

## ДИНАМІКА ТОНКОЇ СТРУКТУРИ 22-ЛІТНЬОГО МАГНІТНОГО ЦИКЛУ СОНЯЧНОЇ АКТИВНОСТІ

М. М. Ковальчук<sup>1</sup>, Р. Є. Рикалюк<sup>2</sup>, М. І. Стоділка<sup>1</sup>, О. А. Баран<sup>1</sup>, М. Б. Гіряк<sup>1</sup>  
<sup>1</sup>Астрономічна обсерваторія Львівського національного університету імені Івана Франка,  
вул. Кирила і Мефодія, 8, Львів, 79005, Україна  
<sup>2</sup>Факультет прикладної математики та інформатики  
Львівського національного університету імені Івана Франка,  
вул. Університетська, 1, Львів, 79000, Україна  
e-mail: Myroslav.Stodilka@lnu.edu.ua

(Отримано 18 жовтня 2018 р., в остаточному вигляді — 05 грудня 2018 р.)

У статті проаналізовано динаміку тонкої структури Хейлівського 22-літнього магнітного циклу сонячної активності (1964–1986 рр.). Використано повні однорідні ряди даних щодо сонячних плям — числа Вольфа, площі груп й окремих плям, їхні координати, полярності та магнітні потоки в них (електронна база даних за відповідні роки). Установлено особливості динаміки розподілу двох популяцій сонячних плям (великих і дрібних) за площами, тривалістю життя, величиною магнітних потоків у них. Аналіз тонкої структури 22-літнього циклу активності підтвердив існування т.зв. точок перелому Вальдмайера на гілках зростання, після яких перед фазою максимуму активності зростання плямотворчості суттєво сповільнюється. Розгляд груп плям у північній і південній півкулях Сонця показує перевагу плямистості на гілках росту в північній півкулі, і, навпаки, на гілках спаду починає домінувати від’ємна асиметрія південної півкулі.

**Ключові слова:** сонячні плями, 22-літній магнітний цикл сонячної активності, асиметрія північної й південної півкуль Сонця.

DOI: <https://doi.org/10.30970/jps.23.1903>

PACS number(s): 96.60.qd

### I. ВСТУП

Останніми роками з’явилася низка праць, присвячених тонкій структурі 11-літнього циклу сонячної активності, а саме дослідженню існування на Сонці двох популяцій плям (роботи Наговіцина, Певцова та ін.) [1–6], що відрізняються за властивостями; припускають, що вони можуть формуватися в різних частинах конвективної зони. Як параметри розділення груп плям на дві популяції — велику і дрібну — використовують: а) тривалість життя груп плям [3], б) їхні розміри [4], в) розподіл магнітного потоку [5]. Привертає до себе увагу робота Єфіменка, Лозицького [6], у якій виявлено нетипово великі розміри площ груп плям у 18-му циклі сонячної активності (за останні 140 років згідно з базою даних Грінвіча).

### II. МЕТА РОБОТИ І СПОСТЕРЕЖУВАЛЬНИЙ МАТЕРІАЛ

У цій статті проаналізовано просторово-часову динаміку двох популяцій сонячних плям у 22-літньому Хейлівському магнітному циклі сонячної активності, що охоплює два 11-літніх цикли — 20-й (1964–1975 рр.) і 21-й (1975–1986 рр.). В основі використаного спостережного матеріалу лежать повні однорідні ряди даних щодо сонячних плям — числа Вольфа, площі груп

і окремих плям, геліографічні координати та полярності плям і магнітні потоки в них. Ці спостереження проводили в межах Міжнародної служби Сонця, куди входила й Астрономічна обсерваторія Львівського національного університету імені Івана Франка; вони опубліковані в каталогах “Солнечные данные”, що містять щоденні щомісячні дані відповідного року, а також в електронній базі даних “Daily Solar Data”.

