la Tabla 5.4. En el caso de los grupos de manchas solares, solo se han analizado transiciones dentro del esquema de clasificación de Cortie, excluyendo aquellas transiciones en las que la clase V está involucrada. Esta clase morfológica ha quedado excluida de los cálculos con el fin de evitar ceros en los elementos de la tabla de contingencia. Afortunadamente, como se ha visto en los Capítulos 3 y 4, los grupos de manchas catalogados con forma irregular (clase V), presentan la TOD más baja a lo largo de todo el período 1910—1937 (véase Figura 4.1), y sólo representan alrededor del 3,6% del número total de ocurrencias (véase Tabla 3.1). Por lo tanto, las transiciones en las que está implicada la clase V no son altamente representativas de la dinámica general.

Teniendo en cuenta un nivel de significancia del 95%, cabe señalar que, en ambos casos, $\widetilde{\alpha} > \chi^2$. Por lo tanto, hay que rechazar la hipótesis nula \widetilde{H}_0 , ya que la clase morfológica de las estructuras en un momento dado no sólo depende de la clase observada

en la medición inmediatamente anterior, sino también de la anterior a esta, como sugiere la hipótesis alternativa \widetilde{H}_1 . Así pues, es posible aplicar un modelo de cadenas de Márkov de segundo orden a las clasificaciones morfológicas consideradas en esta sección. Como puede verse en la Tabla 5.4, también se ha calculado el coeficiente de contingencia para ambos esquemas de clasificación. A diferencia de los casos de primer orden, se observa un grado de dependencia mayor para las playas que para las manchas solares. Por otro lado, como era de esperar, en ambas estructuras el grado de dependencia no es tan fuerte como en sendos casos de primer orden. Por esta razón, a partir de ahora, se restringe este estudio al modelo de primer orden.

Tabla 5.4. Resultados del test de dependencia mediante el estadístico α para la clasificación de Cortie de manchas solares (excluyendo el tipo V) y la clasificación del OE de grupos de playas solares. Los coeficientes de contingencia se expresan en el rango de valores $[0,1]$.

	Clasificación de Cortie (manchas) (excluyendo clase V) ($k=4$)	Clasificación del OE (playas) ($k=4$)
$\widetilde{\alpha}$	253,57	889,08
χ^2	16,92	16,92
$C_{\widetilde{\alpha} \text{ std}}$	0,19	0,28

5.4. Aplicación de un Modelo de Cadenas de Márkov de Primer Orden a la Evolución Morfológica de los Grupos de Manchas y Playas Solares

En esta sección se aplica un modelo de cadenas de Márkov de primer orden a los datos morfológicos sobre grupos de manchas y playas solares del OE durante 1910—1937. A continuación, se presenta la formulación matemática del modelo para un caso general, aplicable a todos los esquemas de clasificación morfológica expuestos anteriormente.

Sea C la matriz de conteo extendida, cuyos elementos c_{ij} representan el número total de transiciones registradas durante un cierto período de tiempo desde una determinada clase morfológica i hacia una clase morfológica j en un esquema de clasificación compuesto por k clases diferentes, además de los estados o clases Extinción (EX) y Ocultación (O), cuyo número total de transiciones se ubican respectivamente en las filas y columnas $(k+1)$ -ésima y $(k+2)$ -ésima de C . Estas dos últimas clases reciben el nombre de estados absorbentes y, a diferencia de los estados transitorios (las k clases originales que componen cada esquema de clasificación), cuando un grupo de manchas o playas solares realiza una transición hacia uno de estos estados, se mantiene en este nuevo estado para siempre. La presencia de estados absorbentes define una cadena de Márkov absorbente, caracterizada por un conjunto extendido de estados, $E = S \cup \{EX, O\} = \{1, \dots, k, EX, O\}$, y una matriz de conteo extendida C , de dimensión $d \times d$, donde $d = (k+2)$, y k es el número de clases diferentes dentro de un determinado esquema de clasificación morfológica (véase Tabla 5.5). Dado que no existen transiciones desde las clases EX y O , las dos últimas filas de la matriz de conteo que define una cadena de Márkov absorbente son cero por construcción (Ecuación 5.15).

Tabla 5.5. Clases y valores k y d de los diferentes esquemas de clasificación de grupos de manchas y playas solares.

Esquema de clasificación	Clases	k	d
Clasificación de Cortie	I, II, III, IV, V	5	7
Clasificación de Zürich (Agrupación 2)	$[A, B, C], [D, E, F], [G, H, J]$	3	5
Clasificación del OE de playas solares	c, cd, d, dif	4	6

$$C = \begin{bmatrix} n_{1,1} & n_{1,2} & \dots & n_{1,k} & n_{1,EX} & n_{1,O} \\ n_{2,1} & n_{2,2} & \dots & n_{2,k} & n_{2,EX} & n_{2,O} \\ \vdots & \vdots & \ddots & \vdots & \vdots & \vdots \\ n_{k,1} & n_{k,2} & \dots & n_{k,k} & n_{k,EX} & n_{k,O} \\ 0 & 0 & \dots & 0 & 0 & 0 \\ 0 & 0 & \dots & 0 & 0 & 0 \end{bmatrix} \quad (5.15)$$

Con el fin de garantizar que las clases EX y O queden bien definidas, se ha considerado que un grupo de manchas o playas solares se extingue cuando aparece en los registros por última vez con una longitud heliográfica inferior a 65° . En cambio, si la longitud heliográfica de un grupo registrado por última vez es mayor o igual a 65° , se considera que el grupo ha cruzado el limbo solar este y se ha ocultado, es decir, se ha desplazado al hemisferio solar no visible. Estrictamente hablando, la clase O no debería ser un grupo absorbente. Sin embargo, no se ha encontrado en los registros ningún grupo que se haya ocultado y días después haya aparecido de nuevo por el limbo solar oeste.

Como se detalla en la Sección 3.1, los registros del OE presentan de manera puntual lagunas temporales debido a condiciones meteorológicas adversas o problemas técnicos. Este hecho, sumado a que el seguimiento diario de las estructuras no se realizaba cada día a la misma hora, obliga a acotar un intervalo de tiempo límite que defina dos observaciones consecutivas. Valorando todo lo anterior, se ha decidido considerar únicamente aquellas transiciones producidas en intervalos de tiempo inferiores a 36 horas. De este modo, de las 20.954 entradas iniciales de datos sobre grupos de manchas solares en la clasificación de Cortie, se han considerado 18.310 entradas (87,4% del total), y después de la conversión a la clasificación de Zürich, han podido considerarse 18.192 (86,8% del total). En cuanto a los grupos de playas, de las 33.357 entradas iniciales, se han considerado 27.329 (81,9% del total).

Sea T la matriz de probabilidad de transición extendida, esto es, una matriz $d \times d$ calculada como muestra la Ecuación 5.16, y que tiene en cuenta las condiciones que cumplen los estados absorbentes: $t_{ii} = 1$ y $t_{ij} = 0, \forall i \neq j$ (Bas, 2019):

$$t_{ij} = \begin{cases} \frac{c_{ij}}{\sum_{j=1}^d c_{ij}} & si \ i \leq k \\ \delta_{ij} & si \ i > k \end{cases} \quad (5.16)$$

dónde δ_{ij} es la delta de Kronecker: $\delta_{ij} = 1$ si $i = j$, y $\delta_{ij} = 0$ si $i \neq j$.

La matriz T puede escribirse en la forma canónica; esto es, puede descomponerse en cuatro submatrices, tal y como indica la Ecuación 5.17. Por lo tanto, los elementos de las primeras k filas de T constituyen dos submatrices de dimensiones $k \times k$ y $k \times 2$ respectivamente, que reciben el nombre de matriz transitoria, Q (Ecuación 5.18) y matriz

absorbente, R (Ecuación 5.19), ya que están formadas respectivamente por los elementos correspondientes a las transiciones entre estados transitorios, y a las transiciones desde estados transitorios hacia estados absorbentes. Por otro lado, los elementos ubicados en las dos últimas filas de T constituyen una submatriz nula, 0 , de dimensión $2 \times k$, y una submatriz identidad de dimensión 2×2 , I_2 (Kemeny y Snell, 1976; Milliken, 2019):

$$T = \begin{bmatrix} t_{1,1} & t_{1,2} & \cdots & t_{1,k} & t_{1,EX} & t_{1,O} \\ t_{2,1} & t_{2,2} & \cdots & t_{2,k} & t_{2,EX} & t_{2,O} \\ \vdots & \vdots & \ddots & \vdots & \vdots & \vdots \\ t_{k,1} & t_{k,2} & \cdots & t_{k,k} & t_{k,EX} & t_{k,O} \\ 0 & 0 & \cdots & 0 & 1 & 0 \\ 0 & 0 & \cdots & 0 & 0 & 1 \end{bmatrix} = \left[\begin{array}{c|c} Q & R \\ \hline 0 & I_2 \end{array} \right] \quad (5.17)$$

$$Q = \begin{bmatrix} t_{1,1} & t_{1,2} & \cdots & t_{1,k} \\ t_{2,1} & t_{2,2} & \cdots & t_{2,k} \\ \vdots & \vdots & \ddots & \vdots \\ t_{k,1} & t_{k,2} & \cdots & t_{k,k} \end{bmatrix} \quad (5.18)$$

$$R = \begin{bmatrix} t_{1,EX} & t_{1,O} \\ t_{2,EX} & t_{2,O} \\ \vdots & \vdots \\ t_{k,EX} & t_{k,O} \end{bmatrix} \quad (5.19)$$

Sea F la matriz fundamental, obtenida restando la matriz transitoria Q de una matriz identidad de dimensión $k \times k$, I_k , y luego calculando su inversa, como indica la Ecuación 5.20 (Kemeny y Snell, 1976; Milliken, 2019). La matriz fundamental proporciona información acerca del tiempo que los grupos de manchas y playas solares pasan en cada clase morfológica a lo largo de sus vidas, esto es, los tiempos de permanencia, f_{ij} . Así, el tiempo de vida de los grupos nacidos con una determinada clase i puede ser estimado sumando los elementos de la i -ésima fila, es decir, sumando los distintos tiempos de permanencia correspondientes a las sucesivas clases morfológicas a las que evolucionan a lo largo de sus vidas. Esto equivale a tomar la componente i -ésima del vector L (Ecuación 5.21), que se obtiene multiplicando la matriz F por un vector k -dimensional columna, c , cuyas componentes son iguales a uno (Grinstead y Snell, 1997).

$$F = I_k - Q^{-1} = \begin{bmatrix} f_{1,1} & f_{1,2} & \cdots & f_{1,k} \\ f_{2,1} & f_{2,2} & \cdots & f_{2,k} \\ \vdots & \vdots & \ddots & \vdots \\ f_{k,1} & f_{k,2} & \cdots & f_{k,k} \end{bmatrix} \quad (5.20)$$

$$L = F \cdot c = \begin{bmatrix} L_1 \\ L_2 \\ \vdots \\ L_k \end{bmatrix} \quad (5.21)$$

La matriz fundamental también es útil para estimar otras características interesantes relacionadas con la morfología de las estructuras solares, como el pronóstico de extinción-

ocultación o la expectativa de los grupos de evolucionar hacia una cierta morfología en algún momento de sus vidas (Kemeny y Snell, 1976).

Así pues, la matriz de probabilidad de absorción (Ecuación 5.22) se calcula multiplicando las matrices F y R , y da el pronóstico de extinción-ocultación (Grinstead y Snell, 1997). Es decir, la distribución porcentual de los grupos de manchas y playas solares con una determinada clase morfológica que se extinguen o se desplazan cruzando el limbo este hacia el hemisferio solar no visible.

$$B = F \cdot R = \begin{bmatrix} b_{1,EX} & b_{1,O} \\ b_{2,EX} & b_{2,O} \\ \vdots & \vdots \\ b_{k,EX} & b_{k,O} \end{bmatrix} \quad (5.22)$$

Con el fin de estimar la probabilidad de que un grupo de clase i se convierta en clase j en algún momento de su vida, definimos la matriz de expectativa, ε , como sigue (ver Ecuación 5.23):

$$\varepsilon_{ij} = \frac{f_{ij}}{f_{jj}} \quad (5.23)$$

Finalmente, es posible obtener una predicción de la TOD de cada estructura y clase morfológica a partir de la matriz de probabilidad de transición extendida T , y del vector de distribución inicial extendido, $TOD^{(0)}$, definido como un vector d -dimensional cuyas componentes representan el número total de estructuras solares de cada clase morfológica registradas en el disco solar visible durante un cierto período de tiempo, dividido entre los días de observación de ese mismo período (Ecuación 5.24). Es importante señalar que esta expresión es una modificación de la ecuación general $TOD^{(n)} = TOD^{(0)} \cdot T^n$ (Grinstead y Snell, 1997), adaptada a esta situación particular en la que, en cada transición, la población total de estructuras se incrementa debido al nacimiento de nuevos grupos en el hemisferio solar visible y a la aparición por el limbo solar oeste de grupos ya evolucionados procedentes del hemisferio solar no visible. Pero, por otro lado, la población total también se reduce debido a la muerte y a la ocultación de una fracción de los grupos.

Con el fin de modelizar matemáticamente esta fenomenología, cada iteración de la Ecuación 5.24 considera la TOD de cada clase morfológica obtenida en la iteración anterior, junto con el vector de distribución inicial extendido, cuyas componentes se consideran constantes para una mayor simplicidad:

$$TOD^{(n)} = [TOD^{(n-1)} + TOD^{(0)}] \cdot T = TOD^{(0)} \cdot \sum_{m=1}^n T^m \quad (5.24)$$

Finalmente, la predicción de la TOD de cada clase morfológica del modelo de cadenas de Márkov se obtiene una vez el número de estructuras en el disco solar se estabiliza, es decir, $TOD^{(n)} - TOD^{(n-1)} \approx 0$. Tal y como muestra la Figura 5.1, tanto la Fotosfera como la Cromosfera, caracterizadas por sus respectivos vectores de distribución inicial extendido, $TOD^{(0)}$, empiezan a estabilizar sus poblaciones alrededor de $n = 15$ transiciones, pero esto no ocurre totalmente hasta que se alcanzan $n = 30$ transiciones.

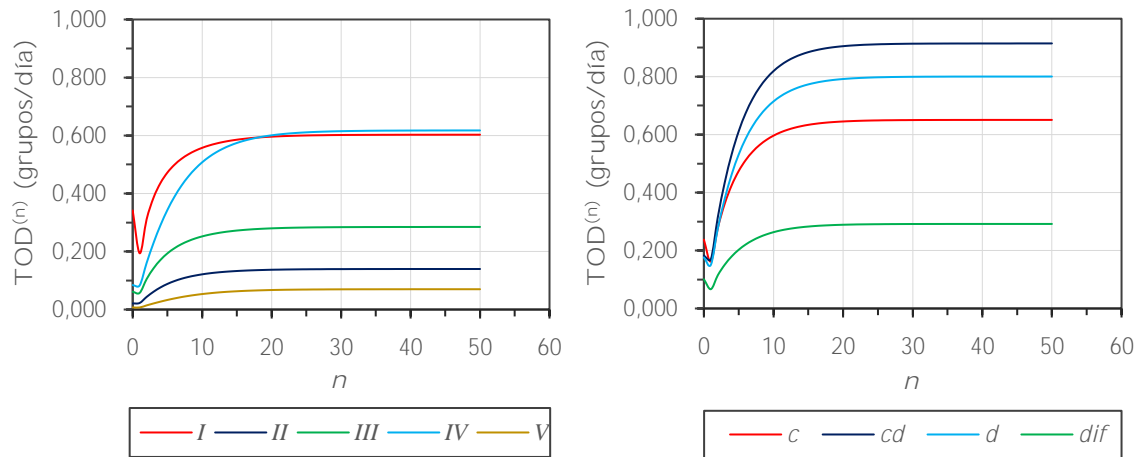


Figura 5.1. Predicción de la *TOD* de cada clase morfológica en función del número de transiciones n para la clasificación de Cortie de grupos de manchas solares (*panel izquierdo*) y para la clasificación del OE de grupos de playas solares (*panel derecho*).

5.5. Análisis y Resultados

Siguiendo la metodología de Önal (1988), a continuación, se expone el estudio sobre el comportamiento promedio de varias propiedades relacionadas con la evolución morfológica de los grupos de manchas y playas solares registrados en el OE durante 1910—1937, a partir de un modelo de cadenas de Márkov de primer orden. Para ambas estructuras solares se ha examinado: el número total de transiciones producidas entre las distintas clases dentro de cada esquema de clasificación morfológica, la probabilidad de producirse cada transición, el tiempo de permanencia en cada clase, el pronóstico de extinción-ocultación, la expectativa de evolucionar hacia una determinada clase en algún momento de sus vidas y la predicción de la *TOD* de cada clase. También se analiza la distribución observada de la morfología que presentan las estructuras en su aparición y extinción. Con el fin de evitar grupos ya evolucionados procedentes del hemisferio solar no visible, se han considerado sólo aquellas estructuras que fueron registradas por primera vez en longitudes heliográficas superiores a -65° .

5.5.1. Grupos de Manchas Solares

El análisis de la llamada matriz de conteo extendida es crucial para validar las predicciones que ofrece el modelo de cadenas de Márkov de primer orden, puesto que matrices compuestas por elementos con cero transiciones en las primeras k filas, o con más del 20% de sus elementos con valores inferiores a cinco transiciones, podrían producir resultados muy poco representativos. Las Tablas 5.6 y 5.7 muestran respectivamente las matrices de conteo extendidas según los esquemas de clasificación de Cortie y Zürich, obtenidas a partir de los datos de los boletines de heliofísica del OE durante 1910—1937. Es importante mencionar que, dado que la clasificación de Zürich presenta un número muy bajo de transiciones entre las clases B , E y F , el análisis para este esquema morfológico se ha realizado agrupando las clases según su etapa evolutiva dentro de la vida de los grupos de manchas (Gómez et al., 2014). Esto es, juventud (clases A , B y C : grupos con una estructura simple); madurez (clases D , E y F : grupos claramente evolucionados y más complejos); y vejez (clases G , H y J : estructuras en vías de descomposición previa a su extinción).

Tabla 5.6. Matriz de conteo extendida de los grupos de manchas solares según la clasificación de Cortie durante 1910—1937.

	<i>I</i>	<i>II</i>	<i>III</i>	<i>IV</i>	<i>V</i>	<i>EX</i>	<i>O</i>
<i>I</i>	4048	135	430	230	3	2451	505
<i>II</i>	118	799	132	89	18	103	44
<i>III</i>	449	122	1526	308	27	227	189
<i>IV</i>	350	75	236	4365	50	294	351
<i>V</i>	6	7	17	48	478	45	35
<i>EX</i>	0	0	0	0	0	0	0
<i>O</i>	0	0	0	0	0	0	0

Tabla 5.7. Matriz de conteo extendida de los grupos de manchas solares según la clasificación de Zürich (Agrupación 2) durante 1910—1937.

	[<i>A,B,C</i>]	[<i>D,E,F</i>]	[<i>G,H,J</i>]	<i>EX</i>	<i>O</i>
[<i>A,B,C</i>]	2236	340	561	1923	147
[<i>D,E,F</i>]	307	2762	735	347	261
[<i>G,H,J</i>]	724	630	5694	829	696
<i>EX</i>	0	0	0	0	0
<i>O</i>	0	0	0	0	0

Si se comparan las Tablas 5.6 y 5.7, es posible observar pequeñas discrepancias entre las clasificaciones de Cortie y Zürich en el número total de transiciones. Estas discrepancias se deben a que una pequeña fracción de grupos clasificados originalmente según el esquema de Cortie no han podido convertirse en sus equivalentes en la clasificación de Zürich (véase Capítulo 3, Figura 3.7).

Las Tablas 5.8 y 5.9 muestran las matrices de probabilidad de transición extendidas para ambos esquemas de clasificación de grupos de manchas durante todo el período estudiado. Los resultados obtenidos muestran que las transiciones más probables son aquellas que suceden entre la misma clase morfológica, y presentan una probabilidad de producirse superior a 0,5 en la mayoría de los casos. Esto demuestra que los grupos se mantienen morfológicamente estables antes de evolucionar hacia una determinada clase.

Por otro lado, las clases *I* y *A* constituyen, con diferencia, las morfologías de Cortie y Zürich más frecuentes tanto en la aparición como en la desaparición de grupos, tal y como indican las Tablas 5.10 y 5.11, que muestran la distribución porcentual de las clases que los grupos de manchas muestran al nacer y al morir. Teniendo en cuenta la información de todas las tablas anteriores, la secuencia evolutiva más común de un grupo regular de manchas en el esquema de clasificación de Cortie parece ser *I-III-IV-I*. Sin embargo, cabe señalar que el proceso de decrecimiento en el que los grupos de manchas regresan a la clase *I* tiene lugar desde todas las morfologías, especialmente desde la clase *III*. En cambio, las clases *II* y *V* son las morfologías más raras, y de todas las transiciones desde una determinada clase *i* hacia la clase *II*, sólo las acontecidas desde la clase *III* suceden con una probabilidad superior al 2%, como muestra la Tabla 5.8. Respecto a la clasificación de Zürich, no se observa la secuencia evolutiva esperada [*A,B,C*]-[*D,E,F*]-

[*G,H,J*], ya que un número significativo de grupos jóvenes parecen evolucionar directamente hacia la última etapa de su vida, o incluso realizar una transición directa hacia su extinción (Tabla 5.8). La explicación más probable a este hecho podría ser la posible asignación incorrecta de algunos grupos de clase *A* y *J* de Zürich durante el proceso de conversión desde sus correspondientes clases de Cortie. Esto se debe a las similitudes morfológicas entre las clases y al hecho de no disponer de datos acerca de la penumbra de los grupos. A su vez, esto también explicaría por qué la clase *A* (y no la clase *J*) es la morfología más frecuente observada en la muerte o extinción de los grupos.

Tabla 5.8. Matriz de probabilidad de transición extendida de los grupos de manchas solares según la clasificación de Cortie durante 1910—1937. Las probabilidades se expresan en el rango de valores [0,1].

	<i>I</i>	<i>II</i>	<i>III</i>	<i>IV</i>	<i>V</i>	<i>EX</i>	<i>O</i>
<i>I</i>	0,519	0,017	0,055	0,029	0,000	0,314	0,065
<i>II</i>	0,091	0,613	0,101	0,068	0,014	0,079	0,034
<i>III</i>	0,158	0,043	0,536	0,108	0,009	0,080	0,066
<i>IV</i>	0,061	0,013	0,041	0,763	0,009	0,051	0,061
<i>V</i>	0,009	0,011	0,027	0,075	0,752	0,071	0,055
<i>EX</i>	0,000	0,000	0,000	0,000	0,000	1,000	0,000
<i>O</i>	0,000	0,000	0,000	0,000	0,000	0,000	1,000

Tabla 5.9. Matriz de probabilidad de transición extendida de los grupos de manchas solares según la clasificación de Zürich (Agrupación 2) durante 1910—1937. Las probabilidades se expresan en el rango de valores [0,1].

	[<i>A,B,C</i>]	[<i>D,E,F</i>]	[<i>G,H,J</i>]	<i>EX</i>	<i>O</i>
[<i>A,B,C</i>]	0,429	0,065	0,108	0,369	0,028
[<i>D,E,F</i>]	0,070	0,626	0,167	0,079	0,059
[<i>G,H,J</i>]	0,084	0,073	0,664	0,097	0,081
<i>EX</i>	0,000	0,000	0,000	1,000	0,000
<i>O</i>	0,000	0,000	0,000	0,000	1,000

Tabla 5.10. Distribución porcentual de la morfología de los grupos de manchas solares según la clasificación de Cortie en su aparición y extinción durante 1910—1937. Los porcentajes se expresan en el rango de valores [0,1].

	<i>I</i>	<i>II</i>	<i>III</i>	<i>IV</i>	<i>V</i>
Aparición	0,717	0,043	0,115	0,114	0,011
Extinción	0,786	0,033	0,073	0,094	0,014

Tabla 5.11. Distribución porcentual de la morfología de los grupos de manchas solares según la clasificación de Zürich en su aparición y extinción durante 1910—1937. Los porcentajes se expresan en el rango de valores [0,1].

	<i>A</i>	<i>B</i>	<i>C</i>	<i>D</i>	<i>E</i>	<i>F</i>	<i>G</i>	<i>H</i>	<i>J</i>
Aparición	0,517	0,001	0,019	0,153	0,000	0,001	0,003	0,040	0,266
Extinción	0,609	0,000	0,011	0,112	0,000	0,000	0,003	0,027	0,238

Todos los resultados anteriores concuerdan con los tiempos de permanencia presentados por las distintas morfologías de grupos de manchas solares durante 1910—1937 (Tablas 5.12 y 5.13). Los tiempos de permanencia se expresan en unidades de días y presentan una incertidumbre de 0,5 días. Puede verse que, al principio de sus vidas, los grupos permanecen estables presentando una determinada clase morfológica durante intervalos de tiempo relativamente largos, que generalmente superan los dos días. En cambio, el resto de las morfologías a las que pueden evolucionar presentan, en promedio, una duración igual o inferior a un día. También puede notarse que las clases *IV* y *V* de Cortie, y las clases de Zürich típicamente asociadas a la madurez [*D,E,F*] y vejez [*G,H,J*], presentan tiempos de permanencia más elevados con respecto a las otras clases, logrando más de tres días de estabilidad antes de sufrir un cambio de morfología. Por lo tanto, los tiempos de permanencia parecen aumentar en aquellas morfologías típicamente más evolucionadas dentro de la vida de las estructuras regulares. No obstante, es importante señalar que este comportamiento podría no ser observado durante la fase de decrecimiento de los grupos, puesto que la clase *I* de Cortie y la agrupación [*A,B,C*] de Zürich presentan un comportamiento dual: la clase *I* está presente tanto al principio como al final de sus vidas, y por otro lado, como se ha explicado anteriormente, algunos grupos podrían haberse asignado incorrectamente como clase *A* o clase *J*, hecho que afectaría directamente a sus respectivos tiempos de permanencia. De este modo, el tiempo de vida de los grupos regulares no puede ser estimado.

Tabla 5.12. Tiempos de permanencia de los grupos de manchas solares según la clasificación de Cortie durante 1910—1937. Los resultados se expresan en días y presentan una incertidumbre de 0,5 días.

	<i>I</i>	<i>II</i>	<i>III</i>	<i>IV</i>	<i>V</i>
<i>I</i>	2,3	0,2	0,4	0,5	0,0
<i>II</i>	1,0	2,8	0,9	1,4	0,2
<i>III</i>	1,1	0,4	2,5	1,4	0,2
<i>IV</i>	0,9	0,3	0,6	4,7	0,2
<i>V</i>	0,5	0,3	0,5	1,7	4,1

Tabla 5.13. Tiempos de permanencia de los grupos de manchas solares según la clasificación de Zürich (Agrupación 2) durante 1910—1937. Los resultados se expresan en días y presentan una incertidumbre de 0,5 días.

	[<i>A,B,C</i>]	[<i>D,E,F</i>]	[<i>G,H,J</i>]
[<i>A,B,C</i>]	1,9	0,5	0,9
[<i>D,E,F</i>]	0,6	3,1	1,8
[<i>G,H,J</i>]	0,6	0,8	3,6

El pronóstico de extinción-ocultación de los grupos según ambos esquemas de clasificación (Tablas 5.14 y 5.15, respectivamente) también presenta valores compatibles con los resultados anteriores. Cabe señalar que el porcentaje de grupos extinguidos disminuye a medida que se consideran morfologías típicamente más evolucionadas. Una explicación de este hecho podría ser que la mayoría de los grupos de clase *IV* y *V* de Cortie siguen evolucionando hasta la clase *I* antes de su extinción. Por otro lado, la clase *I* presenta el porcentaje más alto ya que constituye la morfología más frecuente en la última etapa evolutiva de los grupos y, por lo tanto, la probabilidad de registrar la desaparición de un grupo en la clase *I* aumenta. Se esperaba un comportamiento similar para la agrupación [*G,H,J*] de Zürich, pero la posible asignación incorrecta entre las clases *A* y *J* en el proceso de conversión de Cortie a Zürich puede haber afectado los resultados, aumentando el porcentaje correspondiente a las clases *A*, *B* y *C*.

Tabla 5.14. Pronóstico de extinción-ocultación de los grupos de manchas solares según la clasificación de Cortie durante 1910—1937.

	<i>EX</i>	<i>O</i>
<i>I</i>	0,789	0,211
<i>II</i>	0,687	0,313
<i>III</i>	0,654	0,346
<i>IV</i>	0,594	0,406
<i>V</i>	0,596	0,404

Tabla 5.15. Pronóstico de extinción-ocultación de los grupos de manchas solares según la clasificación de Zürich (Agrupación 2) durante 1910—1937.

	<i>EX</i>	<i>O</i>
[<i>A,B,C</i>]	0,844	0,157
[<i>D,E,F</i>]	0,654	0,346
[<i>G,H,J</i>]	0,643	0,357

Las matrices de expectativa de los grupos de manchas según los esquemas de clasificación de Cortie y Zürich durante 1910—1937 (Tablas 5.16 y 5.17) confirman que *I-III-IV-I* es la secuencia evolutiva más común presentada por los grupos regulares, y revelan que las morfologías típicamente más evolucionadas presentan una probabilidad generalmente superior al 30% de volver en algún momento de sus vidas hacia la clase *I* o hacia la agrupación [*A,B,C*]. De nuevo, es importante señalar que el resultado según la clasificación de Zürich puede verse afectado por la asignación incorrecta de las clases *A* y *J*. También es interesante notar que los grupos de clase *III* de Cortie presentan la probabilidad más elevada de convertirse en un grupo de clase *II* y viceversa. Dadas las morfologías involucradas, este hecho sugiere que los trenes de manchas (clase *III*) pueden perder sus acompañantes y convertirse en una formación de dos manchas (clase *II*) y, de manera similar, formaciones de dos manchas también pueden desarrollar un tren, convirtiéndose en clase *III*. Por otro lado, la elevada probabilidad de que la clase *V* se convierta en clase *IV* puede asociarse al parecido morfológico entre los grupos irregulares de clase *V* y las formaciones irregulares descritas por las clases *IVc*, *IVd* y *IVe*.

Tabla 5.16. Matriz de expectativa de los grupos de manchas solares según la clasificación de Cortie durante 1910—1937. Las probabilidades se expresan en el rango de valores [0,1].

	<i>I</i>	<i>II</i>	<i>III</i>	<i>IV</i>	<i>V</i>
<i>I</i>	1,000	0,058	0,142	0,107	0,011
<i>II</i>	0,431	1,000	0,344	0,294	0,058
<i>III</i>	0,471	0,136	1,000	0,304	0,041
<i>IV</i>	0,372	0,097	0,237	1,000	0,050
<i>V</i>	0,221	0,091	0,200	0,354	1,000

Tabla 5.17. Matriz de expectativa de los grupos de manchas solares según la clasificación de Zürich (Agrupación 2) durante 1910—1937. Las probabilidades se expresan en el rango de valores [0,1].

	[<i>A, B, C</i>]	[<i>D, E, F</i>]	[<i>G, H, J</i>]
[<i>A, B, C</i>]	1,000	0,164	0,245
[<i>D, E, F</i>]	0,330	1,000	0,491
[<i>G, H, J</i>]	0,324	0,260	1,000

La predicción de la *TOD* que ofrece el modelo de cadenas de Márkov para el período 1910—1937 (Tablas 5.18 y 5.19), indica después de 30 transiciones que la mayoría de los grupos de manchas activos aparecen como clases *I* y *IV* de Cortie. En cuanto al esquema de Zürich, las morfologías más frecuentes son las clases *G*, *H* y *J*, es decir, grupos en vías de descomposición. Por último, pueden observarse pequeñas discrepancias entre las *TOD* correspondientes a los estados de extinción y ocultación de las clasificaciones de Cortie y Zürich. Estas discrepancias son debidas a la fracción de grupos en la clasificación de Cortie que no han podido ser convertidos a la clasificación de Zürich, hecho que ha afectado directamente al vector de distribución inicial y los cálculos derivados de la Ecuación 5.24.

Tabla 5.18. Predicción de la *TOD* de los grupos de manchas solares según la clasificación de Cortie durante 1910—1937. Los resultados se expresan en grupos/día.

<i>I</i>	<i>II</i>	<i>III</i>	<i>IV</i>	<i>V</i>	<i>EX</i>	<i>O</i>
0,602	0,139	0,284	0,615	0,070	21,634	7,672

Tabla 5.19. Predicción de la *TOD* de los grupos de manchas solares según la clasificación de Zürich (Agrupación 2) durante 1910—1937. Los resultados se expresan en grupos/día.

[<i>A, B, C</i>]	[<i>D, E, F</i>]	[<i>G, H, J</i>]	<i>EX</i>	<i>O</i>
0,394	0,457	0,865	21,504	7,671

5.5.2. Grupos de Playas Solares

La matriz de conteo extendida del número total de transiciones entre las diferentes clases morfológicas de grupos de playas solares registrados en el OE durante 1910—1937 (Tabla 5.20) muestra resultados estadísticamente significativos, ya que todos los elementos de las primeras k filas presentan un número elevado de transiciones. Es importante recordar que, en 1920, el OE amplió su esquema de clasificación de grupos de playas solares, añadiendo la clase *dif*. Por lo tanto, todas las transiciones que involucran esta clase se registraron a partir de 1920. Los efectos causados por esta modificación del esquema de clasificación se tratan en la Sección 5.6 sobre inhomogeneidades temporales.

Tabla 5.20. Matriz de conteo extendida de los grupos de playas solares según la clasificación del OE durante 1910—1937.

	<i>c</i>	<i>cd</i>	<i>d</i>	<i>dif</i>	<i>EX</i>	<i>O</i>
<i>c</i>	3873	1074	273	103	722	561
<i>cd</i>	760	5406	1321	140	945	466
<i>d</i>	246	847	4513	761	1429	418
<i>dif</i>	74	115	590	1508	882	305
<i>EX</i>	0	0	0	0	0	0
<i>O</i>	0	0	0	0	0	0

Al igual que las manchas, los grupos de playas solares tienden a ser estables, preservando su morfología inicial, antes de realizar una transición hacia otra clase, tal y como puede verse en la Tabla 5.21, que muestra la matriz de probabilidad de transición extendida según el esquema de clasificación de grupos de playas propuesto por el OE en el período 1910—1937. En este sentido, puede notarse que casi todas las morfologías presentan una probabilidad de transición superior a 0,5 cuando se trata de transiciones entre las mismas clases.

En general, las playas solares tienden a originarse con morfologías compactas, y a partir de entonces empiezan a presentar un grado de dispersión cada vez más elevado hasta que finalmente desaparecen (Cirera, 1910). De este modo, según las probabilidades de transición observadas, la secuencia evolutiva más común de un grupo regular parece ser *c-cd-d*. Sin embargo, hay que señalar que una fracción apreciable de grupos de clase *d* vuelve a clase *cd* en lugar de extinguirse. En cuanto a la clase *dif*, en este punto del análisis no puede ser considerada como parte de la secuencia evolutiva regular debido a su naturaleza inexacta. Sin embargo, es interesante observar que una fracción significativa de los grupos de clase *dif* tiende a volver a la clase *d*.

Tabla 5.21. Matriz de probabilidad de transición extendida de los grupos de playas solares según la clasificación del OE durante 1910—1937. Las probabilidades se expresan en el rango de valores [0,1].

	<i>c</i>	<i>cd</i>	<i>d</i>	<i>dif</i>	<i>EX</i>	<i>O</i>
<i>c</i>	0,586	0,163	0,041	0,016	0,109	0,085
<i>cd</i>	0,084	0,598	0,146	0,015	0,105	0,052
<i>d</i>	0,030	0,103	0,549	0,093	0,174	0,051

<i>dif</i>	0,021	0,033	0,170	0,434	0,254	0,088
<i>EX</i>	0,000	0,000	0,000	0,000	1,000	0,000
<i>O</i>	0,000	0,000	0,000	0,000	0,000	1,000

El análisis de la distribución porcentual de las clases morfológicas que los grupos de playas solares presentan en su nacimiento y muerte dentro del rango longitudes $\pm 65^\circ$ durante 1910—1937 (Tabla 5.22) muestra resultados compatibles con los anteriores. Se observa que el 31,8% de los grupos aparecen con una morfología compacta, mientras que el 36,0% se extinguen con formas más dispersas. Este último resultado también revela que el porcentaje de grupos que evolucionan pasando a través de toda la secuencia evolutiva debe ser incluso menor que este último valor. Además, sólo el 14,7% del total de grupos aparece con una forma irregular o con una morfología que no se puede asociar con el resto de las clases por diversas razones. No obstante, cabe destacar que este porcentaje aumenta hasta un 22,2% en el momento de su desaparición. Este último porcentaje podría ser un resultado a tener en cuenta, ya que es posible que una fracción importante de grupos no pudiera ser identificado correctamente al final de sus vidas debido a un nivel de dispersión demasiado elevado. Todo indica, por tanto, que la clase *dif* debería agregarse al final de la secuencia evolutiva regular.

Tabla 5.22. Distribución porcentual de la morfología de los grupos de playas solares según la clasificación del OE en su aparición y extinción durante 1910—1937. Los porcentajes se expresan en el rango de valores [0,1].

