

УДК 523.9

Є. Садовенко, асп., М. Пішкало, канд. фіз.-мат. наук, ст. наук. співроб.

СТРУКТУРА СОНЯЧНОЇ КОРОНИ ПІД ЧАС ПОВНИХ СОНЯЧНИХ ЗАТЕМНЕНЬ 23-ГО ЦИКЛУ СОНЯЧНОЇ АКТИВНОСТІ І МОДЕЛЮВАННЯ МАГНІТНОГО ПОЛЯ В КОРОНІ У ПОТЕНЦІАЛЬНОМУ НАБЛИЖЕННІ

Проведено розрахунок магнітного поля в сонячній короні під час 9 повних сонячних затемнень 23-го циклу сонячної активності в рамках класичного потенціального наближення моделі "потенціальне поле – поверхня джерела". Радіус поверхні джерела прийнято рівним 2.5 сонячних радіусів. Використані синоптичні фотосферні магнітографічні дані сонячної обсерваторії імені Вілкокса, до яких вводилася поправка полярного поля від 0 до 1500 мкТ, пропорційна $\cos^8\theta$. Побудовані конфігурації силових ліній магнітного поля у короні порівнювалися із спостереженою структурою корони під час затемнень. Визначено значення поправок полярного поля, при яких змодельована і спостережена структура корони узгоджуються найкраще. Отримано, що поправка полярного поля змінюється від 500 мкТ у мінімумі циклу до 1000 мкТ у максимумі циклу.

Magnetic field in the solar corona during the total solar eclipses in solar cycle 23 were calculated using the classical approach of a PFSS model. Source surface radius was equal to 2.5 solar radii. Sinoptic photospheric magnetic field data from Wilcox Solar Observatory with adding polar field corrections from 0 to 1500 μT proportional to $\cos^8\theta$ were used. Magnetic field lines configurations were compared with observed coronal structures during total solar eclipses. Polar field corrections were determined from comparison of modeled and calculated coronal structures. It was found that polar field correction changed from 500 μT in minimum to 1000 μT in maximum of solar cycle.

© Садовенко Є., Пішкало М., 2012

Вступ. Структура і форма сонячної корони, що спостерігається під час повних сонячних затемнень, змінюється із сонячним циклом від "мінімальної" корони, що характеризується двома яскравими променями-стрімерами, орієнтованими вздовж екватора, до "максимальної" корони із великою кількістю орієнтованих по всьому лімбі переважно радіальних яскравих променів. У мінімумі активності в обох півкулях спостерігаються протяжні полярні променеві системи ("плюми"), у максимумі активності вони, як правило, не спостерігаються [1, 3, 9]. Першим на зв'язок корони із сонячним циклом звернув увагу Ганський ще у 1897 р. [8]. Для кількісного описання форми корони Людendorф у 1928 р. [10] ввів т.з. індекс фотометричної стиснутості сонячної корони, а Нікольський у 1956 р. [2] – індекс геометричної стиснутості корони. Обидва ці індекси змінюються із фазою сонячної активності.

Відомо, що структура і форма сонячної корони визначаються магнітним полем. В той же час безпосередньо у сонячній короні напруженість магнітного поля не вимірюється прямими методами. Однак, корональні магнітні поля можна змодельювати при певних спрощуючих припущеннях, знаючи величину і розподіл магнітних полів на фотосферному рівні, де вони вимірюються головним чином на основі ефекту Зеємана. Найбільшого поширення здобули моделі екстраполяції магнітних полів у корону в потенціальному (безструмовому) наближенні з використанням фотосферних магнітографічних даних [4–6, 11]. Оскільки магнітографи вимірюють компоненту магнітного поля уздовж променя зору, то в приполярних областях Сонця, де вектор магнітного поля майже перпендикулярний променю зору, спостережена величина індукції магнітного поля може бути заниженою. Тому виникає необхідність введення певної поправки до спостереженої біля полюсів величини індукції магнітного поля [12].

Порівняння структури і форми сонячної корони, спостереженої під час повного сонячного затемнення, із конфігурацією силових ліній магнітного поля у короні, змодельованою на момент затемнення, дозволяє оцінити величину магнітного поля (чи окремих його компонент) в певних областях корони і уточнити саму процедуру моделювання магнітного поля. Саме таке порівняння із метою уточнення процедури моделювання магнітного поля у короні проведене у даній роботі для сонячних корон, спостережених під час повних сонячних затемнень у 23-му циклі сонячної активності.

