

СОНЯЧНА КОРОНА ПІД ЧАС ПОВНИХ СОНЯЧНИХ ЗАТЕМНЕНЬ 29 БЕРЕЗНЯ 2006 р. і 1 СЕРПНЯ 2008 р.

Досліджено структуру і форму сонячної корони під час повних сонячних затемнень 29 березня 2006 р. і 1 серпня 2008 р. Корона 29 березня 2006 р. є короною проміжного перед-мінімального типу, корона 1 серпня 2008 р. – короною біля-мінімального типу. В обох коронах добре розвинуті північна та південна полярні променеві системи над полярними корональними дірами і спостерігаються кілька променів-стрімерів різної яскравості на середніх і низьких геліоширотах. Індекс фотометричної стиснутості сонячної корони 2006 р. становить 0.17, корони 2008 р. – 0.21. Спостережена структура корони краще узгоджується із розрахованою на основі синоптичних магнітографічних даних обсерваторії імені Вілкокса (без внесення поправок) конфігурацією силових ліній магнітного поля у короні в потенціальному радіальному наближенні, ніж в класичному потенціальному наближенні.

Structure and shape of the solar corona during the total solar eclipses on March 29, 2006 and August 1, 2008 were studied. Corona on March 29, 2006 was classified as corona of the intermediate pre-minimum type and corona on August 1, 2008 as corona of near-minimum-type. In the both coronas northern and southern polar rays systems over polar coronal holes are well developed and some streamers of different brightness are observed at lower and intermediate latitudes. The flattening index was found to be 0.17 for the solar corona in 2006 and 0.21 in 2008. Observed structure of the solar corona is in better agreement with calculated configuration of magnetic lines of force in the solar corona obtained in radial approach of a PFSS model than in classic approach when synoptic magnetic data of the WSO are used without any corrections.

Вступ. Починаючи з 1936 р. астрономи Київського національного університету імені Тараса Шевченка беруть активну участь у спостереженнях сонячної корони під час повних сонячних затемнень (на даний час – 21 затемнення) і дослідженні структури і динаміки корони. Хоча в наш час бурхливого розвитку космічної техніки та електроніки сонячна корона регулярно спостерігається за допомогою коронографів на борту космічних обсерваторій SOHO і STEREO, наземні спостереження корони під час повних сонячних затемнень зберігають свою важливість та унікальну інформативність для фізики Сонця. Саме наземні спостереження корони під час повних сонячних затемнень є найбільш інформативними з точки зору знань про тонку структуру внутрішньої і середньої корони Сонця, а отже і про структуру магнітного поля в короні. Крім того, історія наземних спостережень корони є значно тривалішою за космічну, що дозволяє детальніше досліджувати, наприклад, деякі аспекти зв'язку форми і структури корони із сонячною активністю.

Як відомо, форма сонячної корони 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 лімбу переважно радіальних яскравих променів [5, 10]. 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 головинним чином на основі ефекту Зеемана), оскільки як структура, так і величина магнітного поля в короні значною мірою визначаються умовами у фотосфері. Найбільшого поширення здобули моделі екстраполяції магнітних полів у корону в потенціальному (безструмовому) наближенні з використанням фотосферних магнітографічних даних [6–8, 12].

У даній роботі коротко описані результати дослідження форми і структури сонячної корони під час повних сонячних затемнень 29 березня 2006 р. і 1 серпня 2008 р. за наземними фотографічними спостереженнями. Проведено також порівняння отриманих результатів із магнітними полями в короні, розрахованими в рамках потенціальної моделі.

Спостережні дані. Для фотометричного дослідження та при побудові структурного рисунка корони 29 березня 2006 р. були використані знімки сонячної корони, отримані В. Єфіменком поблизу м. Анталія (Туреччина) [2]. Спостережний матеріал являв собою серію із 13 знімків корони у білому світлі з експозиціями від 1/1000 с до 4 с на плівці Kodak “ProFoto-100-4”.