	<i>c</i>	<i>cd</i>	<i>d</i>	<i>dif</i>
Aparición	0,319	0,257	0,277	0,147
Extinción	0,181	0,237	0,360	0,222

La estabilidad morfológica que los grupos presentan al inicio de sus vidas también se observa en los tiempos de permanencia según las distintas clases morfológicas (Tabla 5.23). Una vez más, todos los resultados se expresan en unidades de días, y llevan asociada una incertidumbre de 0,5 días. De este modo, se observa que, tras su nacimiento, los grupos regulares se mantienen estables como clase *c* durante aproximadamente 3 días. Sin embargo, y de manera similar a las manchas, el proceso de evolución de los grupos de playas regulares tiende a acelerarse hacia su desaparición una vez se alcanza la clase *cd*, ya que sus tiempos de permanencia son cada vez más cortos en las sucesivas morfologías a las que evolucionan. En definitiva, la estimación del tiempo de vida de un grupo regular nacido como clase *c* es de 5,1 días. Sin embargo, es importante señalar que este valor puede ser impreciso, puesto que lleva implícito las limitaciones que conlleva realizar observaciones en tierra (sólo se dispone de registros en el hemisferio solar visible). Por otro lado, la cobertura temporal de las series durante 1910—1937 es de alrededor del 80%, lo que impide seguir la vida completa de la gran mayoría de las estructuras solares. En cualquier caso, las componentes de *L* revelan que los grupos nacidos como clase *cd* presentan vidas ligeramente superiores (5,3 días), y grupos nacidos como clases *d* y *dif*, presentan vidas ligeramente inferiores (4,5 días y 3,6 días, respectivamente).

Además, el pronóstico de extinción-ocultación (Tabla 5.24) revela que las clases *d* y *dif* son las morfologías más probables con las que los grupos tienden a extinguirse. Este resultado refuerza la hipótesis de situar la clase *dif* al final de la vida de estas estructuras.

Tabla 5.23. Tiempos de permanencia de los grupos de playas solares según la clasificación del OE durante 1910—1937. Los resultados se expresan en días y presentan una incertidumbre de 0,5 días.

	<i>c</i>	<i>cd</i>	<i>d</i>	<i>dif</i>
<i>c</i>	2,8	1,3	0,8	0,2
<i>cd</i>	0,7	3,1	1,2	0,3
<i>d</i>	0,4	0,9	2,7	0,5
<i>dif</i>	0,3	0,5	0,9	1,9

Tabla 5.24. Pronóstico de extinción-ocultación de los grupos de playas solares según la clasificación del OE durante 1910—1937. Las probabilidades se expresan en un rango de valores [0,1].

	<i>EX</i>	<i>O</i>
<i>c</i>	0,637	0,363
<i>cd</i>	0,690	0,310
<i>d</i>	0,737	0,263
<i>dif</i>	0,734	0,266

La matriz de expectativa para el esquema de clasificación del EO de grupos de playas durante 1910—1937 (Tabla 5.25) también sugiere que la secuencia evolutiva más común debe incluir la clase *dif* al final de la vida de estas estructuras, ya que los grupos nacidos como clase *d* muestran una probabilidad cercana al 25% de convertirse en esta clase morfológica en algún momento de sus vidas. Por otro lado, la probabilidad que muestran los grupos de realizar la transición hacia la clase *dif* aumenta a medida que nacen con morfologías típicamente más evolucionadas.

Tabla 5.25. Matriz de expectativa de los grupos de playas solares según la clasificación del OE durante 1910—1937. Las probabilidades se expresan en el rango de valores [0,1].

	<i>c</i>	<i>cd</i>	<i>d</i>	<i>dif</i>
<i>c</i>	1,000	0,428	0,284	0,124
<i>cd</i>	0,267	1,000	0,436	0,155
<i>d</i>	0,148	0,291	1,000	0,249
<i>dif</i>	0,098	0,162	0,336	1,000

La predicción de la *TOD* que ofrece el modelo de cadenas de Márkov para el período 1910—1937 (Tabla 5.26), muestra que después de 30 transiciones la mayoría de los grupos de playas solares aparecen como clase *d* y especialmente como clase *cd*, mientras que la clase *dif* es la morfología menos frecuente.

Tabla 5.26. Predicción de la *TOD* de los grupos de playas solares según la clasificación del OE durante 1910—1937. Los resultados se expresan en grupos/día.

<i>c</i>	<i>cd</i>	<i>d</i>	<i>dif</i>	<i>EX</i>	<i>O</i>
0,650	0,914	0,800	0,292	27,253	12,142

5.6. Inhomogeneidades Temporales y Espaciales

En esta sección se examina si las transiciones morfológicas que presentan las estructuras solares en los Ciclos Solares 15 y 16 y en las fases que dividen dichos ciclos, así como en los hemisferios solares norte y sur, presentan signos de inhomogeneidades. En aquellos casos en los que los resultados sean inhomogéneos, se analizan las desviaciones más notables de las propiedades mencionadas en las Secciones 5.5.1 y 5.5.2.

5.6.1. Inhomogeneidades Temporales

Con el fin de comprobar si las transiciones entre las diferentes clases morfológicas muestran el mismo comportamiento a lo largo del tiempo, se han realizado dos test chi-cuadrado de homogeneidad temporal; uno dividiendo cada serie en cuatro intervalos de tiempo según las cuatro fases diferentes que presentan los ciclos solares (Mínimo, Ascenso, Máximo y Descenso) durante 1910—1937, y otro considerando los Ciclos Solares 15 y 16 por separado. En ambos casos se utiliza el estadístico X^2 , adaptado a los test de homogeneidad temporal, X_t^2 , que se distribuye de forma asintótica como χ^2 con $k(k-1)(T-1)$ grados de libertad, donde k es el número de clases morfológicas asociadas a un esquema de clasificación determinado, y T es el número total de intervalos de tiempo considerados en cada caso. El estadístico X_t^2 se puede expresar como sigue (Anderson y Goodman, 1957; Sales, 1971; Rao, 2002):

$$X_t^2 = \sum_{i=1}^k X_i^2 = \sum_{i=1}^k \sum_{t=1}^T \sum_{j=1}^k \frac{n_{ij}^2(t)}{E_{ij}(t)} - n_i \quad (5.25)$$

dónde n_i es el número total de transiciones registradas desde clase i hacia todas las clases, $n_{ij}(t)$ es el número total de transiciones registradas desde clase i hacia clase j en un intervalo de tiempo t , y $E_{ij}(t)$ es el número esperado de transiciones desde la clase i hacia la clase j , considerando condiciones de homogeneidad temporal. $E_{ij}(t)$ puede obtenerse a partir del producto de n_i , la probabilidad de estar en un cierto intervalo de tiempo t , $p_i(t)$, y la probabilidad de realizar una transición desde la clase i hacia la clase j , p_{ij} :

$$E_{ij}(t) = n_i \cdot p_i(t) \cdot p_{ij} = n_i \cdot \frac{\sum_{j=1}^k n_{ij}(t)}{n_i} \cdot \frac{\sum_{t=1}^T n_{ij}(t)}{n_i} = \frac{\sum_{j=1}^k n_{ij}(t) \cdot \sum_{t=1}^T n_{ij}(t)}{n_i} \quad (5.26)$$

También se ha comprobado la homogeneidad temporal utilizando el estadístico β (Shamshad et al., 2005; Hassan et al., 2016), que sigue una distribución χ^2 con $k(k-1)(T-1)$ grados de libertad, y contrasta la matriz de probabilidad de transición con todos los datos (periodo 1910—1937), p_{ij} , con las matrices de probabilidad de transición para cada intervalo de tiempo, $p_{ij}(t)$:

$$\beta = -2 \sum_{t=1}^T \sum_{i=1}^k \sum_{j=1}^k n_{ij}(t) \ln \left[\frac{p_{ij}}{p_{ij}(t)} \right] \quad (5.27)$$

Los resultados de los test obtenidos para los intervalos de tiempo considerados se muestran respectivamente en las Tablas 5.27 y 5.28. Con el fin de evitar ceros en las matrices de conteo, y obtener resultados significativos, se han excluido aquellas transiciones en las que participan grupos de manchas solares de clase *V* de Cortie, y se han analizado las transiciones de la clasificación de Zürich llevando a cabo la agrupación 2 mencionada anteriormente. Teniendo en cuenta un nivel de significancia del 95%, los resultados confirman que las transiciones desde la clase *i* hacia la clase *j* no son homogéneas en el tiempo, ya que, en todos los casos, los estadísticos X_t^2 y β son mayores que χ^2 . Es decir, durante 1910—1937, los grupos de manchas y playas solares evolucionan con un comportamiento diferente en cada ciclo solar e incluso en cada fase de los ciclos solares considerados. Por otro lado, con el fin de obtener el grado de inhomogeneidad temporal, se ha empleado el coeficiente de contingencia aplicado a los estadísticos considerados. Los resultados también se muestran en las Tablas 5.27 y 5.28, e indican un grado de inhomogeneidad bajo en todos los casos y en ambas estructuras. Sin embargo, cabe señalar que, en comparación con los grupos de manchas, los grupos de playas presentan un valor ligeramente mayor en ambos conjuntos de resultados. Este hecho podría estar relacionado con la discontinuidad en la clasificación de los grupos de playas producida en 1920, causada tras la adición de la clase *dif*. En este sentido, separar este efecto de la componente temporal representa todo un desafío.

Tabla 5.27. Resultados del test de homogeneidad temporal (Ciclos solares 15 y 16, es decir, $T = 2$) vía estadísticos X_t^2 y β para la clasificación de Cortie de grupos de manchas solares (excluyendo la clase *V*), la clasificación de Zürich de grupos de manchas solares, agrupando las clases *[A,B,C]*, *[D,E,F]* y *[G,H,J]*, y la clasificación del OE de grupos de playas solares. El grado de inhomogeneidad temporal se expresa en el rango de valores [0,1].

	Clasificación de Cortie (manchas)(excluyendo clase <i>V</i>)($k=4$)	Clasificación de Zürich (manchas) (Agrupación 2)($k=3$)	Clasificación del OE (playas)($k=4$)
X_t^2	251,31	114,91	552,12
β	259,92	116,25	566,33
χ^2	21,03	12,59	21,03
$C_{X_t^2 std}$	0,18	0,12	0,20
$C_{\beta std}$	0,18	0,13	0,21

Tabla 5.28. Resultados del test de homogeneidad temporal (Mínimo, Ascenso, Máximo y Descenso de los ciclos solares, es decir, $T = 4$) vía estadísticos X_t^2 y β para la clasificación de Cortie de grupos de manchas solares (excluyendo la clase *V*), la clasificación de Zürich de grupos de manchas solares, agrupando las clases *[A,B,C]*, *[D,E,F]* y *[G,H,J]*, y la clasificación del OE de grupos de playas solares. El grado de inhomogeneidad temporal se expresa en el rango de valores [0,1].

	Clasificación de Cortie (manchas)(excluyendo clase <i>V</i>)($k=4$)	Clasificación de Zürich (manchas) (Agrupación 2)($k=3$)	Clasificación del OE (playas)($k=4$)
X_t^2	160,00	141,35	350,93
β	157,74	141,46	351,62

χ^2	51,00	28,87	51,00
$C_{X_i^2 std}$	0,13	0,12	0,15
$C_{\beta std}$	0,12	0,12	0,15

Tras analizar la evolución de todas las propiedades que caracterizan la vida de los grupos de manchas y playas solares a lo largo de los Ciclos Solares 15 y 16, y también durante las diferentes fases del ciclo solar, puede verse que, en general, se conservan prácticamente todos los resultados presentados en las Secciones 5.5.1 y 5.5.2. Sin embargo, ambas estructuras presentan pequeñas desviaciones respecto a los valores promedio sin ningún tipo de tendencia en particular. Estas desviaciones están presentes en la mayoría de las propiedades consideradas y pueden alterar el proceso de evolución morfológica de las estructuras solares. Por lo tanto, esta variabilidad temporal en la evolución morfológica de los grupos hace difícil realizar predicciones precisas a corto plazo.

Por otro lado, la predicción de la TOD que ofrece el modelo de cadenas de Márkov para cada ciclo solar o fase de ciclo solar (Tablas 5.29 y 5.30 para grupos de manchas, y Tabla 5.31 para grupos de playas), muestra que, tras 30 transiciones, las poblaciones activas de ambas estructuras presentan un comportamiento diferente durante los Ciclos Solares 15 y 16. A partir del Ciclo Solar 16, la población activa total de grupos de manchas experimenta un aumento de aproximadamente un 13% con respecto al ciclo solar anterior, especialmente la clase *III* de Cortie, o la agrupación $[D,E,F]$ de Zürich, mientras que en el caso de los grupos de playas, la población activa total experimenta una disminución de alrededor del 13%. En cuanto a los resultados obtenidos para cada fase de ciclo solar, ambas estructuras presentan el comportamiento habitual, es decir, el número de estructuras aumenta a medida que el ciclo solar se acerca a su máximo de actividad. Sin embargo, entre el mínimo y el máximo de actividad, los grupos activos de manchas experimentan un aumento en su TOD_{total} de aproximadamente un 16% superior que los grupos de playas.

Tabla 5.29. Comparativa de la TOD de los grupos de manchas solares según la clasificación de Cortie en cada intervalo de tiempo. Los resultados se expresan en grupos/día.

	<i>I</i>	<i>II</i>	<i>III</i>	<i>IV</i>	<i>V</i>	<i>EX</i>	<i>O</i>
1910—1937	0,602	0,139	0,284	0,615	0,070	21,634	7,672
Ciclo Solar 15	0,659	0,177	0,175	0,629	0,109	22,439	6,031
Ciclo Solar 16	0,667	0,169	0,417	0,699	0,030	24,275	9,639
Mínimo	0,148	0,069	0,099	0,167	0,003	8,963	2,575
Ascenso	0,868	0,178	0,382	0,787	0,115	37,002	15,699
Máximo	1,186	0,215	0,608	1,230	0,128	38,616	12,806
Descenso	0,518	0,140	0,191	0,561	0,078	26,122	8,791

Tabla 5.30. Comparativa de la TOD de los grupos de manchas solares según la clasificación de Zürich en cada intervalo de tiempo. Los resultados se expresan en grupos/día.

	$[A,B,C]$	$[D,E,F]$	$[G,H,J]$	<i>EX</i>	<i>O</i>
1910—1937	0,394	0,457	0,865	21,504	7,671

Ciclo Solar 15	0,408	0,423	0,932	22,122	5,866
Ciclo Solar 16	0,473	0,554	0,944	24,143	9,596
Mínimo	0,169	0,166	0,330	17,370	4,491
Ascenso	0,502	0,648	1,162	37,103	15,493
Máximo	0,778	0,902	1,743	40,198	10,666
Descenso	0,362	0,421	0,734	24,654	9,868

Tabla 5.31. Comparativa de la *TOD* de los grupos de playas solares según la clasificación del OE en cada intervalo de tiempo. Los resultados se expresan en grupos/día.

	<i>c</i>	<i>cd</i>	<i>d</i>	<i>dif</i>	<i>EX</i>	<i>O</i>
1910—1937	0,650	0,914	0,800	0,292	27,253	12,142
Ciclo Solar 15	0,767	1,236	1,009	0,104	34,757	10,621
Ciclo Solar 16	0,591	0,878	0,733	0,494	27,315	15,155
Mínimo	0,329	0,377	0,296	0,154	14,907	5,894
Ascenso	0,882	1,392	1,019	0,217	29,977	15,902
Máximo	0,921	1,335	1,033	0,563	36,445	19,304
Descenso	0,672	0,920	1,067	0,297	32,495	11,374

5.6.2. Inhomogeneidades Espaciales

De manera similar a los test de homogeneidad temporal, el test de homogeneidad espacial proporciona información sobre la evolución morfológica de las estructuras en los hemisferios solares norte y sur. Con el objetivo de analizar si las transiciones desde la clase *i* hacia la clase *j* presentan tendencias distintas en ambos hemisferios, se ha utilizado el estadístico X^2 , adaptado al test de homogeneidad espacial, X_h^2 , que se distribuye asintóticamente como χ^2 con $k(k-1)(H-1)$ grados de libertad, donde de nuevo, *k* es el número de clases morfológicas de un esquema de clasificación determinado, y *H* es el número total de hemisferios solares ($H = 2$). El estadístico X_h^2 se puede expresar como sigue (Anderson y Goodman, 1957; Sales, 1971; Rao, 2002):

$$X_h^2 = \sum_{i=1}^k X_i^2 = \sum_{i=1}^k \sum_{h=1}^H \sum_{j=1}^k \frac{n_{ij}^2(h)}{E_{ij}(h)} - n_i \quad (5.28)$$

dónde n_i es el número total de transiciones registradas desde la clase *i* hacia todas las clases, $n_{ij}(h)$ es el número total de transiciones registradas desde la clase *i* hacia la clase *j* en un determinado hemisferio solar *h*, y $E_{ij}(h)$ es el número esperado de transiciones desde la clase *i* hacia la clase *j* teniendo en cuenta condiciones de homogeneidad espacial. $E_{ij}(h)$ puede obtenerse a partir del producto de n_i , la probabilidad de estar en un cierto hemisferio *h*, $p_i(h)$, y la probabilidad de realizar una transición desde la clase *i* hacia clase *j*, p_{ij} :

$$E_{ij}(h) = n_i \cdot p_i(h) \cdot p_{ij} = n_i \frac{\sum_{j=1}^k n_{ij}(h)}{n_i} \cdot \frac{\sum_{h=1}^H n_{ij}(h)}{n_i} = \frac{\sum_{j=1}^k n_{ij}(h) \cdot \sum_{h=1}^H n_{ij}(h)}{n_i} \quad (5.29)$$

También se ha realizado el test utilizando el estadístico γ (Shamshad et al., 2005, Hassan et al., 2016), que también sigue una distribución χ^2 con $k(k-1)(H-1)$ grados de libertad, y contrasta la matriz de probabilidad de transición con todos los datos p_{ij} (ambos hemisferios), con las matrices de probabilidad de transición para los hemisferios solares norte y sur, $p_{ij}(h)$:

$$\gamma = -2 \sum_{h=1}^2 \sum_{i=1}^k \sum_{j=1}^k n_{ij}(h) \ln \left[\frac{p_{ij}}{p_{ij}(h)} \right] \quad (5.30)$$

Los resultados obtenidos a través de los estadísticos X_h^2 y γ se muestran en la Tabla 5.32. Una vez más, se han analizado las transiciones del esquema de clasificación de Zürich realizando la agrupación 2. Teniendo en cuenta un nivel de significancia del 95 %, los resultados confirman que las transiciones desde la clase i hacia la clase j son homogéneas en el espacio, ya que ambos estadísticos son inferiores a χ^2 . Es decir, en general, los grupos de manchas y playas solares evolucionan morfológicamente presentando el mismo comportamiento en ambos hemisferios solares. Por otro lado, es importante mencionar que el hemisferio norte presenta, en promedio, un número de transiciones alrededor de un 4,3% más elevado con respecto al hemisferio sur. Por lo tanto, debido a esta asimetría N-S, la predicción de la *TOD* que ofrece el modelo de cadenas de Márkov de ambas estructuras solares es diferente en cada hemisferio. Dado que la asimetría N-S varía con el tiempo, debido al bajo número de transiciones, incluso anualmente no es posible realizar las correspondientes predicciones de la *TOD* usando un modelo de Cadenas de Márkov.

Tabla 5.32. Resultados del test de homogeneidad espacial (hemisferios solares norte y sur, es decir, $H = 2$) vía estadísticos X_h^2 y γ para la clasificación de Cortie de grupos de manchas solares, la clasificación de Zürich de grupos de manchas solares, agrupando las clases $[A,B,C]$, $[D,E,F]$, $[G,H,J]$, y la clasificación del OE de grupos de playas solares.

	Clasificación de Cortie (manchas) ($k=5$)	Clasificación de Zürich (manchas) (Agrupación 2) ($k=3$)	Clasificación del OE (playas) ($k=4$)
X_h^2	19,38	8,13	15,42
γ	19,37	8,12	15,44
χ^2	31,41	12,59	21,03

5.7. Discusión

El modelo de cadenas de Márkov es una potente herramienta que permite analizar, modelar y realizar predicciones del comportamiento y evolución de sistemas complejos definidos por un conjunto finito de estados. En este capítulo se ha comprobado la aplicabilidad de los modelos de primer y segundo orden a la evolución morfológica de los grupos de manchas y playas solares y, como primera aproximación, se ha aplicado el modelo de primer orden a los correspondientes datos registrados en el OE durante 1910—1937.

Con respecto a los grupos de manchas, los principales resultados del modelo junto con la distribución porcentual de la morfología observada en el nacimiento y muerte de

los grupos sugieren que la secuencia evolutiva de aquellos grupos que pasan por casi todas las morfologías del esquema de clasificación de Cortie es: *I-III-IV-I*. Esta secuencia es bastante similar a la propuesta por Cortie (1901), que también considera las diferentes subclases de cada morfología, esto es: *I-I Ib-I Ia-IIIa-I Ia-IVd-IVa-IVa-I*. Sin embargo, se ha visto que la mayoría de los grupos no siguen la secuencia inferida en este capítulo, ya que el proceso de decrecimiento en el que los grupos comienzan a encogerse y vuelven a la clase *I* antes de morir puede comenzar desde cualquier morfología, y especialmente desde la clase *III*. Como se ha señalado en el Capítulo 3 (Tabla 3.1), las clases de Cortie *II* y *V* son las morfologías menos frecuentes durante todo el período estudiado. Por lo tanto, las transiciones que involucran estas clases son también menos comunes, lo que significa que sus probabilidades de transición son también más bajas. En cuanto al esquema de clasificación de Zürich, no se observa la secuencia esperada, *[A,B,C]-[D,E,F]-[G,H,J]* (Waldmeier, 1947), ya que un número significativo de grupos jóvenes evolucionan directamente hacia la última etapa de su vida o incluso se extinguen directamente. Una explicación a este hecho puede ser la asignación errónea de algunos grupos de clase *A* y *J* de Zürich durante el proceso de conversión desde sus correspondientes clases de Cortie. Debido a las similitudes morfológicas entre ambas clases y al hecho de no disponer de datos acerca de la penumbra de las estructuras, algunos de grupos de clase *A* y *J* podrían haber sido asignados incorrectamente. De hecho, Lefèvre et al. (2016), mencionaron problemas de conversión hacia la clase *J* usando datos del OM. No obstante, Gómez et al. (2014) extrajeron conclusiones similares en el análisis de las características de los grupos de manchas del Ciclo Solar 23, señalando que, tras su aparición, la mayoría de los grupos no evolucionan hacia las morfologías correspondientes a la etapa de madurez (clases de Zürich *D,E,F*), sino directamente hacia su extinción.

Tras su aparición, los grupos de manchas permanecen estables con una determinada morfología durante un período de tiempo que generalmente supera los dos días. En cambio, desde el momento en que los grupos empiezan a evolucionar hacia otras morfologías, los tiempos de permanencia se acortan a un día o incluso menos. También se observa que, a medida que los grupos nacen con morfologías típicamente más evolucionadas, sus tiempos de permanencia iniciales también aumentan. Este último resultado podría relacionarse con el estudio de Forgács-Dajka et al. (2021), quienes determinaron que la duración del proceso de crecimiento y decrecimiento de los grupos de manchas es asimétrica, y esta varía en función del área máxima que presentan. En particular, Gómez et al. (2014) señalaron que los grupos que alcanzan áreas máximas más grandes también presentan mayores tiempos de crecimiento. Por otro lado, Muraközy (2020) concluyó que los grupos con mayores áreas presentan un decrecimiento más rápido. Esta observación concuerda con los resultados de este trabajo, ya que los grupos más grandes, es decir, las clases *IV* y *V* de Cortie, presentan tiempos de permanencia bastante más cortos en comparación con el resto de las morfologías, una vez han evolucionado a la clase *I*. Además, Gómez et al. (2014) observaron que el proceso de decrecimiento de los grupos ocurre en dos fases: al principio los grupos encogen su área muy rápidamente; sin embargo, el proceso entra en una segunda etapa mucho más suave hasta su muerte. Esta estabilidad justo al final de la vida de los grupos puede observarse analizando los tiempos de permanencia de los grupos de clase *I* de Cortie y de la agrupación *[G,H,J]* de Zürich. Hay que recordar que la clase *I* de Cortie presenta un comportamiento dual, ya que está presente tanto al principio como al final de la secuencia evolutiva de las estructuras, y, por lo tanto, el tiempo de permanencia como clase *I* podría verse influenciado. Por otro lado, la posible asignación incorrecta de las clases *A/J* de Zürich también podría alterar los resultados.

Por último, la predicción de la TOD que ofrece el modelo de cadenas de Márkov sugiere que las clases I y IV de Cortie y la agrupación $[G,H,J]$ de Zürich son las morfologías más frecuentes durante 1910—1937. Tal y como se ha visto en el Capítulo 3 (Tabla 3.1), este resultado está respaldado por los datos del Observatorio de Kodaikanal en el mismo intervalo de tiempo, ya que las clases I y IV de Cortie son las morfologías más frecuentes, con el 62,9% y el 25,2% del total de ocurrencias diarias. Los registros del OE también muestran tendencias parecidas, con el 41,4% y el 3,2% del total de ocurrencias diarias, respectivamente. En el caso de la clasificación de Zürich, se observa que la morfología más frecuente es la clase J (34,7%), seguida de cerca por la clase A (26,1%), mientras que las clases G y H representan solamente el 1,0% y el 12,1% del total de las ocurrencias diarias. Esto sugiere que, en los resultados de la predicción de la TOD del modelo de cadenas de Márkov, la agrupación $[G,H,J]$ viene representada principalmente por la clase J . Por otro lado, es importante remarcar que, durante el período estudiado, la TOD_{total} de los grupos de playas solares activas es aproximadamente un 58% más elevada que la TOD_{total} de los grupos de manchas activas, lo que sugiere una mayor actividad solar en la Cromosfera. Este resultado está en consonancia con las observaciones de Butler (1924), quien comentó que cada grupo de manchas suele venir acompañado por un grupo de playas, pero debido al tiempo de vida de los grupos de playas (bastante mayor en comparación con el de los grupos de manchas), es posible observar grupos de playas sin ningún grupo de manchas cercano durante largos períodos de tiempo.

En cuanto a los grupos de playas solares, los principales resultados del modelo junto con la distribución porcentual de las morfologías observadas en el nacimiento y muerte de los grupos, indican que la historia evolutiva de un grupo regular en términos del esquema de clasificación del OE es: c - cd - d - dif . Este resultado está en la línea de los estudios de Cirera (1910) y Butler (1922; 1924), quienes analizaron respectivamente los datos del OE y Kodaikanal, concluyendo que los grupos de playas se originan con morfologías compactas y evolucionan presentando paulatinamente un mayor grado de dispersión hasta que finalmente desaparecen, volviéndose indistinguibles del resto de la Cromosfera. No obstante, los resultados de la Sección 5.5.2 muestran que una fracción importante de grupos de clase d tiende a volver a la clase cd en lugar de seguir el proceso de dispersión hasta su muerte. Este hecho, unido a que en el nacimiento de las estructuras se observa una distribución porcentual de las clases c , cd y d bastante similar, podría relacionarse con los resultados de Casanovas (1968), quien señaló que los grupos de playas aparecen tanto por nacimiento, es decir, por la formación de un nuevo grupo en una zona de la Cromosfera donde no había rastro alguno de un grupo de playas anterior; o bien por el resurgimiento o rejuvenecimiento de un grupo ya existente, es decir, la formación de un nuevo grupo en los alrededores o incluso en el interior de un grupo ya evolucionado muy cercano a su desaparición. Butler (1922) también sugirió que algunos grupos dispersos podrían ser precursores de posteriores.

Al igual que los grupos de manchas, los grupos de playas también tienden a estabilizarse tras su aparición preservando su morfología durante aproximadamente tres días. Sin embargo, de manera similar a los grupos de manchas, la evolución morfológica de los grupos de playas se acelera hacia su desaparición una vez que alcanzan la clase cd , ya que los tiempos de permanencia se vuelven más cortos a partir de entonces. Por otro lado, el tiempo de vida estimado de un grupo regular, teniendo en cuenta el paso por todas las clases morfológicas, es de 5,1 días. Sin embargo, este valor no es del todo preciso, puesto que lleva implícito las limitaciones que conlleva realizar observaciones en tierra

(sólo se dispone de registros en el hemisferio solar visible). Por otro lado, la cobertura temporal de las series durante el periodo de estudio considerado es de alrededor del 80%, lo que impide seguir la vida completa de la gran mayoría de las estructuras, así como la de aquellos grupos ya evolucionados procedentes del hemisferio solar no visible, y la de los grupos que cruzan el limbo solar este. Por esta razón, este resultado difiere de las observaciones de Butler (1922; 1924), quien notó que la mayoría de los grupos presentan tiempos de vida superiores a los 13 días, un valor más realista que, en general, es mayor en comparación con el correspondiente a los grupos de manchas.

Casanovas (1968) dividió la vida de los grupos de playas solares en dos partes o fases. En la primera parte, los grupos crecen en tamaño y tienden a ser compactos y muy brillantes. La segunda parte es bastante más larga que la primera, y comienza cuando los grupos adquieren su área máxima. A partir de este momento, los grupos disminuyen progresivamente su tamaño y brillo. En términos de la secuencia evolutiva propuesta en este trabajo, la primera fase conformaría el período desde la aparición de las estructuras en la clase *c*, hasta la transición a la clase *cd*; mientras que la segunda etapa estaría compuesta por el resto de la secuencia. Es importante señalar que, a pesar del hecho que la evolución morfológica inferida es cualitativamente consistente con las observaciones de Casanovas (1968), la duración de ambas partes no coincide con los tiempos de permanencia estimados, presumiblemente debido a las limitaciones derivadas de no disponer de una cobertura completa de los registros. En particular, el modelo de cadenas de Márkov caracteriza la duración de ambas fases con valores de aproximadamente 2,8 y 2,3 días, que corresponden al 54,9% y al 45,1% del tiempo de vida, respectivamente.

Por último, la predicción de la *TOD* que ofrece el modelo de cadenas de Márkov revela que las morfologías más frecuentes que presentan los grupos de playas durante 1910—1937 son las clases *d* y *cd*. Este resultado encaja con los porcentajes observados en los registros del OE para el mismo intervalo de tiempo, presentados en el Capítulo 3 (Tabla 3.3), que fueron del 29,7% y 33,4%, respectivamente.

Los resultados de los test de homogeneidad indican en ambas estructuras solares que las transiciones entre las diferentes clases morfológicas (y, en consecuencia, todas las propiedades que se pueden derivar del análisis del modelo de cadenas de Márkov), son similares en ambos hemisferios, pero presentan una dependencia con el tiempo. De este modo, en función del ciclo solar o fase de ciclo solar considerado, se observan pequeñas desviaciones en todas las propiedades analizadas, que pueden afectar a ciertos aspectos de la evolución morfológica de las estructuras. Como ejemplo, el fenómeno de rejuvenecimiento de los grupos de playas solares se acentúa durante los máximos y en las fases ascendentes de los ciclos solares considerados, ya que la probabilidad de transición desde la clase *d* hacia la clase *cd* aumenta. Además, en ambas estructuras solares se observa que los tiempos de permanencia son ligeramente más cortos durante el Ciclo Solar 15 que durante el Ciclo Solar 16. Del mismo modo, los tiempos de permanencia son también ligeramente más cortos durante los mínimos de actividad solar y las fases descendentes de los ciclos en comparación con los máximos de actividad solar y las fases ascendentes de los ciclos considerados. Por último, los tiempos de crecimiento de los grupos de playas también se ven afectados por las inhomogeneidades temporales, ya que son bastante más cortos durante las fases de los ciclos solares antes mencionadas. Este hecho también ha sido observado en grupos de manchas (Gómez et al., 2014), quienes señalaron que sus propiedades, y en particular los tiempos de crecimiento y decrecimiento, varían según las distintas fases del ciclo solar, aunque no lo hacen significativamente.

La TOD es la propiedad más afectada por las inhomogeneidades temporales, ya que la actividad solar, y en consecuencia el número de estructuras que se originan en ambas capas de la atmósfera solar, experimenta un aumento o disminución según el ciclo o fase de ciclo solar considerado (Gómez et al., 2014). No obstante, la comparación entre los resultados pertenecientes a los Ciclos Solares 15 y 16 sugiere que los grupos de manchas y los grupos de playas muestran un comportamiento diferente. El Ciclo Solar 16 muestra un aumento de la población activa total de grupos de manchas de alrededor del 13% con respecto al ciclo solar anterior. Sin embargo, la TOD_{total} de grupos de playas solares disminuye aproximadamente un 13%. Este resultado concuerda con el análisis realizado en el Capítulo 4, y puede explicarse mediante el efecto Waldmeier (Waldmeier, 1955). En términos de los grupos de manchas, el Ciclo Solar 16 es más largo, pero presenta un máximo de actividad inferior al del Ciclo Solar 15. Por el contrario, en términos de los grupos de playas, los Ciclos Solares 15 y 16 muestran longevidades similares. Sin embargo, el Ciclo Solar 15 sigue presentando un máximo más elevado (véase Figuras 4.1 y 4.5). Además, durante los Ciclos Solares 15 y 16, los grupos de playas muestran respectivamente una TOD_{total} que es aproximadamente un 78% y un 36% más alta en comparación con los grupos de manchas. Por último, los resultados obtenidos para cada fase de los ciclos solares revelan que ambas estructuras presentan una TOD directamente proporcional. Sin embargo, la diferencia de la población activa total de grupos de manchas entre el máximo y el mínimo de actividad de los ciclos solares es aproximadamente un 6% mayor en comparación con los grupos de playas.

Capítulo 6.
Análisis del Comportamiento Cíclico de la Asimetría N-S en la
Actividad Solar.

6.1 Introducción

La búsqueda de periodicidades en la actividad solar ha estado en el punto de mira a lo largo de la historia de la Física Solar. El desarrollo de esta rama ha permitido el descubrimiento de fenómenos solares como la ley de Spörer (Carrington, 1863) o el propio ciclo solar de 11 años (Schwabe, 1844).

Tal y como se ha comentado en el Capítulo 2, existen fuertes evidencias que sugieren que la actividad solar presenta variaciones sistemáticas con períodos del orden de varios ciclos solares. Ejemplos de estas variaciones periódicas son el ciclo de Gleissberg de 87 años (Gleissberg, 1939), el ciclo de Suess-de Vries de 207 años (Suess, 1980) o el ciclo de Hallstatt de 2400 años (Vasiliev y Dergachev, 2002). Todas estas periodicidades parecen modular la actividad solar a largo plazo e incluso pueden llegar a afectar el clima terrestre produciendo episodios inusuales como el mínimo de Maunder (Kern et al., 2012; Ruzmaikin y Feynman, 2015).

También se han encontrado variaciones sistemáticas en la actividad solar en escalas de tiempo más cortas que el ciclo de Schwabe de 11 años. Dos ejemplos de estas variaciones son la periodicidad de Rieger de 154-158 días (Rieger et al., 1984), detectada especialmente en épocas de máxima actividad solar (Lean, 1990; Oliver et al., 1998; Krivova y Solanki, 2002; Roy et al., 2020; Chowdhury et al., 2022); y las llamadas oscilaciones cuasi bienales (*Quasi-biennial oscillations*, QBOs), que presentan periodos entre 1 y 4 años (Benevolenskaya, 1995; Mursula et al., 2003; Bazilevskaya et al., 2014; Chowdhury et al., 2016; 2019; 2022).

La asimetría N-S de la actividad solar también se ha estudiado en busca de comportamientos periódicos. Se sabe que la asimetría N-S se modula a largo plazo, con un período asociado de 8-12 ciclos solares (Waldmeier, 1957; Vizoso y Ballester, 1990; Verma, 1993; Oliver y Ballester, 1994; Pulkkinen et al., 1999; Li et al., 2002; 2009; Knaack et al., 2004; Zhang y Feng, 2015). También se han detectado periodicidades en escalas de tiempo del orden del ciclo solar de 11 años (Carbonell et al., 1993; Oliver y Ballester, 1994; 1996; Li et al., 2002; Knaack et al., 2004), e incluso en escalas más cortas, como 8,65 años, 4,7 años o 1,44 años (Ballester et al., 2005; Chowdhury et al., 2019; Ravindra et al., 2021; Chowdhury et al., 2022).

El objetivo de este capítulo es, en primer lugar, demostrar que como mínimo durante 1910—1937, se produce un cambio sistemático del hemisferio dominante en cuanto a la actividad solar se refiere, con un período de aproximadamente 7,5-8,0 años. Para ello, se han aplicado diferentes técnicas de análisis a los datos de asimetría N-S derivados de la suma mensual de ocurrencias y áreas diarias de los grupos de manchas y playas solares. En particular, se han empleado los registros de grupos de manchas y playas solares del OE durante 1910—1937 y los registros de grupos de manchas compilados por el Dr. Hathaway, procedentes del RGO durante 1874—1976, y de la USAF/NOAA durante 1976—2016. Por otro lado, también se pretende caracterizar la evolución en el tiempo de este fenómeno, y su coexistencia con otras periodicidades en diferentes escalas temporales, en las distintas capas de la atmósfera solar, utilizando los grupos de manchas (Fotosfera) y los grupos de playas solares (Cromosfera) como indicadores.

El capítulo está organizado del siguiente modo: la Sección 6.2 muestra la evolución en el tiempo de la suma mensual de ocurrencias y áreas diarias de los grupos de manchas y playas solares registrados en el OE (1910—1937) y en el RGO-USAF/NOAA (1874—2016); la Sección 6.3 muestra el comportamiento cíclico observado en los índices de asimetría N-

S, obtenidos a partir de los datos presentados en la Sección 6.2; en las Secciones 6.4, 6.5 y 6.6 se realiza una caracterización exhaustiva del fenómeno mediante el uso de diferentes técnicas y métodos, esto es, el análisis del espectro de potencia, el método CEEMDAN (*Complete Ensemble Empirical Mode Decomposition With Adaptive Noise*) y el análisis wavelet, que conducen a la detección de señales periódicas adicionales en otras escalas temporales. Finalmente, la Sección 6.7 discute ampliamente todos los resultados obtenidos y se comparan con otros estudios.

Es importante mencionar que los resultados y conclusiones que se extraen de este capítulo han sido publicados en el artículo científico IV mencionado en la Sección 1.4.

6.2. Suma Mensual de Ocurrencias y Áreas Diarias

En este capítulo se analiza la evolución temporal de la suma mensual de ocurrencias y áreas diarias (de ahora en adelante *SMOD* y *SMAD*, respectivamente) de grupos de manchas y playas solares procedentes de los registros del OE y del RGO-USAF/NOAA. Estas dos cantidades ofrecen una estimación de la actividad solar mensual en cada hemisferio en la Fotosfera y Cromosfera.