Спостережені дані. У 23-му циклі сонячної активності відбулося 9 повних сонячних затемнень: 9 березня 1997 р., 26 лютого 1998 р., 11 серпня 1999 р., 21 червня 2001 р., 4 грудня 2002 р., 23 листопада 2003 р., 8 квітня 2005 р., 29 березня 2006 р., 1 серпня 2008 р. Перші три затемнення відбулися на фазі росту сонячної активності (максимум активності 23-го циклу спостерігався приблизно у кінці травня 2000 р.), решта – на фазі спаду активності. Фотографії чи інші зображення цих корон можна знайти в літературі чи в Інтернеті (зокрема, чудова колекція зображень корони міститься на сайті Друкмюллера (<http://www.zam.fme.vutbr.cz/~druck/Eclipse/>)).

Для всіх корон були визначені протяжності вздовж лімба полярних променевих систем та координати їх східних і західних країв, координати на лімбі яскравих променів корони та їх орієнтація (відхилення від радіального напрямку).

Модель. У роботі для моделювання магнітного поля в сонячній короні використовується потенціальна модель (модель "потенціальне поле – поверхня джерела"). Модель ґрунтується на припущеннях, що електричні струми в сонячній короні між фотосферою і так званою поверхнею джерела сонячного вітру (де магнітне поле стає чисто радіальним) відсутні, і електричне поле є квазістаціонарним. Тоді в будь-якій точці від фотосфери до поверхні джерела компоненти вектора магнітного поля (B_r, B_θ, B_ϕ) можна розрахувати як градієнт деякого скалярного магнітного потенціалу $\psi(r, \theta, \phi)$ за формулами

$$B_r = -\frac{\partial \psi(r, \theta, \phi)}{\partial r} = \sum_{n=1}^N \sum_{m=0}^n \left[(n+1)(R/r)^{n+2} + n c_n (r/R_s)^{n-1} \right] \times (g_n^m \cos m\phi + h_n^m \sin m\phi) \times P_n^m(\cos \theta),$$

$$B_\theta = -\frac{1}{r} \frac{\partial \psi(r, \theta, \phi)}{\partial \theta} = -\sum_{n=1}^N \sum_{m=0}^n \left[(R/r)^{n+2} + c_n (r/R_s)^{n-1} \right] \times (g_n^m \cos m\phi + h_n^m \sin m\phi) \times \frac{\partial P_n^m(\cos \theta)}{\partial \theta},$$

$$B_\phi = -\frac{1}{r \sin \theta} \frac{\partial \psi(r, \theta, \phi)}{\partial \phi} = \frac{1}{\sin \theta} \sum_{n=1}^N \sum_{m=0}^n \left[(R/r)^{n+2} + c_n (r/R_s)^{n-1} \right] \times (h_n^m \cos m\phi - g_n^m \sin m\phi) \times P_n^m(\cos \theta),$$

де θ – коширота, ϕ – довгота, R – радіус Сонця, R_s – радіус поверхні джерела, $c_n = -(R/R_s)^{n+2}$, g_n^m і h_n^m – гармонічні коефіцієнти, що визначають силу і орієнтацію мультиполів і обчислюються на основі виміряних фотосферних магнітних полів, $P_n^m(\cos \theta)$ – нормовані приєднані поліноми Лежандра. Відзначимо, що детально методика розрахунку магнітного поля в сонячній короні у потенціальному наближенні описана в роботах [4–6].

Для розрахунку гармонічних коефіцієнтів g_n^m і h_n^m були використані синоптичні спостережені фотосферні магнітографічні дані обсерваторії імені Джона Вілкокса Стенфордського університету (США) (<http://wso.stanford.edu>). Зв'язок між спостереженою по променю зору величиною магнітного поля B_l і компонентами поля B_r і B_θ описувався виразом (т.з. класичне потенціальне наближення)

$$B_l(R, \theta, \phi) = B_r(R, \theta, \phi) \cdot (\cos B_0 \cdot \sin \theta + \sin B_0 \cdot \cos \theta) + B_\theta(R, \theta, \phi) \cdot (\cos B_0 \cdot \cos \theta - \sin B_0 \cdot \sin \theta),$$