Для дослідження корони 1 серпня 2008 р. була використана серія із 17 фотографій корони, отримана О. Баранським поблизу центру місячної тіні, на відстані 1 км на північний схід від с. Бочкарьово Черепановського району Новосибірської області. Експозиції становили від 1/250 до 1/3 с, використана система із цифрової камери “Canon EOS 350D” і телеоб’єктива МТО-500 ($F = 500$ мм, $D = 50$ мм, $A = 1/10$). Розмір матриці становить 3456×2304 пікселів, кутовий розмір кадру в системі „камера-телеоб’єктив” – $2.5^\circ \times 1.6^\circ$.

Крім того, при побудові структурного рисунка і для уточнення структури корони були також використані знімки коронографів LASCO C2 і C3 орбітальної сонячної обсерваторії SOHO (<http://sohowww.nascom.nasa.gov>), знімки H_{α} -лімба коронографа обсерваторії Пік дю Міді (архів <http://bass2000.obspm.fr>) та зображення корони під час затемнення з мережі Інтернет, зокрема, чудові зображення корони 2008 р. Друкмюллера із колегами (<http://www.sam.fme.vutbr.cz/~druck/Eclipse/Ecl2008m>) та знімок корони 2006 р. з радіальним послаблюючим фільтром, отриманий експедицією Паризького Астрофізичного Інституту в Єгипті (<http://www.iap.fr>).

Сонячне затемнення 29 березня 2006 р. відбулося незадовго до мінімуму 23-го циклу сонячної активності, а затемнення 1 серпня 2008 р. – майже в мінімумі між 23-м і 24-м циклами. Фаза сонячної активності для моменту затемнення була обрахована за відомою формулою $\Phi = \frac{T_{\text{зат}} - T_{\text{мін}}}{T_{\text{макс}} - T_{\text{мін}}}$, де $T_{\text{зат}}$ – момент затемнення, $T_{\text{мін}}$ і $T_{\text{макс}}$ – моменти найближчих мінімуму і максимуму сонячного циклу. Значення $T_{\text{макс}}$ було знайдено за місячними числами Вольфа (<http://sidc.oma.be>), що були попередньо двічі згладжені ковзаючим усередненням по 13-ти точках. Для затемнення

2006 р. значення фази сонячної активності становить приблизно -0.18 [4], для затемнення 2008 р. – 0.1 [3]. Про точніше значення фази сонячної активності для затемнень 2006 і 2008 рр. можна буде говорити лише після впевненого визначення моменту мінімуму активності між 23-м і 24-м циклами.

Структура сонячної корони. Структура корони під час повного сонячного затемнення 29 березня 2006 р. характеризується наявністю шести великих променів різної яскравості, розташованих на низьких і середніх широтах, і може бути класифікована як корона проміжного перед-мінімального або після-мінімального типу [5, с. 77]. На рис. 1 зліва наведено структурний рисунок сонячної корони 29 березня 2006 р., основні промені позначені латинськими буквами *A–F*. Північна полярна променева система є симетричною відносно проекції північного полюса і має протяжність 48° уздовж лімба. Південна полярна променева система має протяжність 44° уздовж лімба, частково перетинається із південною частиною променя *C* і не є симетричною відносно проекції S-полюса. Північна полярна променева система складається із 12 променів-щіточок, південна полярна променева система із 9 променів-щіточок шириною $0.05\text{--}0.15 R_\odot$, які, у свою чергу, складаються з багатьох тонких променів шириною до $0.01 R_\odot$. Промінь *A* ($p = 24^\circ\text{--}61^\circ$) є яскравим шоломоподібним променем, нахиленим відносно локальної нормалі на лімбі на 22° в бік екватора. Промінь *B* ($p = 61^\circ\text{--}84^\circ$) є слабким потоком із невеликим ($i = 3^\circ$) нахилом у бік екватора. Промінь *C* ($p = 88^\circ\text{--}158^\circ$) є дуже широким променем-потіком з нахилом 7° у бік екватора. Промінь *D* ($p = 193^\circ\text{--}253^\circ$) нахилений у бік екватора на 9° . Промінь-потік *E* ($p = 255^\circ\text{--}287^\circ$) є радіальним. Промінь *F* ($p = 287^\circ\text{--}336^\circ$) є досить яскравим стрімером, він має найбільший з усіх променів нахил у бік екватора – 24° . Промені на W-лімбі є дещо яскравішими від променів на E-лімбі; промені *A*, *D* і *F* мають помітні шоломи-опахала.