6.2.1. Grupos de Manchas y Playas del OE

La Figura 6.1 muestra una comparativa entre los hemisferios solares norte y sur de la *SMOD* de grupos de manchas y playas solares registrados en el OE durante 1910—1937 (paneles superiores *a* y *b*), así como su correspondiente *SMAD* (paneles inferiores *c* y *d*), expresada en MSH en el caso de los grupos de manchas, y en 100 KSH en el caso de los grupos de playas.

Las integrales a lo largo de todo el intervalo de tiempo considerado de la *SMOD* y *SMAD* para cada hemisferio revelan que la actividad solar en el hemisferio norte es, en promedio, un $5,7 \pm 0,6\%$ más elevada que el sur. Por otro lado, la actividad solar se concentra en el hemisferio norte durante aproximadamente el $55 \pm 1\%$ del lapso estudiado. Tendencias similares se han obtenido en el Capítulo 4, examinando el *NNSAI* derivado del número total de ocurrencias diarias de las distintas morfologías de grupos de manchas y playas solares (ver Figuras 4.12, 4.13 y 4.14). Por otro lado, en todos los paneles de la Figura 6.1 puede notarse un cierto desfase entre ambos hemisferios solares cada 3-5 años. Esta asincronía ya ha sido detectada a lo largo del tiempo en estudios anteriores sobre grupos de manchas (Yi, 1992; Ravindra et al., 2021), y sobre grupos de playas (Chowdhury et al., 2022), e implica que la actividad solar empieza antes en uno de los dos hemisferios. Las principales hipótesis al respecto apuntan al fenómeno de la asimetría N-S (Temmer et al., 2006; Zolotova y Ponyavin, 2006; McIntosh y Leamon, 2014; Deng et al., 2016; Schüssler y Cameron, 2018; Chowdhury et al., 2019; Ravindra et al., 2021), o incluso a diferencias en el comportamiento e intensidad de los procesos de dinamo que tienen lugar en ambos hemisferios (Chowdhury et al., 2019; Ravindra et al., 2021).

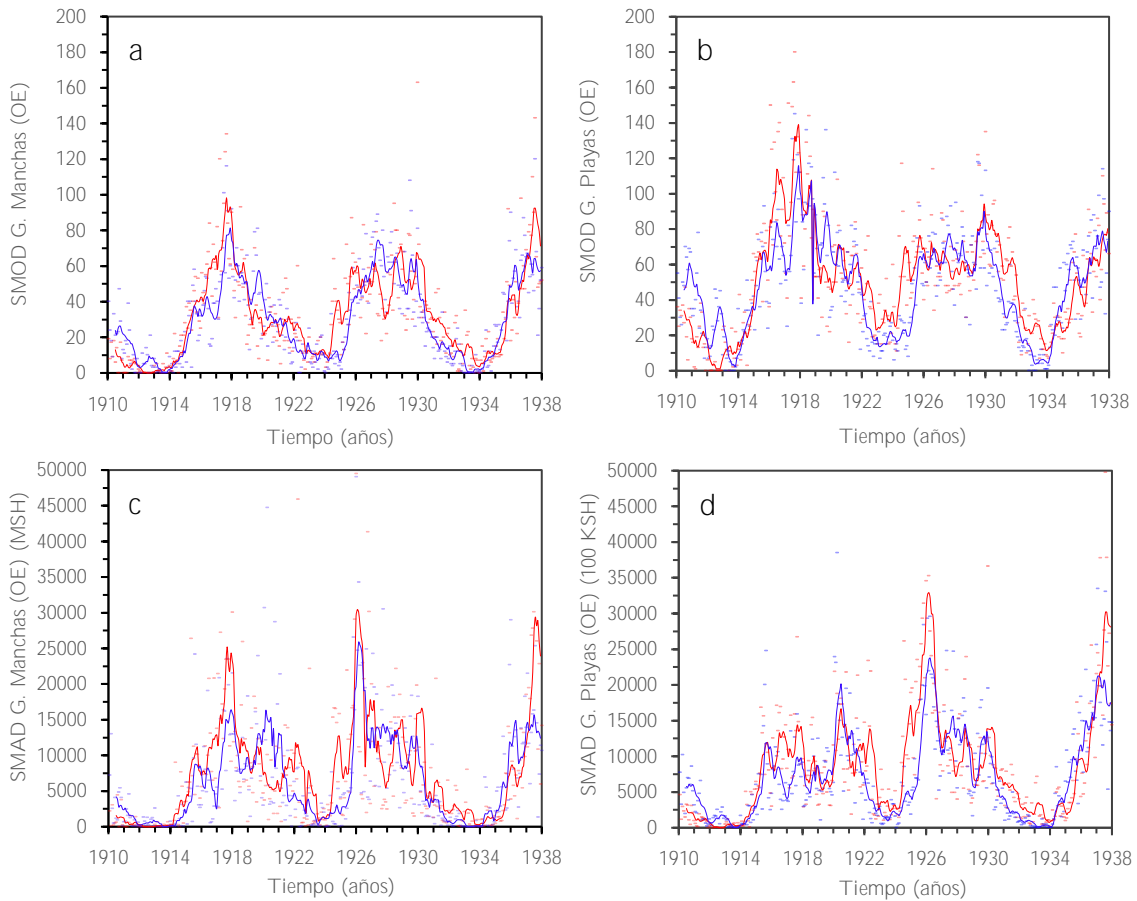


Figura 6.1. Evolución en el tiempo durante 1910—1937 de la *SMOD* (paneles superiores *a* y *b*) y de la *SMAD* (paneles inferiores *c* y *d*) de grupos de manchas y playas solares registrados en el OE. Los puntos rojos y azules representan respectivamente, los datos mensuales correspondientes a los hemisferios solares norte y sur. Las curvas rojas y azules representan sus correspondientes media móvil de 7 meses.

6.2.2. Grupos de Manchas del RGO-USAF/NOAA

Análogamente, la Figura 6.2 muestra una comparativa entre los hemisferios solares norte y sur de la *SMOD* de grupos de manchas registrados en el RGO-USAF/NOAA, y su correspondiente *SMAD*, durante 1910—1937 (paneles superiores *a* y *b*) y 1874—2016 (paneles inferiores *c* y *d*). En cuanto al intervalo 1910—1937, se observa que los resultados son aproximadamente un $38 \pm 4\%$ más elevados en comparación con los obtenidos en el OE. Esto se debe a una mayor cobertura temporal dentro del intervalo considerado, que es prácticamente del 100%. Sin embargo, si se contrastan los resultados entre ambos hemisferios solares, se observan valores similares a los obtenidos en el OE. De este modo, los registros del RGO muestran que la actividad solar en el hemisferio norte es, en promedio, un $5,1 \pm 0,5\%$ más elevada en comparación con el hemisferio sur, y además se concentra en el hemisferio norte durante aproximadamente el $53,9 \pm 0,4\%$ del intervalo de tiempo considerado.

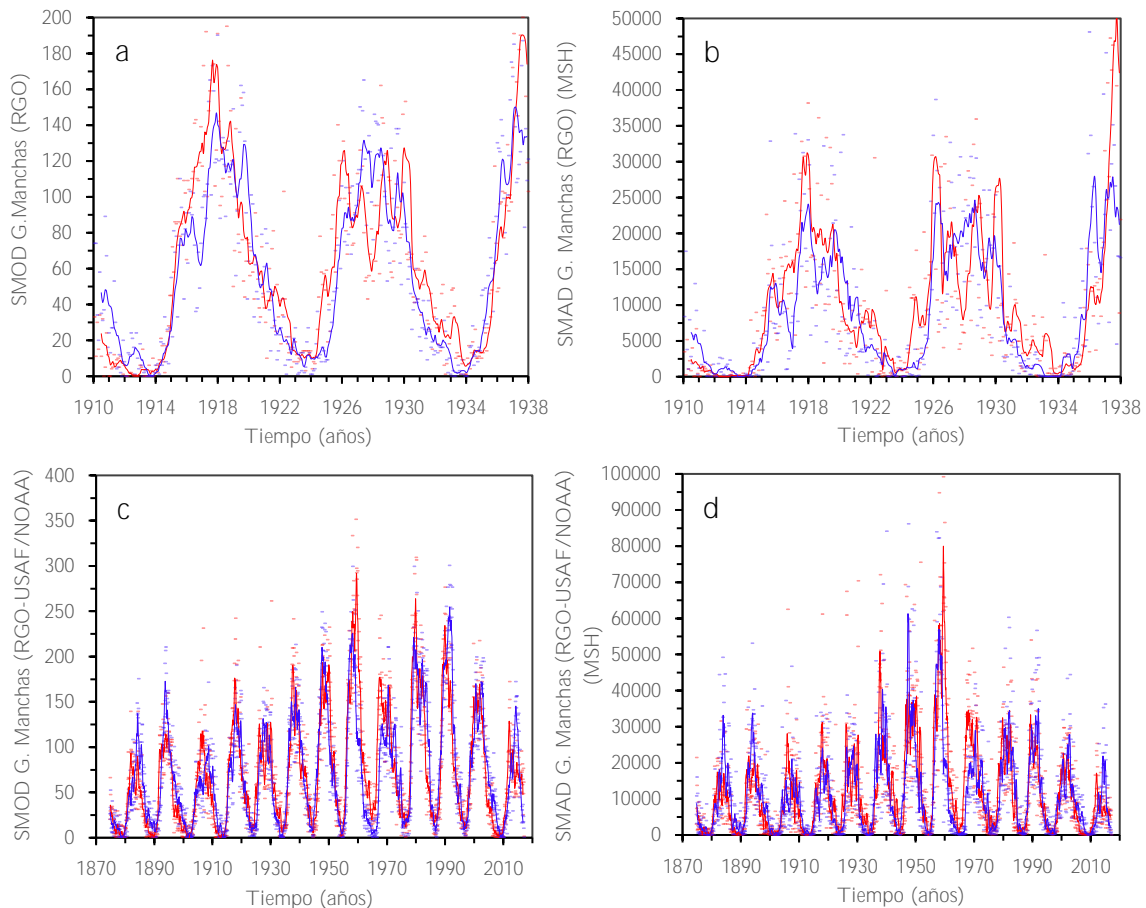


Figura 6.2. Evolución en el tiempo durante 1910—1937 (*paneles superiores a y b*) y 1874—2016 (*paneles inferiores c y d*) de la *SMOD* y *SMAD* de grupos de manchas solares registrados en el RGO-USAF/NOAA. Los puntos rojos y azules representan respectivamente, los datos mensuales correspondientes a los hemisferios solares norte y sur. Las curvas rojas y azules representan sus correspondientes media móvil de 7 meses.

6.3 Análisis de los Índices de Asimetría N-S

La Figura 6.3 muestra la evolución temporal de los *ANSAI* y *NNSAI* derivados de la *SMOD* y *SMAD* de grupos de manchas y playas solares registrados en el OE y en el RGO-USAF/NOAA durante 1910—1937 (paneles superiores) y 1874—2016 (paneles inferiores). En los paneles *a* y *b* se puede observar que la actividad solar no solo es asimétrica entre ambos hemisferios durante todo el lapso considerado, sino también es ligeramente diferente en las distintas capas de la atmósfera solar. Como se muestra en la Tabla 6.1, los coeficientes de correlación de Pearson calculados entre las distintas series temporales de grupos de manchas y playas solares reflejan estas diferencias. Por otro lado, en comparación con los grupos de manchas, los grupos de playas tienden a presentar niveles de asimetría más bajos en prácticamente todo el intervalo de tiempo estudiado. En particular, calculando las integrales a lo largo del intervalo 1910—1937 de los valores absolutos de todos los puntos de datos de cada *NNSAI*, los grupos de playas muestran valores un $27,4 \pm 0,6\%$ más bajos en comparación con los grupos de manchas.

Finalmente, es posible observar que la actividad solar presenta un cambio cíclico cada $7,9 \pm 0,2$ años en cuanto a la predominancia hemisférica. En particular, este fenómeno presenta un período global de aproximadamente $7,9 \pm 0,3$ años en el caso de los grupos de manchas y de $8,0 \pm 0,4$ años en el caso de los grupos de playas. Además, como se ha visto

en las Figuras 6.1 y 6.2, la Figura 6.3 confirma que el hemisferio norte presenta niveles de asimetría ligeramente más elevados en todas las series temporales, y también predomina durante períodos de tiempo más largos. En particular, el valor de las integrales a lo largo de 1910—1937 de los valores absolutos de cada índice de asimetría es, en promedio, un $33\pm 3\%$ más elevado en el hemisferio norte, en comparación con el hemisferio sur.

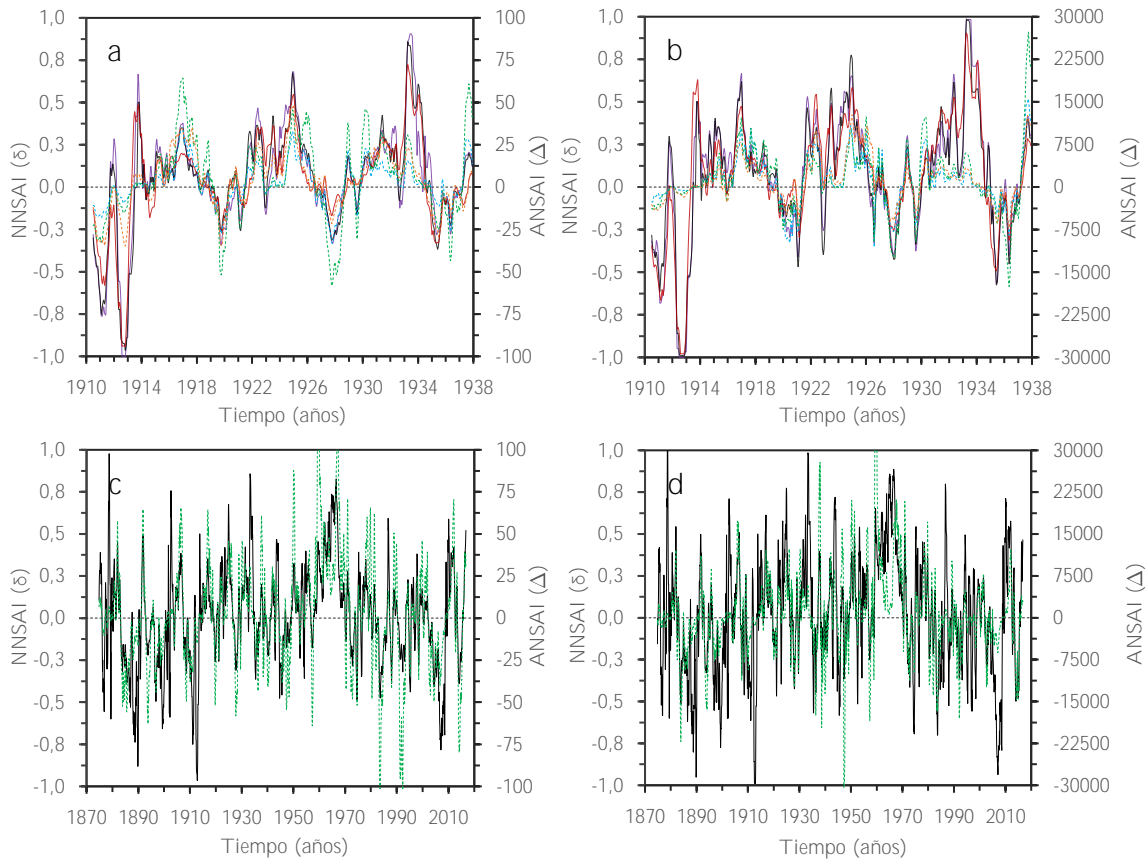


Figura 6.3. Evolución en el tiempo del *NNSAI* y *ANSAI* derivados de la *SMOD* y *SMAD* de grupos de manchas y playas solares durante 1910—1937 (*paneles superiores a y b*) y 1874—2016 (*paneles inferiores c y d*). Con respecto al *NNSAI*: La línea sólida violeta corresponde a los registros de grupos de manchas del OE, la línea sólida negra pertenece a los registros de grupos de manchas del RGO-USAF/NOAA, y la línea sólida roja pertenece a los registros de grupos de playas del OE. Con respecto al *ANSAI*: La línea discontinua azul corresponde a los registros de grupos de manchas del OE, la línea discontinua verde pertenece a los registros de grupos de manchas del RGO-USAF/NOAA, y la línea discontinua naranja corresponde a los registros de grupos de playas del OE.

Tabla 6.1. Coeficiente de correlación de Pearson calculado entre los diferentes índices de asimetría N-S derivados de la *SMOD* y *SMAD* de las distintas series temporales de grupos de manchas y playas solares.

Series Temporales (1910—1937)	r_{NNSAI}	r_{ANSAI}
G. Manchas OE – G. Manchas RGO (<i>SMOD</i>)	0,953	0,967
G. Manchas OE – G. Playas OE (<i>SMOD</i>)	0,872	0,774
G. Playas OE – G. Manchas RGO (<i>SMOD</i>)	0,903	0,735
G. Manchas OE – G. Manchas RGO (<i>SMAD</i>)	0,979	0,925
G. Manchas OE – G. Playas OE (<i>SMAD</i>)	0,918	0,847
G. Playas OE – G. Manchas RGO (<i>SMAD</i>)	0,904	0,816

6.4. Análisis del Espectro de Potencia

Con el objetivo de confirmar el resultado mostrado en la Sección 6.3, obtener una medida más precisa de la señal periódica, e incluso detectar periodicidades adicionales, se ha realizado un análisis del espectro de potencia de todas las series temporales a partir de tres técnicas diferentes: la Transformada Discreta de Fourier, el periodograma Lomb-Scargle y el *Time Averaged Wavelet Spectrum*. Cada uno de los tres métodos es bueno en algunos aspectos y no tanto en otros, de modo que los resultados que se obtienen son complementarios entre ellos y permiten comprender mejor el fenómeno en toda su complejidad.

La Transformada Discreta de Fourier (*Discrete Fourier Transform, DFT*), consiste en una operación matemática (Ecuación 6.1), que transforma una serie compuesta por N números complejos pertenecientes al dominio temporal, $x_k = \{x_0, \dots, x_{N-1}\}$, en otra serie de N números complejos pertenecientes al dominio frecuencial, $X_k = \{X_0, \dots, X_{N-1}\}$ (VanderPlas, 2018).

$$\mathcal{F}\{x_k\} = X_k = \sum_{n=0}^{N-1} x_n \cdot e^{-\frac{2\pi j kn}{N}} = \sum_{n=0}^{N-1} x_n \cdot \left[\cos\left(\frac{2\pi j}{N} kn\right) - j \cdot \sin\left(\frac{2\pi j}{N} kn\right) \right] \quad (6.1)$$

donde $n = 0, \dots, N-1$, y j es la unidad imaginaria, $j \equiv \sqrt{-1}$.

Finalmente, el cuadrado de la amplitud de la transformada de Fourier (Ecuación 6.2) genera el espectro de potencia de Fourier, cuyos picos indican la intensidad y la frecuencia (o periodo) de las periodicidades existentes en la serie temporal original (VanderPlas, 2018).

$$DFT = |\mathcal{F}\{x_k\}|^2 \quad (6.2)$$

En este trabajo, se ha utilizado la implementación en Python de la *DFT* mediante el uso de la librería *Numpy* y se ha aplicado a todos los *ANSAI* derivados de la *SMOD* y *SMAD* de grupos de manchas y playas solares. Es importante remarcar que solamente se han analizado los *ANSAI* debido a que el denominador de los *NNSAI* (Expresión 2.9) puede introducir picos artefacto, como demostraron Ballester et al. (2005) a partir de las propiedades de la *DFT*. Para cada serie analizada, se han fijado los siguientes parámetros: un dato por mes, un intervalo de muestreo $\Delta t = 1/12$ años, y, por tanto, una frecuencia de Nyquist $\nu_{Ny} = \frac{1}{2\Delta t} = 6$ años⁻¹.

El periodograma Lomb-Scargle (*Lomb-Scargle Periodogram, LSP*) (Lomb, 1976; Scargle, 1982) es una poderosa herramienta utilizada en astrofísica para buscar patrones periódicos en series temporales no equiespaciadas. Una ventaja del *LSP* es que permite fijar arbitrariamente el número de frecuencias con las que se evalúa el espectro de potencia, haciendo posible una estimación más precisa de la frecuencia (o periodo) de las periodicidades existentes en la serie temporal (en comparación con la *DFT*, cuyo número de frecuencias está limitado a $n = N/2$, donde N es el número de datos de la serie temporal a analizar).

Sea $x_k = \{x_0, \dots, x_{N-1}\}$ una serie temporal cuyos elementos se han tomado a tiempos de observación t_k . Entonces, se define el *LSP* de la serie temporal como el espectro de potencia *LSP*(ν) generado mediante la Ecuación 6.3:

$$LSP(\nu) = \frac{1}{2} \left\{ \frac{[\sum_{n=0}^{N-1} x_n \cdot \cos[2\pi\nu t_n - \tau]]^2}{\sum_{n=0}^{N-1} \cos^2[2\pi\nu t_n - \tau]} + \frac{[\sum_{n=0}^{N-1} x_n \cdot \sin[2\pi\nu t_n - \tau]]^2}{\sum_{n=0}^{N-1} \sin^2[2\pi\nu t_n - \tau]} \right\} \quad (6.3)$$

$$\text{Donde } \tau = \frac{1}{4\pi\nu} \tan^{-1} \left[\frac{\sum_{n=0}^{N-1} \sin(4\pi\nu t_n)}{\sum_{n=0}^{N-1} \cos(4\pi\nu t_n)} \right]$$

El LSP ya se ha utilizado para investigar periodicidades en el área y número de grupos de manchas (Ballester et al., 2005; Lomb, 2013; Chowdhury et al., 2013; 2015; Lopes y Silva, 2015; Zhu y Jia, 2018), así como en el área de grupos de playas (Chowdhury et al., 2016). En el caso particular de este trabajo, los distintos $ANSAI$ se han obtenido de la $SMAD$ y $SMOD$ de grupos de manchas y playas solares, y constituyen series temporales no equiespaciadas debido a la presencia de días sin observaciones.

Para calcular los distintos LSP se ha utilizado la implementación en Python de la técnica propuesta por VanderPlas (2018). Se ha establecido a 10.000 el número de frecuencias con las que se evalúa el espectro de potencia. Dichas frecuencias se distribuyen uniformemente entre los 100 años⁻¹ y la frecuencia de Nyquist. La elección de este valor se ha realizado acorde a la argumentación de VanderPlas (2018). Esto es, el número mínimo de frecuencias con las que se debería evaluar un LSP , N_{eval} , debe ser lo suficientemente grande como para muestrear correctamente todos los picos de potencia, y viene dado por:

$$N_{eval} = n_o \cdot T \cdot \nu_{max} \quad (6.4)$$

donde n_o es el número de frecuencias con las que se evalúa cada pico (suele tomarse entre 5 y 10), T es la longitud de la serie temporal y ν_{max} es la frecuencia máxima del LSP . En el caso particular de este estudio, $T = N \cdot \Delta t$, $\nu_{max} = \nu_{Ny} = \frac{1}{2\Delta t}$, de modo que la Ecuación (6.4) se reduce a:

$$N_{eval} = \frac{n_o \cdot N}{2} \quad (6.5)$$

Considerando las distintas series temporales durante 1910—1937 (que disponen de $N = 336$ datos), el número mínimo de frecuencias que debe presentar el correspondiente LSP no debe ser inferior a 840 o 1.680, en función del valor de n_o . Por lo tanto, la elección de $N_{eval} = 10.000$ es más que suficiente para producir un LSP bien muestreado.

Por último, también se ha utilizado la implementación en Python de Torrence y Compo (1998) para el cálculo del *Time Averaged Wavelet Spectrum (TAWS)* (Auchère et al., 2016), llamado originalmente *Global Wavelet Spectrum (GWS)* en Torrence y Compo (1998). El $TAWS$ es un espectro de potencia cuyos picos son mucho más suaves en comparación con los dos métodos anteriores. Esta característica puede ser útil para detectar señales periódicas que muestran una deriva con el tiempo. El $TAWS$ se obtiene a partir de la Transformada Wavelet Continua (*Continuous Wavelet Transform, CWT*), que se define como la convolución de la serie temporal a analizar, $x_k = \{x_0, \dots, x_{N-1}\}$, y el complejo conjugado (*) de la versión escalada y trasladada de una determinada función madre $\psi_0(\eta)$:

$$CWT_n(s) = \sum_{n'=0}^{N-1} x_{n'} \cdot \psi_0^* \left[\frac{(n' - n)\Delta t}{s} \right] \quad (6.6)$$

En este trabajo se ha elegido la función Morlet como función madre, que se define como el producto de una onda exponencial compleja y una envolvente Gaussiana:

$$\psi_0(\eta) = \frac{1}{\sqrt[4]{\pi}} \cdot e^{j\omega_0\eta} \cdot e^{-\frac{\eta^2}{2}} \quad (6.7)$$

donde η es el tiempo no-dimensional, ω_0 es la frecuencia central no-dimensional de la función madre, y debe ser igual o superior a 6 para satisfacer la condición de admisibilidad. Esto es, $\psi_0(\eta)$ debe presentar un promedio igual a cero y estar bien localizada tanto en el dominio temporal como frecuencial (Farge, 1992).

Finalmente, mediante la Ecuación (6.8) es posible obtener $TAWS(s)$:

$$TAWS(s) = \frac{1}{N} \sum_{n=0}^{N-1} |CWT_n(s)|^2 \quad (6.8)$$

Es necesario elegir un conjunto de valores de escala s en los que evaluar $TAWS(s)$. Según Torrence y Compo (1998), si se usa la función Morlet es aconsejable utilizar una discretización exponencial del tipo:

$$s_l = s_0 2^{l\delta_l}, \quad l = 0, \dots, L \quad (6.9)$$

donde $s_0 = 2\Delta t$, $L = \frac{1}{\delta_l} \log_2\left(\frac{N\Delta t}{s_0}\right)$, y δ_l debe ser lo suficientemente pequeño como para generar un espectro de potencia bien muestreado, esto es, igual o inferior a 0,5 (Torrence y Compo, 1998). En este trabajo se ha fijado $\delta_l = 10^{-2}$ para lograr una mayor resolución ($n = 740$ frecuencias en el caso particular de las series temporales de 1910—1937). Es importante mencionar que existe una relación entre la escala s a la que ocurren los picos de potencia en los $TAWS$ y su frecuencia o periodo correspondiente. Esta relación viene dada por la Ecuación (6.10):

$$\nu = \frac{1}{s\Delta t\lambda} \quad (6.10)$$

donde λ es la longitud de onda de Fourier para el caso particular de la función madre Morlet (Torrence y Compo, 1998):

$$\lambda = \frac{4\pi s}{\omega_0 + \sqrt{2 + \omega_0^2}} \quad (6.11)$$

La significancia estadística de los picos de las curvas DFT , $TAWS$ y LSP se ha obtenido utilizando los procedimientos descritos respectivamente en las Secciones 4.1 y 4.2 de Auchère et al. (2016), y en la Sección 7.4 de VanderPlas (2018). Hay que señalar que, si bien los tres procedimientos son parecidos, existen diferencias entre ellos puesto que cada método usa una aproximación diferente (ver Tabla 6.2).

Por otro lado, solo es posible calcular la significancia estadística de los picos de un espectro de potencia si este es plano, es decir, si no muestra ninguna tendencia. Dado que las series temporales consideradas no generan espectros de potencia planos, estos han sido previamente normalizados dividiéndolos por sus correspondientes estimaciones del espectro de potencia de fondo de Fourier (*Fourier background power spectrum, FBS*), esto es, la

tendencia de la curva *DFT* en función de la frecuencia ν (Auchère et al., 2016). Para obtener cada *FBS*, se han realizado ajustes de funciones la forma:

$$FBS(\nu) = a\nu^b + c \quad (6.12)$$

donde a , b y c son los parámetros del ajuste, elegidos mediante dos librerías de Python diferentes (*scipy.optimize.curve_fit* y *lmfit*). Se han obtenido pues, dos ajustes distintos para cada serie temporal. Es importante indicar que los ajustes *FBS* se han estimado a partir de los *TAWS*(s). Esta elección se debe a que las curvas de los *TAWS* son mucho más suaves y no muestran cambios en la potencia tan drásticos como ocurre en las curvas *DFT* o *LSP* (Torrence y Compo, 1998; Auchère et al., 2016). No obstante, los *TAWS* presentan variaciones en escalas temporales mucho más pequeñas que los tiempos característicos de los *FBS*. Por esta razón, a cada punto de las curvas *TAWS* se le ha asociado un peso, de modo que este sea mayor para valores de potencia elevados. Como se explica en detalle en las líneas 93—100 del programa *confidence_levels_demo.pro* (Auchère et al., 2016), disponible en https://idoc.ias.u-psud.fr/MEDOC/wavelets_tc98, se ha elegido que los pesos sean igual al *TAWS* al cuadrado en función de la frecuencia.

Tabla 6.2. Breve resumen de los distintos procedimientos seguidos para el cálculo de los niveles de significancia en cada método de análisis del espectro de potencia.

Método	Procedimiento
DFT	Fijado un nivel de significancia global, P_g , se calcula la potencia mínima pm que deben presentar los picos del <i>DFT</i> normalizado para ser considerados estadísticamente significativos. Para ello se usa la expresión $pm = -\ln [1 - (1 - P_g)^{2/N}]$ (Auchère et al., 2016). Finalmente se extrapola el resultado al <i>DFT</i> original.
TAWS	Fijado un nivel de significancia global, P_g , se calcula la potencia mínima pm que deben presentar los picos del <i>TAWS</i> normalizado para ser considerados estadísticamente significativos. Para ello, se invierte la expresión $P_g(pm) = 1 - \{1 - [P(pm)]^r\}^s$, donde $P(pm)$ es nivel de significancia local ⁵ (y se calcula mediante la función gamma incompleta), y r y s son parámetros calculados empíricamente en Auchère et al., (2016). Finalmente se extrapola el resultado al <i>TAWS</i> original.
LSP	Fijado un nivel de significancia global, P_g , se determina la probabilidad de falsa alarma (<i>False Alarm Probability, FAP</i>) del <i>LSP</i> normalizado mediante $FAP = 1 - P_g$. La <i>FAP</i> mide la probabilidad de que un pico con una determinada potencia pueda ser debido a ruido gaussiano. Posteriormente se calcula pm mediante el algoritmo <i>bootstrap</i> (VanderPlas, 2018). Finalmente se extrapola el resultado al <i>LSP</i> original.

Finalmente, para cada serie temporal, se ha elegido aquella estimación del *FBS* que tras fijar una determinada ω_0 , muestra el valor del estadístico chi-cuadrado reducido, χ_{df}^2 , más cercano a uno (Leo, 1992). Cada χ_{df}^2 se obtiene dividiendo el estadístico chi-cuadrado, χ^2 , asociado a la *DFT* obtenida a partir de cada serie temporal, por su número de grados

⁵ El nivel de significancia *local* indica la probabilidad que un pico de potencia con una frecuencia determinada esté por encima de un cierto valor. En cambio, el nivel de significancia *global* indica la probabilidad de que cualquier pico del espectro de potencia se encuentre por encima de un determinado valor.

de libertad, $df = n - m$, donde n y m representan respectivamente el número total de frecuencias con las que se evalúa cada DFT ($n = N/2$), y el número de parámetros del ajuste ($m = 3$). Por último, se ha determinado la bondad de los ajustes FBS seleccionados, calculando la probabilidad entre cero y uno de obtener un valor de χ_{df}^2 mayor o menor que el valor obtenido asociado a los distintos ajustes FBS seleccionados, $\chi_{df_i}^2$. De este modo, se consideran consistentes todos los resultados cuyo ajuste FBS satisface que la probabilidad $\Pr(\chi_{df}^2 \leq \chi_{df_i}^2) < 0.99$ si $\chi_{df_i}^2 > 1$, o bien $\Pr(\chi_{df}^2 > \chi_{df_i}^2) < 0.99$ si $\chi_{df_i}^2 \leq 1$.

Todos los resultados obtenidos para el lapso 1910—1937 pueden verse en las Tablas 6.3, 6.4 y 6.5, y también en la Figura 6.4⁶. En general, es posible inferir dos periodicidades estadísticamente significativas de 7,0-7,9 años y 4,0-4,2 años. La primera, presenta un período de 7,00 años en todas las series según el análisis del espectro de potencia obtenido a partir de la DFT , y un valor promedio de $7,59 \pm 0,09$ años y $7,57 \pm 0,03$ años, obtenido analizando respectivamente los distintos $TAWs$ y LSP . Por otro lado, la segunda periodicidad se repite cada 4,00 años en todas las series según el análisis de la curva DFT , y cada $4,05 \pm 0,02$ años o $4,10 \pm 0,04$ años según el análisis de las curvas $TAWs$ y LSP , respectivamente. Hay que mencionar que esta segunda señal periódica no es estadísticamente significativa en la $SMOD$ de grupos de playas solares. Por otro lado, el análisis de las curvas $TAWs$ y LSP revela que, en comparación con los grupos de manchas, los grupos de playas presentan valores del período ligeramente mayores tanto en su $SMAD$ como en su $SMOD$. Concretamente, los LSP obtenidos de todas las series de grupos de manchas presentan picos en torno a $7,53 \pm 0,03$ años y $4,07 \pm 0,05$ años, mientras que, en las series de grupos de playas, dichos picos se sitúan alrededor de $7,65 \pm 0,01$ años y $4,14 \pm 0,08$ años.

Tabla 6.3. Valores de la frecuencia central no dimensional y del estadístico chi-cuadrado reducido, asociados a cada ajuste FBS para todos los $ANSAs$ obtenidos de la $SMAD$ y $SMOD$ de grupos de manchas y playas solares de las distintas series temporales en el lapso 1910—1937. Los valores en negrita en referencia a los $\chi_{df_i}^2$ indican el mejor ajuste. La quinta columna se refiere a las probabilidades $\Pr(\chi_{df}^2 \leq \chi_{df_i}^2)$ correspondientes a aquellos ajustes elegidos con $\chi_{df_i}^2 > 1$, o las probabilidades $\Pr(\chi_{df}^2 > \chi_{df_i}^2)$ para aquellos ajustes elegidos con $\chi_{df_i}^2 \leq 1$. La probabilidad para un hipotético ajuste con $\chi_{df_i}^2 = 1$ es de 0,51.

Serie Temporal (1910—1937)	ω_0	$\chi_{df_i}^2$ (Scipy)	$\chi_{df_i}^2$ (Lmfit)	Pr
SMAD G. Manchas (OE)	6,6	0,8135	0,8341	0,94
SMAD G. Manchas (RGO)	6,7	1,6703	1,2523	0,98
SMAD G. Playas (OE)	6,0	7,1856	1,0557	0,70
SMOD G. Manchas (OE)	7,9	1,8050	0,9424	0,69
SMOD G. Manchas (RGO)	6,6	2,1129	0,9985	0,49
SMOD G. Playas (OE)	7,4	2,4420	1,0005	0,52

⁶ Los ajustes FBS obtenidos mediante la Ecuación (6.12) no capturan perfectamente todas las tendencias de los espectros de potencia. Un claro ejemplo es la disminución de potencia a frecuencias altas presente en los paneles *a*, *c* y *d* de la Figura 6.4. Se ha intentado corregir este problema probando variaciones de la Ecuación (6.12), como por ejemplo añadir otra ley de potencias a la ecuación. Sin embargo, esta variación produce una amplitud negligible para una de las dos funciones. Por este motivo, se ha optado por mantener la Ecuación (6.12), de modo que, a frecuencias altas, los niveles de significancia obtenidos en esta sección pueden estar sobre o subestimados.

Tabla 6.4. Valor de la primera señal periódica detectada vía *DFT*, *TAWS* y *LSP* en los *ANSAI* obtenidos de la *SMAD* y *SMOD* de grupos de manchas y playas solares de las distintas series temporales en el lapso 1910–1937. Los porcentajes indican el nivel de significancia estadística de la señal.

Serie Temporal (1910—1937)	Periodo <i>DFT</i>	Periodo <i>TAWS</i>	Periodo <i>LSP</i>
SMAD G. Manchas (OE)	7,00 a ($\nu=0,1428 \text{ a}^{-1}$) (99%)	7,40 a ($\nu=0,1351 \text{ a}^{-1}$) (99%)	7,56 a ($\nu=0,1322 \text{ a}^{-1}$) (99%)
SMAD G. Manchas (RGO)	7,00 a ($\nu=0,1428 \text{ a}^{-1}$) (99%)	7,24 a ($\nu=0,1380 \text{ a}^{-1}$) (99%)	7,42 a ($\nu=0,1346 \text{ a}^{-1}$) (99%)
SMAD G. Playas (OE)	7,00 a ($\nu=0,1428 \text{ a}^{-1}$) (<90%)	7,48 a ($\nu=0,1338 \text{ a}^{-1}$) (99%)	7,70 a ($\nu=0,1298 \text{ a}^{-1}$) (90%)
SMOD G. Manchas (OE)	7,00 a ($\nu=0,1428 \text{ a}^{-1}$) (99%)	7,75 a ($\nu=0,1291 \text{ a}^{-1}$) (99%)	7,60 a ($\nu=0,1316 \text{ a}^{-1}$) (99%)
SMOD G. Manchas (RGO)	7,00 a ($\nu=0,1428 \text{ a}^{-1}$) (99%)	7,61 a ($\nu=0,1314 \text{ a}^{-1}$) (99%)	7,53 a ($\nu=0,1328 \text{ a}^{-1}$) (99%)
SMOD G. Playas (OE)	7,00 a ($\nu=0,1428 \text{ a}^{-1}$) (99%)	7,92 a ($\nu=0,1262 \text{ a}^{-1}$) (99%)	7,60 a ($\nu=0,1316 \text{ a}^{-1}$) (99%)

Tabla 6.5. Misma información que la Tabla 6.4, para la segunda señal periódica.