де B_0 – геліоширота центра сонячного диска в день затемнення. Радіус поверхні джерела приймався рівним 2.5 сонячних радіусів. Розрахунки проводилися методом найменших квадратів, число гармонік – 9. Приєднані поліноми Лежандра та їх похідні обчислювалися за рекурентними формулами (27)–(32) із роботи [6]. Поправка полярного поля до спостережених синоптичних даних вводилася за формулою $B_l' = B_l \pm \Pi \times \cos^2 \theta$, де Π – поправка (від 0 до 1500 мкТ), знаки "+" і "-" – для $B_l > 0$ і $B_l < 0$ відповідно. Поправка за насичення сигналу магнітографа не вводилася. Візуалізація силових ліній магнітного поля в короні здійснювалася за допомогою чисельного розв'язку рівняння силової лінії методом Рунге-Кутта. Інтегрування проводилося зверху-вниз – від поверхні джерела до фотосфери.

Результати. Конфігурації силових ліній магнітного поля в сонячній короні для всіх 9-ти затемнень 23-го циклу були побудовані при різних значеннях поправки полярного поля від 0 до 1500 мкТ і надалі порівняні із структурою корони під час цих затемнень. Із такого порівняння були визначені значення поправки полярного поля, при яких "змодельована" і спостережена структура корони узгоджувалися найкраще.

На Рис. 1 для прикладу показані структурний рисунок сонячної корони під час повного сонячного затемнення 28 лютого 1998 р. та розраховані для цього затемнення конфігурації силових ліній магнітного поля між фотосферою і поверхнею джерела без врахування поправок та з внесенням поправок 300, 700, 1100 та 1500 мкТ. Силкові лінії, що починаються на видимій півсфері Сонця, показані суцільними лініями, на невидимій – штриховими, північ – вгорі, схід – зліва. Розрахунок проведено для сітки 30×30 початкових точок (по довготі і по широті). Затемнення 1998 р. відбулося на фазі росту сонячної активності, значення фаз активності Φ і P становить відповідно 0.41 і 0.130. З Рис. 1 видно, що введення поправки полярного поля призводить до зменшення геліошироти основних променів і збільшення їх нахилу до екватора. Іноді характеристики основних променів корони на східному і західному лімбах і параметри північної і південної полярних променевих систем узгоджуються при дещо відмінних значеннях поправки полярного поля.