У структурі сонячної корони 1 серпня 2008 р. виділяються добре розвинуті північна та південна полярні променеві системи над полярними корональними дірами і кілька променів різної яскравості на середніх і низьких геліоширотах. На E-лімбі можна виділити три промені, на W-лімбі – два. Структурний рисунок сонячної корони 1 серпня 2008 р. показаний на рис. 1 справа. Промені позначені літерами *A–E*. Північна полярна променева система має протяжність вздовж лімба приблизно 40° . Протяжність південної полярної променевої системи складає біля 70° ($142^\circ\text{--}212^\circ$). Обидві полярні променеві системи складаються із 10–12 широких променів (полярних променів або щіточок), які у свою чергу містять до 50–60 тонких променів (3–8 на кожну щіточку) з поперечником до $0.01 R_\odot$. Полярні промені на полюсах є радіальними, інші нахилені в бік екватора. Відхилення полярних променів-щіточок від радіального напрямку в бік екватора зростає із збільшенням відстані основи променя від полюса, досягаючи значень $40^\circ\text{--}45^\circ$ для найбільш віддалених від полюса променів.

Полярні променеві системи свідчать про присутність відкритих магнітних структур – полярних дір, які також простежуються за значним зниженням яскравості в полярних областях Сонця, наприклад, на знімках приладу EIT у день затемнення в лінії 195 \AA на борту супутника SOHO (<http://sohowww.nascom.nasa.gov>).

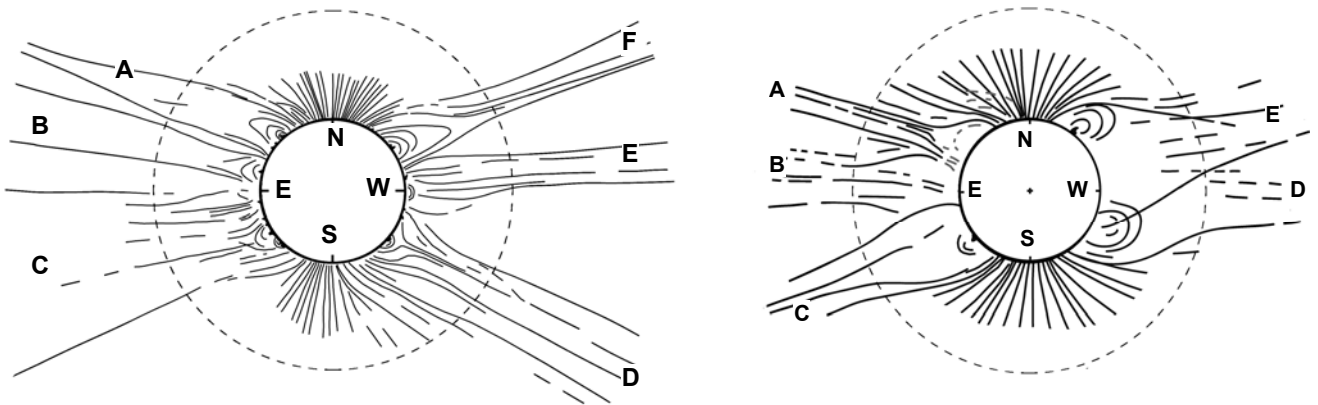


Рис. 1. Структура сонячної корони під час повного сонячного затемнення 29 березня 2006 р. (зліва) і 1 серпня 2008 р. (справа). Кругок пунктиром нанесений на відстані $2.5 R_\odot$.

Промінь *A* має протяжність вздовж лімба біля 45° ($22^\circ\text{--}67^\circ$) і нахилений у бік екватора на кут 25° . Ймовірно, його шоломоподібна основа знаходиться частково на видимій півсфері Сонця, а його купол частково накладається на північну полярну променеву систему у вигляді кількох скривлених променів. Промінь *B* ($67^\circ\text{--}100^\circ$) є слабким радіальним потоком. Яскравий шоломоподібний промінь *C* ($100^\circ\text{--}155^\circ$) нахилений відносно локальної нормалі на лімбі на 16° в бік екватора. Шоломоподібні промені *D* і *E* накладаються на відстанях до $2.5 R_\odot$, разом займаючи вздовж W-лімба біля 133° ($212^\circ\text{--}345^\circ$), і нахилені в бік екватора відповідно на $2^\circ\text{--}3^\circ$ і $8^\circ\text{--}10^\circ$. Найяскравішим на E-лімбі є промінь *C*, на W-лімбі – промінь *E*.