### III. ДИНАМІКА РОЗПОДІЛУ ПЛОЩ СОНЯЧНИХ ПЛЯМ

Для встановлення особливостей динаміки розподілу двох популяцій сонячних плям за площами в межах 22-літнього магнітного циклу сонячної активності ми використовували максимальні значення площ для кожної групи плям за час їхнього існування. Отже, у наших розрахунках кожна група була лише 1 раз. Побудова розподілу сонячних плям проводилась не за їхніми площами в мільйонних долях півсфери  $S_{M,д.п.}$ , а в логарифмах площі —  $\lg S_{M,д.п.}$ . На рис. 1 зображено гістограму розподілу різних значень логарифмів площ  $\lg S_{M,д.п.}$  груп плям від їхньої кількості за 22-літній цикл сонячної активності.

Як бачимо, гістограма досить чітко описується двома гауссіанами, що підтверджує результат, отриманий у [2] про логнормальний розподіл великих і дрібних плям. Найбільша кількість груп дрібних плям

(приблизно 1300) припадає на площі 18–20 м.д.п., а найбільша кількість груп великих плям (близько 1500) займає площі 190–200 м.д.п. По параметру логарифма максимальних площ груп плям ці дві популяції — дрібна і велика — перетинаються в області  $\lg S = 1.8 - 1.9$  ( $S = 60 - 90$  м.д.п.). У цій же області площ груп плям проходить і розділення двох популяцій за середньою тривалістю життя, яка становить менше 3–4 діб — для дрібних груп і більше 4–5 діб — для великих груп плям.

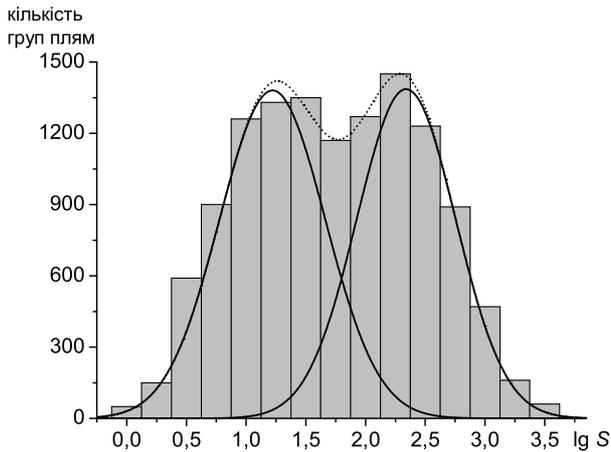


Рис. 1. Гістограма розподілу логарифмів площ  $S_{\text{м.д.п.}}$  сонячних плям за 22-літній цикл сонячної активності.

#### IV. ДИНАМІКА РОЗПОДІЛУ МАГНІТНИХ ПОТОКІВ ОКРЕМИХ СОНЯЧНИХ ПЛЯМ

Як відомо, напруженість магнітного поля великих плям значно вища, ніж у дрібних. У праці Певцова та

ін. [1] на основі даних обсерваторії Маунт-Вілсон за 1920–1958 рр. та за даними тривалих спостережень Міжнародної Служби Сонця за 1958–2011 рр. була побудована емпірична залежність максимальної напруженості магнітного поля плям  $H$  від логарифма їхньої площі  $\lg S$ . Ця залежність описується співвідношенням [2]:

$$H = A + B \lg S. \quad (4.1)$$

Часові зміни параметрів  $A$  і  $B$  та коефіцієнти кореляції  $k$  цих параметрів між собою наведені на рис. 2 (з роботи Наговіцина та ін. [3]).

Визначивши значення параметрів  $A$  і  $B$  за потрібний нам інтервал часу (1964–1986 рр.), ми обчислили напруженість магнітних полів великих і дрібних плям. Далі, як показано в [3], через напруженість і площу плями можна отримати магнітний потік  $F$  плями:

$$F = 0.34 \cdot H \cdot S. \quad (4.2)$$

Підкреслимо, що оскільки напруженості  $H$  і потоки  $F$  магнітного поля плям отримані не безпосередніми вимірюваннями, а на основі даних про площі  $S$  плям і про параметри  $A$  і  $B$  з роботи в [3], то величини  $H$  і  $F$  є лише оцінками, а не вимірними зі спостережень зееманівського розщеплення магніточутливих ліній. Щобільше, як установлено в праці Н. і В. Лозицьких та ін. [7], під час прямих вимірювань магнітного поля, особливо в тіні дрібних плям, унаслідок впливу інструментального ефекту, а саме дрижання зображення (типово становить кілька секунд дуги), виміряні напруженості  $H$  будуть суттєво заниженими. Цей ефект потрібно брати до уваги навіть, визнаючи оціночні величини  $H$  і  $F$  за емпіричними формулами (4.1) і (4.2).