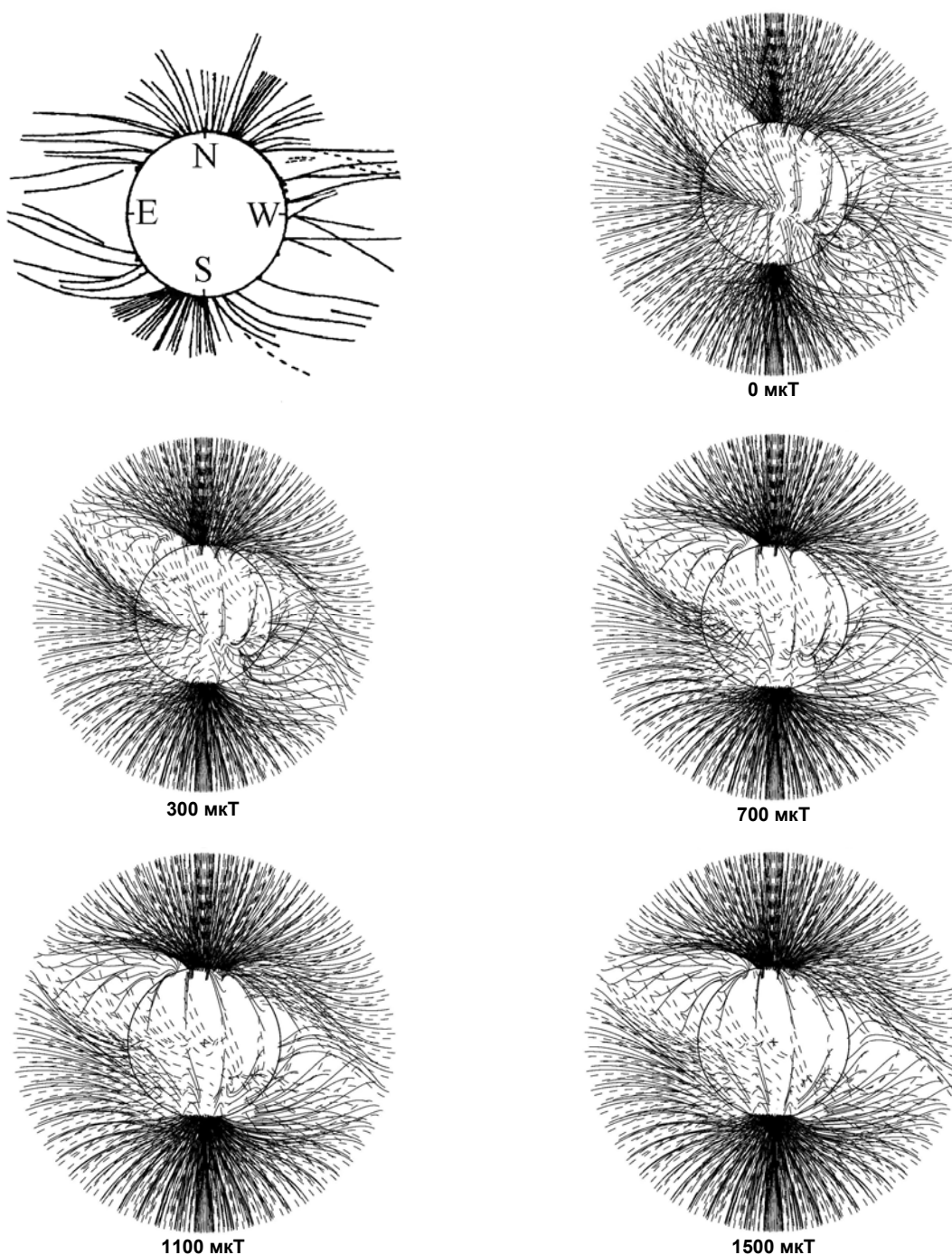


Рис. 1: Структурний рисунок сонячної корони під час повного сонячного затемнення 28 лютого 1998 р. та конфігурації силових ліній коронального магнітного поля, розрахованого в рамках класичного потенціального наближення з додаванням поправки полярного поля $P \times \cos^2 \theta$ до фотосферних магнітографічних даних Обсерваторії імені Джона Вілкокса. Структурний рисунок був взятий із роботи [7] і обмежений відстанями $r < 2.5 R_{\odot}$

Рис. 2а ілюструє залежність середньої поправки полярного поля, визначеної нами в результаті порівняння змодельованої і спостереженої структури корони, від часу, а Рис. 2б – динаміку місячних чисел Вольфа у 23-му циклі сонячної активності. Бачимо, що поправка є мінімальною в мінімумі циклу і максимальною невдовзі після максимуму циклу. Залежність величини поправки полярного поля від згладженого місячного числа Вольфа (на Рис. 3) можна апроксимувати лінійним рівнянням $P = A \cdot W + B$, де P – поправка, W – число Вольфа. Від мінімуму до максимуму активності величина поправки полярного поля змінюється приблизно від 500 до 1000 мкТ.

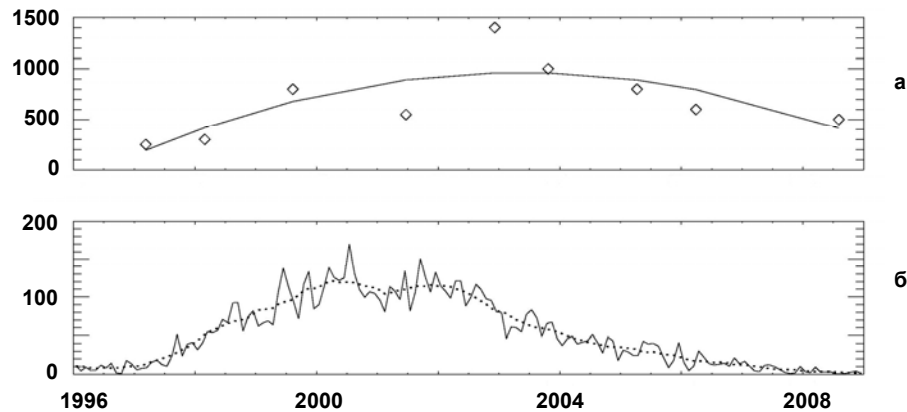


Рис. 2: а – Середня поправка полярного поля (у мкТ), визначена внаслідок порівняння структури корони, що спостерігалася під час повних сонячних затемнень 23-го циклу сонячної активності, із модельними розрахунками магнітного поля у короні; б – середньомісячні числа Вольфа (незгладжені і згладжені – суцільною і штриховою лініями відповідно) у 23-му циклі сонячної активності