Serie Temporal (1910—1937)	Periodo <i>DFT</i>	Periodo <i>TAWS</i>	Periodo <i>LSP</i>
SMAD G. Manchas (OE)	4,00 a ($\nu=0,2500 \text{ a}^{-1}$) (99%)	3,99 a ($\nu=0,2504 \text{ a}^{-1}$) (99%)	3,96 a ($\nu=0,2526 \text{ a}^{-1}$) (95%)
SMAD G. Manchas (RGO)	4,00 a ($\nu=0,2500 \text{ a}^{-1}$) (99%)	3,99 a ($\nu=0,2506 \text{ a}^{-1}$) (99%)	3,99 a ($\nu=0,2508 \text{ a}^{-1}$) (95%)
SMAD G. Playas (OE)	4,00 a ($\nu=0,2500 \text{ a}^{-1}$) (<90%)	4,01 a ($\nu=0,2496 \text{ a}^{-1}$) (99%)	4,08 a ($\nu=0,2448 \text{ a}^{-1}$) (<90%)
SMOD G. Manchas (OE)	4,00 a ($\nu=0,2500 \text{ a}^{-1}$) (99%)	4,12 a ($\nu=0,2426 \text{ a}^{-1}$) (99%)	4,16 a ($\nu=0,2406 \text{ a}^{-1}$) (99%)
SMOD G. Manchas (RGO)	4,00 a ($\nu=0,2500 \text{ a}^{-1}$) (99%)	4,14 a ($\nu=0,2418 \text{ a}^{-1}$) (99%)	4,18 a ($\nu=0,2394 \text{ a}^{-1}$) (99%)
SMOD G. Playas (OE)	4,00 a ($\nu=0,2500 \text{ a}^{-1}$) (<90%)	4,05 a ($\nu=0,2472 \text{ a}^{-1}$) (<90%)	4,20 a ($\nu=0,2382 \text{ a}^{-1}$) (<90%)

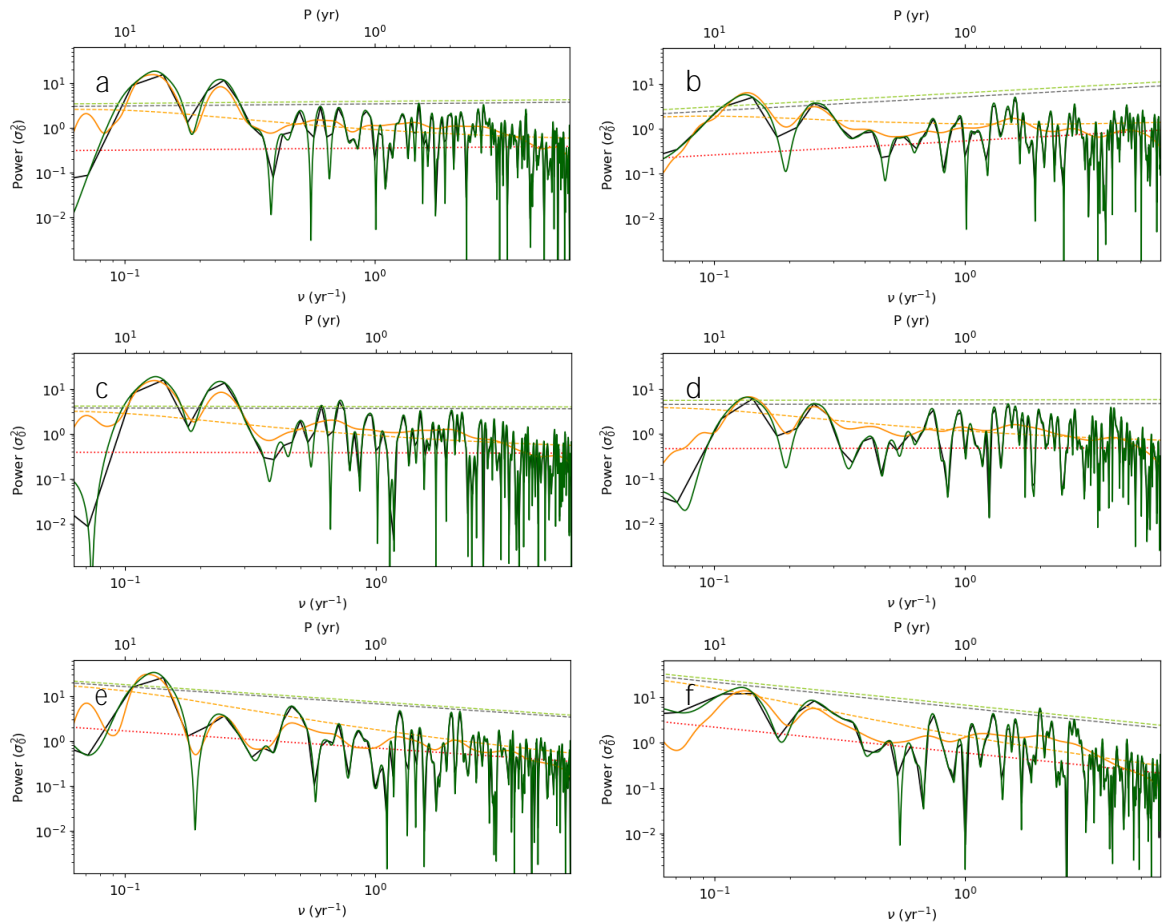


Figura 6.4. Curvas *DFT*, *TAWS* y *LSP* asociadas a los *ANSAI* obtenidos de la *SMOD* (paneles izquierdos) y *SMAD* (paneles derechos) de grupos de manchas y playas solares en el lapso 1910—1937. Los paneles *a-b* y *c-d* representan respectivamente los datos de grupos de manchas del OE y RGO-USAF/NOAA. Los paneles *e-f* representan los datos de grupos de playas del EO. Las líneas continuas de color negro, naranja y verde se refieren a las curvas *DFT*, *TAWS* y *LSP* respectivamente, mientras que las líneas discontinuas de los mismos colores proporcionan su nivel de significancia global. La línea discontinua roja representa el ajuste *FBS* elegido. Todos los niveles de significancia representados están fijados al 99%.

Con el objetivo de verificar si el comportamiento cíclico de la asimetría N-S observada en el lapso 1910—1937 se mantiene a lo largo del tiempo, se ha realizado el mismo análisis utilizando la serie temporal de grupos de manchas solares del RGO-USAF/NOAA (1874—2016). En este caso, el número total de datos de la serie es $N = 1.710$, de modo que como mínimo N_{eval} debe ser de 4.275-8.550, en función del valor de n_0 . Se ha optado por mantener $N_{eval} = 10.000$. La Tabla 6.6 muestra los valores $\chi_{df_i}^2$ asociados a los diferentes ajustes *FBS*. Gracias a las propiedades del *TAWS*, es posible distinguir tres periodicidades estadísticamente significativas de $1,48 \pm 0,01$ años, $3,98 \pm 0,03$ años, y $9,1 \pm 0,1$ años, tanto en los resultados derivados de la *SMAD* como en los derivados de la *SMOD*. En las curvas *DFT* y *LSP*, los picos son claramente visibles, pero presentan un nivel de significancia ligeramente inferior. Las tres periodicidades se indican con más detalle en la Tabla 6.7 y en la Figura 6.5. Por otro lado, las curvas *DFT* y *LSP* presentan un pico estadísticamente no significativo en torno a $7,19 \pm 0,03$ años, sin embargo, parece diluirse en el *TAWS*. Este hecho podría deberse a fenómenos tales como la deriva temporal o la intermitencia, que debilitarían dicha señal periódica.

Tabla 6.6. Valores de la frecuencia central no dimensional y del estadístico chi-cuadrado reducido, asociados a cada ajuste *FBS* para los *ANSAI* obtenidos de la *SMAD* y *SMOD* de grupos de manchas solares de la serie temporal del RGO-USAF/NOAA (1874—2016). Los valores en negrita en referencia a los $\chi_{df_i}^2$ indican el mejor ajuste. La quinta columna se refiere a las probabilidades $\Pr(\chi_{df}^2 \leq \chi_{df_i}^2)$ correspondientes a aquellos ajustes elegidos con $\chi_{df_i}^2 > 1$, o las probabilidades $\Pr(\chi_{df}^2 > \chi_{df_i}^2)$ para aquellos ajustes elegidos con $\chi_{df_i}^2 \leq 1$. La probabilidad para un hipotético ajuste con $\chi_{df_i}^2 = 1$ es de 0,51.

Serie Temporal (1874—2016)	ω_0	$\chi_{df_i}^2$ (Scipy)	$\chi_{df_i}^2$ (Lmfit)	Pr
SMAD G. Manchas	7,5	1,0002	1,0002	0,51
SMOD G. Manchas	7,5	0,9977	0,9063	0,51

Tabla 6.7. Valores de las distintas señales periódicas detectadas vía *DFT*, *TAWS* y *LSP* en los *ANSAI* obtenidos de la *SMAD* y *SMOD* de grupos de manchas solares de la serie temporal del RGO-USAF/NOAA (1874—2016). Los valores marcados con un guion indican la ausencia de la señal periódica. Los datos en porcentaje indican el nivel de significancia estadística de las señales.

Propiedad	Periodo <i>DFT</i>	Periodo <i>TAWS</i>	Periodo <i>LSP</i>
SMAD G. Manchas	8,90 a ($\nu=0,1123$ a ⁻¹)(95%)	8,92 a ($\nu=0,1121$ a ⁻¹)(99%)	8,90 a ($\nu=0,1124$ a ⁻¹)(<90%)
	7,13 a ($\nu=0,1403$ a ⁻¹)(<90%)	-	7,24 a ($\nu=0,1382$ a ⁻¹)(<90%)
	4,19 a ($\nu=0,2386$ a ⁻¹)(<90%)	4,02 a ($\nu=0,2488$ a ⁻¹)(99%)	4,21 a ($\nu=0,2376$ a ⁻¹)(<90%)
	1,45 a ($\nu=0,6877$ a ⁻¹)(<90%)	1,49 a ($\nu=0,6703$ a ⁻¹)(99%)	1,45 a ($\nu=0,6911$ a ⁻¹)(<90%)
SMOD G. Manchas	8,90 a ($\nu=0,1123$ a ⁻¹)(99%)	9,30 a ($\nu=0,1075$ a ⁻¹)(99%)	8,99 a ($\nu=0,1112$ a ⁻¹)(99%)
	7,13 a ($\nu=0,1403$ a ⁻¹)(<90%)	-	7,14 a ($\nu=0,1400$ a ⁻¹)(<90%)
	4,19 a ($\nu=0,2386$ a ⁻¹)(99%)	3,94 a ($\nu=0,2540$ a ⁻¹)(99%)	4,24 a ($\nu=0,2358$ a ⁻¹)(99%)
	1,45 a ($\nu=0,6877$ a ⁻¹)(99%)	1,47 a ($\nu=0,6797$ a ⁻¹)(99%)	1,45 a ($\nu=0,6893$ a ⁻¹)(95%)

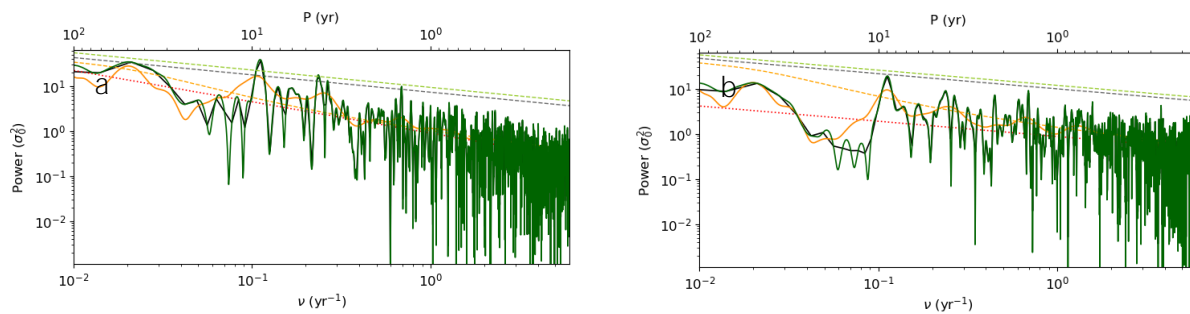


Figura 6.5. Curvas *DFT*, *TAWS* y *LSP* asociadas al *ANSAI* obtenido de la *SMOD* (panel *a*) y *SMAD* (panel *b*) de grupos de manchas solares registrados por el RGO-USAF/NOAA en el lapso 1874—2016. Las líneas continuas de color negro, naranja y verde se refieren a las curvas *DFT*, *TAWS* y *LSP* respectivamente, mientras que las líneas discontinuas de los mismos colores proporcionan su nivel de significancia global. La línea discontinua roja representa el ajuste *FBS* elegido. Todos los niveles de significancia representados están fijados al 99%.

También se ha realizado el mismo análisis dividiendo la serie de grupos de manchas solares del RGO-USAF/NOAA (1874—2016) en doce intervalos de tiempo de tres ciclos solares cada uno, tomando en cada intervalo los ciclos solares ($i - 1$)-ésimo, i -ésimo y ($i +$

1)-ésimo, desde el Ciclo Solar 11 al Ciclo Solar 24. Toda la información relativa a los $\chi_{df_i}^2$ asociados a los diferentes ajustes *FBS* propuestos para cada intervalo puede encontrarse en la Tabla 6.8, y la evolución en el tiempo de las cinco periodicidades detectadas en los *ANSAI* obtenidos de la *SMOD* y *SMAD*, en las Tablas 6.9 y 6.10. Cabe mencionar que, considerando el criterio mencionado anteriormente sobre la bondad del ajuste *FBS*, los resultados derivados de la *SMOD* pertenecientes a los Ciclos Solares 16-17-18, 17-18-19 y 22-23-24 no son lo suficientemente consistentes.

Tabla 6.8. Valores de la frecuencia central no dimensional y del estadístico chi-cuadrado reducido, asociados a cada ajuste *FBS* para los *ANSAI* obtenidos de la *SMAD* y *SMOD* de grupos de manchas solares de la serie temporal del RGO-USAF/NOAA (1874—2016), dividida en intervalos de tiempo de tres ciclos solares. Los valores en negrita en referencia a los $\chi_{df_i}^2$ indican el mejor ajuste. La quinta y novena columnas se refieren a las probabilidades $\Pr(\chi_{df}^2 \leq \chi_{df_i}^2)$ correspondientes a aquellos ajustes elegidos con $\chi_{df_i}^2 > 1$, o a las probabilidades $\Pr(\chi_{df}^2 > \chi_{df_i}^2)$ para aquellos ajustes elegidos con $\chi_{df_i}^2 \leq 1$. La probabilidad para un hipotético ajuste con $\chi_{df_i}^2 = 1$ es de 0,51.

Ciclos solares	ω_0	χ_{df}^2 (<i>SMAD</i> ; Scipy)	χ_{df}^2 (<i>SMAD</i> ; Lmfit)	Pr	ω_0	χ_{df}^2 (<i>SMOD</i> ; Scipy)	χ_{df}^2 (<i>SMOD</i> ; Lmfit)	Pr
11-12-13	6,0	1,9805	0,8533	0,92	6,0	0,9869	0,9869	0,53
12-13-14	6,0	1,1445	1,1445	0,93	8,0	1,1133	1,1133	0,87
13-14-15	6,0	1,0643	0,9202	0,74	8,0	1,0828	1,0828	0,80
14-15-16	6,0	1,3600	1,1254	0,88	7,8	0,8600	0,8600	0,91
15-16-17	6,0	1,0519	1,0519	0,70	6,6	2,0128	0,9993	0,51
16-17-18	6,0	0,8717	0,7654	0,89	8,0	1,3650	1,3649	0,9992
17-18-19	8,0	1,1706	1,1705	0,94	6,0	4,6423	1,2822	0,994
18-19-20	7,9	0,8352	0,7098	0,95	8,0	0,8610	0,7495	0,92
19-20-21	6,9	2,1094	1,0023	0,52	6,0	1,1900	1,0133	0,56
20-21-22	6,0	1,1203	1,1191	0,87	8,0	1,1687	1,1686	0,94
21-22-23	6,0	0,9480	0,9431	0,68	7,6	1,0002	0,8097	0,51
22-23-24	7,3	1,2387	1,1879	0,96	8,0	3,0536	1,6250	0,9999998

Tabla 6.9. Valor de las distintas señales periódicas detectadas vía *DFT*, *TAWS* y *LSP* en los *ANSAI* obtenidos de la *SMAD* de grupos de manchas solares de la serie temporal del RGO-USAF/NOAA (1874—2016), dividida en intervalos de tiempo de tres ciclos solares. Los valores marcados con un guion indican la ausencia de señal periódica. Los datos en porcentaje indican el nivel de significancia estadística de las señales.

Ciclos Solares	Período <i>DFT</i>	Período <i>TAWS</i>	Período <i>LSP</i>
11-12-13 (1874—1902)	-	-	-
	9,44 a ($\nu=0,1059 \text{ a}^{-1}$)(95%)	10,79 a ($\nu=0,0927 \text{ a}^{-1}$)(99%)	10,52 a ($\nu=0,0951 \text{ a}^{-1}$)(95%)
	4,72 a ($\nu=0,2118 \text{ a}^{-1}$)(95%)	4,80 a ($\nu=0,2085 \text{ a}^{-1}$)(99%)	4,86 a ($\nu=0,2059 \text{ a}^{-1}$)(99%)
	3,54 a ($\nu=0,2824 \text{ a}^{-1}$)(90%)	3,51 a ($\nu=0,2848 \text{ a}^{-1}$)(99%)	3,37 a ($\nu=0,2969 \text{ a}^{-1}$)(90%)
	1,42 a ($\nu=0,7059 \text{ a}^{-1}$)(90%)	1,34 a ($\nu=0,7464 \text{ a}^{-1}$)(99%)	1,40 a ($\nu=0,7145 \text{ a}^{-1}$)(90%)
12-13-14	11,76 a ($\nu=0,085 \text{ a}^{-1}$)(<90%)	12,83 a ($\nu=0,0779 \text{ a}^{-1}$)(<90%)	13,61 a ($\nu=0,0735 \text{ a}^{-1}$)(<90%)

(1878— 1913)	-	8,41 a ($v=0,1189 a^{-1}$)(<90%)	8,08 a ($v=0,1238 a^{-1}$)(<90%)
	5,04 a ($v=0,1986 a^{-1}$)(<90%)	5,03 a ($v=0,1987 a^{-1}$) (90%)	4,83 a ($v=0,2071 a^{-1}$)(<90%)
	3,52 a ($v=0,2837 a^{-1}$) (95%)	3,44 a ($v=0,2908 a^{-1}$) (95%)	3,48 a ($v=0,2874 a^{-1}$)(<90%)
	1,68 a ($v=0,5959 a^{-1}$)(<90%)	1,13 a ($v=0,8878 a^{-1}$)(<90%)	1,64 a ($v=0,6092 a^{-1}$)(<90%)
13-14-15 (1890— 1923)	-	-	-
	5,49 a ($v=0,1823 a^{-1}$) (99%)	5,10 a ($v=0,1959 a^{-1}$) (99%)	5,46 a ($v=0,1831 a^{-1}$) (95%)
	3,29 a ($v=0,3038 a^{-1}$) (95%)	3,56 a ($v=0,2808 a^{-1}$) (99%)	3,31 a ($v=0,3024 a^{-1}$) (90%)
	1,50 a ($v=0,6684 a^{-1}$)(<90%)	1,08 a ($v=0,9254 a^{-1}$)(<90%)	1,50 a ($v=0,6654 a^{-1}$)(<90%)
14-15-16 (1902— 1933)	-	-	-
	10,33 a ($v=0,0968 a^{-1}$)(<90%)	8,89 a ($v=0,1125 a^{-1}$) (99%)	9,23 a ($v=0,1083 a^{-1}$) (90%)
	6,20 a ($v=0,1613 a^{-1}$)(<90%)	5,86 a ($v=0,1706 a^{-1}$) (95%)	6,60 a ($v=0,1514 a^{-1}$)(<90%)
	3,87 a ($v=0,2581 a^{-1}$)(<90%)	3,90 a ($v=0,2567 a^{-1}$) (99%)	4,01 a ($v=0,2491 a^{-1}$)(<90%)
	1,29 a ($v=0,7744 a^{-1}$)(<90%)	1,10 a ($v=0,9065 a^{-1}$) (99%)	1,30 a ($v=0,7692 a^{-1}$)(<90%)
15-16-17 (1913— 1944)	-	-	-
	7,52 a ($v=0,1330 a^{-1}$) (99%)	7,17 a ($v=0,1395 a^{-1}$) (99%)	6,91 a ($v=0,1448 a^{-1}$) (99%)
	-	-	-
	3,76 a ($v=0,2659 a^{-1}$) (99%)	3,98 a ($v=0,2514 a^{-1}$) (99%)	3,96 a ($v=0,2526 a^{-1}$) (99%)
	1,31 a ($v=0,7645 a^{-1}$) (95%)	1,42 a ($v=0,7062 a^{-1}$) (99%)	1,32 a ($v=0,7558 a^{-1}$) (90%)
16-17-18 (1923— 1954)	-	-	-
	10,25 a ($v=0,0976 a^{-1}$)(<90%)	9,33 a ($v=0,1072 a^{-1}$) (90%)	10,19 a ($v=0,0981 a^{-1}$)(<90%)
	6,15 a ($v=0,1626 a^{-1}$)(<90%)	6,42 a ($v=0,1558 a^{-1}$) (99%)	5,99 a ($v=0,1669 a^{-1}$)(<90%)
	4,39 a ($v=0,2276 a^{-1}$) (99%)	4,15 a ($v=0,2411 a^{-1}$) (99%)	4,17 a ($v=0,2400 a^{-1}$) (99%)
	1,46 a ($v=0,6829 a^{-1}$) (90%)	1,73 a ($v=0,5775 a^{-1}$) (99%)	1,48 a ($v=0,6737 a^{-1}$)(<90%)
17-18-19 (1933— 1964)	-	-	-
	7,77 a ($v=0,1287 a^{-1}$)(<90%)	8,79 a ($v=0,1138 a^{-1}$)(<90%)	8,49 a ($v=0,1178 a^{-1}$)(<90%)
	-	-	-
	4,44 a ($v=0,2252 a^{-1}$)(<90%)	4,42 a ($v=0,2260 a^{-1}$) (90%)	4,44 a ($v=0,2251 a^{-1}$)(<90%)
	1,64 a ($v=0,6113 a^{-1}$)(<90%)	1,60 a ($v=0,6262 a^{-1}$) (95%)	1,62 a ($v=0,6168 a^{-1}$)(<90%)
18-19-20 (1944— 1976)	-	-	-
	8,08 a ($v=0,1237 a^{-1}$) (99%)	8,71 a ($v=0,1148 a^{-1}$) (99%)	8,62 a ($v=0,1160 a^{-1}$) (99%)
	-	-	-
	4,04 a ($v=0,2474 a^{-1}$) (95%)	4,30 a ($v=0,2327 a^{-1}$) (99%)	3,96 a ($v=0,2526 a^{-1}$) (90%)
	1,62 a ($v=0,6186 a^{-1}$)(<90%)	1,62 a ($v=0,6186 a^{-1}$) (99%)	1,62 a ($v=0,6186 a^{-1}$)(<90%)
19-20-21 (1954— 1986)	-	-	-
	8,02 a ($v=0,1247 a^{-1}$)(<90%)	9,03 a ($v=0,1107 a^{-1}$)(<90%)	9,19 a ($v=0,1088 a^{-1}$)(<90%)
	-	-	-
	4,01 a ($v=0,2494 a^{-1}$)(<90%)	3,75 a ($v=0,2670 a^{-1}$)(<90%)	3,81 a ($v=0,2622 a^{-1}$)(<90%)
	1,46 a ($v=0,6857 a^{-1}$)(<90%)	1,47 a ($v=0,6806 a^{-1}$) (95%)	1,45 a ($v=0,6899 a^{-1}$)(<90%)
20-21-22 (1964— 1996)	-	-	-
	10,56 a ($v=0,0947 a^{-1}$)(<90%)	9,79 a ($v=0,1021 a^{-1}$) (99%)	9,55 a ($v=0,1047 a^{-1}$)(<90%)

	5,28 a ($\nu=0,1895 \text{ a}^{-1}$)(<90%)	-	4,99 a ($\nu=0,2005 \text{ a}^{-1}$)(<90%)
	3,52 a ($\nu=0,2842 \text{ a}^{-1}$)(<90%)	3,82 a ($\nu=0,2621 \text{ a}^{-1}$)(<90%)	3,68 a ($\nu=0,2718 \text{ a}^{-1}$)(<90%)
	1,44 a ($\nu=0,6948 \text{ a}^{-1}$)(99%)	1,42 a ($\nu=0,7062 \text{ a}^{-1}$)(99%)	1,45 a ($\nu=0,6900 \text{ a}^{-1}$)(99%)
21-22-23	-	-	-
(1976—2008)	10,56 a ($\nu=0,0947 \text{ a}^{-1}$)(<90%)	10,35 a ($\nu=0,0966 \text{ a}^{-1}$)(95%)	10,40 a ($\nu=0,0962 \text{ a}^{-1}$)(<90%)
	5,28 a ($\nu=0,1894 \text{ a}^{-1}$)(<90%)	5,25 a ($\nu=0,1905 \text{ a}^{-1}$)(<90%)	4,99 a ($\nu=0,2005 \text{ a}^{-1}$)(<90%)
	3,96 a ($\nu=0,2526 \text{ a}^{-1}$)(<90%)	3,79 a ($\nu=0,2638 \text{ a}^{-1}$)(<90%)	3,78 a ($\nu=0,2645 \text{ a}^{-1}$)(<90%)
	1,67 a ($\nu=0,5999 \text{ a}^{-1}$)(<90%)	1,43 a ($\nu=0,7011 \text{ a}^{-1}$)(99%)	1,66 a ($\nu=0,6017 \text{ a}^{-1}$)(<90%)
22-23-24	15,34 a ($\nu=0,0652 \text{ a}^{-1}$)(99%)	12,02 a ($\nu=0,0832 \text{ a}^{-1}$)(99%)	13,18 a ($\nu=0,0759 \text{ a}^{-1}$)(99%)
(1986—2016)	-	-	-
	5,11 a ($\nu=0,1957 \text{ a}^{-1}$)(95%)	5,51 a ($\nu=0,1815 \text{ a}^{-1}$)(99%)	5,53 a ($\nu=0,1808 \text{ a}^{-1}$)(95%)
	3,83 a ($\nu=0,2609 \text{ a}^{-1}$)(90%)	3,90 a ($\nu=0,2567 \text{ a}^{-1}$)(99%)	3,66 a ($\nu=0,2730 \text{ a}^{-1}$)(90%)
	1,39 a ($\nu=0,7175 \text{ a}^{-1}$)(<90%)	1,16 a ($\nu=0,8615 \text{ a}^{-1}$)(95%)	1,37 a ($\nu=0,7325 \text{ a}^{-1}$)(<90%)

Tabla 6.10. Misma información que la Tabla 6.9, para los ANSAI obtenidos de la SMOD de grupos de manchas solares de la serie temporal del RGO-USAF/NOAA (1874—2016), dividida en intervalos de tiempo de tres ciclos solares.

Ciclos Solares	Período <i>DFT</i>	Período <i>TAWS</i>	Período <i>LSP</i>
11-12-13	-	-	-
(1874—1902)	9,44 a ($\nu=0,1059 \text{ a}^{-1}$)(99%)	10,57 a ($\nu=0,0946 \text{ a}^{-1}$)(99%)	10,10 a ($\nu=0,0990 \text{ a}^{-1}$)(99%)
	4,72 a ($\nu=0,2118 \text{ a}^{-1}$)(99%)	4,67 a ($\nu=0,2144 \text{ a}^{-1}$)(99%)	4,67 a ($\nu=0,2143 \text{ a}^{-1}$)(99%)
	3,15 a ($\nu=0,3176 \text{ a}^{-1}$)(95%)	3,42 a ($\nu=0,2928 \text{ a}^{-1}$)(99%)	3,28 a ($\nu=0,3047 \text{ a}^{-1}$)(95%)
	1,42 a ($\nu=0,7059 \text{ a}^{-1}$)(<90%)	1,09 a ($\nu=0,9190 \text{ a}^{-1}$)(95%)	1,41 a ($\nu=0,7103 \text{ a}^{-1}$)(<90%)
12-13-14	11,75 a ($\nu=0,0851 \text{ a}^{-1}$)(<90%)	12,08 a ($\nu=0,0827 \text{ a}^{-1}$)(<90%)	12,97 a ($\nu=0,0771 \text{ a}^{-1}$)(<90%)
(1878—1913)	7,05 a ($\nu=0,1419 \text{ a}^{-1}$)(<90%)	8,03 a ($\nu=0,1246 \text{ a}^{-1}$)(<90%)	7,70 a ($\nu=0,1298 \text{ a}^{-1}$)(<90%)
	5,04 a ($\nu=0,1986 \text{ a}^{-1}$)(90%)	4,77 a ($\nu=0,2095 \text{ a}^{-1}$)(99%)	4,76 a ($\nu=0,2101 \text{ a}^{-1}$)(<90%)
	3,52 a ($\nu=0,2837 \text{ a}^{-1}$)(95%)	3,45 a ($\nu=0,2902 \text{ a}^{-1}$)(95%)	3,55 a ($\nu=0,2814 \text{ a}^{-1}$)(90%)
	1,41 a ($\nu=0,7094 \text{ a}^{-1}$)(<90%)	1,38 a ($\nu=0,7244 \text{ a}^{-1}$)(90%)	1,44 a ($\nu=0,6961 \text{ a}^{-1}$)(<90%)
13-14-15	10,98 a ($\nu=0,0911 \text{ a}^{-1}$)(99%)	12,86 a ($\nu=0,0777 \text{ a}^{-1}$)(99%)	11,61 a ($\nu=0,0861 \text{ a}^{-1}$)(99%)
(1890—1923)	-	-	-
	5,49 a ($\nu=0,1823 \text{ a}^{-1}$)(90%)	5,15 a ($\nu=0,1941 \text{ a}^{-1}$)(99%)	5,39 a ($\nu=0,1855 \text{ a}^{-1}$)(90%)
	3,66 a ($\nu=0,2734 \text{ a}^{-1}$)(<90%)	3,62 a ($\nu=0,2764 \text{ a}^{-1}$)(95%)	3,64 a ($\nu=0,2748 \text{ a}^{-1}$)(<90%)
	1,50 a ($\nu=0,6684 \text{ a}^{-1}$)(<90%)	1,71 a ($\nu=0,5843 \text{ a}^{-1}$)(<90%)	1,47 a ($\nu=0,681 \text{ a}^{-1}$)(<90%)
14-15-16	-	-	-
(1902—1933)	10,33 a ($\nu=0,0968 \text{ a}^{-1}$)(95%)	10,06 a ($\nu=0,0994 \text{ a}^{-1}$)(99%)	9,13 a ($\nu=0,1095 \text{ a}^{-1}$)(95%)
	-	-	-
	4,43 a ($\nu=0,2259 \text{ a}^{-1}$)(<90%)	4,06 a ($\nu=0,2464 \text{ a}^{-1}$)(99%)	4,22 a ($\nu=0,2371 \text{ a}^{-1}$)(<90%)
	1,41 a ($\nu=0,7098 \text{ a}^{-1}$)(<90%)	1,44 a ($\nu=0,6921 \text{ a}^{-1}$)(<90%)	1,40 a ($\nu=0,714 \text{ a}^{-1}$)(<90%)
15-16-17	-	-	-

(1913— 1944)	7,52 a ($v=0,1330 a^{-1}$)(99%)	7,10 a ($v=0,1408 a^{-1}$)(99%)	7,11 a ($v=0,1406 a^{-1}$)(99%)
	-	-	-
	4,30 a ($v=0,2327 a^{-1}$)(99%)	4,13 a ($v=0,2419 a^{-1}$)(99%)	4,07 a ($v=0,2454 a^{-1}$)(99%)
	1,43 a ($v=0,6981 a^{-1}$)(99%)	1,52 a ($v=0,6562 a^{-1}$)(99%)	1,42 a ($v=0,7019 a^{-1}$)(99%)
16-17-18	-	-	-
(1923— 1954)	10,25 a ($v=0,0976 a^{-1}$)(<90%)	9,10 a ($v=0,1099 a^{-1}$)(<90%)	9,73 a ($v=0,1028 a^{-1}$)(<90%)
	6,15 a ($v=0,1626 a^{-1}$)(<90%)	6,26 a ($v=0,1598 a^{-1}$)(99%)	5,99 a ($v=0,1669 a^{-1}$)(<90%)
	4,39 a ($v=0,2276 a^{-1}$)(<90%)	4,07 a ($v=0,2456 a^{-1}$)(99%)	4,14 a ($v=0,2418 a^{-1}$)(<90%)
	1,46 a ($v=0,6829 a^{-1}$)(<90%)	1,50 a ($v=0,6657 a^{-1}$)(90%)	1,50 a ($v=0,6659 a^{-1}$)(<90%)
17-18-19	-	-	-
(1933— 1964)	7,77 a ($v=0,1287 a^{-1}$)(<90%)	9,20 a ($v=0,1087 a^{-1}$)(<90%)	8,76 a ($v=0,1142 a^{-1}$)(<90%)
	-	-	-
	4,44 a ($v=0,2252 a^{-1}$)(<90%)	4,44 a ($v=0,2252 a^{-1}$)(<90%)	4,36 a ($v=0,2293 a^{-1}$)(<90%)
	1,55 a ($v=0,6434 a^{-1}$)(<90%)	1,60 a ($v=0,6233 a^{-1}$)(<90%)	1,59 a ($v=0,6294 a^{-1}$)(<90%)
18-19-20	-	-	-
(1944— 1976)	8,08 a ($v=0,1237 a^{-1}$)(99%)	8,67 a ($v=0,1154 a^{-1}$)(99%)	8,45 a ($v=0,1184 a^{-1}$)(99%)
	-	-	-
	4,04 a ($v=0,2474 a^{-1}$)(99%)	3,93 a ($v=0,2543 a^{-1}$)(99%)	3,91 a ($v=0,2556 a^{-1}$)(95%)
	1,47 a ($v=0,6804 a^{-1}$)(<90%)	1,46 a ($v=0,6852 a^{-1}$)(95%)	1,45 a ($v=0,6893 a^{-1}$)(<90%)
19-20-21	-	-	-
(1954— 1986)	10,7 a ($v=0,0935 a^{-1}$)(<90%)	9,40 a ($v=0,1064 a^{-1}$)(<90%)	9,61 a ($v=0,1041 a^{-1}$)(<90%)
	-	-	-
	3,57 a ($v=0,2805 a^{-1}$)(<90%)	3,69 a ($v=0,2713 a^{-1}$)(<90%)	3,76 a ($v=0,2658 a^{-1}$)(<90%)
	1,46 a ($v=0,6857 a^{-1}$)(<90%)	1,43 a ($v=0,7013 a^{-1}$)(<90%)	1,45 a ($v=0,6893 a^{-1}$)(<90%)
20-21-22	-	-	-
(1964— 1996)	10,56 a ($v=0,0947 a^{-1}$)(<90%)	9,95 a ($v=0,1005 a^{-1}$)(95%)	9,61 a ($v=0,1041 a^{-1}$)(<90%)
	-	-	-
	3,52 a ($v=0,2842 a^{-1}$)(<90%)	3,82 a ($v=0,2615 a^{-1}$)(95%)	3,73 a ($v=0,2682 a^{-1}$)(<90%)
	1,51 a ($v=0,6632 a^{-1}$)(95%)	1,45 a ($v=0,6900 a^{-1}$)(99%)	1,48 a ($v=0,6768 a^{-1}$)(99%)
21-22-23	-	-	-
(1976— 2008)	10,56 a ($v=0,0947 a^{-1}$)(99%)	10,19 a ($v=0,0982 a^{-1}$)(99%)	9,09 a ($v=0,1100 a^{-1}$)(99%)
	-	-	-
	3,96 a ($v=0,2526 a^{-1}$)(99%)	3,91 a ($v=0,2555 a^{-1}$)(99%)	3,89 a ($v=0,2568 a^{-1}$)(99%)
	1,51 a ($v=0,6630 a^{-1}$)(<90%)	1,46 a ($v=0,6837 a^{-1}$)(99%)	1,49 a ($v=0,6718 a^{-1}$)(<90%)
22-23-24	-	-	-
(1986— 2016)	15,34 a ($v=0,0652 a^{-1}$)(99%)	11,67 a ($v=0,0857 a^{-1}$)(99%)	13,07 a ($v=0,0765 a^{-1}$)(99%)
	-	-	-
	6,13 a ($v=0,1631 a^{-1}$)(<90%)	5,52 a ($v=0,1811 a^{-1}$)(99%)	5,62 a ($v=0,1778 a^{-1}$)(<90%)
	3,83 a ($v=0,2609 a^{-1}$)(<90%)	3,80 a ($v=0,2633 a^{-1}$)(99%)	3,72 a ($v=0,2688 a^{-1}$)(<90%)
	1,39 a ($v=0,7175 a^{-1}$)(<90%)	1,86 a ($v=0,5377 a^{-1}$)(99%)	1,37 a ($v=0,7295 a^{-1}$)(<90%)

Con el objetivo de examinar las cinco periodicidades detectadas, se ha trazado su evolución en el tiempo en la Figura 6.6, según su nivel de significancia (99%, 95%, 90% y <90%). También se ha calculado su período promedio en la Tabla 6.11. Puede observarse que las señales periódicas *D* y *E* son bastante regulares y persisten durante los sucesivos ciclos solares. Por el contrario, las señales *A*, *B* y *C* muestran signos de intermitencia y presentan importantes derivas en su período, lo que dificulta seguir su evolución a lo largo del tiempo e incluso asociar cada período instantáneo a una determinada señal periódica. Por otro lado, a pesar de que la gran mayoría de señales periódicas presentan niveles de significancia inferiores al 90%, las cinco se manifiestan tanto en la asimetría N-S de la *SMAD* como en la de la *SMOD*, lo que hace considerar la posibilidad de que no sean resultado de la aleatoriedad, sino la manifestación de procesos periódicos independientes relativamente débiles. Para analizar este hecho en detalle, se ha estudiado más a fondo el comportamiento cíclico de la asimetría N-S mediante el método CEEMDAN y el análisis wavelet (Secciones 3.3 y 3.4, respectivamente).