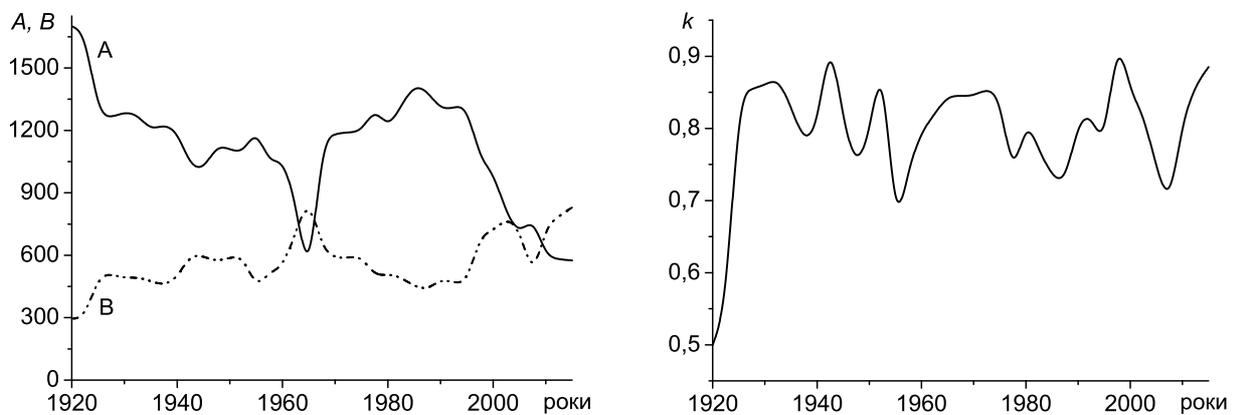


Рис. 2. Часові зміни коефіцієнтів  $A$  і  $B$  та коефіцієнтів кореляції  $k$  цих параметрів між собою на віковій шкалі.

Отже, ми побудували таку гістограму кількості різних значень логарифма магнітного потоку  $\lg F$  плям за час їхнього існування у 22-літньому магнітному циклі (рис. 3):

Із рисунка 3 видно, що для кожної популяції плям — дрібної і великої — магнітні потоки чітко розділяються на дві групи, що описуються двома гаусіанами. Слабкий магнітний потік досягає максимуму за  $\lg F = 3.9$ , що відповідає напруженості магнітного поля близько 1600 Гс, та потужний потік з максимальним значенням за  $\lg F = 5.6$  (напруженість сягає 3000 Гс). Це вказує на те, що магнітний потік плям є величиною суто фізичною, а не лише статистичною.

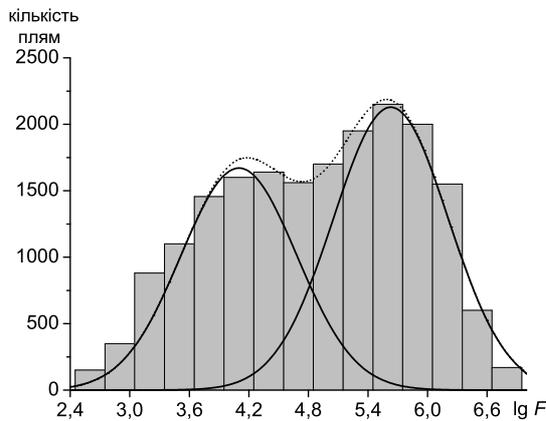


Рис. 3. Гістограма розподілу магнітних потоків  $\lg F$  сонячних плям у логарифмічній шкалі за 22-літній магнітний цикл.

