

РОССИЙСКАЯ АКАДЕМИЯ НАУК

ДАЛЬНЕВОСТОЧНОЕ ОТДЕЛЕНИЕ

---

Уссурийская астрофизическая обсерватория

---

TRANSACTIONS OF USSURIISK ASTROPHYSICAL OBSERVATORY

---

Volume 11

**THE SOLAR ACTIVITY  
AND ITS INFLUENCE  
ON THE EARTH**

**Issue 11**

Vladivostok  
Dalnauka  
2008

ТРУДЫ УССУРИЙСКОЙ АСТРОФИЗИЧЕСКОЙ ОБСЕРВАТОРИИ

---

Том 11

**СОЛНЕЧНАЯ АКТИВНОСТЬ  
И ЕЕ ВЛИЯНИЕ  
НА ЗЕМЛЮ**

**Выпуск 11**

Владивосток  
Дальнаука  
2008

**Солнечная активность и ее влияние на Землю.** – Владивосток: Дальнаука, 2008. 154 с. (Тр. УАФО; т. 11, вып. 11)

В сборнике представлены статьи, посвященные различным проблемам физики Солнца: методике и результатам измерения солнечных магнитных полей, статистическом исследованию индексов солнечной активности и динамики солнечных вспышек, изучению межпланетного магнитного поля, а также слиянию солнечной и геомагнитной активности на работу морских навигационных приборов. Представлены также статьи по методике измерений радиопотока Солнца и истории солнечной радиоастрономии с Уссурийской обсерватории.

Сборник статей предназначен для научных работников и студентов, специализирующихся в области физики Солнца и солнечно-земных связей.

**Solar activity and its influence on the Earth.** – Vladivostok : Dalnauka, 2008. 154 p. (Transactions of Ussuriysk astrophysical observatory; vol. 11, issue 11).

This articles included in this issue concern different problems of solar physics: the methods and interpretation of the solar magnetic field measurements, statistical study of the solar activity indices, solar flare dynamics, investigation of the interplanetary magnetic field, and influence of the solar and geomagnetic activity on the marine navigation equipment. The articles also are presented concerning the solar radio flux measurements and history of solar radio astronomy in Ussuriysk Observatory.

The collection of the articles is addressed to scientists and students who specialize in fields of solar and solar-terrestrial physics.

Редакционная коллегия: А.В. Баранов, Г.И. Корниенко,  
Д.В. Ерофеев (отв. редактор)

Рецензенты: А.В. Мордвинов, А.Г. Суханов

Утверждено к печати Ученым советом  
Уссурийской астрофизической обсерватории

© УАФО ДВО РАН, 2008

© Дальнаука, 2008

## ОСОБЕННОСТИ ПРИМЕНЕНИЯ МАГНИТОАКТИВНЫХ ЛИНИЙ СО СЛОЖНЫМ РАСЩЕПЛЕНИЕМ ДЛЯ ИЗМЕРЕНИЯ СОЛНЕЧНЫХ МАГНИТНЫХ ПОЛЕЙ

Ввиду того, что среди фотосферных магнитоактивных линий простую структуру расщепления и значительный фактор Ланде имеет их небольшое количество, очень часто в измерениях используются линии со сложной структурой расщепления [4, 10, 13, 14]. При этом используются эффективные факторы Ланде  $g_{\text{эфф}}$  – величины, средневзвешенные по интенсивности  $I_i$  факторов Ланде  $g_i$  поляризованных по кругу компонент расщепления:

$$g_{\text{эфф}} = \sum I_i \cdot g_i.$$

Методика заимствована из оптической спектроскопии, где подобный расчет делается для линий излучения. В условиях солнечной атмосферы, для линий поглощения возможность ее применения изучена крайне слабо. В то же время, большой разброс значений магнитного поля, получаемых по линиям со сложной структурой расщепления [2,11] дает основания для анализа существующих методик измерений по этим линиям.

Мы рассчитали теоретические профили спектральных линий в диапазоне длин волн  $\lambda\lambda$  524,2–525,4 нм. Он широко используется наблюдателями, поскольку содержит в себе четыре линии с триплетной структурой расщепления. Но, кроме того, в этом диапазоне есть пять линий нейтрального железа, имеющих сложную структуру расщепления, которые могут быть задействованы в измерениях [5]. Список линий, которые могут быть использованы в наблюдениях, дан в таблице 1.