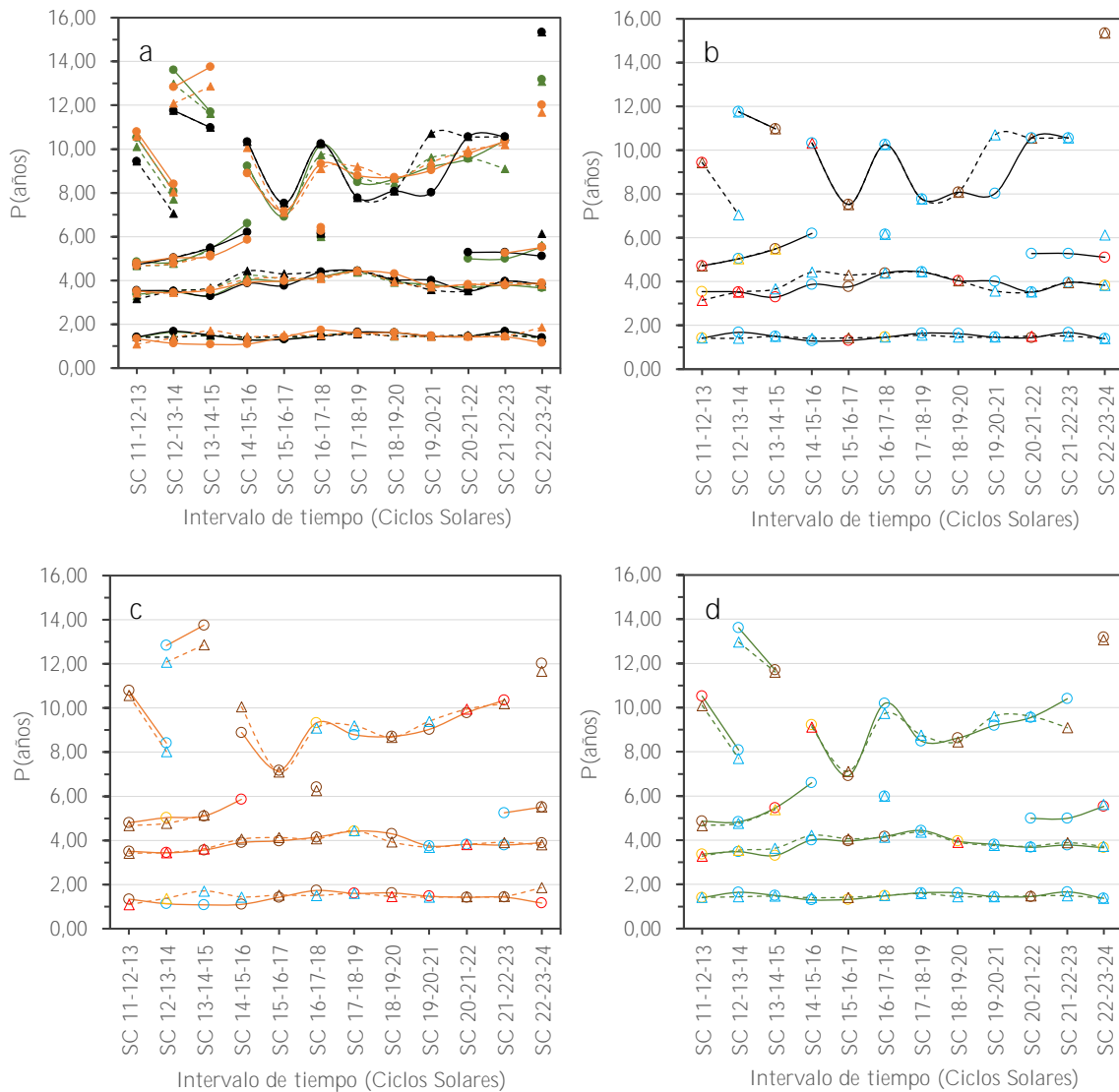


Figura 6.6. Evolución en el tiempo (en intervalos de tres ciclos solares consecutivos) de las 5 periodicidades más importantes detectadas en los *ANSAI* obtenidos de la *SMOD* (líneas discontinuas y triángulos) y *SMAD* (líneas continuas y círculos) de grupos de manchas solares de la serie temporal RGO-USAF/NOAA (1874—

2016) vía *DFT* (líneas negras), *TAWS* (líneas naranjas) y *LSP* (líneas verdes). El panel *a* muestra un resumen de los resultados sin considerar el nivel de significancia asociado a las señales. Los paneles *b*, *c* y *d* muestran los respectivos resultados obtenidos vía *DFT*, *TAWS* y *LSP* teniendo en cuenta cuatro niveles de significancia (99% - marrón; 95% - rojo; 90% - amarillo; <90% - azul) asociados a las señales.

Tabla 6.11. Valor promedio de las cinco señales periódicas detectadas vía *DFT*, *TAWS* y *LSP* en los distintos *ANSAI* obtenidos de la *SMAD* y *SMOD* de grupos de manchas solares de la serie temporal del RGO-USAF/NOAA (1874–2016).

Señal periódica	Promedio <i>DFT</i>	Promedio <i>TAWS</i>	Promedio <i>LSP</i>
<i>A</i>	12,7 ± 0,8 a	12,5 ± 0,3 a	12,7 ± 0,3 a
<i>B</i>	9,2 ± 0,3 a	9,2 ± 0,2 a	9,0 ± 0,2 a
<i>C</i>	5,4 ± 0,1 a	5,4 ± 0,2 a	5,4 ± 0,2 a
<i>D</i>	3,87 ± 0,08 a	3,87 ± 0,06 a	3,83 ± 0,06 a
<i>E</i>	1,48 ± 0,02 a	1,43 ± 0,04 a	1,47 ± 0,02 a

6.5. Análisis CEEMDAN

El algoritmo CEEMDAN es una variación del método clásico EMD (Empirical Mode Decomposition). Ambas técnicas fueron concebidas con el objetivo de separar o descomponer una señal en una serie de componentes oscilantes conocidas como Funciones de Modo Intrínseco (*Intrinsic Mode Functions; IMFs*). Dado que estas técnicas no utilizan un conjunto de funciones de base, la principal ventaja respecto al análisis espectral es que todas las componentes extraídas son anarmónicas (Kolotkov et al., 2015), es decir, no son producto de una combinación lineal ni un submúltiplo de componentes más potentes.

El método EMD fue introducido por Huang et al. (1998) con el fin de tratar series temporales no lineales y no estacionarias, y desde entonces, se ha utilizado, entre otros estudios, en varios trabajos relacionados con procesos y fenómenos solares (Terradas et al., 2004; Qiang et al., 2007; Xu et al., 2008; Nakariakov et al., 2010; Barnhart y Eichinger, 2011; Vecchio et al., 2012; Kolotkov et al., 2015; 2016; Vecchio et al., 2017; Deng et al., 2019). Esta técnica se basa en la descomposición de un conjunto de datos $x(t)$ en un número finito y generalmente pequeño de M *IMFs*, que representan modos de oscilación ocultos presentes en diferentes escalas temporales. En particular, cada modo muestra oscilaciones en una escala temporal mayor que la anterior. El algoritmo también proporciona una componente residual $r(t)$ que no puede ser descompuesta en *IMFs*:

$$x(t) = \sum_{i=1}^M IMF_i(t) + r(t) \quad (6.13)$$

Las distintas *IMFs* que descomponen el conjunto de datos $x(t)$ pueden expresarse mediante una amplitud $A_i(t)$ y una fase $\phi_i(t)$, que se obtienen siguiendo un proceso iterativo llamado *sifting*, basado en la identificación de los máximos y mínimos relativos que muestran los datos a analizar (Barnhart y Eichinger, 2011; Vecchio et al., 2017):

$$IMF_i(t) = A_i(t) \cos[\phi_i(t)] \quad (6.14)$$

Por otro lado, la frecuencia instantánea $\nu_i(t)$ asociada a cada IMF , y por extensión, el periodo en cada instante de tiempo $T_i(t)$, pueden calcularse aplicando la transformada de Hilbert \mathcal{H} a cada $IMF_i(t)$ (Huang et al., 1998):

$$\nu_i(t) = \frac{1}{2\pi} \frac{d \tan^{-1} \left[\frac{\mathcal{H}\{IMF_i(t)\}}{IMF_i(t)} \right]}{dt} \quad (6.15)$$

$$T_i(t) = \frac{1}{\nu_i(t)} \quad (6.16)$$

donde $\mathcal{H}\{IMF_i(t)\} = \frac{1}{\pi} V.P. \int_{-\infty}^{\infty} \frac{X'_i(t')}{t-t'} dt'$.

El principal inconveniente de la técnica EMD original es la aparición de la llamada mezcla de modos (*mode mixing*). El fenómeno de la mezcla de modos ocurre cuando dos o más oscilaciones en diferentes escalas temporales aparecen en una misma IMF , o cuando las oscilaciones en una determinada escala temporal aparecen en diferentes $IMFs$ (Deng et al., 2019). Este problema también puede observarse gráficamente como cruces entre las distintas curvas que representan la evolución en el tiempo de las frecuencias o periodos instantáneos asociados a cada IMF . Con el objetivo de suavizar la aparición de la mezcla de modos, Wu y Huang (2009) desarrollaron un método alternativo llamado Ensemble Empirical Mode Decomposition (EEMD), que agrega ruido blanco gaussiano a la señal de entrada para separar mejor las distintas escalas temporales. En este algoritmo mejorado, la descomposición de la señal original $x(t)$ en distintas $IMFs$ se lleva a cabo N veces, añadiendo ruido blanco aleatorio w_i cada vez. Por lo tanto, la expresión general de la señal que considera el método EEMD en cada realización es la siguiente:

$$X_{EEMD_i}(t) = x(t) + w_i \quad (i = 1, \dots, N) \quad (6.17)$$

Al final del procedimiento se obtienen k modos finales (de ahora en adelante \overline{IMFs}), promediando las N $IMFs$ resultantes calculadas mediante el método EMD clásico, pero considerando $X_{EEMD_i}(t)$:

$$\overline{IMF}_k(t) = \frac{1}{N} \sum_{i=1}^N IMF_k^i(t) \quad (6.18)$$

Sin embargo, el método EEMD también presenta limitaciones, ya que la señal reconstruida incluye ruido residual procedente del ruido blanco. Por otro lado, las distintas N realizaciones de la descomposición EMD en diferentes $X_{EEMD_i}(t)$ pueden conducir a un número diferente de $IMFs$, por lo que el cálculo del promedio que da lugar a cada \overline{IMF} puede verse comprometido. Con objeto de solventar estos inconvenientes, Torres et al. (2011) propusieron el algoritmo CEEMDAN, que define la señal a tratar como:

$$X_{CEEMDAN_i}(t) = x(t) + \varepsilon_{i-1} \omega_i \quad (i = 1, \dots, N) \quad (6.19)$$

donde ε_i es un coeficiente que permite seleccionar la relación señal-ruido de cada realización, y puede fijarse como un parámetro ($\varepsilon_i \equiv \varepsilon$). Wu y Huang (2009) sugirieron usar valores pequeños de ε_i para datos dominados por componentes de alta frecuencia y viceversa.

Para obtener todos los modos finales con este método (de ahora en adelante $\widetilde{IMF}s$), en primer lugar, se calcula $\widetilde{IMF}_1(t)$ a partir del promedio de las N realizaciones llevadas a cabo mediante el algoritmo EMD y considerando $X_{CEEMDAN_i}(t)$:

$$\widetilde{IMF}_1(t) = \frac{1}{N} \sum_{i=1}^N IMF_1^i(t) \quad (6.20)$$

Para calcular el resto de $\widetilde{IMF}s$ es necesario definir $E_j(\cdot)$ como un operador que actúa sobre la señal produciendo el modo j -ésimo:

$$\widetilde{IMF}_k(t) = \frac{1}{N} \sum_{i=1}^N E_{k-1}[r_{k-1}(t) + \varepsilon\omega_i] \quad (k = 2, \dots, K) \quad (6.21)$$

donde los residuos $r_k(t)$ se calculan utilizando la siguiente expresión:

$$r_k(t) = \begin{cases} x(t) - \widetilde{IMF}_1(t) & \text{si } k = 1 \\ r_{k-1}(t) - \widetilde{IMF}_{k-1}(t) & \text{si } k = 2, \dots, K \end{cases} \quad (6.22)$$

El proceso finaliza en el momento que el residuo ya no puede descomponerse más.

En este trabajo se ha utilizado la implementación en Python del algoritmo CEEMDAN de Laszuk (2017). La descomposición de las señales de entrada, es decir, los ANSA/derivados de la SMOD y SMAD de grupos de manchas solares pertenecientes a los registros del RGO-USAF/NOAA durante 1874—2016, y posteriormente divididos en doce ventanas temporales de tres ciclos solares cada una genera un número de $\widetilde{IMF}s$ que varía entre cinco y siete, en función de la ventana y propiedad consideradas. Todos los resultados pueden verse en las Figuras 6.7, 6.8 y 6.9, de ocho paneles cada una, que muestran la evolución en el tiempo de las diferentes frecuencias (periodos) instantáneos obtenidos de todas las $\widetilde{IMF}s$ así como del residuo final que no puede descompuesto. Para una mejor visualización, todas las curvas se han suavizado mediante una media móvil de 7 meses. Esto permite analizar mejor la estabilidad de cada modo oscilante, así como el valor de su período en cada instante de tiempo. Todos los paneles se han obtenido considerando el número mínimo de ensayos necesario para no observar ningún cambio entre dos realizaciones independientes, esto es, 15.000 ensayos. Por otro lado, el valor de ε en cada conjunto de datos se ha fijado de manera que optimice el problema de la mezcla de modos. Desafortunadamente, el fenómeno sigue estando presente en algunos paneles en forma de cruces entre curvas, sobre todo entre señales con periodos relativamente cortos. Finalmente, pueden observarse efectos de borde en ambos extremos de algunos modos.

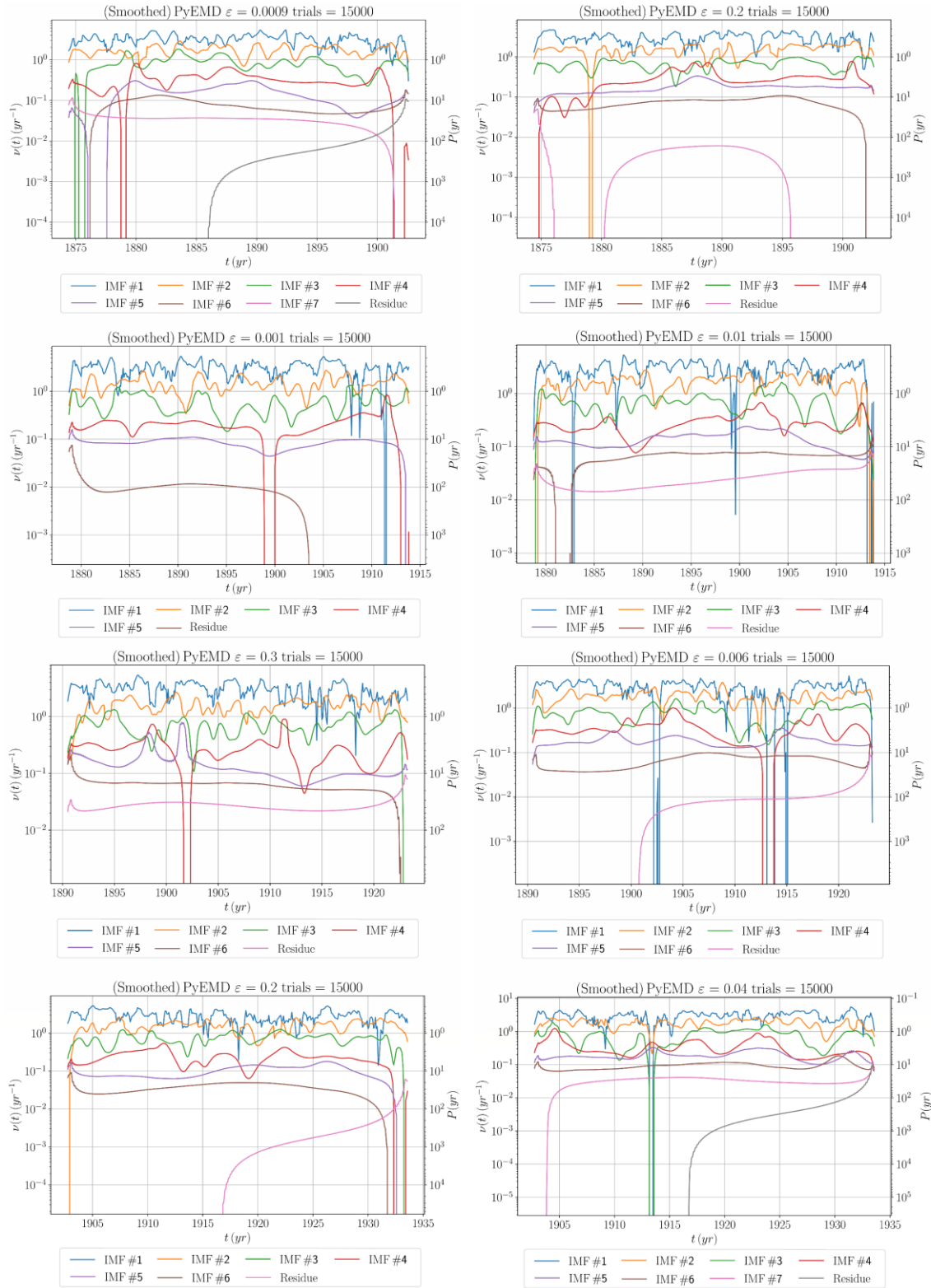


Figura 6.7. Frecuencias (periodos) instantáneos de todas las \widetilde{IMF} s y del residuo obtenidos de los *ANSAI* derivados de la *SMAD* (*paneles derechos*) y *SMOD* (*paneles izquierdos*) de grupos de manchas solares registrados por el RGO-USAF/NOAA durante los Ciclos Solares 11, 12 y 13 (mayo de 1874—septiembre de 1902); los Ciclos Solares 12, 13 y 14 (septiembre de 1878—diciembre de 1913); los Ciclos Solares 13, 14 y 15 (junio de 1890—mayo de 1923); y los Ciclos Solares 14, 15 y 16 (septiembre de 1902—septiembre de 1933).

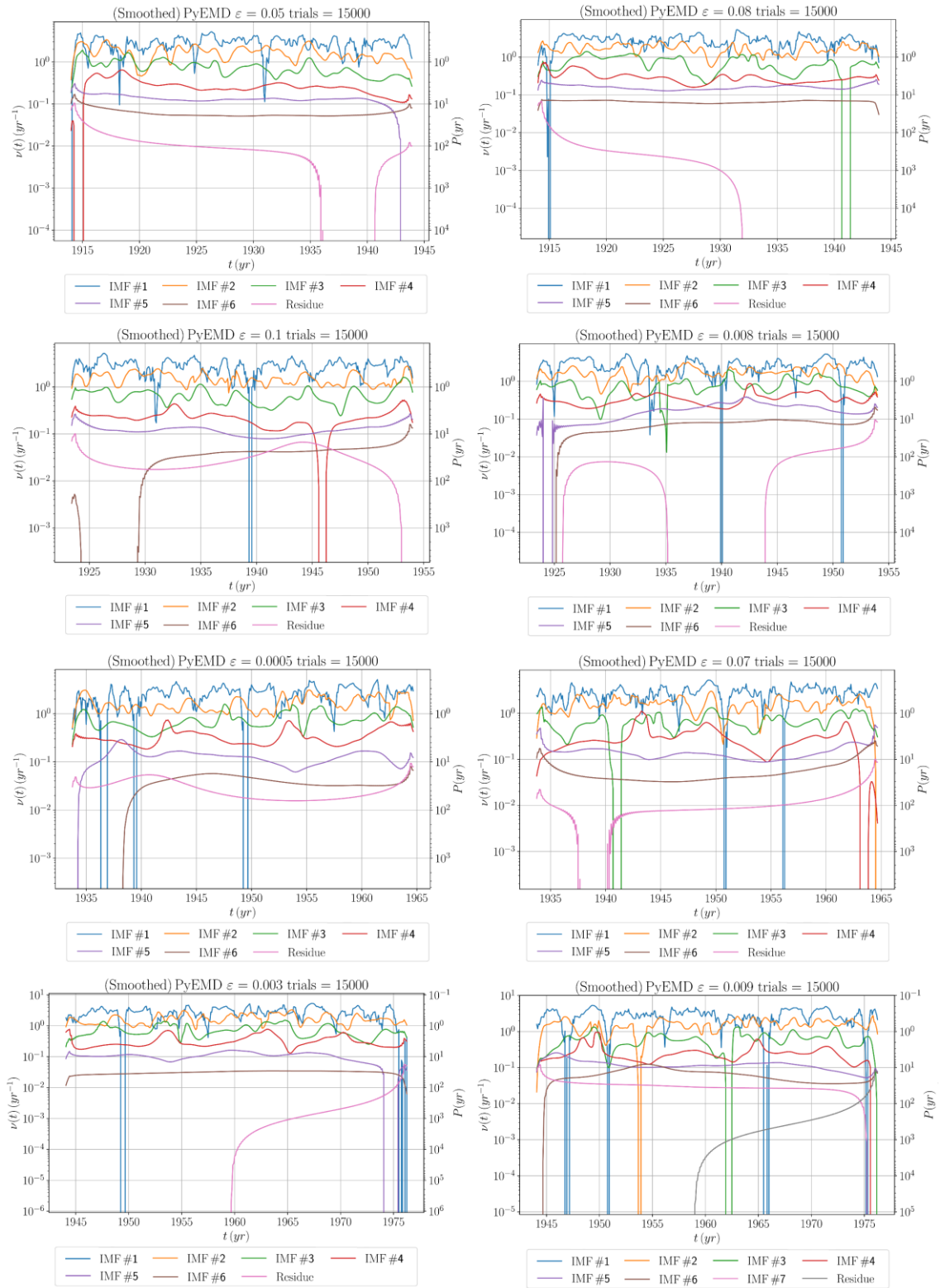


Figura 6.8. Misma información que la Figura 6.7, durante los Ciclos Solares 15, 16 y 17 (diciembre de 1913—enero de 1944); los ciclos solares 16, 17 y 18 (mayo de 1923—febrero de 1954); los Ciclos Solares 17, 18 y 19 (septiembre de 1933—octubre de 1964); y los Ciclos Solares 18, 19 y 20 (enero de 1944—mayo de 1976).

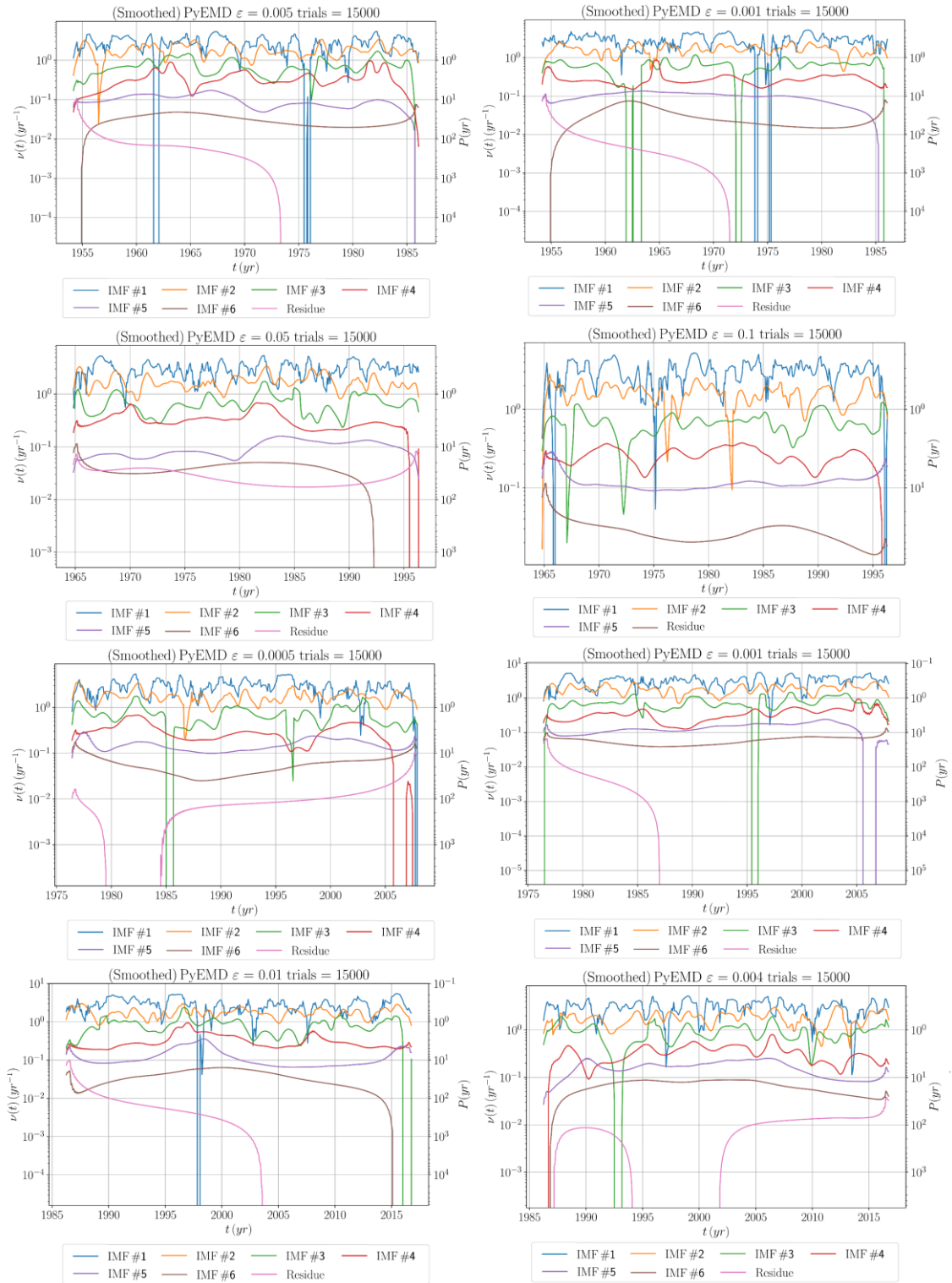


Figura 6.9. Misma información que la Figura 6.7 durante los Ciclos Solares 19, 20 y 21 (febrero de 1954—marzo de 1986); los Ciclos Solares 20, 21 y 22 (octubre de 1964—junio de 1996); los Ciclos Solares 21, 22 y 23 (mayo de 1976—enero de 2008); los Ciclos Solares 22, 23 y 24 (marzo de 1986—octubre de 2016).

Puede verse que solamente la $\widetilde{IMF}\#5$ presenta un período prácticamente estable a lo largo de los distintos paneles. En cambio, las $\widetilde{IMF}s$ #1 y #2 presentan períodos muy irregulares, y más cortos que la señal periódica E , detectada en la Sección 6.4; las $\widetilde{IMF}s$ #3 y #4 presentan períodos irregulares; y las $\widetilde{IMF}s$ #6 y #7 generalmente presentan un

período de aproximadamente 13 años, similar al de la señal *A*; aunque en ocasiones, también muestran períodos más grandes, hecho que puede estar relacionado al fenómeno de mezcla de modos.

La Tabla 6.12 presenta el valor promedio del periodo de la $\widetilde{IMF}\#5$ para cada propiedad y ventana temporal considerada. Para evitar los efectos de borde en el cálculo del valor promedio del periodo en cada ventana temporal, no se han tenido en cuenta los valores de los primeros y últimos años de las mismas. Tanto en los resultados derivados de la *SMOD* como de la *SMAD*, puede observarse que la $\widetilde{IMF}\#5$ no muestra un comportamiento intermitente, ya que está presente en todos los paneles. Sin embargo, no muestra un periodo instantáneo completamente estable a lo largo de los mismos. Este hecho sugiere la presencia del fenómeno de mezcla de modos entre las $\widetilde{IMF}s$ #5, #6 y #7, ya que aquellas ventanas temporales con un menor número de modos presentan una $\widetilde{IMF}\#5$ con un período más largo. Además, en algunos momentos, y especialmente durante los Ciclos Solares 15, 16 y 17, la $\widetilde{IMF}\#5$ presenta un valor constante muy cercano a 7,0-7,9 años. Este hecho podría asociarse a la señal periódica encontrada en el análisis *DFT/LSP/TAWS* de todos los conjuntos de datos durante 1910—1937.

Tabla 6.12. Duración de los períodos obtenidos al promediar los valores de la frecuencia (periodo) instantáneo asociado a la $\widetilde{IMF}\#5$ para todos los *ANSAI* derivados de la *SMAD* y la *SMOD* de los grupos de manchas solares registrados por el RGO-USAF/NOAA durante los ciclos solares 19-24 (febrero de 1954—octubre de 2016). Tanto en la *SMAD* como en la *SMOD*, el pico durante 1884—1891 (Ciclos Solares 11-12-13) no se considera en el cálculo. Lo mismo en la *SMOD*, picos durante 1895—1905 (Ciclos Solares 12-13-14) y 1896—1903 (Ciclos Solares 13-14-15).

Ciclos Solares	Años analizados (<i>SMAD</i>)	Años analizados (<i>SMOD</i>)	Período promedio (<i>SMAD</i>)	Período promedio (<i>SMOD</i>)
11-12-13	[1878—1900,5]	[1882—1898]	6,09±0,06 a ($\nu=0,164\pm0,002\text{ a}^{-1}$)	7,6±0,2 a ($\nu=0,131\pm0,004\text{ a}^{-1}$)
12-13-14	[1882—1908]	[1882,5—1908]	6,5±0,1 a ($\nu=0,154\pm0,003\text{ a}^{-1}$)	11,4±0,1 a ($\nu=0,09\pm0,01\text{ a}^{-1}$)
13-14-15	[1892—1922]	[1892,5—1919]	6,41±0,05 a ($\nu=0,156\pm0,001\text{ a}^{-1}$)	9,1±0,2 a ($\nu=0,11\pm0,002\text{ a}^{-1}$)
14-15-16	[1905—1927,5]	[1906—1930,5]	6,0±0,1 a ($\nu=0,168\pm0,003\text{ a}^{-1}$)	9,5±0,2 a ($\nu=0,105\pm0,002\text{ a}^{-1}$)
15-16-17	[1916—1942]	[1915,5—1937,5]	6,47±0,05 a ($\nu=0,155\pm0,001\text{ a}^{-1}$)	7,36±0,07 a ($\nu=0,136\pm0,001\text{ a}^{-1}$)
16-17-18	[1930—1952]	[1925,5—1952]	4,8±0,1 a ($\nu=0,206\pm0,004\text{ a}^{-1}$)	8,8±0,1 a ($\nu=0,114\pm0,001\text{ a}^{-1}$)
17-18-19	[1934,5—1964]	[1941—1962]	7,3±0,1 a ($\nu=0,137\pm0,002\text{ a}^{-1}$)	7,9±0,1 a ($\nu=0,127\pm0,002\text{ a}^{-1}$)
18-19-20	[1948,5—1971,5]	[1947—1970]	8,52±0,06 a ($\nu=0,117\pm0,001\text{ a}^{-1}$)	8,7±0,1 a ($\nu=0,115\pm0,001\text{ a}^{-1}$)
19-20-21	[1947—1972]	[1955,5—1984,5]	9,4±0,1 a ($\nu=0,106\pm0,001\text{ a}^{-1}$)	10,3±0,2 a ($\nu=0,097\pm0,002\text{ a}^{-1}$)
20-21-22	[1966,5—1994]	[1966—1996]	9,10±0,07 a ($\nu=0,110\pm0,001\text{ a}^{-1}$)	10,3±0,2 a ($\nu=0,097\pm0,002\text{ a}^{-1}$)
21-22-23	[1880,5—1999,5]	[1978,5—2005,5]	7,3±0,1 a ($\nu=0,137\pm0,002\text{ a}^{-1}$)	6,7±0,1 a ($\nu=0,149\pm0,002\text{ a}^{-1}$)
22-23-24	[1993—2012,5]	[1989—2014,5]	6,5±0,1 a ($\nu=0,153\pm0,003\text{ a}^{-1}$)	10,9±0,3 a ($\nu=0,092\pm0,002\text{ a}^{-1}$)

También se ha aplicado el método CEEMDAN a los registros de grupos de manchas y playas del OE, así como a los registros de grupos de manchas del RGO-USAF/NOAA durante 1910—1937. La evolución en el tiempo de las diferentes frecuencias (periodos) instantáneos obtenidos de todas las \widetilde{IMF} s y del residuo final se muestra en la Figura 6.10. En este caso, se ha fijado a 10.000 el número de ensayos necesarios para no observar ningún cambio entre dos realizaciones independientes. De este modo, aparecen entre cinco y seis \widetilde{IMF} s en función de la estructura y propiedad solar considerada. Nuevamente, las \widetilde{IMF} s #1 y #2 presentan períodos muy irregulares, y más cortos que la señal periódica E , las \widetilde{IMF} s #3 y #4 presentan períodos irregulares, la \widetilde{IMF} #5 presenta el período más regular, y la \widetilde{IMF} #6 presenta un período regular alrededor de los 15-25 años.

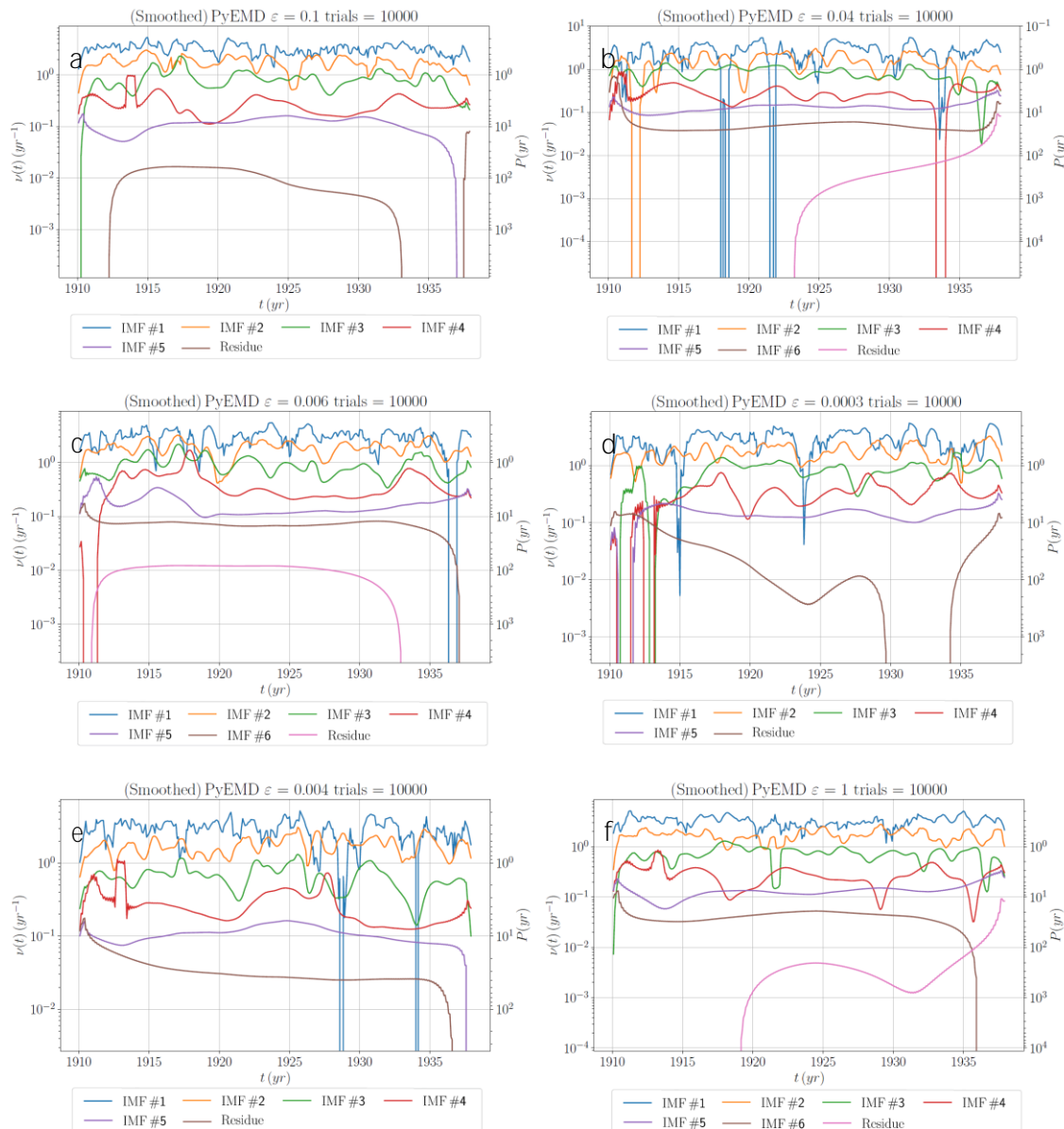


Figura 6.10. Frecuencias (periodos) instantáneos de todas las \widetilde{IMF} s y del residuo obtenidos de los ANSAI derivados de la SMAD (paneles derechos) y SMOD (paneles izquierdos) de grupos de manchas y playas solares durante 1910—1937. Los paneles a-b y c-d corresponden respectivamente a los datos de grupos de manchas del OE y RGO-USAF/NOAA. Los paneles e-f corresponden a los datos de grupos de playas del OE.