Отже, отримані результати додають нові аргументи, що підтверджують гіпотезу про наявність двох незалежних популяцій плям. Ця обставина свідчить про існування двох різних ділянок генерації магнітного поля в конвективній зоні Сонця.

### V. ОСОБЛИВОСТІ ПРОСТОРОВО-ЧАСОВОЇ ДИНАМІКИ 22-ЛІТНЬОГО ЦИКЛУ СОНЯЧНОЇ АКТИВНОСТІ

1. Циклічні криві перебігу кожного з 11-літніх циклів сонячної активності підлягають сильним флуктуаціям; самі довжини цих циклів зазнають сильних коливань. Для виявлення особливостей поведінки просторово-часової динаміки 22-літнього Хейлівського циклу сонячної активності (період часу від 1964 р. до 1986 р.) щоденні спостережувані дані сонячної плямотворчої діяльності були піддані детальній математичній обробці. Отримані за місяць середні числа Вольфа у цьому подвійному магнітному циклі (рис. 4) потім згладжувалися методом ковзаючого згладження (рис. 5).

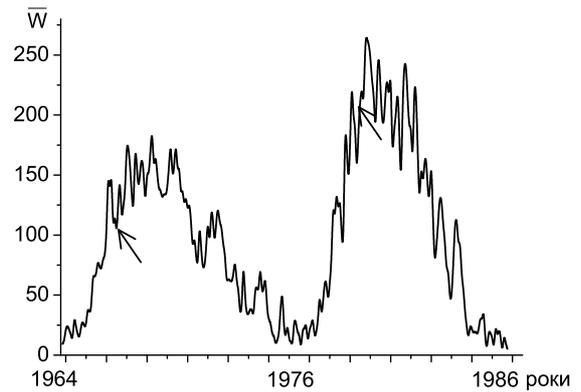


Рис. 4. Середньомісячні значення чисел Вольфа у 20-у і 21-у циклах сонячної активності.

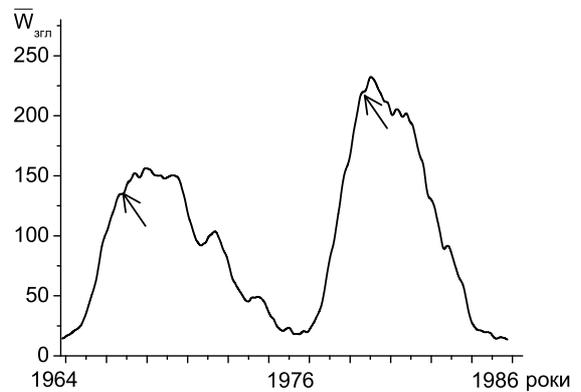


Рис. 5. Згладжені числа Вольфа у 20-у і 21-у циклах сонячної активності.

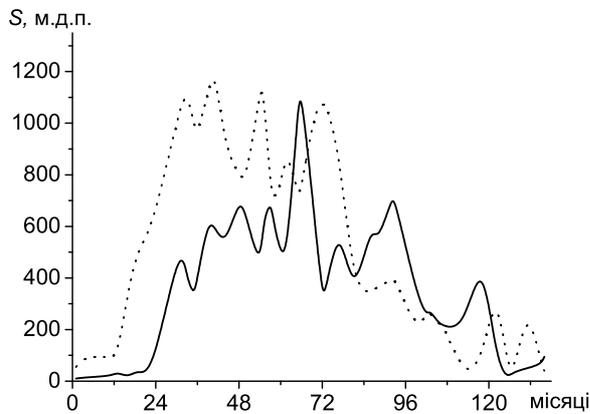
Очевидно, що просторово-часовий розподіл сонячних плям суттєво відрізняється від хаотичного. Це спостерігається на всіх фазах циклів активності. У цьому розподілі відчутно виділяються зони підвищеної й пониженої активності. У 20-у циклі максимум кількості плям настає раніше (в середині третього року), а у 21-у циклі — пізніше (на початку четвертого року) (рис. 4 і 5).