Якщо порівняти корону 29 березня 2006 р. із коронами із каталогів [5] і [10] та роботи [9], то слід відзначити, що вона є подібною до корон, що спостерігалися 21.08.1914, 20.09.1922, 15.01.1925, 30.05.1965 та 26.02.1998 рр. Вказані корони також мали розвинуті полярні променеві системи і по кілька стрімерів на низьких і середніх широтах на східному і західному лімбах. Сонячна корона 1 серпня 2008 р. є подібною до корон, що спостерігалися 01.01.1889, 20.09.1922, 10.09.1923, 09.06.1945, 20.06.1955, 23.10.1976 та 03.11.1994 рр.

Форма сонячної корони. Для кількісної характеристики форми сонячної корони під час затемнення і порівняння з даними для інших затемнень найчастіше використовують індекс фотометричної стиснутості корони ε , введений Людендорфом у 1928 р. [11]. Він визначається як деяка функція протяжності корони у полярних і екваторіальних напрямках за формулою $\varepsilon = \frac{d_0 + d_1 + d_2}{D_0 + D_1 + D_2} - 1$, де d_0 – екваторіальний діаметр ізофоти (чи ізоденси), d_1 і d_2 – діаметри ізофот на відстанях $\pm 22.5^\circ$ від d_0 , D_0 – полярний діаметр ізофоти, D_1 і D_2 – діаметри ізофот на відстанях $\pm 22.5^\circ$ від D_0 . Залежність ε від відстані від центра сонячного диска може бути апроксимована виразом $\varepsilon = a + b(r - 1)$, де r – середній екваторіальний радіус ізофоти. При $r = 2$, $\varepsilon = a + b$ і є класичним параметром Людендорфа. Для сонячної корони 29 березня 2006 р. параметр ε приблизно становить 0.17 [4], для корони 1 серпня 2008 р. – 0.21 [3].

Залежність індексу фотометричної стиснутості корони від фази сонячної активності за даними для 54 повних сонячних затемнень 1893–2006 рр. показана на рис. 2. Штрихова лінія показує середній хід залежності $\varepsilon(\Phi)$, що описується рівнянням $\varepsilon = 0.10 + 0.169 \cdot \cos(1.83 \cdot \Phi)$. З рис. 2 слідує, що стиснутість сонячної корони 29 березня 2006 р. і 1 серпня 2008 р. є дещо меншою від середнього ходу $\varepsilon(\Phi)$ за матеріалами багаторічних спостережень попередніх затемнень Сонця. Ця відмінність може бути пояснена як певним суб'єктивізмом у виборі початкової кількості точок для лінійної інтерполяції залежності ε від екваторіального радіуса ізофоти, так і можливою неточністю прийнятого значення фази сонячної активності Φ .

Дослідження останніх років вказують на те, що корона завжди є дещо „сплюснутою” у напрямку геліомагнітного екватора, а корональні промені-стрімери розміщуються переважно вздовж лінії розділу полярностей глобального магнітного поля Сонця, утворюючи т.з. пояс корональних стрімерів (див., наприклад, [1, 13]). У такому випадку індекс фотометричної стиснутості корони ε є певною мірою фіктивним індексом, хоча і досить добре відображає у першому наближенні зміну форми сонячної корони в залежності від фази сонячної активності, а видима форма корони визначається не стільки фазою сонячної активності, як взаємним розташуванням „сплюснутої” корони відносно вісі обертання Сонця і спостерігача на Землі.