Finalmente, el valor promedio de los períodos de todas las $\widetilde{IMF}\#5$ asociadas a cada estructura y propiedad solar se muestran en la Tabla 6.13, y sugieren que la periodicidad de 7,0-7,9 años no es un armónico. Los resultados también respaldan las afirmaciones anteriores con relación a las diferencias observadas entre ambas estructuras solares.

Tabla 6.13. Duración de los períodos obtenidos al promediar los valores de la frecuencia (período) instantáneo asociado a la $\widetilde{IMF}\#5$ para todos los *ANSAI* derivados de la *SMAD* y *SMOD* de todas las series de grupos de manchas y playas solares durante 1910—1937.

Propiedad (observatorio)	Años analizados	Período promedio
<i>SMAD</i> G. Manchas (OE)	[1918—1929,5]	7,19±0,04 a ($\nu=0,139\pm0,001$ a ⁻¹)
<i>SMAD</i> G. Manchas (RGO)	[1918—1930]	7,14±0,07 a ($\nu=0,140\pm0,001$ a ⁻¹)
<i>SMAD</i> G. Playas (OE)	[1918—1930]	7,68±0,06 a ($\nu=0,130\pm0,001$ a ⁻¹)
<i>SMOD</i> G. Manchas (OE)	[1918—1927]	7,35±0,08 a ($\nu=0,136\pm0,002$ a ⁻¹)
<i>SMOD</i> G. Manchas (RGO)	[1917,5—1936,5]	7,5±0,1 a ($\nu=0,124\pm0,002$ a ⁻¹)
<i>SMOD</i> G. Playas (OE)	[1918—1931]	7,8±0,1 a ($\nu=0,128\pm0,002$ a ⁻¹)

6.6. Análisis Wavelet

A raíz de los resultados anteriores, se ha analizado mediante el uso de la técnica wavelet (Farge, 1992) la asimetría N-S presente en la serie temporal de grupos de manchas solares del RGO-USAF/NOAA (1874—2016) con el fin de confirmar si la $\widetilde{IMF}\#5$ sufre una deriva a lo largo del tiempo, o bien si la inestabilidad que sufre dicha componente se debe a la presencia de señales periódicas adicionales en escalas de tiempo similares y que el método CEEMDAN no es capaz de separarlas.

El espectro de potencia wavelet, definido como $|CWT_n(s)|^2$, es una potente herramienta que permite analizar variaciones localizadas de la potencia dentro de una serie temporal (Torrence y Compo, 1998; véase <https://github.com/chris-torrence/wavelets> para la implementación en Python utilizada en esta sección). El escalograma resultante de esta técnica proporciona información simultánea de la ubicación exacta de las señales detectadas tanto en el dominio temporal (eje x) como frecuencial o periódico (eje y) (Chowdhury et al., 2015; Ravindra et al., 2021).

Los escalogramas correspondientes a las doce ventanas temporales que dividen la serie temporal de grupos de manchas solares del RGO-USAF/NOAA (1874—2016) se han calculado considerando los valores de ω_0 listados en la Tabla 6.8, y pueden verse en las Figuras 6.11, 6.12 y 6.13. Los paneles derecho e izquierdo corresponden respectivamente a los escalogramas generados a partir de los *ANSAI* derivados de la *SMAD* y la *SMOD* de grupos de manchas solares. Todos los escalogramas sufren los llamados efectos de borde en ambos extremos de cada serie temporal. Los efectos de borde son causados por el hecho de disponer de series temporales de longitud finita, y tienden a reducir el espectro de potencia dentro de una zona llamada Cono de influencia (*cone of influence*, COI) (Chowdhury et al., 2016). Por lo tanto, toda la información dentro del COI no es suficientemente significativa. En este trabajo, el COI se ha representado como un área oscura rayada. Por otro lado, los niveles de significancia de los escalogramas se han calculado siguiendo el procedimiento indicado en Auchère et al. (2016), el cual es análogo al caso *TAWS*,

mencionado en la Sección 6.4 (ver Tabla 6.2), pero con otros parámetros r y s (Auchère et al., 2016).

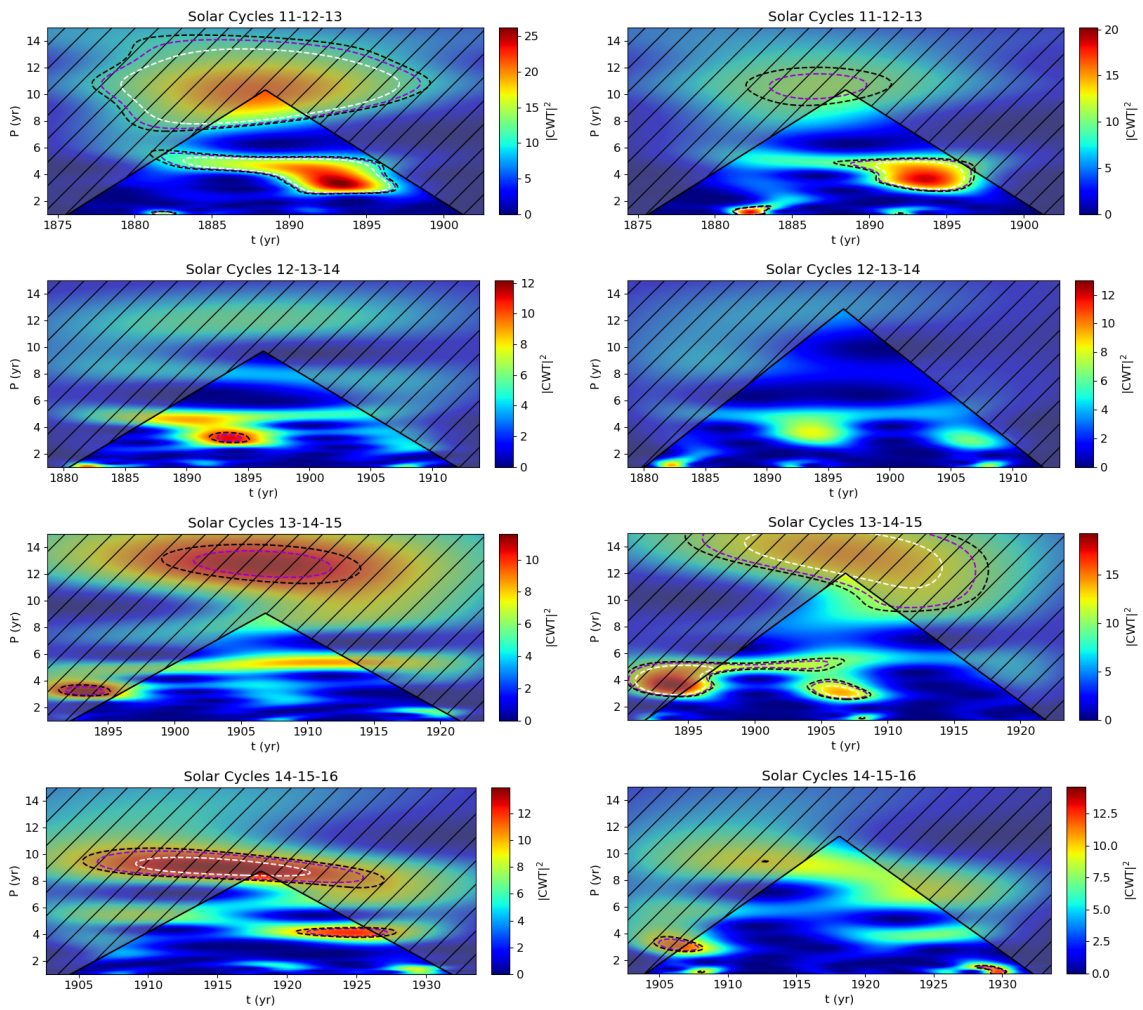


Figura 6.11. Escalogramas obtenidos de los *ANSAI* derivados de la *SMOD* (*paneles izquierdos*) y *SMAD* (*paneles derechos*) de grupos de manchas solares registrados por el RGO-USAF/NOAA durante los Ciclos Solares 11-16 (mayo de 1874-septiembre de 1933) en grupos de tres ciclos solares consecutivos (ver títulos de figuras). Las áreas oscuras rayadas representan el COI. Las líneas discontinuas representan los distintos niveles de significancia: 99% blanco; 95% violeta; 90% negro.

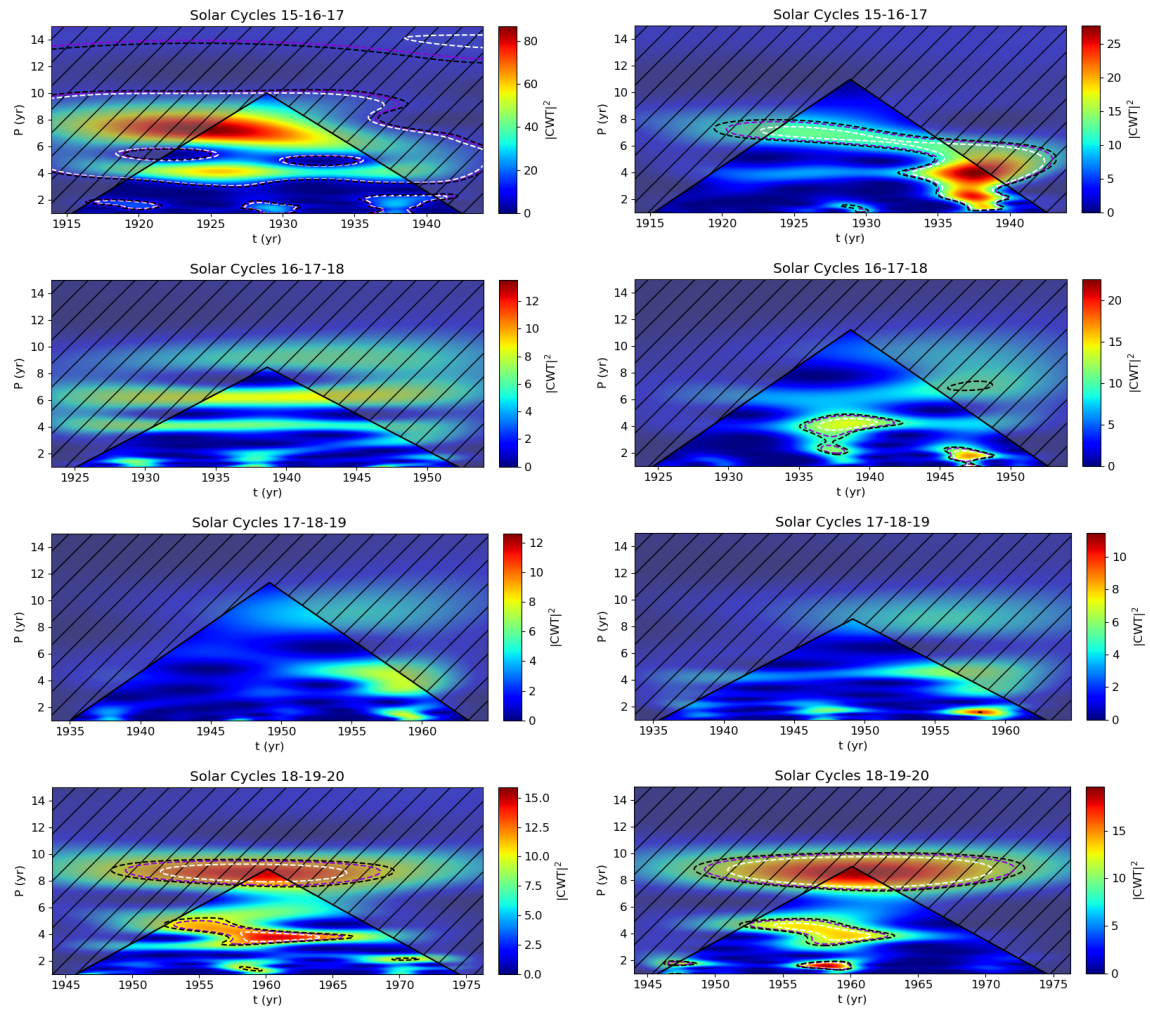


Figura 6.12. Misma información que la Figura 6.11, durante los Ciclos Solares 15-20 (diciembre de 1913— mayo de 1976).

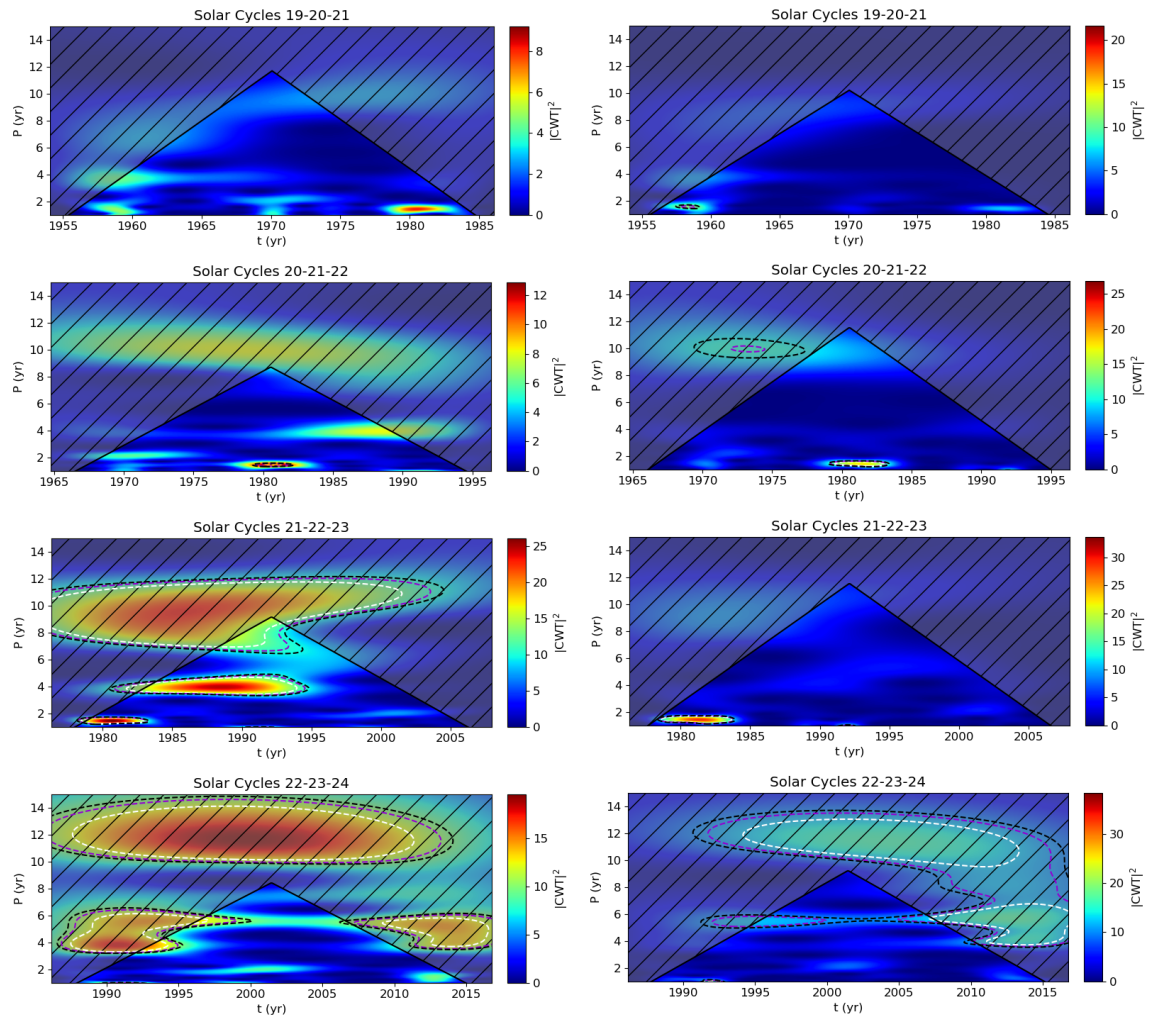


Figura 6.13. Misma información que la Figura 6.11, durante los Ciclos Solares 19-24 (febrero de 1954—octubre de 2016).

Los resultados confirman la presencia de cinco señales periódicas diferentes tanto en el *ANSAI* derivado de la *SMOD* como el derivado de la *SMAD*. Sin embargo, como se muestra en la Sección 6.4, algunas señales presentan discontinuidades, así como una deriva del período con el tiempo. Además, en ocasiones es difícil distinguirlas ya que se superponen entre ellas. Por otro lado, el COI impide realizar un completo análisis de aquellas señales con un periodo igual o superior a 8 años. A pesar de todo lo anterior, es posible extraer información adicional de todas las periodicidades en cuanto a su ubicación temporal:

- La señal periódica de ~1,5 años aparece intermitentemente en intervalos de 5-7 años. Esta periodicidad es estadísticamente significativa en los resultados derivados de la *SMAD*, especialmente durante 1881—1883, 1945—1960 y 1978—1984, y en los resultados derivados de la *SMOD* durante 1916—1940.
- La señal periódica de ~4,0 años es estadísticamente significativa en los resultados derivados de la *SMAD* durante 1892—1895, 1904—1909, 1935—1943 y 1958—1963. En cuanto a los resultados derivados de la *SMOD*, es significativa durante 1892—1895, 1920—1937, 1958—1962 y 1983—1995.

- La periodicidad de ~ 5.5 años es estadísticamente significativa en los resultados derivados de la *SMAD* durante 1882—1890, 1953—1958 y 1996—2000. En el caso de los resultados derivados de la *SMOD*, es significativa durante 1887—1890, 1897—1906, 1953—1958 y 1995—2007.
- Por último, tanto en los resultados derivados de la *SMAD* como en los derivados de la *SMOD*, pueden observarse a lo largo del tiempo varios contornos centrados en ~ 9 años y ~ 13 años, pero no pueden considerarse estadísticamente significativos dado que se encuentran en el interior del COI.

También se han calculado los escalogramas correspondientes a los *ANSAI* derivados de la *SMAD* y la *SMOD* de grupos de manchas y playas solares registrados en el OE y en el RGO-USAF/NOAA en el lapso 1910—1937 (Figura 6.14). Para ello, se han considerado los valores de ω_0 listados en la Tabla 6.3. Exceptuado los resultados referentes a la *SMOD* de grupos de playas solares, es posible observar durante todo el lapso las dos periodicidades de 4,0-4,2 años y 7,0-7,9 años, anteriormente detectadas en el análisis del espectro de potencia. Por otro lado, la señal intermitente con un periodo de aproximadamente 1,5 años también está presente durante 1917—1931, pero solo es estadísticamente significativa en grupos de manchas solares. Finalmente, también se observan las mismas diferencias encontradas las Secciones 6.4 y 6.5 entre los resultados correspondientes a los grupos de manchas y los grupos playas solares.

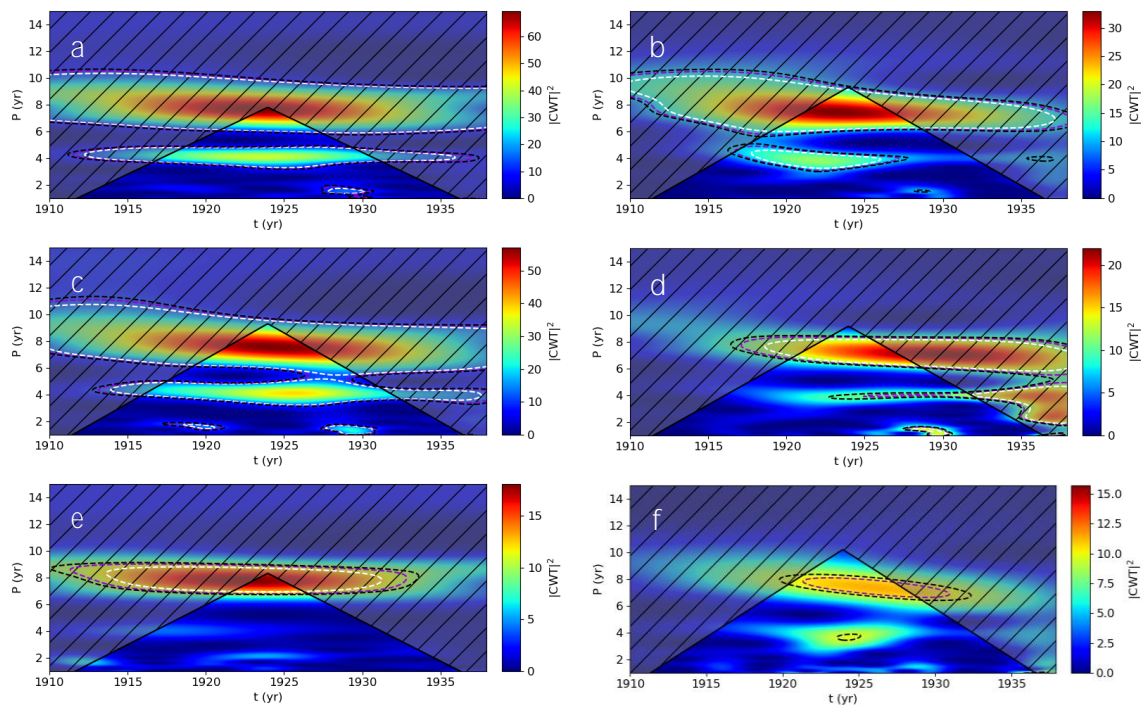


Figura 6.14. Escalogramas obtenidos de los *ANSAI* derivados de la *SMOD* (paneles izquierdos) y *SMAD* (paneles derechos) de grupos de manchas y playas solares durante 1910—1937. Los paneles *a-b* y *c-d* muestran los resultados con relación a los datos sobre grupos de manchas solares del OE y del RGO-USAF/NOAA, respectivamente. Los paneles *e-f* muestran los resultados con relación a los datos sobre grupos de playas solares del OE. Las áreas oscuras rayadas representan el COI. Las líneas discontinuas representan los distintos niveles de significancia: 99% blanco; 95% violeta; 90% negro.

6.7. Discusión

Las series históricas de grupos de manchas y playas solares del Observatorio del Ebro pueden contribuir a ampliar el conocimiento del comportamiento periódico de la asimetría N-S detectada en la actividad solar durante 1910—1937. Dicho comportamiento periódico ha sido detectado inicialmente mediante el cálculo de los índices de asimetría N-S absoluto y normalizado que presenta la *SMAD* y la *SMOD* de grupos de manchas y playas solares. El análisis de dichos índices de asimetría revela un período promedio de $7,9 \pm 0,2$ años, e invita a realizar un examen del fenómeno mucho más profundo. Para ello, se han aplicado varias técnicas y herramientas matemáticas a todas las series temporales, como el análisis del espectro de potencia, el método CEEMDAN o el análisis wavelet. Por otro lado, con objeto de verificar los resultados obtenidos, así como extender este estudio en el tiempo, también se ha utilizado la serie de datos sobre grupos de manchas solares perteneciente al RGO-USAF/NOAA, que consta de registros desde 1874 hasta 2016.

El análisis del espectro de potencia, y en particular el periodograma de Lomb-Scargle de cada conjunto de datos no solamente ha permitido verificar y precisar la periodicidad antes mencionada, sino que además ha señalado la existencia de otras periodicidades adicionales. Así pues, durante 1910—1937, se han obtenido dos periodicidades estadísticamente significativas de $4,10 \pm 0,04$ años y $7,57 \pm 0,03$ años en todas las estructuras y propiedades analizadas. Además, los datos del RGO-USAF/NOAA sobre grupos de manchas durante 1874—2016, revela tres periodicidades significativas de 1,45 años, $4,23 \pm 0,01$ años y $8,95 \pm 0,03$ años en ambas propiedades consideradas. Estas tres últimas periodicidades se amplían a cinco si se divide la serie completa en intervalos de tres ciclos solares, obteniéndose los siguientes promedios: $1,47 \pm 0,02$ años (*E*), $3,83 \pm 0,06$ años (*D*), $5,3 \pm 0,2$ años (*C*), $9,0 \pm 0,2$ años (*B*) y $12,7 \pm 0,3$ años (*A*). Sin embargo, estas periodicidades parecen ser débiles ya que no son estadísticamente significativas, y además muestran un carácter intermitente, ya que no están presentes en todos los intervalos de tiempo.

A pesar de que los resultados del método CEEMDAN son consistentes con los obtenidos por el análisis del espectro de potencia durante 1910—1937 y 1874—2016, este método solo evidencia la presencia de la periodicidad de 7,0-7,9 años cuando se analiza el intervalo 1910—1937. El resto de las periodicidades detectadas en la Sección 6.4 no son tan claramente visibles, probablemente debido al fenómeno de la mezcla de modos entre las distintas \widetilde{IMF} s. Por otro lado, durante este intervalo de tiempo, la periodicidad de 7,0-7,9 años debe tener una amplitud lo suficientemente grande como para evitar que la mezcla de modos distribuya la señal entre diferentes \widetilde{IMF} s. De este modo, las \widetilde{IMF} s #1 y #2 obtenidas mediante el método CEEMDAN podrían asociarse a ruido o incluso a señales físicas verdaderas con períodos menores a los estudiados en este trabajo; las \widetilde{IMF} s #3 y #4 podrían asociarse respectivamente a las periodicidades *E* (~1,5 años) y *D* (~4,0 años), a pesar del hecho que presentan un período muy irregular, lo que probablemente se deba al fenómeno de la mezcla de modos entre ambas periodicidades; la \widetilde{IMF} #5 podría presentar mezcla de modos entre las periodicidades *B* (~9,0 años) y *C* (~5,5 años); la \widetilde{IMF} #6 podría relacionarse con la periodicidad *A* (~13,0 años), pero está fuertemente afectada por la mezcla de modos con otras señales periódicas, y por último, la \widetilde{IMF} #7 podría revelar la existencia de periodicidades en escalas de tiempo superiores al propio ciclo solar de 11 años, tal y como muestran Ballester et al. (2005), quienes encontraron una periodicidad de 43,25 años en el *ANSAI* obtenido de la *SMAD* de grupos de manchas solares registradas en el RGO-USAF/NOAA durante 1874—2004. Por otro lado, gracias a las propiedades del método CEEMDAN es posible confirmar que todas las señales periódicas detectadas no son armónicas entre ellas.

Por último, todas las periodicidades detectadas durante 1910—1937 y 1874—2016 han sido analizadas a partir del análisis wavelet. Esto ha permitido estudiar la intermitencia y fuerza de las señales periódicas a lo largo del tiempo. Una vez más, todos los resultados son consistentes con los anteriores, así como con las observaciones de Bazilevskaya et al. (2014), quienes concluyeron en su investigación sobre QBO que, a pesar de ser especialmente irregulares y parecerse a un conjunto de pulsos intermitentes con signos de estocasticidad, los QBO son más prominentes durante los períodos de alta actividad solar. El ejemplo más evidente de la afirmación anterior se presenta en la periodicidad *E* (~1,5 años), ya que es especialmente fuerte durante la fase ascendente y máximo de actividad solar de la gran mayoría de los ciclos solares. Esta periodicidad intermitente, presente durante la fase activa del Sol, ha sido reportada en diferentes índices solares (Krivova y Solanki, 2002; Cadavid et al., 2005; Vecchio y Carbone, 2009; Simoniello et al., 2013; Chowdhury et al., 2016; 2019). Sin embargo, es importante mencionar que parece ausentarse durante los Ciclos Solares 15 y 23.

Las cinco periodicidades encontradas durante 1874—2016 han sido comparadas con otras observadas en investigaciones previas en diferentes índices solares mediante el uso de varios métodos de análisis. Los resultados más destacables se han resumido en la Tabla 6.14. Es importante mencionar que todas las periodicidades de la Tabla 6.14 están relacionadas con propiedades o estructuras localizadas en las diferentes capas de la atmósfera solar. Sin embargo, estas periodicidades pueden transferirse a fenómenos acontecidos en la heliosfera a través del flujo magnético abierto (Lakewood, 2001; Bazilevskaya et al., 2014). El mayor ejemplo de este hecho es la velocidad del viento solar (Richardson et al., 1994; Li et al., 2017). Por lo tanto, el estudio y la caracterización de estas periodicidades pueden ser útiles en el campo de la meteorología espacial (Bazilevskaya et al., 2014).

Tabla 6.14. Artículos seleccionados que versan sobre periodicidades en diferentes índices solares, que podrían asociarse a las periodicidades *A*, *B*, *C*, *D* y *E* encontradas en este estudio. Para facilitar la lectura de la tabla, se han empleado las siglas *PMA* para referirse al promedio mensual de áreas.

Autor(es)	Índice Solar	Datos	Años Analizados	Método de Análisis	Periodicidad (Localización)
<i>Periodicidad A</i> ($12,7 \pm 0,3$ a)					
Knaack et al. (2004)	<i>NNSAI</i> (<i>PMA</i> G. Manchas)	RGO-USA/NOAA	1976—2004	Wavelet	~13 a (1960—1985)
Javaraiah (2020)	<i>NNSAI</i> (<i>PMA</i> G. Manchas)	RGO y Debrecen	1874—2017	Wavelet (Morlet)	12,8 a (1880—1920, 1960—1990)
<i>Periodicidad B</i> ($9,0 \pm 0,2$ a)					
Duchlev y Dermendjiev (1996)	<i>NNSAI</i> (Promedio anual del número de filamentos de larga vida)	Meudon	1874—2003	<i>DFT</i>	8,75 a
Krivova y Solanki (2002)	<i>PMA</i> G. Manchas	RGO	1874—1976	<i>GWS</i> y Wavelet (Morlet)	8,99 a

Ballester et al. (2005)	ANSAI (PMA G. Manchas)	RGO-USAFA/NOAA	1874—2004	LSP	8,65 a
Zolotova y Ponyavin (2007)	NNSAI (PMA G. Manchas)	RGO-USAFA/NOAA	1874—2003	DFT	8,64-9,26 a
Javaraiah (2020)	NNSAI (PMA G. Manchas)	RGO y Debrecen	1874—2017	Wavelet (Morlet)	-9 a (1920—1950; 1990—2017)
<i>Periodicidad C (5,3±0,2 a)</i>					
Krivova y Solanki (2002)	PMA G. Manchas	RGO	1874—1976	GWS y Wavelet (Morlet)	5,23 a
Chowdhury et al. (2016)	Promedio anual del <i>Ca-K Index</i>	Kodaikanal	1907—1998	DFT, Máxima Entropía y Wavelet (Morlet)	5-5,5 a (1937—1991)
Zhu y Jia (2018)	<i>Daily New International Sunspot Number</i>	WDC-SILSO	1818—2014	LSP	5,445 a
Ravindra et al. (2021)	ANSAI (PMA G. Manchas)	Kodaikanal	1921—2011	Wavelet (Morlet)	-5 a (Ciclos Solares 18-20, 22-23)
Chowdhury et al. (2022)	ANSAI (PMA <i>Ca-K Index</i>)	Kodaikanal	1907—1980	GWS y Wavelet (Morlet)	-5 a (1935—1970)
<i>Periodicidad D (3,83±0,06 a)</i>					
Knaack et al. (2004)	NNSAI (Campo magnético solar)	Kitt Peak	1975—2003	DFT y Wavelet	3,6±0,3 a (1978—1995)
Knaack et al. (2004)	NNSAI (PMA G. Manchas)	RGO-USAFA/NOAA	1976—2003	DFT y Wavelet	3,9 a (1982—1992)
Joshi y Joshi (2004)	NNSAI (Promedio diario del <i>Soft X-Ray Flare Index</i>)	GOES	1975—2003	LSP	3,72 a
Kolotkov et al. (2015)	Variación de frecuencias (Heliosismología)	BiSON	1985—2014	EEMD	3,42 a
Roy et al. (2020)	ANSAI (Promedio diario del <i>Solar-Flare Index</i>)	Kandilli	1976—2018	DFT con fecha compensada	3,78 a
Chowdhury et al. (2022)	ANSAI (PMA <i>Ca-K Index</i>)	Kodaikanal	1907—1980	GWS y Wavelet (Morlet)	2-4 a (Ciclos Solares 15-21)
<i>Periodicidad E (1,47±0,02 a)</i>					
Ichimoto et al. (1985)	Promedio diario del número de fulguraciones <i>Hα</i>	Tokyo	1965—1984	Máxima Entropía	1,42 a
Knaack et al. (2004)	NNSAI (Campo magnético solar)	Kitt Peak	1975—2003	DFT y Wavelet	1,50±0,04 a (1978—1984)

Joshi y Joshi (2004)	<i>NNSAI</i> (Promedio diario del <i>Soft X-Ray Flare Index</i>)	GOES	1975—2003	<i>LSP</i>	1,51 a
Ballester et al. (2005)	<i>ANSAI</i> (PMA G. Manchas)	RGO-USAFA/NOAA	1874—2004	<i>LSP</i>	1,44 a
Qiang et al. (2007)	Promedio mensual del número de G. Manchas	NOAA	1894—2003	EMD	1,3-1,4 a
Chowdhury et al. (2016)	Promedio anual del <i>Ca-K Index</i>	Kodaikanal	1907—1998	<i>DFT</i> , Máxima Entropía y Wavelet (Morlet)	1,5-1,7 a (1917—1920); 1,1-1,4 a (1922—1933); 1,3-1,4 a (1934—1938); 1,3-2,4 a (1947—1963); 1,25-1,5 a (1967—1973); 1,2-2,4 a (1977—1993)
Chowdhury et al. (2022)	<i>ANSAI</i> (PMA <i>Ca-K Index</i>)	Kodaikanal	1907—1980	<i>GWS</i> y <i>Wavelet</i> (Morlet)	1,2-1,4 a (Ciclos Solares 15-21)

El punto más importante de este capítulo es la naturaleza de la señal periódica de 7,0-7,9 años, que ha sido detectada en todos los conjuntos de datos de asimetría N-S durante 1910—1937. Esta periodicidad es tan débil que pasa desapercibida cuando se considera el espectro de potencia de la serie completa de RGO-USAFA/NOAA (1874—2016), tal y como muestran ambos paneles de la Figura 6.5. Este hecho, junto con los resultados del análisis wavelet, sugiere que podría ser una señal independiente que solo existe aproximadamente durante 1917—1947, tal y como se puede ver en las Figuras 6.11, 6.12, 6.13 y 6.14. Incluso teniendo en cuenta la posibilidad de que la periodicidad de 7,0-7,9 años sea en realidad un armónico, solo podría ser resultado de una combinación lineal de las señales periódicas *A*, *B*, *C*, *D* y *E*. Pero durante los Ciclos Solares 15, 16 y 17, la señal periódica de 7,0-7,9 años está presente y, sin embargo, faltan señales *A*, *B* y *C*. Por lo tanto, la única forma posible de obtener esta periodicidad como un armónico es a partir de las señales *D* (~4 años) y *E* (~1,5 años). Pero como puede verse en todos los paneles de la Figura 6.4, la periodicidad de 7,0-7,9 años es ligeramente más fuerte que la señal *D* y mucho más potente que la señal *E*, lo que contradice la suposición inicial. Por otro lado, la hipótesis de que esta periodicidad es en realidad la deriva de la señal periódica *B* (~9,0 años) puede contradecirse ya que durante los Ciclos Solares 16, 17 y 18, las dos periodicidades existen simultáneamente. Finalmente, la señal periódica de 7,0-7,9 años tampoco puede asociarse a una posible deriva de periodicidad *C* (~5,5 años) ya que durante los Ciclos Solares 16, 17 y 18 también existen simultáneamente ambas periodicidades. Otros autores también han detectado periodicidades similares en otros índices de la actividad solar, aunque ninguno de ellos está relacionado con la asimetría N-S. Krivova y Solanki (2002) encontraron una periodicidad de 7,89 años mediante el análisis del *GWS* realizado a partir de la suma mensual de áreas de manchas solares usando datos del RGO en el lapso 1874—1976, y también otra periodicidad de 7,97 años mediante el análisis del valor mensual del *Zürich Relative Sunspot Number* (una de las revisiones del número de Wolf) durante 1749—2001. Por otro

lado, Zhu y Jia (2018) encontraron un pico de 7,990 años en el *LSP* asociado a los valores diarios del *International Sunspot Number V2.0* durante 1818—2014. Por último, Chowdhury et al. (2019) examinaron el número mensual de manchas solares tomadas en el Observatorio Kanzelhöhe durante 1944—2017, y encontraron un período estadísticamente significativo de aproximadamente 7 años en los datos de ambos hemisferios solares mediante la técnica multitaper y el análisis wavelet, usando la función Morlet como función madre.

Además, la periodicidad de 3,9-4,3 años detectada en todos los conjuntos de datos de asimetría N-S de grupos de manchas y playas solares durante 1910—1937, podría estar asociada a la señal periódica *D*.

El análisis del espectro de potencias de las periodicidades encontradas durante 1910—1937, unido a los resultados obtenidos mediante el uso del método CEEMDAN y el análisis wavelet revelan que la asimetría N-S presenta períodos ligeramente mayores en los grupos de playas solares en comparación con los grupos de manchas. A pesar del hecho de que ambas estructuras solares están magnéticamente acopladas, este resultado manifiesta la existencia de pequeñas diferencias en la actividad solar que tiene lugar en los distintos niveles de la atmósfera solar, y en particular en la Fotosfera y Cromosfera. Además, los coeficientes de correlación de Pearson calculados para los diferentes índices de asimetría de los grupos de manchas y playas solares reflejan estas diferencias. Conclusiones similares con respecto a la rotación diferencial solar y a la asimetría N-S de la *TOD* de las estructuras según las distintas clases morfológicas y según su superficie total se extrajeron en de Paula et al. (2016) y en el Capítulo 4 de esta Tesis, respectivamente.