На особливості тонкої структури кривих 11-літніх циклів, крім основних екстремальних точок максимумів і мінімумів, вказують і так звані точки перелому Вальдмайера, описані в монографії Вітінського [8]. Це точки на гілці зростання циклічних кривих, після яких перед фазою максимуму зростання плямотворчої активності суттєво сповільнюється. Ці точки перелому чітко виділяються на гістограмах рис. 1 і рис. 3 стосовно логарифмів площі і магнітних потоків для двох популяцій плям. Із рис. 1 видно, як повільно зростає кількість груп дрібних і великих плям перед досягненням їхніх максимальних кількісних значень. Те ж простежуємо і на рис. 3 (для кількості окремих сонячних плям).

2. З окремого розгляду груп плям у північній і південній півкулях Сонця випливає, що масимумами су-

марних площ великих і дрібних груп плям у 20-у і 21-у циклах досягаються у північній півкулі на 1.5 року раніше, ніж в південній (рис. 6).

поділу сонячної активності дає змогу відстежувати особливості динаміки тонкої структури сонячного магнітного циклу як на різних його фазах, так і від циклу до циклу.



а

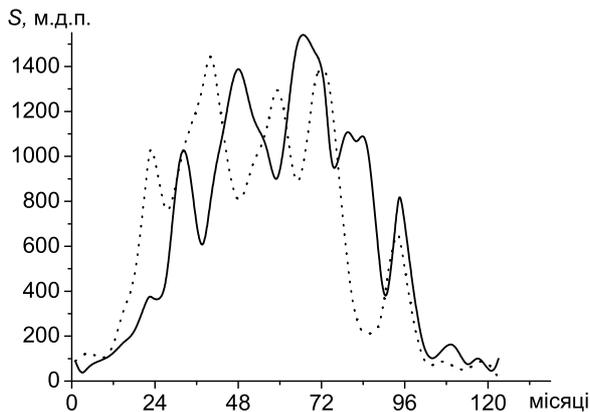


Рис. 6. Динаміка змін середньомісячних згладжених величин сумарної площі груп плям у північній (крапки) і південній (суцільна лінія) півкулях у а) 20-у і б) 21-у циклах сонячної активності.

Перевагу плямистості спостерігаємо на гілці зростання в північній півкулі, тобто домінує додатна асиметрія. Але на гілці спаду активності починає домінувати від'ємна асиметрія. Максимальна асиметрія площі плям північної та південної півкуль відповідає такій же асиметрії магнітних полів півкуль Сонця (напруженість магнітного поля  $H$  розраховано за формулою (4.1)).

Отже, аналіз поведінки просторово-часового роз-

## VI. ВИСНОВКИ

- Залежно від площі груп плям отримано поділ плям на дві популяції — велику і дрібну (гіпотеза Наговіцина, Певцова та ін.). Вони перетинаються в області  $\lg S = 1.8 - 1.9$ , де  $S = 60 - 90$  м.д.п. У цій же області відбувається і розділення двох популяцій груп плям за середньою тривалістю життя: менше 3–4 дб для дрібних і більше 4–5 дб — для великих груп плям.
- У динаміці розподілу магнітних потоків сонячних плям теж виділяються дві популяції плям — із слабкою напруженістю магнітного поля (близько 1600 Гс) для дрібних плям та з потужним потоком у великих плямах, де напруженість сягає 3000 Гс. Однак зазначимо, що ці величини є лише оцінками, оскільки не отримані прямими вимірюваннями.
- Аналіз тонкої структури 22-літнього циклу активності підтвердив існування так званих точок перелому Вальдмайера на гілках зростання, після яких перед фазою максимуму активності зростання плямотворчості суттєво сповільнюється.
- Окремий розгляд груп плям у північній і південній півкулях Сонця показує перевагу плямистості на гілках зростання в північній півкулі, тобто там домінує додатна асиметрія, і навпаки, на гілках спаду починає домінувати від'ємна асиметрія південної півкулі. Такі ж особливості показує асиметрія магнітного поля сонячних плям у двох півкулях. Індекси магнітної асиметрії є максимальними на гілках зростання до максимумів магнітного циклу сонячної активності, тобто в періоди переполюсовки магнітного поля Сонця.