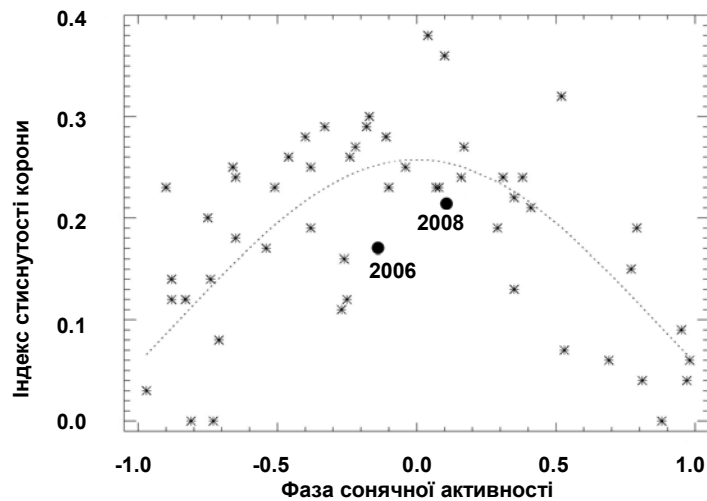


Рис. 2. Залежність індексу фотометричної стиснутості корони ε від фази сонячної активності Φ для 54 затемнень 1893–2008 рр.

Моделювання магнітного поля в короні в потенціальному наближенні. Якщо припустити, що електричні струми в сонячній короні між фотосферою і так званою поверхнею джерела сонячного вітру відсутні і електричне поле є квазістаціонарним, то компоненти магнітного поля $(B_r, B_\theta, B_\varphi)$ можна розрахувати як градієнт деякого скалярного магнітного потенціалу $\psi(r, \theta, \varphi)$ за формулами

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

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

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

де θ – коширота, R – радіус Сонця, R_s – радіус поверхні джерела, $c_n = -(R/R_s)^{n+2}$, g_n^m та h_n^m – гармонічні коефіцієнти, що визначають силу і орієнтацію мультиполів і обчислюються на основі вимірних фотосферних магнітних полів, $P_n^m(\cos \theta)$ – нормовані приєднані поліноми Лежандра. Детально методика розрахунку магнітного поля в сонячній короні у потенціальному наближенні описана в роботах [6–8].

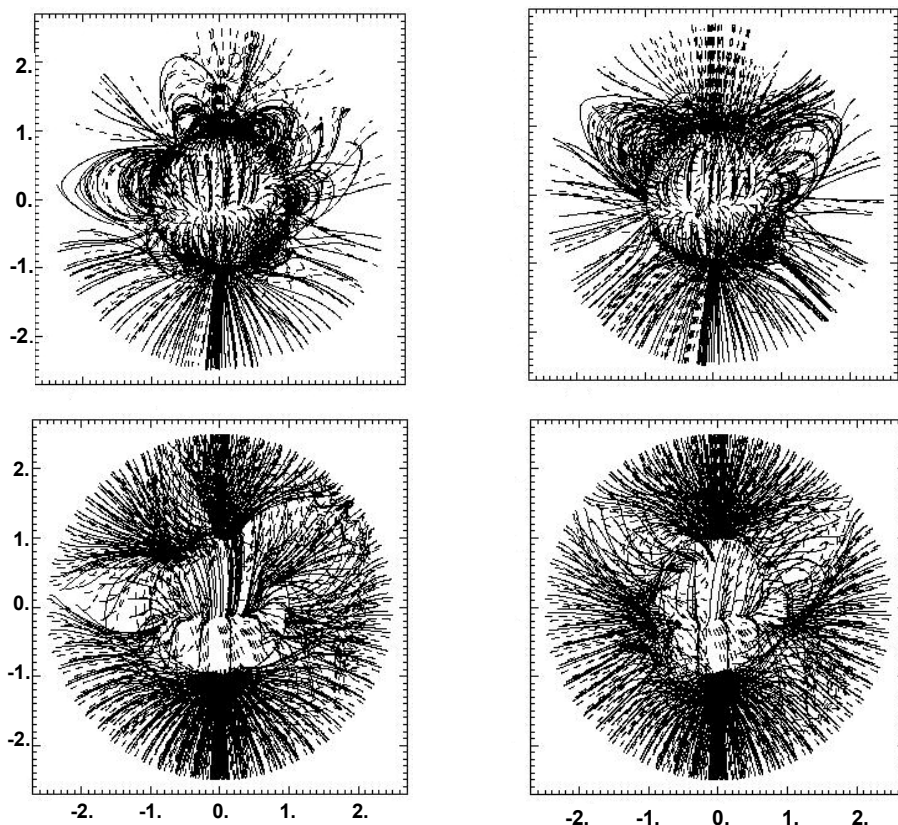


Рис. 3. Силкові лінії магнітного поля в сонячній короні 26 березня 2006 р., розраховані в потенціальному радіальному (зліва) і класичному (справа) наближенні. Верхня панель – розрахунок від фотосфери до поверхні джерела, нижня – навпаки; по осях – масштаб у сонячних радіусах