Aunque todavía no hay una explicación a ciencia cierta del origen de todas estas periodicidades, la gran mayoría de expertos sugieren que tanto la periodicidad de Rieger como las QBO tienen su origen en el interior solar. Se han formulado dos hipótesis principales al respecto. La primera sugiere la existencia de dos dinamos solares que operan a diferentes profundidades: una en la base de la zona convectiva y otra situada cerca de la superficie solar (Benevolenskaya, 1998; Bazilevskaya et al., 2014; Obridko y Badalyan, 2014; Beaudoin et al., 2016; Zharkova et al., 2017; Chowdhury et al., 2019; Ravindra et al., 2021). La segunda hipótesis asocia las periodicidades con las ondas magnéticas de Rossby originadas en la Tacoclina solar (Lou et al., 2003; Knaack et al., 2005; Chowdhury et al., 2009; Zaqarashvili et al., 2010; Zaqarashvili et al., 2011; Bazilevskaya et al., 2014; Gurgenchashvili et al., 2016; 2017). Estas ondas pertenecen a un subconjunto de ondas de marea más generales (que se describen mediante la ecuación de marea de Laplace) que pueden existir en un fluido, en la superficie de una esfera giratoria o en una capa delgada, como la Tacoclina solar (Lou, 2000; Chowdhury et al., 2019). Como argumentan Gurgenchashvili et al. (2016), Ravindra et al. (2021) y Chowdhury et al. (2022), las periodicidades podrían corresponder a diferentes armónicos de ondas magnéticas de Rossby.

Una tercera explicación que poco a poco está ganando reconocimiento es la siguiente. Varios autores como Grandpierre (1996); Abreu et al. (2012); Okhlopkov (2016); Scafetta et al. (2016), o Javaraiah (2020) han sugerido que algunas configuraciones específicas de los gigantes gaseosos (Júpiter, Saturno, Urano y Neptuno) podrían influir gravitacionalmente en la rotación diferencial solar y, por lo tanto, en la fuerza de la dinamo solar. En particular, Javaraiah (2020) mostró que la periodicidad de 12-13 años detectada en el *NNSA* de las áreas mensuales de los grupos de manchas solares obtenidas de los datos de los observatorios de Greenwich y Debrecen durante 1874—2017 ocurre

aproximadamente al mismo tiempo que la periodicidad correspondiente a la diferencia absoluta promedio de las posiciones orbitales de los planetas gigantes. Consecuentemente, se han propuesto nuevos modelos de dinamo solar que incluyen la influencia de las fuerzas de marea planetarias en la actividad solar (Stefani et al., [2016](#); [2019](#)).

Por lo tanto, comprender mejor los complejos procesos físicos que hay detrás de todas estas periodicidades requiere más investigación sobre la dinámica interna del Sol y sobre la influencia gravitacional de los gigantes gaseosos del sistema solar. En cualquier caso, la investigación sobre los diferentes índices solares, y especialmente sobre la distribución de los grupos de manchas y playas solares puede ser útil para analizar la distribución de los campos magnéticos en el interior solar y también proporciona fuertes restricciones observacionales sobre la teoría de la dinamo solar (Berdyugina y Usoskin, [2003](#)).

Capítulo 7.
Conclusiones y Proyección Futura.

7.1. Conclusiones

Los boletines de Heliofísica del OE publicados durante 1910—1937 proporcionan material muy valioso que permite seguir ampliando el conocimiento general de dos estructuras solares ubicadas en diferentes capas de la atmósfera solar: los grupos de manchas y los grupos de playas solares. Gracias a ello ha sido posible tratar tres grandes temas a lo largo de la presente Tesis, cuyo desarrollo ha culminado en la publicación de cuatro artículos científicos.

En particular, en el Capítulo 4 se ha estudiado la morfología y área de los grupos de manchas y playas solares registrados por el OE durante 1910—1937, analizando y comparando la evolución anual de su TOD y su distribución porcentual. A modo de contraste, también se han analizado los datos sobre grupos de manchas del RGO en el mismo intervalo de tiempo. Por último, se ha determinado la asimetría N-S asociada en cada caso. De los hallazgos encontrados, es posible extraer las siguientes conclusiones:

- i) Durante 1910—1937, los grupos de manchas tienden a ocurrir principalmente como clases I y IV de Cortie, y como clases J , A y D de Zürich, especialmente durante los máximos de actividad solar. Estas clases morfológicas consisten principalmente en pequeñas manchas con o sin penumbra (clases $I/J,A$), así como grupos bipolares cuyas manchas principales poseen penumbra (clases IV/D). Respecto a los grupos de playas, la morfología más frecuente es la clase cd , que se asocia a la transición entre las clases compactas (c) y dispersas (d). Por otro lado, los grupos de playas muestran una sutil tendencia a ser más dispersos y difusos en la fase decreciente de prácticamente cada ciclo solar considerado, mientras que, al principio de los ciclos predominan las clases c y cd . Finalmente, la actividad solar en términos del número total de ocurrencias diarias es, en promedio, alrededor de un 23% más elevada en los grupos de playas durante el intervalo de tiempo estudiado.
- ii) En general, tanto la TOD como la distribución porcentual de ambas estructuras solares dependen de su extensión, siendo los grupos más pequeños los más frecuentes. En particular, los grupos de manchas con áreas menores a 70 MSH (clases $I/J,A$) y los grupos de playas con áreas comprendidas entre 0-70 100 KSH (grupos más pequeños dentro de las clases cd y d) son más propensos a ocurrir, especialmente cerca de los mínimos de actividad solar. En ambas estructuras se observa que a medida que el área de los grupos aumenta, su TOD y su distribución porcentual disminuyen. Sin embargo, este comportamiento parece invertirse en los grupos de playas en el inicio de los Ciclos Solares 16 y 17. De este modo, durante los máximos de actividad de los Ciclos Solares 16 y 17, los grupos de playas más grandes son los más numerosos, mientras que los más pequeños predominan durante los mínimos de actividad solar. Con respecto a la asimetría N-S, se observa que el hemisferio norte es el hemisferio activo durante más tiempo y presenta una asimetría más fuerte en comparación con el hemisferio sur, que se caracteriza por períodos de predominio más cortos y una asimetría más débil.
- iii) El fenómeno de la Brecha de Gnevyshev puede observarse durante los Ciclos Solares 15 y 16, sobre todo en las morfologías más frecuentes y afecta en mayor grado a las estructuras más extensas. Sin embargo, el fenómeno ocurre en años diferentes en función de la estructura, clase morfológica o intervalo de área considerado, y pasa desapercibido si se considera la TOD_{total} de las estructuras.

Por otro lado, en general, tanto los grupos de manchas como los grupos de playas siguen la regla de Gnevyshev-Ohl durante el intervalo de tiempo considerado. Sin embargo, si se analiza el fenómeno en función de la morfología y área de las estructuras es posible observar excepciones, como los grupos de manchas con clases *II* y *III* de Cortie, o grupos de manchas con áreas mayores a 350 MSH. En el caso de los grupos de playas, debido a la falta de datos más allá del año 1937 no es posible confirmar si todas las clases morfológicas e intervalos de áreas cumplen dicha regla. Sin embargo, es posible constatar que los grupos de clase *c* y los grupos con áreas entre 150 y 350 100 KSH sí la cumplen.

- iv) Como mínimo durante 1910—1937, el *NNSAI* derivado del número total de ocurrencias diarias muestra aproximadamente el mismo comportamiento independientemente de la morfología de las estructuras, pero presenta una ligera dependencia su área, ya que ambas estructuras muestran valores del *NNSAI* más elevados cuanto mayores son sus áreas.
- v) En ambas estructuras, e independientemente de su clase morfológica o área, se observan tres extremos relativos en la evolución temporal del *NNSAI*. Estos extremos locales se encuentran alrededor de los tres mínimos de actividad solar dentro del período estudiado, es decir: 1912 [S]; 1924 [N]; 1933 [N]. El análisis estadístico los extremos relativos ha determinado que, en la mayoría de los casos, los resultados son altamente significativos. Por lo tanto, es posible afirmar que la asimetría N-S presente en los resultados no se produce de manera aleatoria. Por otra parte, a diferencia de los grupos de manchas solares, los grupos de playas presentan valores más bajos del *NNSAI* en prácticamente todo el período estudiado.
- vi) Finalmente, todos los coeficientes de correlación de Pearson entre dos series temporales de estructuras distintas son ligeramente inferiores en comparación con los calculados entre dos series pertenecientes a una misma estructura, hecho que secunda las diferencias observadas entre ambas estructuras.

En el Capítulo 5 se ha aplicado un modelo de cadenas de Márkov de primer orden a los datos morfológicos de los grupos de manchas y playas solares del OE con el fin de caracterizar su evolución morfológica a lo largo de sus vidas. También se han realizado test de inhomogeneidad temporal y espacial con el fin de determinar si las estructuras evolucionan de manera diferente en cada ciclo o fase de ciclo solar, así como en los hemisferios solares norte y sur. De los hallazgos encontrados, se extraen las siguientes conclusiones:

- i) La secuencia evolutiva de un grupo regular de manchas solares según la clasificación de Cortie es: *I-III-IV-I*. Sin embargo, la mayoría de los grupos no siguen esta secuencia, ya que el proceso de decrecimiento hacia la clase *I* parece iniciarse desde cualquier morfología, y especialmente desde la clase *III*. Por otro lado, las clases *II* y *V* son las morfologías menos frecuentes y, en consecuencia, las probabilidades de transición que involucran estas clases son mucho más bajas en comparación con el resto.
- ii) Los grupos de manchas persisten con la morfología observada en su nacimiento durante un período de tiempo que normalmente supera los 2 días, mientras que en el resto de las morfologías a las que evolucionan a lo largo de sus vidas suelen

permanecer un día o menos. Por otro lado, los tiempos de permanencia aumentan a medida que los grupos se convierten en morfologías típicamente más evolucionadas, hecho que podría estar relacionado con la dependencia del tiempo de crecimiento de los grupos con su área. También se observan tendencias en el proceso de decrecimiento de los grupos bastante similares a las señaladas por Muraközy (2020), ya que las transiciones desde grandes morfologías, como las clases *IV* y *V*, a la clase *I* presentan tiempos de permanencia mucho más cortos en comparación con el resto de las transiciones que terminan en la clase *I*.

- iii) En el caso de los grupos de playas, la secuencia evolutiva regular según el esquema de clasificación propuesto por el OE es: *c-cd-d-dif*. Los grupos de playas tienden a originarse con morfologías compactas y a partir de entonces evolucionan mostrando un grado de dispersión cada vez más elevado hasta que finalmente se extinguen. No obstante, se observa que una cantidad significativa de grupos de clase *d* vuelve a la clase *cd* en lugar de continuar el proceso de dispersión. Este hecho puede estar relacionado con los fenómenos de resurgimiento y rejuvenecimiento (Butler, 1922; Casanovas, 1968), que se potencian durante los máximos de actividad y las fases ascendente de los ciclos solares considerados.
- iv) Los grupos de playas tienden a conservar su morfología inicial durante aproximadamente 3 días. Sin embargo, su evolución morfológica se acelera hacia su desaparición una vez alcanzan la clase *cd*, ya que a partir de entonces los tiempos de permanencia se vuelven más cortos. El tiempo de vida esperado de un grupo regular nacido como clase *c*, teniendo en cuenta las limitaciones de los registros anteriormente mencionadas, es de 5,1 días. Por otro lado, los grupos crecen y tienden a ser compactos y brillantes durante aproximadamente la mitad de toda su vida, y desde entonces hasta su desaparición, experimentan una disminución gradual en su área y brillo.
- v) La predicción de la *TOD* que ofrece el modelo de cadenas de Márkov revela que las morfologías más frecuentes presentadas por los grupos de manchas son las clases *I* y *IV* de Cortie y la clase *J* de Zürich. En cuanto a los grupos de playas, las morfologías más comunes son las clases *cd* y *d*.
- vi) Los test de inhomogeneidad temporal y espacial revelan que ambas estructuras evolucionan morfológicamente de una manera muy parecida en ambos hemisferios solares. Sin embargo, esto no ocurre en los distintos ciclos y fases de ciclo solar considerandos, ya que se detectan pequeñas desviaciones en prácticamente todas las propiedades analizadas.
- vii) La *TOD* es la propiedad más afectada por las diferencias en la actividad solar entre los distintos ciclos solares y entre las distintas fases de los ciclos solares, lo que induce una variación en el número total de estructuras originadas tanto en la Fotosfera como en la Cromosfera. Las inhomogeneidades temporales también causan un efecto en los tiempos de permanencia de ambas estructuras, ya que durante el Ciclo Solar 15 son ligeramente más cortos que en el Ciclo Solar 16. Resultados similares se han obtenido comparando los resultados de los mínimos de actividad solar y de las fases descendentes de los ciclos solares con los resultados de los máximos de actividad solar y de las fases ascendentes.

Finalmente, el Capítulo 6 se ha centrado en el comportamiento periódico detectado en la asimetría N-S de la *SMAD* y la *SMOD* de grupos de manchas y playas solares registrados en el OE durante 1910—1937. Con el fin de obtener más información sobre este fenómeno y estudiar su prevalencia en el tiempo, se ha ampliado la ventana temporal inicial al intervalo 1874—2016, utilizando los datos de grupos de manchas del RGO-USA/NOAA. Se ha realizado un análisis exhaustivo de los datos mediante el uso de varios métodos y herramientas matemáticas, como el análisis del espectro de potencia (*DFT*, *TAWS* y *LSP*), el algoritmo CEEMDAN y el análisis wavelet. De los hallazgos encontrados, se extraen las siguientes conclusiones:

- i) El *ANSAI* obtenido de la *SMAD* y la *SMOD* de grupos de manchas y playas durante 1910—1937 presenta dos señales periódicas estadísticamente significativas que se repiten cada $4,10 \pm 0,04$ años y $7,57 \pm 0,03$ años, respectivamente.
- ii) El análisis de los *ANSAI* obtenidos de los registros mensuales de grupos de manchas del RGO-USA/NOAA en el intervalo 1874—2016 revela un comportamiento periódico en cinco escalas temporales diferentes. Tanto en la *SMAD* como en la *SMOD*, se han detectado dos periodicidades en su mayor parte estables de $1,47 \pm 0,02$ años y $3,83 \pm 0,06$ años. Es importante destacar el comportamiento intermitente de la periodicidad de $1,47 \pm 0,02$ años cada 5-7 años, que se presenta durante la fase ascendente y el máximo de todos los ciclos solares, en excepción de los Ciclos Solares 15 y 23. Estas dos señales periódicas coexisten con otras tres señales mucho más discontinuas, con periodos de $5,3 \pm 0,2$ años, $9,0 \pm 0,2$ años y $12,7 \pm 0,3$ años. Por otro lado, la ausencia de datos de grupos de playas fuera del lapso 1910—1937 ha impedido determinar si estas estructuras solares también presentan las mismas señales periódicas en las propiedades consideradas a lo largo del tiempo.
- iii) A pesar de que la mayoría de las periodicidades detectadas durante 1874—2016 se encuentran por debajo del nivel de significancia del 90%, su persistencia en el tiempo y su presencia simultánea tanto en áreas como en ocurrencias sugiere que no son fruto de la aleatoriedad. Además, al menos durante los Ciclos Solares 15, 16 y 17, todas las periodicidades detectadas son estadísticamente significativas, y sus períodos son consistentes con los encontrados al analizar los datos del OE sobre grupos de manchas y playas en el intervalo 1910—1937, y también con los encontrados por otros autores en varios índices de la actividad solar.
- iv) La periodicidad de 7,0-7,9 años en la asimetría N-S no es un artefacto, es por tanto, una señal real. Solo su aparición fluctuante a lo largo del tiempo puede explicar por qué no se ha manifestado en análisis realizados en trabajos anteriores. Futuros modelos solares deberían incorporar este período.
- v) Como mínimo durante 1910—1937, las señales periódicas detectadas presentan periodos ligeramente superiores en los grupos de playas en comparación con los grupos de manchas. A pesar de que ambas estructuras están magnéticamente acopladas, la observación anterior unida a una baja correlación entre los índices de asimetría que presentan estas dos estructuras hace evidente la existencia de pequeñas diferencias en la actividad solar en función de la capa de la atmósfera solar considerada, y también debería tenerse en cuenta en posteriores estudios.

7.2. Proyección Futura

Como se ha visto a lo largo de la Tesis, los grupos de manchas y playas solares constituyen dos indicadores ideales para estudiar respectivamente la Fotosfera y la Cromosfera, así como la conexión existente entre ambas estructuras solares y capas de la atmosfera solar. A continuación, se proponen dos líneas de investigación futuras que podrían llevarse a cabo a partir de los registros diarios del OE sobre grupos de manchas y playas solares durante 1910—1937:

- Estudio de la evolución el tiempo y asimetría N-S de la ley de rotación diferencial en la Fotosfera y Cromosfera durante 1910—1937 usando grupos de manchas y playas solares como trazadores. Esta primera propuesta ampliaría el estudio inicial realizado en de Paula et al. (2016), que estaba restringido al intervalo 1930—1936, al lapso 1910—1937. El análisis también podría realizarse en función de los distintos ciclos y fases del ciclo solar, con el objetivo de determinar la posible existencia de comportamientos específicos.
- Estudio simultáneo de la morfología presentada por los grupos de manchas y playas solares durante las fulguraciones solares ocurridas durante 1910—1937. Como se ha mencionado en el Capítulo 2, se ha intentado establecer una relación entre la aparición de una determinada clase morfológica de grupo de manchas y una posterior fulguración acontecida de este. Añadir al problema la morfología del grupo de playas asociado al grupo de manchas podría hacer aumentar la correlación entre los tres fenómenos.

Finalmente, también se podría continuar el estudio de la influencia de la actividad solar sobre el clima terrestre (Altadill et al., 2000), y en concreto, sobre la temperatura promedio anual o mensual, utilizando las herramientas matemáticas descritas en el Capítulo 6. En este sentido, sería posible detectar comportamientos cíclicos en los registros de temperatura del OE y ver si coinciden con el ciclo solar de aproximadamente 11 años. También se podrían establecer relaciones entre los registros de temperatura del OE y los datos sobre la *SMAD* y *SMOD* de grupos de manchas y playas solares durante 1910—1937.

Referencias

- Abreu, J.A., Beer, J., Ferriz-Mas, A., McCracken, K.G., Steinhilber, F.: 2012, *Is there a planetary influence on solar activity?* *Astronomy and Astrophysics* 548, 88.
- Alsina-Pagès, R.M., Altadill, D., Hervás, M., Blanch, E., Segarra, A., Gonzalez Sans, X.: 2020, *Variation of Ionospheric Narrowband and Wideband Performance for a 12,760 km Transequatorial Link and Its Dependence on Solar and Ionospheric Activity*. *Remote Sensing* 12, 2750.
- Altadill, D., Curto, J.J., Gaya-Piqué, J.G., Torta, J.M.: 2000, *Coherency between Solar Activity and Meteorological Parameters at 11 year Period*. Proceedings 1st Solar and Space Weather Euroconference.
- Ananthakrishnan, R.: 1952, *A note on the observations of sunspots recorded at Kodaikanal from 1903 to 1950*. *Kodaikanal Observatory Bulletin* 133, 1.
- Anderson, T.W., Goodman, L.A.: 1957, *Statistical Inference about Markov Chains*. *The Annals of Mathematical Statistics* 28, 89.
- Antia, H.M., Bhatnagar, A., Ulmschneider, P.: 2003, *Lectures on Solar Physics*. Springer.
- Antonucci, E., Hoeksema, J.T., Scherrer, P.H.: 1990, *Rotation of the photospheric magnetic fields: a north-south asymmetry*. *Astrophysical Journal* 360, 296.
- Auchère, F., Froment, C., Bocchialini, K., Buchlin, E., Solomon, J.: 2016, *On the Fourier and Wavelet Analysis of Coronal Time Series*. *The Astrophysical Journal* 825, 110.
- Bai, T.: 2003, *Hot spots for solar flares persisting for decades: longitude distributions of flares of cycles 19-23*. *Astrophysical Journal* 485, 1114.
- Bai, T.: 2006, *High flare activity in the late declining phase of cycle 23*. *Solar Physics* 234, 409.
- Ballester, J.L., Oliver, R., Carbonell, M.: 2005, *The periodic behaviour of the North-South asymmetry of sunspot areas revisited*. *Astronomy and Astrophysics* 431, 5.
- Balogh, A., Hudson, H., Petrovay, K., von Steiger, R.: 2015, *The Solar Activity Cycle*. Springer.
- Balthasar, H., Vázquez, M., Wöhl, H.: 1986, *Differential rotation of sunspot groups in the period from 1874 through 1976 and changes of the rotation velocity within the solar cycle*. *Astronomy and Astrophysics* 155, 87.
- Balthasar, H.: 2007, *Rotational periodicities in sunspot relative numbers*. *Astronomy and Astrophysics* 471, 281.
- Barnhart, B.L., Eichinger, W.E.: 2011, *Analysis of Sunspot Variability Using the Hilbert-Huang Transform*. *Solar Physics* 269, 439.
- Bas, E.: 2019, *Basics of Probability and Stochastic Processes*. Istanbul, Turkey: Springer International Publishing.
- Batlló, J., Ferran, J., Piqueras, M.: 2006, *Actes de la Vuitena Trobada d'Historia de la Ciència i de la Tècnica*. Societat Catalana d'Història de la Ciència i la Tècnica, filial de l'Institut d'Estudis Catalans.
- Bazilevskaya, G., Broomhall, A.-M., Elsworth, Y.: 2014, *A Combined Analysis of the Observational Aspects of the Quasi-biennial Oscillation in Solar Magnetic Activity*. *Space Science Reviews* 186, 359.
- Beaudoin, P., Simard, C., Cossette, J.-F., Charbonneau, P.: 2016, *Double dynamo signatures in a global MHD simulation and mean-field dynamos*. *Astrophysical Journal* 826, 138.

- Becker, G.A.: 2019, *Becker's Astronomy Survival Notebook*. Moravian College Astronomy. Recuperado de: astronomy.org.
- Bell, B.: 1962, *A long-term north-south asymmetry in the location of solar sources of great geomagnetic storms*. *Smithsonian Contr. Astrophysics* 5, 187.
- Belvedere, G., Godoli, G., Motta, S., Paternò, L., Zappalà, R.A.: 1977, *K Faculae as tracers of the solar differential rotation*. *The Astrophysical Journal* 214, 91.
- Benevolenskaya, E. E.: 1995, *Double Magnetic Cycle of Solar Activity*. *Solar Physics* 161, 1.
- Benevolenskaya, E.E.: 1998, *A model of the double magnetic cycle of the sun*. *Astrophysical Journal* 509, 49.
- Berdugina, S.V., Usoskin, I.G.: 2003, *Active longitudes in sunspot activity: Century scale persistence*. *Astronomy and Astrophysics* 405, 1121.
- Bertello, L., Ulrich, R.K., Boyden, J.E.: 2010, *The Mount Wilson Ca II K Plage Index Time Series*. *Solar Physics* 264, 31.
- Bittencourt, J. A.: 2004, *Fundamentals of Plasma Physics*. Springer.
- Blanch, E., Marsal, S., Segarra, A., Torta, J.M., Altadill, D., Curto, J.J.: 2013, *Space weather effects on Earth's environment associated to the 24-25 October 2011 geomagnetic storm*. *Space Weather* 11, 153.
- Blaikie, N.: 2003, *Analyzing Quantitative Data. From Description to Explanation*. London, United Kingdom: SAGE Publications Ltd.
- Brackett, F.P.: 1916, *A Visit to the Ebro Observatory, Tortosa, Spain*. Publication of the Pomona College Astronomical Society 5, 39.
- Brajsa, R., Ruzdjak, V., Vrsnak, B., Pohjolainen, S., Urpo, S., Schroll, A, Wöhl, H.: 1997, *On the possible changes of the solar differential rotation during the activity cycle determined using microwave low-brightness-temperature regions and H α filaments as tracers*. *Solar Physics* 171, 1.
- Bray, R.J., Loughhead, R.E.: 1964, *Sunspots*, Dover, New York.
- Buehler, D., Lagg, A., Solanki, S.K., Van Noort, M.: 2015, *Properties of solar plage from a spatially coupled inversion of Hinode SP data*. *Astronomy & Astrophysics* 576, 27.
- Butler, C.P.: 1922, *Systematic distribution of solar calcium flocculi. I. Inclination of elongated groups*. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 82, 334.
- Butler, C.P.: 1924, *Systematic distribution of solar calcium flocculi. II. Life-history of bright solar calcium flocculi*. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 84, 134.
- Cadavid, A.C., Lawrence, J.K. McDonald, D.P., Ruzmaikin, A.: 2005, *Independent Global Modes of Solar Magnetic Field Fluctuations*. *Solar Physics* 226, 359.
- Çakmak, H.: 2014, *Computer-aided measurement of the heliographic coordinates of the sunspot groups*. *Experimental Astronomy* 38, 77.
- Carbonell, M., Oliver, R., Ballester, J.L.: 1993, *On the asymmetry of solar activity*. *Astronomy and Astrophysics* 274, 497.
- Carbonell, M., Oliver, R., Ballester, J.L.: 2007, *The statistical significance of the North-South asymmetry of solar activity revisited*. *Astronomy and Astrophysics* 476, 951.
- Carfora, M.F.: 2019, *Stochastic Processes*. *Encyclopedia of Bioinformatics and Computational Biology* 1, 747.

- Caroll, B.W., Ostlie, D.A.: 1995, *An Introduction to Modern Astrophysics*. Cambridge University Press.
- Carrasco, V.M.S., Lefèvre, L., Vaquero, J.M., Gallego, M.C.: 2015, *Equivalence Relations Between the Cortie and Zürich Sunspot Group Morphological Classifications*. Solar Physics 290, 1445.
- Carrington, R.C.: 1863, *Observations of the Spots on the Sun from November 9, 1853 to March 24, 1861 made at Redhill*. Williams and Norgate, London, Edinburgh.
- Casanovas, J.: 1968, *Observational decay curves for solar calcium chromospheric plages*. Memorie della Società Astronomia Italiana 39, 703.
- Casas, R., Vaquero, J.M.: 2014, *The Sunspot Catalogues of Carrington, Peters and de la Rue: Quality Control and Machine-Readable Versions*. Solar Physics 289, 79.
- Casas, R., Vaquero, J.M.: 2015, *The Solar Rotation in the Period 1853–1870 from the Sunspot Catalogues of Carrington, Peters, and de la Rue*. Solar Physics 290, 2189.
- Chatzistergos, T., Ermolli, I., Krivova, N.A., Solanki, S.K.: 2019a, *Analysis of full disc Ca II K spectroheliograms. II. Towards an accurate assessment of long-term variations in plage areas*. Astronomy and Astrophysics 625, 69.
- Chatzistergos, T., Ermolli, I., Falco, M., Giorgi, F., Guglielmino, S.L., Krivova, N.A., Romano, P., Solanki, S.K.: 2019b, *Historical solar Ca II K observations at the Rome and Catania observatories*. Nuovo Cimento C 42, 5.
- Chen, Y., Przybylski, D., Hardi, P., Tian, H., Auchère, F., Berghmans, D.: 2021, *Transient small-scale brightenings in the quiet solar corona: a model for campfires observed with Solar Orbiter*. Astronomy and Astrophysics 656, L7.
- Chevalier, S.: 1910, *The solar rotation from the motion of the faculae on the disk (1906-1908)*. Astrophysical Journal 32, 388.
- Chowdhury, P., Khan, M., Ray, P.C.: 2009, *Intermediate-term periodicities in sunspot areas during solar cycles 22 and 23*. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society 392, 1159.
- Chowdhury, P., Choudhary, D.P., Gosain, S.: 2013, *A Study of the Hemispheric Asymmetry of Sunspot Area during Solar Cycles 23 and 24*. The Astrophysical Journal 768, 188.
- Chowdhury, P., Choudhary, D.P., Gosain, S., Moon, Y.-J.: 2015, *Short-term periodicities in interplanetary, geomagnetic and solar phenomena during solar cycle 24*. Astrophysics and Space Science 356, 7.
- Chowdhury, P., Gokhale, M.H., Singh, J., Moon, Y.-J.: 2016, *Mid-term quasi-periodicities in the CaII-K plage index of the Sun and their implications*. Astrophysics Space Science 361, 54.
- Chowdhury, P., Kilcik, A., Yurchyshyn, V., Obridko, V.N., Rozelot, J.P.: 2019, *Analysis of the Hemispheric Sunspot Number Time Series for the Solar Cycles 18 to 24*. Solar Physics 294, 142.
- Chowdhury, P., Ravindra, B., Bertello, L., Pevtsov, A.A.: 2022, *Analysis of Solar Hemispheric Chromosphere Properties using the Kodaikanal Observatory Ca–K Index*. The Astrophysical Journal 925, 81.
- Cirera, R.: 1906, *Noticia del Observatorio del Ebro y de Algunas Observaciones del Eclipse de 30 de Agosto de 1095*. Memorias del Observatorio del Ebro, No. 1, G. Gili, Barcelona.
- Cirera, R.: 1910, *Heliofísica, Enero 1910*. Boletín Mensual del Observatorio del Ebro 1, 21.

- Clette, F., Svalgaard, L., Vaquero, J.M., Cliver, E.W.: 2014, *Revisiting the Sunspot Number*. Space Science Reviews 186, 35.
- Cortie, A.L.: 1901, *On the types of sun-spot disturbances*. The Astrophysical Journal 13, 260.
- Curto, J.J., Solé, J.G., Genescà, M., Blanca, M.J., Vaquero, J.M.: 2016, *Historical heliophysical series of the Ebro observatory*. Solar Physics 291, 2587.
- Curto, J.J., Marsal, S., Blanch, E., Altadill, D.: 2018, *Analysis of the solar flare effects of 6 September 2017 in the ionosphere and in the Earth's magnetic field using Spherical Elementary Current Systems*. Space Weather Journal 16, 11.
- Curto, J.J.: 2020, *Geomagnetic solar flare effects: a review*. Journal of Space Weather and Space Climate 10, 27.
- Dara, H.C., Macris, C.J., Zachariadis, T.G.: 1975, *Comparison of the dimensions of the flocculi at periods of maximum and minimum solar activity*. Praktika Akademia Athenon 50, 391.
- De Lury, R.E.: 1939, *The law of the solar rotation*. Journal of the Royal Astronomical Society of Canada 33, 345.
- Deng, L.H., Xiang, Y.Y., Ou, Z.N., An, J.M.: 2016, *Systematic Regularity of Hemispheric Sunspot Areas over the Past 140 Years*. The Astronomical Journal 151, 70.
- Deng, L.H., Zhang, X.J., Li, G.Y., Deng, G., Wang, F.: 2019, *Phase and amplitude asymmetry in the quasi-biennial oscillation of solar H α flare activity*. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society 488, 111.
- de Paula, V., Curto, J. J., Casas R.: 2016, *The Solar Rotation in the 1930s from the Sunspot and Flocculi Catalogs of the Ebro Observatory*. Solar Physics 291, 2269.
- de Paula, V., Segarra, A., Altadill, D., Curto, J.J., Blanch, E.: 2022b, *Detection of Solar Flares from the Analysis of Signal-To-Noise Ratio Recorded by Digisonde at Mid-latitudes*. Remote Sensing 14, 8.
- Duchlev, P. I., Dermendjiev, V.N.: 1996, *Periodicities in the N-S asymmetry of long-lived solar filaments*. Solar Physics 168, 205.
- Duchlev, P.I.: 2001, *An estimation of the long-term variation of a north-south asymmetry of the long-lived solar filaments*. Solar Physics 199, 211.
- Engvold, O., Vial, J.C., Skumanich, A.: 2019, *The Sun as a Guide to Stellar Physics*. Elsevier.
- Ermolli, I., Marchei, E., Centrone, S., Criscuoli, F., Giorgi, F., Perna, C.: 2009, *The digitized archive of the Arcetri spectroheliograms. Preliminary results from the analysis of Ca II K images*. Astronomy & Astrophysics 499, 627.
- Ermolli, I., Chatzistergos, T., Krivova, N.A., Solanki, S.K.: 2018, *The potential of Ca II K observations for solar activity and variability studies*. Proc. Int. Astron. Union 340, 115. Long-term Datasets for the Understanding of Solar and Stellar Magnetic Cycles, IAU Symposium.
- Evren, S.: 1998, *Facular Structures on Cool Stars*. Turkish Journal of Physics 23, 383.
- Farge, M.: 1992, *Wavelet transforms and their applications to turbulence*. Annual Review of Fluid Mechanics 24, 90.
- Faye, H.: 1865, *Sur la constitution physique du Soleil*. Comptes rendus de l'Académie des sciences de l'Institut de France 60, 138.

Feminella, F., Storini, M.: 1997, *Large-scale dynamical phenomena during solar activity cycles*. *Astronomy and Astrophysics* 322, 311.

Ferriz, A.: 2017, *Reconstrucción de la historia de la actividad magnética solar mediante los isótopos cosmogénicos berilio 10 y carbono 14*. *Información y Actualidad Astronómica. Revista de divulgación del Instituto de Astrofísica de Andalucía* 51, 23.

Forgács-Dajka, E., Dobos, L., Ballai, I.: 2021, *Time-dependent properties of sunspot groups I. Lifetime and asymmetric evolution*. *Astronomy & Astrophysics* 653, A50.

Fox, P.: 1921, *The rotation period of the sun as determined from measures of plates taken with the Rumford spectroheliography*. *Publications of the Yerkes Observatory* 3, 3.

Gallagher, P.: 2007, *Advanced Stellar Physics Course. Lecture 5: The Solar Activity*. Trinity College Dublin. Recuperado de: https://www.tcd.ie/Physics/people/Peter.Gallagher/lectures/PY4020/lecture05_solar_activity.pdf.

Galsgaard, K. y Longbottom, A.W.: 1998, *Formation of solar prominences by flux convergence*. *The Astrophysical Journal*, 510, 444.

García, H. A.: 1990, *Evidence for solar-cycle evolution of north-south flare asymmetry during cycles 20 and 21*. *Solar Physics* 127, 185.

Georgieva, K., Kirov, B.: 2003, *Different periodicities in the rotation of the northern and southern solar hemispheres*. *ESA Conference Proceedings* 517, 275.

Georgieva, K., Kirov, B., Javaraiah, J.: 2003, *Solar asymmetry and Sun-Earth connections*. *ESA Conference Proceedings* 535, 323.

Georgieva, K., Kirov, B., Javaraiah, J., Krasteva, R.: 2005, *Solar rotation and solar wind-magnetosphere coupling*. *Planetary Space Science* 53, 197.

Gigolashvili, M. Sh., Mdzinarishvili, T.G., Japaridze, D.R., Chargeishvili, B.B.: 2003, *N-S asymmetry in the solar differential rotation of the Sun and its variation with the solar activity cycles*. *New Astronomy* 8, 529.

Gigolashvili, M. Sh., Japaridze, D.R., Mdzinarishvili, T.G., Chargeishvili, B.B.: 2005, *N-S asymmetry in the solar differential rotation during 1957-1993*. *Solar Physics* 227, 27.

Gigolashvili, M. Sh., Japaridze, D.R., Mdzinarishvili, T.G., Chargeishvili, B.B., Kukhianidze, V.J.: 2007, *Investigation of the N-S asymmetry of the differential rotation of $H\alpha$ filaments and large-scale magnetic elements*. *Advances in Space Research* 40, 976.

Gilman, P.A., Howard, R.: 1984, *Variations in solar rotation with the sunspot cycle*. *Astrophysical Journal* 283, 385.

Gleissberg, W.: 1939, *A long-periodic fluctuation of the sun-spot numbers*. *The Observatory* 62, 158.

Gnevishev, M.N., Ohl, A.I.: 1948, *On the 22-year cycle of solar activity*. *Astronomicheskii Zhurnal* 25, 18.

Gnevyshev, M.N.: 1967, *On the 11-years cycle of solar activity*. *Solar Physics* 1, 107.

Gnevyshev, M.N.: 1977, *Essential features of the 11-year solar cycle*. *Solar Physics* 51, 175.

Goel, A., Choudhuri, A.R.: 2009, *The hemispheric asymmetry of solar activity during the last century and the solar dynamo*. *Research in Astronomy and Astrophysics* 9, 1.

Gómez, A., Curto, J.J., Gras, C.: 2014, *Evolution of Sunspot Characteristics in Cycle 23*. *Solar Physics* 289, 91.