Робота виконана за підтримки гранту ПН-010115 “Фундаментальні дослідження в галузі природничих наук” (науковий керівник — член-кореспондент НАН України, професор Р. Є. Гладішевський).

[1] A. A. Pevtsov *et al.*, *Solar Phys.* **289**, 593 (2014); <https://doi.org/10.1007/s11207-012-0220-5>.  
 [2] Yu. Nagovitsyn *et al.*, *Astrophys. J. Lett.* **758**, L20 (2012); <https://doi.org/10.1088/2041-8205/758/1/L20>.  
 [3] Ю. А. Наговіцин, А. А. Певцов, А. А. Осипова, в *Труды XIX Всероссийской ежегодной конференции по*

*физике Солнца “Солнечная и солнечно-земная физика — 2015”* (Санкт-Петербург, 2015), с. 293.  
 [4] И. Г. Костюченко, в *Труды XIX Всероссийской ежегодной конференции по физике Солнца “Солнечная и солнечно-земная физика — 2016”*, с. 171.  
 [5] A. A. Pevtsov *et al.*, *Astrophys. J. Lett.* **742**, L36 (2011);

<https://doi.org/10.1088/2041-8205/742/2/L36>.

[6] V. M. Efimenko, V. G. Lozitsky, *Adv. Space Res.* **61**, 2820 (2018); <https://doi.org/10.1016/j.asr.2018.03.012>.

[7] N. I. Lozitska *et al.*, *Adv. Space Res.* **55**, 897 (2015);

<https://doi.org/10.1016/j.asr.2014.08.006>.

[8] Ю. И. Витинский, *Цикличность и прогнозы солнечной активности* (Наука, Москва, 1973).

## DYNAMICS OF THE FINE STRUCTURE OF THE 22-YEAR SOLAR ACTIVITY MAGNETIC CYCLE

M. M. Koval'chuk<sup>1</sup>, R. Ye. Rykaluk<sup>2</sup>, M. I. Stodilka<sup>1</sup>, O. A. Baran<sup>1</sup>, M. B. Hirnyak<sup>1</sup>

<sup>1</sup>*Astronomical Observatory of the Ivan Franko National University of Lviv,  
8, Kyryla i Mefodia St., Lviv, UA-79005, Ukraine*

<sup>2</sup>*Faculty of Applied Mathematics and Informatics of the Ivan Franko National University of Lviv,  
1, Universytetska St., Lviv, UA-79000, Ukraine*

*Myroslav.Stodilka@lnu.edu.ua*

An analysis of the dynamics of the fine structure of the 22-year cycle of solar activity (1964–1986) was carried out. The complete homogeneous data series for sunspot data such as Wolf numbers, squares of groups and individual spots, their coordinates, polarity and magnetic fluxes were retrieved from the electronic data base of Daily Solar Data.

Depending on the logarithm of the maximum areas of the spot groups, we divided them into two populations — the large and small ones (hypothesis by Nagovitsyn, Pevtsov's *et al.*). They intersect in the domain  $\lg S = 1.8 - 1.9$ , where  $S = 60 - 90$  m.f.h. In this domain, the two populations of the spot groups are separated by the average lifetime takes place: less than 3–4 days — for small and more than 4–5 days — for large groups of spots. The two sunspot populations differ in the dynamics of the magnetic field distribution: the fields with a weak field strength (about 1600 G) are localized in small spots, while the fields with a powerful flow — in large spots, where magnetic field reaches 3000 G. The analysis of the fine structure of the 22-year cycle confirmed the existence of the so-called points of the Waldmeier's fracture points on the growth branches, after which the sunspot production slows before the solar maximum. Comparison of the spot groups in the northern and southern hemispheres of the Sun shows the predominance of spottedness on the branches of growth in the northern hemisphere. So, a positive asymmetry dominates there, and, vice versa, on the recession branches, the negative asymmetry of the southern hemisphere starts to dominate. The asymmetry of the sunspots' magnetic field in the two hemispheres behaves in a similar way. The indexes of the magnetic asymmetry are maximal on the branches of growth till the maxima of the magnetic activity cycle, namely, during the periods of the sunspots' magnetic field polarity reversal.