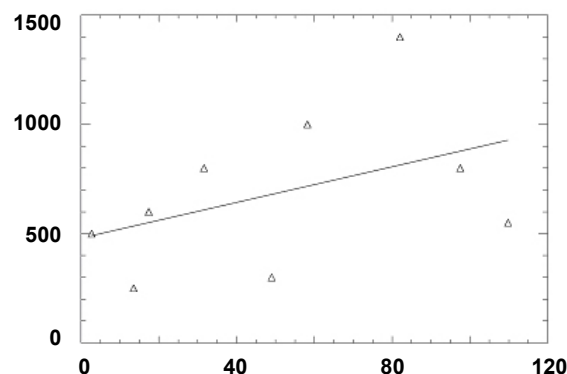


Рис. 3. Залежність поправки полярного поля до фотосферних магнітографічних даних обсерваторії імені Джона Вілкокса від середньомісячного згладженого числа Вольфа

Висновок. Проведене у даній роботі порівняння структури сонячної корони, спостереженої під час 9 повних сонячних затемнень у 23-му циклі сонячної активності, із конфігураціями силових ліній магнітного поля у короні, розрахованого у рамках класичного потенціального наближення з використанням фотосферних магнітографічних даних обсерваторії імені Джона Вілкокса і введенням поправки полярного поля, яка пропорційна $\cos^8\theta$, указує на те, що величина поправки має змінюватися приблизно від 500 мкТ у мінімумі циклу до 1000 мкТ у максимумі циклу.

1. Гуляев Р.А., Филиппов Б.П. Структура солнечной короны и гелиосферный токовый слой // Докл. АН СССР. – 1992. – Сер. А. – Т. 322, № 2. – С. 268–271.
2. Никольский Г.М. О форме солнечной короны // Астрон. журн. – 1956. – Т. 33, № 1. – С. 84–86.
3. Солнечная корона и корпускулярное излучение в межпланетном пространстве. Под ред. проф. С.К. Всехсвятского. – Киев: Изд-во Киев. ун-та, 1965. – 216 с.
4. Харшладзе А.Ф., Иванов К.Г. Сферический гармонический анализ магнитного поля Солнца // Геомагнетизм и аэрономия. – 1994. – Т. 34, № 4. – С. 22–27.
5. Altschuler M.D., Newkirk G., Jr. Magnetic fields and structure of the solar corona // Solar Phys. – 1969. – Vol. 9, N 1. – P. 131–149.
6. Altschuler M.D., Levine R.H., Stix M., Harvey J. High resolution mapping of the magnetic field of the solar corona // Solar Phys. – 1977. – Vol. 51, N 2. – P. 345–375.
7. Bělik M., Marková E., Rušin V. White-light coronal structures during the 1988–1998 eclipses // Contrib. Astron. Obs. Skalnaté Pleso. – 1999. – Vol. 28, N3. – P. 230–236.
8. Hansky A. Die totale Sonnenfinsterniss am 8. August 1896 // Bull. Acad. Imper. Sci. St.-Petersbourg. – 1897. – Т. 6, № 3. – P. 251–270.
9. Loucif M.L., Koutchmy S. Solar cycle variations of coronal structures // Astron. and Astrophys. Suppl. Ser. – 1989. – Vol. 77. – P. 45–66.
10. Ludendorff H. Über die Abhängigkeit der Form der Sonnenkorona von der Sonnenfleckenhäufigkeit // Sitzungsber. Preuss. Akad. Wiss. Phys.-Math. Klasse. – 1928. – Т. 16. – P. 185–192.
11. Schatten K.H., Wilcox J.M., Ness N.F. A model of interplanetary and coronal magnetic fields // Solar Phys. – 1969. – Vol. 6, N 2. – P. 442–455.
12. Svalgaard L., Duvall T.L., Scherrer P.H. The strength of the Sun's polar fields // Solar Phys. – 1978. – Vol. 58. – P. 225–240.