Для знаходження коефіцієнтів g_n^m і h_n^m методом найменших квадратів нами були використані синоптичні спостережні фотосферні магнітографічні дані обсерваторії імені Джона Вілкокса (<http://wso.stanford.edu>), радіус поверхні джерела приймався рівним $2.5 R_\odot$, $N = 9$. Розрахунки були проведені в радіальному і класичному потенціальному наближенні, поправка за насичення і поправка полярного поля не вводилися. Візуалізація силових ліній магнітного поля в короні здійснювалася за допомогою чисельного розв'язку рівняння силової лінії методом Рунге-Кутта четвертого порядку. На рис. 3 і рис. 4 відповідно показані розраховані конфігурації силових магнітних ліній між фотосферою і поверхнею джерела для затемнення 29 березня 2006 р. і затемнення 1 серпня 2008 р. 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).

Порівняння розрахованої конфігурації силових ліній магнітного поля із спостереженою структурою корони вказує на те, що при розрахунках без внесення поправки полярного поля і поправки за насичення краще узгодження із розташуванням магнітної нейтральної лінії на поверхні джерела і основними променями-стрімерами спостерігається для радіальної потенціальної моделі. В той же час, розрахунки в рамках класичного потенціального наближення дають дещо краще узгодження із загальним виглядом спостереженої корони.

Висновки. Досліджено форму і структуру сонячної корони, що спостерігалася під час повних сонячних затемнень 26 березня 2006 р. і 1 серпня 2008 р.

Корона 29 березня 2006 р. є короною проміжного перед-мінімального типу. Вона характеризується наявністю шести низько- та середньо-широтних променів різної яскравості та розвиненими північною і південною полярними променевими системами над полярними корональними дірами. Корона 29 березня 2006 р. є короною біля-мінімального типу з добре розвинутими північною і південною полярними променевими системами і кількома променями різної яскравості на середніх і низьких геліоширотах.

Досліджено фотометричну стиснутість корони в залежності від відстані від центра сонячного диска. Індекс ε фотометричної стиснутості сонячної корони 29 березня 2006 р. на відстані $2 R_\odot$ становить 0.17, 1 серпня 2008 р. – 0.21, що в середньому є дещо нижчим, ніж для близьких значень фази сонячної активності під час сонячних затемнень у минулому.

У потенціальному радіальному і класичному наближенні розраховано магнітне поле у короні під час вказаних затемнень і побудовані конфігурації силових ліній магнітного поля. Розрахунки в радіальному наближенні дещо краще узгоджуються із спостереженою структурою корони під час затемнень.