- Gonçalves, E., Mendes-Lopes, N., Dorotovic, I., Fernandes, J.M., Garcia, A.: 2014, *North and South hemispheric solar activity for cycles 21–23: asymmetry and conditional volatility of plage region areas*. *Solar Physics* 289, 2283.
- González, D.: 2014, *La clasificación de McIntosh de las Manchas solares. Un análisis en profundidad*. Grupo Astronómico Silos. Recuperado de: grupoastronomicosilos.org/heliofisica.
- Grandpierre, A.: 1996, *On the origin of solar cycle periodicity*. *Astrophysics and Space Science* 243, 393.
- Gray, L.J., Beer, J., Geller, M., Haigh, J.D., Lockwood, M., Matthes, K., Cubasch, U., Fleitmann, D., Harrison, G., Hood, L., Luterbacher, J., Meehl, G.A., Shindell, D., van Geel, B., White, W.: 2010, *Solar Influences on Climate*. *Reviews of Geophysics* 48, 4.
- Grinstead, C.M, Snell, J.L.: 1997, *Introduction to Probability*. American Mathematics Society.
- Gupta, S.S., Sivaraman, K.R., Howard, R.F.: 1999, *Measurement of Kodaikanal White-Light Images – III. Rotation Rates and Activity Cycle Variations*. *Solar Physics* 188, 225.
- Gurgenashvili, E., Zaqarashvili, T.V., Kukhianidze, V., Oliver, R., Ballester, J.L., Ramishvili, G., Shergelashvili, B., Hanslmeier, A., Poedts, S.: 2016, *Rieger-type periodicity during Solar Cycles 14-24: estimation of dynamo magnetic field strength in the solar interior*. *The Astrophysical Journal* 826, 55.
- Gurgenashvili, E., Zaqarashvili, T.V., Kukhianidze, V., Oliver, R., Ballester, J.L., Dikpati, M., McIntosh, S.W.: 2017, *North–South Asymmetry in Rieger-type Periodicity during Solar Cycles 19–23*. *The Astrophysical Journal* 845, 137.
- Hale, G.E.: 1894. *The Solar Faculae*. *Memorie della Societa Degli Spettroscopisti Italiani*, 22, 198.
- Hale, G.E., Ellerman, F.: 1904. *Calcium and Hydrogen Flocculi*. *Astrophysical Journal* 19, 41.
- Hale, G.E.: 1908, *Preliminary note on the rotation of the Sun as determined from the motions of the hydrogen flocculi*. *Contributions from the Mount Wilson Observatory* 25.
- Hale, G.E., Fox, P.: 1908, *The rotation period of the sun as determined from the motions of the calcium flocculi*. *Carnegie Institution of Washington*.
- Hale, G.E., Ellerman, F.: 1910. *On the Nature of the Hydrogen Flocculi and their Structure at Different Levels in the Solar Atmosphere*. *Proceedings of the Royal Society of London* 83, 177.
- Hale, G.E., Elleman, F., Nicholson, S.B., Joy, A.H.: 1919. *The magnetic polarity of sun-spots*. *Astrophysical Journal* 49, 153.
- Hale, G.E.: 1922. *Invisible sun-spots*. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*. 82, 168.
- Hale, G.E., Nicholson, S.B.: 1925, *The Law of Sun-Spot Polarity*. *The Astrophysical Journal*, 62, 270.
- Hansen, S. F., Hansen, R. T.: 1975, *Differential rotation and reconnection as basic causes of some coronal reorientations*. *Solar Physics* 44, 503.
- Hassan, D., Iqbal, A., Hassan, S.A., Abbas, S., Ansari, M.R.K.: 2016, *Sunspots and ENSO relationship using Márkov method*. *Journal of Atmospheric and Solar-Terrestrial Physics* 137, 53.
- Hathaway, D.H., Wilson, R.M.: 1990, *Solar rotation and the sunspot cycle*. *Astrophysical Journal* 357, 271.

- Hathaway, D.H.: 2015, *The Solar Cycle*. Living Reviews in Solar Physics 12, 4.
- Hathaway, D.H.: 2019, *Sunspots, Grand Solar Minima, and Climate Change*. Caiapea. Recuperado de: <https://beta.capeia.com/planetary-science/2019/06/19/sunspots-grand-solar-minima-and-climate-change>.
- Heristchi, D., Mouradian, Z.: 2009, *The global rotation of solar activity structures*. Astronomy and Astrophysics 497, 835.
- Hiscott, R.N.: 1981, *Chi-Square Test for Markov Chain Analysis*. Mathematical Geology 13, 1.
- Hoeksema, J.T., Scherrer, P.H.: 1987, *Rotation of the coronal magnetic field*. Astrophysical Journal 318, 428.
- Hotta, H., Kusano, K.: 2021, *Solar differential rotation reproduced with high-resolution simulation*. Nature Astronomy 5, 1100.
- Hotta, H., Kusano, K., Shimada, R.: 2022, *Generation mechanism of solar-like differential rotation in high-resolution simulations*. Enviado a The Astrophysical Journal.
- Howard, R, Harvey, J.: 1970, *Spectroscopic Determinations of Solar Rotation*. Solar Physics 12, 23.
- Howard, R.: 1974, *Studies of solar magnetic fields. II - The magnetic fluxes*. Solar Physics 38, 59.
- Howard, R.: 1975, *The rotation of the Sun*. Scientific American 232, 106.
- Howard, R., Gilman, P.A., Gilman, P.I.: 1984, *Rotation of the Sun measured from Mount Wilson white-light images*. Astrophysical Journal 283, 373.
- Howe, R., 2017, *Solar rotation*. Global Oscillation Network Group. Recuperado de: <https://gong.nso.edu/gallery/disk2k10/data/resource/torsional/torsional.html>.
- Huang, N.E., Shen, Z., Long, S.T., Wu, M.C., Shih, H.H., Zheng, Q., Yen, N.-C., Tung, C.C., Liu, H.H.: 1998, *The empirical mode decomposition and the Hilbert spectrum for nonlinear and non-stationary time series analysis*. Proceedings of the Royal Society A: Mathematical, Physical and Engineering Sciences 454, 1971.
- Hubrecht, J.B., 1915, *The Solar Rotation in June 1911, from Spectrographic Observations*. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society 75, 611.
- Hudgins, L., Friehe, C.A., Mayer, M.E., 1993, *Wavelet Transforms and Atmospheric Turbulence*. Physical Review Letters 71, 20.
- Ichimoto, K., Kubota, J., Suzuki, M., Tohmura, I., Kurokawa, H.: 1985, *Periodic behaviour of solar flare activity*. Nature 316, 422.
- Iosifescu, M.: 2007, *Finite Márkov Processes and Their Applications*. Mineola: Dover.
- Jha, B.K., Priyadarshi, A., Mandal, S., Chatterjee, S., Banerjee, D.: 2021, *Measurements of Solar Differential Rotation Using the Century Long Kodaikanal Sunspot Data*. Solar Physics 296, 25.
- Japaridze, D. R., Gigolashvili, M.Sh.: 1992, *Investigation of the solar differential rotation by Hydrogen filaments in 1976-1986*. Solar Physics 141, 267.
- Javaraiah, J.: 2003a, *Long-Term Variations in the Solar Differential Rotation*. Solar Physics 212, 23.
- Javaraiah, J.: 2003b, *Predictions of strengths of long-term variations in sunspot activity*. Astronomy and Astrophysics 401, 9.

- Javaraiah, J.: 2008, *Predicting the amplitude of a solar cycle using the north-south asymmetry in the previous cycle: II. An improved prediction for solar cycle 24*. Solar Physics 252, 419.
- Javaraiah, J.: 2020, *Long-term Periodicities in North-south Asymmetry of Solar Activity and Alignments of the Giant Planets*. Solar Physics 295, 8.
- Joshi, A.: 1995, *Asymmetries during the maximum phase of cycle 22*. Solar Physics 157, 315.
- Joshi, B., Joshi, A.: 2004, *The North–South Asymmetry of Soft X-Ray Flare Index during Solar Cycles 21, 22 and 23*. Solar Physics 219, 343.
- Joshi, B., Pant, P.: 2005, *Distribution of $H\alpha$ flares during solar cycle 23*. Astronomy and Astrophysics 431, 359.
- Joshi, B., Pant, P., Manoharan, P.K.: 2006, *North-South distribution of solar flares during cycle 23*. Journal of Astrophysics and Astronomy 27, 151.
- Joshi, B., Pant, P., Manoharan, P.K., Pandey K.: 2007, *North-South asymmetry of solar activity during cycle 23*. ASP Conference Series 368, 539.
- Karttunen, H., Kröger, P., Oja, H., Poutanen, M., Donner, K.J.: 2017, *Fundamental Astronomy*. Springer.
- Keller, C. U., Schüssler, M., Vögler, A., Zakharov, V.: 2004, *On the Origin of Solar Faculae*. The Astrophysical Journal Letters 607, 1.
- Kemeny, J.G., Snell, J.L.: 1976, *Finite Markov Chains*. Princeton, United States of America. Springer Verlag.
- Kempf, P.: 1916, *Bestimmung der Rotation der Sonne aus der Bewegung von Kalziumflocken*. Publikationen des Astrophysikalischen Observatoriums zu Potsdam 23, 71.
- Kilcik, A., Yurchyshyn, V.B., Abramenko, V., Goode, P.R., Ozguc, A., Rozelot, J.-P., Cao, W.: 2011, *Time distributions of large and small sunspot groups over four solar cycles*. Astrophysical Journal 731, 30.
- Kilcik, A., Ozguc, A., Yurchyshyn, V., Rozelot, J.P.: 2014, *Sunspot Count Periodicities in Different Zurich Sunspot Group Classes Since 1986*. Solar Physics 289, 4365.
- Kilçik, A., Sahin, S.: 2017, *Possible variations in sunspot groups before flaring activity during solar cycles 23 and 24*. Turkish Journal of Physics 41, 351.
- Kleczek, J.: 1953, *Relations between Flares and Sunspots*. Bulletin of the Astronomical Institutes of Czechoslovakia 4, 9.
- Knaack, R., Stenflo, J.O., Berdyugina, S.V.: 2004, *Periodic oscillations in the north-south asymmetry of the solar magnetic field*. Astronomy Astrophysics 418, 17.
- Knaack, R., Stenflo, J.O.: 2005, *Spherical harmonic decomposition of solar magnetic fields*. Astronomy and Astrophysics 438, 349.
- Knaack, R., Stenflo, J.O., Berdyugina, S.V.: 2005, *Evolution and rotation of large scale photospheric magnetic fields of the Sun during cycles 21-23*. Astronomy and Astrophysics 438, 1067.
- Kobel, P., Hirzberger, J., Solanki, S.K., Gandorfer, A., Zakharov, V.: 2009. *Discriminant analysis of solar bright points and faculae. I. Classification method and center-to-limb distribution*. Astronomy & Astrophysics 502, 303.

- Kolotkov, D.Y., Broomhall, A.-M., Nakariakov, V.M.: 2015, *Hilbert-Huang transform analysis of periodicities in the last two solar activity cycles*. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society 451, 4360.
- Kolotkov, D.Y., Anfinogentov, S.A., Nakariakov, V.M.: 2016, *Empirical mode decomposition analysis of random processes in the solar atmosphere*. Astronomy and Astrophysics 592, 153.
- Komm, R.W., Howard, R.F., Harvey, J.W., *Rotation rates of small magnetic features from two- and one-dimensional cross-correlation analyses*. Solar Physics 145, 1.
- Košťálová, A.: 2010, *Application of Chi-Square Test of Independence in the Utilization of Postal and Telecommunication Services*. Proceedings of the 10th International Conference “Reliability and Statistics in Transportation and Communication” (RelStat’10), 20–23 October 2010, Riga, Latvia, p. 163-171.
- Krivova, N.A., Solanki, S.K.: 2002, *The 1.3-year and 156-day periodicities in sunspot data: Wavelet analysis suggests a common origin*. Astronomy and Astrophysics 394, 701.
- Laszuk, D.: 2017, *Python implementation of Empirical Mode Decomposition algorithm*. Recuperado de: GitHub Repository (<https://github.com/laszukdawid/PyEMD>).
- Lean, J.: 1990, *Evolution of the 155 Day Periodicity in Sunspot Areas During Solar Cycles 12 to 21*. Astrophysical Journal 363, 718.
- Lee, G. R., Gommers, R., Waselewski, F., Wohlfahrt, K., O’Leary, A.: 2019, *PyWavelets: A Python package for wavelet analysis*. Journal of Open-Source Software 4(36), 1237.
- Lefèvre, L., Clette, F.: 2011, *A global small sunspot deficit at the base of the index anomalies of solar cycle 23* Astronomy and Astrophysics 536, L11.
- Lefèvre, L., Clette, F.: 2014, *Survey and merging of sunspot catalogs*. Solar Physics 289, 545.
- Lefèvre, L., Aparicio, A.J.P., Gallego, M.C., Vaquero, J.M.: 2016, *An Early Sunspot Catalog by Miguel Aguilar for the Period 1914-1920*. Solar Physics 291, 2609.
- Leibacher, J.W., Noyes, R.W., Toomre, J., Ulrich, R.K., 1985, *Heliosismología*. Investigación y ciencia 110, 35.
- Lemaire, P.: 2001, *Solar Chromospheric Plage*. Encyclopedia of Astronomy and Astrophysics. Nature Publishing Group and Institute of Physics Publishing.
- Leo, W.R.: 1992, *Techniques for Nuclear and Particle Physics Experiments*. Springer-Verlag, Berlin, Germany.
- Lefus, V.: 1960, *Zusammenhang der Asymmetrie der Sonneneruptionen MIT dem 11 jährigen Zyklus*. Bulletin of the Astronomical Institute of Czechoslovakia, 11, 31.
- Li, K.J., Schmieder, B., Li, Q.-Sh.: 1998, *Statistical analysis of the X-ray flares ($M \geq 1$) during the maximum period of solar cycle 22*. Astronomy and Astrophysics Supplement Series 131, 99.
- Li, K.J., Gu, X.M, Xiang, F.Y., Liu, X. H., Chen, X.K.: 2000, *Sunspot groups at high latitude*. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society 317, 897.
- Li, K.J., Liu, X.H., Yun, H.S., Xiong, S.Y., Liang, H.F., Zhao, H.Z., Zhan, L.S., Gu, X.M.: 2002a, *Asymmetrical Distribution of Sunspot Groups in the Solar Hemispheres*. Publications of the Astronomical Society of Japan 54, 629.
- Li, K.J., Wang, J.X., Xiong, S.Y., Liang, H.F., Yun, H.S., Gu, X.M.: 2002b, *Regularity of the north-south asymmetry of solar activity*. Astronomy and Astrophysics 383, 648.

- Li, K.J., Gao, P. X., Zhan, L. S.: 2009, *The Long-term Behavior of the North – South Asymmetry of Sunspot Activity*. Solar Physics 254, 145.
- Li, K.J.: 2009, *Systematic time delay of hemispheric solar activity*. Solar Physics 255, 169.
- Li, K.J., Liang, H.F., Feng, W.: 2010, *Phase shifts of the paired wings of butterfly diagrams*. Research in Astronomy and Astrophysics 10, 1177.
- Li, K.J., Feng, W., Shi, X.J. et al.: 2014, *Long-Term Variations of Solar Differential Rotation and Sunspot Activity: Revisited*. Solar Physics 289, 759.
- Li, K.J., Zhang, J., Feng, W.: 2017, *Periodicity for 50 yr. of daily solar wind velocity*. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society 472, 289.
- Li, Q.: 2008, *Periodicity and hemispheric phase relationship in high-latitude solar activity*. Solar Physics 249, 135.
- Lockwood, M.: 2001, *Long-term variations in the magnetic fields of the Sun and the heliosphere: Their origin, effects, and implications*. Journal of Geophysical Research 106, 16021.
- Lomb, N.R.: 1976, *Least-squares frequency analysis of unequally spaced data*. Astrophysics and Space Science 39, 447.
- Lomb, N.: 2013, *The sunspot cycle revisited*. Journal of Physics: Conference Series 440, 1.
- Lopes, I., Silva, H.G.: 2015, *Looking for Granulation and Periodicity Imprints in the Sunspot Time Series*. The Astrophysical Journal 804, 120.
- Löptien, B., Lagg, A., Van Noort, M., Solanki, S.K.: 2018, *Measuring the Wilson depression of sunspots using the divergence-free condition of the magnetic field vector*. Astronomy and Astrophysics 619, A42.
- Lou, Y.-Q.: 2000, *Rossby-type wave-induced periodicities in flare activities and sunspot areas or groups during solar maxima*. Astrophysical Journal 540, 1102.
- Lou, Y.-Q., Wang, Y.-M., Fan, Z., Wang, S., Wang, J.X.: 2003, *Periodicities in solar coronal mass ejections*. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society 345, 809.
- McIntosh, P.S., 1990, *The Classification of Sunspot Groups*. Solar Physics 125, 251.
- Mamajek, E.E., Prsa, A., Torres, G., Harmanec, P., Asplund, M., Bennett, P.D., Capitaine, N., Christensen-Dalsgaard, J., Depagne, E., Folkner, W.M., Haberleiter, M., Hekker, S., Hilton, J.L., Kostov, V., Kurtz, D.W., Laskar, J., Mason, B.D., Milone, E.F., Montgomery, M.M., Richards, M.T., Schou, J., Stewart, S.G.: 2015, *IAU 2015 Resolution B3 on Recommended Nominal Conversion Constants for Selected Solar and Planetary Properties*. XXIXth International Astronomical Union General Assembly.
- Mandal, S., Chatterjee, S., Banerjee, D.: 2017a, *Association of Plages with Sunspots: A Multi-Wavelength Study Using Kodaikanal Ca II K and Greenwich Sunspot Area Data*. The Astrophysical Journal 835, 158.
- Mandal, S., Hegde, M., Samanta, T., Hazra, G., Banerjee, D., Ravindra, B.: 2017b, *Kodaikanal digitized whitelight data archive (1921–2011): analysis of various solar cycle features*. Astronomy and Astrophysics 601, 106.
- Marroquín, A.: 2001, *Clima y constante solar variable*. Calendario Meteorológico 2001, 243.
- Maunder, E.W.: 1900, *Note on the Sun-spots of 1889*. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society 50, 361.

- Maunder, E.W.: 1904, *Note on the distribution of sun-spots in heliographic latitude, 1874 to 1902*. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society 64, 747.
- Maunder, E.W., Maunder, A.S.D.: 1905, *Sun, rotation period of the, from Greenwich sun-spot measures, 1879-1901*. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society 65, 813.
- McCloskey, A.E., Gallagher, P.T., Bloomfield, D.S.: 2016, *Flaring rates and the evolution of sunspot group McIntosh classifications*. Solar Physics 291, 1711.
- McIntosh, P.S.: 1990, *The classification of sunspot groups*. Solar Physics 125, 251.
- McIntosh, S.W., Leamon, R.J.: 2014, *On magnetic activity band overlap, interaction, and the formation of complex solar active regions*. The Astrophysical Journal Letters 796, L19.
- Medhi, J.: 1994, *Stochastic Processes 2nd ed*. New Delhi, India: Wiley Eastern Limited.
- Mehta, M.: 2005, *Solar coronal rotation and phase of solar activity cycle*. Bulletin of the Astronomical Society of India 33, 323.
- Meyer-Vernet, N.: 2007, *Basics of the Solar Wind*. Cambridge University Press.
- Milliken, E.: 2019, *Applications of the fundamental matrix to mean absorption and conditional mean absorption problems*. Statistics and Probability Letters 151, 106.
- Mininni, P.D.: 2003. *El efecto dínamo y la generación de campos magnéticos en astrofísica*. Facultad de Ciencias Exactas y Naturales. Universidad de Buenos Aires. Recuperado de: http://digital.bl.fcen.uba.ar/Download/Tesis/Tesis_3547_Mininni.pdf
- Muraközy, J.: 2020, *Study of the decay rates of the umbral area of sunspot groups by using a high-resolution database*. The Astrophysical Journal 892, 107.
- Murdin, P.: 2001. *Differential Rotation*. Encyclopedia of Astronomy and Astrophysics. Nature Publishing Group and Institute of Physics Publishing.
- Mursula, K., Hiltula, T.: 2003, *Bashful ballerina: Southward shifted heliospheric current sheet*, Geophysical Research Letters 30, 2.
- Mursula, K., Zieger, B., Vilppola, J. H.: 2003, *Mid-term Quasi-periodicities in Geomagnetic Activity During the Last 15 Solar Cycles: Connection to Solar Dynamo Strength*. Solar Physics 212, 201.
- Mursula, K., Hiltula, T.: 2004, *Systematically asymmetric heliospheric magnetic field: evidence for a quadrupole mode and non-axisymmetry with polarity flip-flops*. Solar Physics 224, 133.
- Nakariakov, V.M., Inglis, A.R., Zimovets, I.V., Foullon, C., Verwichte, E., Sych, R., Myagkova, I.N.: 2010, *Oscillatory processes in solar flares*. Plasma Physics and Controlled Fusion 52, 12.
- Nesme-Ribes, E., Ferreira, E.N., Mein, P.: 1993, *Astronomy Astrophysics* 274, 563.
- Nesme-Ribes, E., Meunier, N., Vince, I.: 1997, *Solar dynamics over cycle 19 using sunspots as tracers*. Astronomy and Astrophysics 321, 323.
- Newton, H.W.: 1924. *The Rotation Period of the Sun Derived from Measures of Solar Faculae made at the Royal Observatory, Greenwich*. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society 84, 431.
- Newton, H.W., Nunn, M.L.: 1951. *The Sun's Rotation Derived from Sunspots 1934–1944 and Additional Results*. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society 111, 413.

- Newton, H.W., Milsom A. S.: 1955, *Note on the observed differences in spottedness of the Sun's northern and southern hemispheres*. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society 115, 398.
- Obridko, V.N., Badalyan, O.G.: 2014, *Cyclic and secular variations sunspot groups with various scales*. Astronomy Reports 58, 936.
- Observatorio de Valencia: 1928, *Cuaderno número 2*. Publicaciones del Observatorio Astronómico de Valencia.
- Oh, S., Chang, H.: 2012, *Change of sunspot groups observed from 2002 to 2011 at Butterstar observatory*. Journal of Astronomy and Space Sciences 29, 245.
- Okhlopkov, V.P.: 2016, *The gravitational influence of Venus, the Earth, and Jupiter on the 11-year cycle of solar activity*. Moscow University Physics Bulletin, 71, 440.
- Oliver, R., Ballester, J.L.: 1994, *The North-South asymmetry of sunspot areas during solar cycle 22*. Solar Physics 152, 481.
- Oliver, R., Ballester, J. L.: 1996, *Rescaled Range Analysis of the Asymmetry of Solar Activity*. Solar Physics 169, 215.
- Oliver, R., Ballester, J.L.: 1998, *Emergence of magnetic flux on the Sun as the cause of a 158-day periodicity in sunspot areas*. Nature 394, 552.
- Önal, M.: 1988, *Application of the Markov chain approximation to the sunspot observations*. Earth, Moon, and Planets 43, 107.
- Özgüç, A., Ücer, C.: 1987, *North-south asymmetries in the green corona brightness between 1947 and 1976*. Solar Physics 114, 141.
- Paternò, L.: 2010. *The solar differential rotation: a historical view*. Astrophysics Space Science 328, 269.
- Plaskett, J.S., de Lury, R.E.: 1913, *The Solar Rotation in 1911*. The Astrophysical Journal 37, 73.
- Priyal, M., Singh, J., Belur, R., Rathina, S.K.: 2017, *Long-term Variations in the Intensity of Plages and Networks as Observed in Kodaikanal Ca-K Digitized Data*. Solar Physics 292, 85.
- Pulkkinen, P. J., Brooke, J., Pelt, J., Tuominen, I.: 1999, *Long-term variation of sunspot latitudes*. Astronomy and Astrophysics 341, 43.
- Qiang, L., Jian, W., Zheng-wen, X., Jun, W.: 2007, *Extraction of the Periodic Components of Solar Activity with the EMD Method*. Chinese Astronomy and Astrophysics 31, 261.
- Ramelli, R., Cagnotti, M., Cortesi, S., Bianda, M., Manna, A.: 2018, *Sunspot data collection of Specola Solare Ticinese in Locarno*. Long-term Datasets for the Understanding of Solar and Stellar Magnetic Cycles, Proceedings of the International Astronomical Union, IAU Symposium 340, 129.
- Rao, C. R.: 2002, *Karl Pearson chi-square test: The dawn of statistical inference. Goodness-of-Fit Test and Model Validity*. Boston, United States of America: Birkhäuser.
- Ravindra, B., Chowdhury, P., Javaraiah, J.: 2021, *Solar-Cycle Characteristics in Kodaikanal Sunspot Area: North–South Asymmetry, Phase Distribution and Gnevyshev Gap*. Solar Physics 296, 2.
- Richardson, J.D., Paularena, K.I., Belcher, J.W., Lazarus, A.J.: 1994, *Solar wind oscillations with a 1.3 year period*. Geophysical Research Letters 21, 1559.

- Richardson, J.D. y Smith, C.W.: 2003, *The Radial Temperature Profile of the Solar Wind*. Geophysical Research Letters, 30, 5, 1206.
- Rieger, E., Share, G. H., Forrest, D. J., Kanbach, G., Reppin, C., Chupp, E. L.: 1984, *A 154-day periodicity in the occurrence of hard solar flares?* Nature 312, 623.
- Righini, G., Godoli, G., 1950. *The physical meaning of the character figures of solar phenomena*. Journal of Geophysical Research 55, 415.
- Rodés, L.: 1920, *Heliofísica, Enero 1920*. Boletín mensual del Observatorio del Ebro 11, 3.
- Rodés, L.: 1922, *A Probable Influence of the Earth on the Formation of Suns-pots*. American Astronomical Society 4, 279.
- Romañá, A.: 1942, *Heliofísica, Enero 1942*. Boletín Mensual del Observatorio del Ebro 30, 1.
- Romañá, A.: 1947, *Heliofísica, Diciembre 1947*. Boletín Mensual del Observatorio del Ebro 35, 195.
- Roth, G.D.: 2009, *Handbook of Practical Astronomy*. Springer.
- Roy, J.R.: 1977, *The north-south distribution of major solar are events, sunspot magnetic classes and sunspot areas (1955-1974)*. Solar Physics 52, 53.
- Roy, S., Prasad, A., Ghosh, K., Chandra Panja, S., Narayan Patra, S.: 2020, *Investigation of the Hemispheric Asymmetry in Solar Flare Index During Solar Cycle 21 – 24 from the Kandilli Observatory*. Solar Physics 295, 100.
- Ruzmaikin, A., Feynman, J.: 2015, *The Earth's climate at minima of Centennial Gleissberg Cycles*. Advances in Space Research 56, 1590.
- Sakurai, K.: 1980, *The Solar Activity in the Time of Galileo*. Journal for the History of Astronomy 11, 164.
- Sales, P.: 1971, *The Validity of the Markov Chain Model for a Class of the Civil Service*. *Journal of the Royal Statistical Society. Series D (The Statistician)* 20, 1.
- Scafetta, N., Milani, F., Bianchini, A., Ortolani, S.: 2016, *On the astronomical origin of the Hallstatt oscillation found in radiocarbon and climate records throughout the Holocene*. Earth-Science Reviews 162, 24.
- Scargle, J.D.: 1982, *Studies in astronomical time series analysis. II. Statistical aspects of spectral analysis of unevenly spaced data*. Astrophysical Journal 263, 835.
- Schrijver, C.J., Siscoe, G.L.: 2010, *Heliophysics: Space Storms and Radiation: Causes and Effects*. Cambridge University Press.
- Schüssler, M., Cameron, R.H.: 2018, *Origin of the hemispheric asymmetry of solar activity*. Astronomy and Astrophysics 618, A89.
- Schwabe, H.: 1844, *Sonnen-Beobachtungen im Jahre 1843*. Astronomische Nachrichten 21, 233.
- Shamshad, A., Bawadi, M.A., Wan Hussin, W.M.A, Majid, T.A., Sanusi, S.A.M.: 2015, *First and second order Márkov chain models for synthetic generation of wind speed time series*. Energy 30, 693.
- Shinagawa, H., Tao, C., Jin, H., Miyoshi, Y., Fujiwara, H.: 2021, *Numerical prediction of sporadic E layer occurrence using GAIA*. Earth, Planets and Space 73, 28.
- Simoniello, R., Jain, K., Tripathy, S.C., Turck-Chièze, S., Baldner, C., Finsterle, W., Hill, F., Roth, M.: 2013, *The Quasi-Biennial Periodicity as a Window on the Solar Magnetic Dynamo Configuration*. The Astrophysical Journal 765, 100.

- Snodgrass, H.B., Ulrich, R.K.: 1990, *Rotation of Doppler features in the solar photosphere*. The Astrophysical Journal 351, 309.
- Solanki, S.K.: 2003, *Sunspots: an overview*. The Astronomy and Astrophysics Review 11, 153.
- Song, W.B., Wang, J.X., Ma, X.: 2005, *A study of the north-south asymmetry of solar photospheric magnetic flux*. Chinese Astronomy and Astrophysics 29, 274.
- Spörer, G.: 1889, *Mémoires et observations. Sur les différences que présentent l'hémisphère sud du soleil*. Bulletin Astronomique (Paris) 6, 60.
- Stefani, F., Giesecke, A., Weber, N. et al.: 2016, *Synchronized Helicity Oscillations: A Link Between Planetary Tides and the Solar Cycle?* Solar Physics 291, 2197.
- Stefani, F., Giesecke, A., Weier, T.: 2019, *A Model of a Tidally Synchronized Solar Dynamo*. Solar Physics 294, 60.
- Stephenson, F. R.: 1990, *Historical evidence concerning the Sun; interpretation of sunspot records during the telescopic and pretelescopic eras*. Philosophical Transactions of the Royal Society of London. Series A, Mathematical and Physical Sciences 330, 499.
- Stix, M.: 1989, *The Sun's Differential Rotation*. Reviews in Modern Astronomy 2, 248.
- Storini, M., Bazilevskaia, G.A., Fluckiger, E.O., Krainev, M.B., Makhmutov, V.S., Sladkova, A.I.: 2003, *The Gnevyshev Gap: a review for space weather*. Advances in Space Research 31, 895.
- Stratonoff, W.: 1896. *Rotation du Soleil déterminée par des facules*. Astronomische Nachrichten 3344, 8.
- Suess, H. E.: 1980, *The radiocarbon record in tree rings of the last 8000 yr*. Radiocarbon, 22, 200.
- Swinson, D.B., Koyama, H, Saito, T.: 1986, *Long-term variations in north-south asymmetry of solar activity*. Solar Physics 106, 35.
- Tassoul, J.L.: 2004. *Stellar Rotation*. Press Syndicate of the University of Cambridge.
- Temmer, M., Veronig, A., Hanslmeier, A., Otruba, W., Meserotti, M.: 2001, *Statistical analysis of solar H α flares*. Astronomy and Astrophysics 375, 1049.
- Temmer, M., Veronig A, y Hanslmeier, A.: 2002, *Hemispheric sunspot numbers R_n and R_s : catalogue and N-S asymmetry analysis*. Astronomy and Astrophysics 390 707.
- Temmer, M., Rybák, J., Bendík, P. Veronig, A., Vogler, F., Otruba, W. Pötzi, W., Hanslmeier, A.: 2006, *Hemispheric sunspot numbers $\{R_n\}$ and $\{R_s\}$ from 1945-2004: catalogue and N-S asymmetry analysis for solar cycles 18-23*. Astronomy and Astrophysics 447, 735.
- Ternullo, M.: 1986, *The Rotation of Calcium Plages in the Years*. Solar Physics 105, 197.
- Terradas, J., Oliver, R., Ballester, J.L.: 2004, *Application of Statistical Techniques to the Analysis of Solar Coronal Oscillations*. The Astrophysical Journal 614, 1.
- Thompson, W.T.: 2006, *Coordinate systems for solar image data*. Astronomy & Astrophysics 449, 791.
- Titman, A.C., Sharples, L.D.: 2008, *A general goodness-of-fit test for Markov and hidden Markov models*. Statistics in Medicine 27, 2177.
- Torrence, C., Compo, G.P.: 1998, *A practical guide to wavelet analysis*. Bulletin of the American Meteorological Society 79, 61.

- Torres, M.E., Colominas, M.A., Schlotthauer, G., Flandrin, P.: 2011, *A Complete Ensemble Empirical Mode Decomposition with Adaptive Noise*. IEEE International Conference on Acoustics, Speech and Signal Processing (ICASSP).
- Tzanis, C.G., Benetatos, C., Philippopoulos, K.: 2022, *Solar Cycle Signal in Climate and Artificial Neural Networks Forecasting*. Remote Sensing 14, 751.
- Udías, A.: 2003, *Searching the Heavens and the Earth: The History of Jesuit Observatories*, Astrophysics and Space Science Library. Kluwer Academic, Dordrecht.
- Usoskin, I.G., Mursula, K.: 2003. *Long-term solar cycle evolution: review of recent developments*. Solar Physics 218, 319.
- VanderPlas, J.T.: 2018, *Understanding the Lomb-Scargle Periodogram*. The Astrophysical Journal Supplement Series 236, 16.
- Vaquero, J.M., Gallego, M.C., Acero, F.J., García, J.A.: 2007. *Spectroheliographic observations in Madrid (1912-1917)*. The Physics of Chromospheric Plasmas, Astronomical Society of the Pacific Conference Series 368, 17.
- Vasiliev, S.S., Dergachev, V.A.: 2002, *The ~2400-year cycle in atmospheric radiocarbon concentration: bispectrum of ^{14}C data over the last 8000 yr*. Annales Geophysicae 20, 115.
- Vecchio, A., Carbone, V.: 2009, *Spatio-temporal analysis of solar activity: main periodicities and period length variations*. Astronomy and Astrophysics 502, 981.
- Vecchio, A., Laurenza, M., Meduri, D., Carbone, V., Storini, M.: 2012, *The Dynamics of the Solar Magnetic Field: Polarity Reversals, Butterfly Diagram, and Quasi-Biennial Oscillations*. The Astrophysical Journal 749, 1.
- Vecchio, A., Lepreti, F., Laurenza, M., Alberti, T., Carbone V.: 2017, *Connection between solar activity cycles and grand minima generation*. Astronomy and Astrophysics 599, 58.
- Verma, V. K.: 1987, *On the increase of solar activity in the southern hemisphere during solar cycle 21*. Solar Physics 114, 185.
- Verma, V. K.: 1992, *The distribution of the north-south asymmetry for the various activity cycles, in The Solar Cycle*. ASP Conference Series 27, 429.
- Verma, V. K.: 1993, *On the north-south asymmetry of solar activity cycles*. Astrophysical Journal 403, 797.
- Verma, V. K.: 2000, *On the distribution and asymmetry of solar active prominences*. Solar Physics 194, 87.
- Vernova, E.S., Mursula, K., Tyasto, M.I., Baranov, D.G.: 2002, *A new pattern for the north-south asymmetry of sunspots*. Solar Physics 205, 371.
- Virtanen, I.I., Mursula, K.: 2010, *Asymmetry of solar polar fields and the southward shift of HCS observed by Ulysses*. Journal of Geophysical Research 115, 9.
- Vizoso, G., Ballester, J. L., 1987, *North-south asymmetry in sudden disappearances of solar prominences*. Solar Physics 112, 317.
- Vizoso, G., Ballester, J. L.: 1989, *Periodicities in the north-south asymmetry of solar activity*. Solar Physics 119, 411.
- Vizoso, G., Ballester, J. L., 1990. *The north-south asymmetry of sunspots*. Astronomy and Astrophysics 229, 540.
- Waldmeier, M.: 1947, Publications Zürich Observatory 9, 1.

- Waldmeier, M.: 1955, *Ergebnisse und Probleme der Sonnenforschung*. Geest & Portig, Leipzig.
- Waldmeier, M.: 1957, *Der lange Sonnenzyklus. Mit 3 Textabbildungen*. Zeitschrift für Astrophysik 43, 149.
- Waldmeier, M.: 1971, *The asymmetry of solar activity in the years 1959-1969*. Solar Physics 20, 332.
- Wang, Y.M., Robbrecht, E.: 2011, *Asymmetric Sunspot Activity and the Southward displacement of the Heliospheric Current Sheet*. Astrophysical Journal 736, 136.
- Ward, F.: 1966, *Determination of the solar rotation rate from the motion of identifiable features*. Astrophysical Journal 145, 416.
- Weiss, N.: 2001, *Sunspots*. Encyclopedia of Astronomy and Astrophysics. Nature Publishing Group and Institute of Physics Publishing.
- Wilson, R.M.: 1987, *Statistical Aspects of Solar Flares*. NASA Technical Paper 2714.
- Wöhl, H, Brajsa, R., Hanslmeier, A., Gissot, S.F.: 2010, *A precise measurement of solar differential rotation by tracing small bright coronal structures in SOHO-EIT images. Results and comparisons for the period 1998-2006*. Astronomy and Astrophysics 520, 11.
- Wu, Z., Huang, N.E.: 2009, *Ensemble Empirical Mode Decomposition: A Noise-Assisted Data Analysis Method*. Advances in Adaptive Data Analysis 1, 1.
- Yates, D., Moore, D., McCabe, G.: 1999. *The Practice of Statistics*. New York, United States of America: W.H. Freeman and Company.
- Yi, W.: 1992, *The North-South Asymmetry of Sunspot Distribution*. Journal of the Royal Astronomical Society of Canada 86, 89.
- Zaqarashvili, T.V., Carbonell, M., Oliver, R., Ballester, J.L.: 2010, *Quasi-biennial Oscillations in the Solar Tachocline caused by Magnetic Rossby Wave Instabilities*. The Astrophysical Journal Letters 724, 95.
- Zaqarashvili, T.V., Oliver, R., Ballester, J.L., Carbonell, M., Khodachenko, M.L., Lammer, H., Leitzinger, M. Odert, P.: 2011, *Rossby waves and polar spots in rapidly rotating stars: implications for stellar wind evolution*. Astronomy and Astrophysics 532, 139.
- Zappalà, R.A., Zuccarello, F.: 1991, *Angular velocities of sunspot-groups and solar photospheric rotation*. Astronomy and Astrophysics 242, 480.
- Zhang, L., Mursula, K., Usoskin, I.G., Wang, H.N.: 2011, *Global analysis of active longitudes of sunspots*. Astronomy and Astrophysics 529, 23.
- Zhang, L.: 2012, *Solar Active Longitudes and Their Rotation*. Report Series in Physical Sciences 78. University of Oulu, Finland.
- Zhang, J., Feng, W.: 2015, *Regularity of the North–South Asymmetry of Solar Activity: Revisited*. The Astronomical Journal 150, 74.
- Zharkova, V.V., Shepherd, S.J., Popova, E., Zharkov, S.I.: 2017, *Reinforcing a Double Dynamo Model with Solar-Terrestrial Activity in the Past Three Millennia*. Space Weather of the Heliosphere: Processes and Forecasts, Proceedings of the International Astronomical Union, IAU Symposium 335, 211.
- Zhentao, X.: 1989. *The Basic Forms of Ancient Chinese Sunspot Records*. Chinese Science, 9, 19.

Zhu, F.R., Jia, H.Y.: 2018, *Lomb-Scargle periodogram analysis of the periods around 5.5 year and 11 year in the international sunspot numbers*. *Astrophysics and Space Science* 363, 138.

Zolotova, N.V., Ponyavin, D.I.: 2006, *Phase asynchrony of the North-South sunspot activity*. *Astronomy and Astrophysics* 449, L1.

Zolotova, N.V., Ponyavin, D.I.: 2007, *Synchronization in Sunspot Indices in the Two Hemispheres*. *Solar Physics* 243, 193.