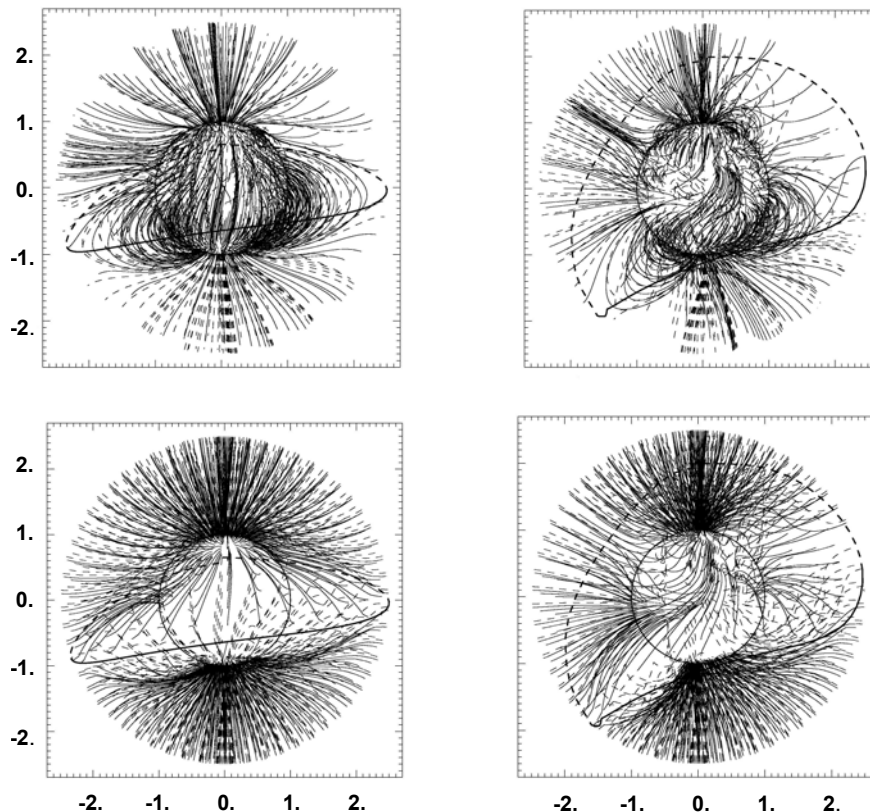


Рис. 4. Силові лінії магнітного поля в сонячній короні 1 серпня 2008 р., розраховані в потенціальному радіальному (зліва) і класичному (справа) наближенні. Верхня панель – розрахунок від фотосфери до поверхні джерела, нижня – навпаки. Магнітна нейтральна лінія на поверхні джерела показана товстою лінією

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. Івченко В., Єфіменко В, Буромський М. та ін. Спостереження повного затемнення Сонця 29 березня 2006 року експедицією Київського національного університету імені Тараса Шевченка // Вісн. Київ. ун-ту. Астрономія. –2006. – Т. 43. – С. 54–57.
3. Пішкало М.І., Баранський О.Р. Сонячна корона під час повного сонячного затемнення 1 серпня 2008 р. // Кинематика и физика небес. тел. – 2009. – Т. 25, № 6. – С. 474–481.
4. Пішкало М.І., Садовенко Є.В. Структура і форма сонячної корони під час повного сонячного затемнення 29 березня 2006 р. // Кинематика и физика небес. тел. – 2008. – Т. 24, № 1. – С. 61–69
5. Солнечная корона и корпускулярное излучение в межпланетном пространстве. Под ред проф. С.К. Всехвятского. – Киев: Изд-во Киев. ун-та, 1965. – 216 с.
6. Харшиладзе А.Ф., Иванов К.Г. Сферический гармонический анализ магнитного поля Солнца // Геомагнетизм и аэрономия. – 1994. – Т. 34, № 4. – С. 22–27.
7. Altschuler M.D., Newkirk G., Jr. Magnetic fields and structure of the solar corona // Solar Phys. – 1969. – Vol. 9, N 1. – P. 131–149.
8. 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.
9. 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.
10. Loucif M.L., Koutchmy S. Solar cycle variations of coronal structures // Astron. and Astrophys. Suppl. Ser. – 1989. – Vol. 77. – P. 45–66.
11. 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.
12. 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.
13. Sýkora J., Badalyan O.G., Obridko V.N. Connections between the white-light eclipse corona and magnetic fields over the solar cycle // Solar Phys. – 2003. – Vol. 212, N 2. – P. 301–318.

Надійшла до редколегії 18.05.09

УДК 524.7

С. Парновський

**ДОСЛІДЖЕННЯ ВЕЛИКОМАСШТАБНИХ КОЛЕКТИВНИХ РУХІВ ГАЛАКТИК
НА ОСНОВІ КАТАЛОГУ RFGC**

Розповідь про історію та результати дослідження великомасштабних колективних рухів галактик в астрономічній обсерваторії Київського національного університету імені Тараса Шевченка – від створення каталогів плоских галактик FGC та RFGC до отриманих результатів.

A brief account of history and results of investigation of large-scale collective galaxy motions at the Astronomical observatory of Kyiv Taras Shevchenko National University – from flat galaxies catalogues building to results obtained/