В таблице последовательно даны: номер линии, название элемента, длина волны линии  $\lambda$ , номер мультиплета  $N_m$ , эквивалентная ширина линии в фотосфере  $W$ , потенциал возбуждения нижнего уровня перехода  $\epsilon_i$ , логарифм сил осцилляторов  $Lg(fg)_i$ . Далее при

ведены последовательно: формула расщепления линии, фактор Ланде  $g_{\text{эфф}}$ , эффективная высота образования линий для модели фотосферы HOLMU, рассчитанная нами по методике [3] для линий 1 и 5: для центральных интенсивностей  $h_c$  и для случая полных линий (их эквивалентных ширин) –  $h_w$ . Для остальных линий высоты образования взяты из той же работы [3].

Таблица 1

N	Эл-т	$\lambda$ , нм	$N_m$	$W$ , мÅ	$\epsilon_i$ , эВ	Lg(fg)	Структура	Фактор Ланде	$H_c$ , км	$H_w$ , км
1	Fe I	524,250	843	80	3,63	-1,00	$^1I_6 - ^1H_5$	1,0	337	243
2	Fe I	524,378	1089	60	4,26	-1,25	$^5F_3 - ^5F_4$	1,5*	268	195
3	Fe I	5247,06	1	59	0,09	-4,95	$^5D_2 - ^7D_3$	2,0*	415	328
4	Cr I	524,757	18	76	0,96	-1,61	$^5D_0 - ^7P_1$	2,5	417	308
5	Fe I	524,911	1166	30	4,47	-1,53	$^3G_3 - ^3F_3$	0,917*	177	145
6	Fe I	525,022	1	62	0,12	-4,94	$^5D_0 - ^7D_1$	3,0	409	324
7	Fe I	525,065	66	104	2,20	-2,19	$^5P_2 - ^5P_3$	1,667*	493	330
8	Fe I	525,303	113	16	2,28	-3,86	$^3P_2 - ^5P_1$	1,0*	190	176
9	Fe I	525,347	553	75	3,28	-1,59	$^5D_1 - ^5D_1$	1,5	372	262

Примечание. Знаком «\*» отмечены факторы Ланде линий со сложным расщеплением.

Структура расщепления линий приведена на рис.1, где в относительных единицах показаны интенсивности компонент расщепления (ось ординат) и положение компонент расщепления по длине волны (ось абсцисс). На рисунке видно, что линии 2, 3 и 7 имеют структуру расщепления первого типа по классификации [6], линия 8 – второй тип расщепления, линия 5 – третий.

Нами выполнен расчет профилей Стокса этих линий для случаев, когда учитывалась вся сложная структура расщепления и случаев, когда линия предполагалась триплетом с эффективным фактором Ланде  $g$ , рассчитанным для этой линии по обычной методике. Найдены соответствующие площади параметров круговой поляризации, их отношение  $S=S_{\text{сложной линии}}/S_{\text{триплета}}$  для каждой линии, расстояние максимумов круговой поляризации от центра линий для обоих случаев и их отношение  $L=L_{\text{сложной линии}}/L_{\text{триплета}}$ . Данные приведены в табл.2, где приняты следующие обозначения:  $S_\phi$  и  $L_\phi$  – соответствующие параметры для линий в факельной точке, рассчитанных для модели Келлера [11].  $S_\pi$  и  $L_\pi$  – аналогич-

ные отношения для линий в пятне рассчитанные для модели Книра [12]. В случае модели Келлера расчеты проводились для трех значений напряженности магнитного поля  $H$ : 1300, 1700 и 2100 Э и для значений угла наклона силовых линий магнитного поля к лучу зрения  $\gamma$  в пределах от  $0^\circ$  до  $60^\circ$  с шагом  $15^\circ$ . Для модели пятна Книра расчет проведен при значениях  $H$ , равных 2100, 2450 и 2800 Э и того же набора  $\gamma$ .

Оказалось, что для каждой отдельной линии зависимость  $S_\phi$  от  $\gamma$  практически отсут-ствует. Для наиболее «правильной» линии Fe I  $\lambda$  5247.06 Å при изменении  $\gamma$  от  $0^\circ$  до  $60^\circ$  величина  $S_\phi$  для всех указанных  $H$  показывает уменьшение на величину меньше 1%. Величина  $L_\phi$  показывает изменения в пределах 3%, причем какая-то явная закономерность в изменениях отсутствует. В пятне для данной линии изменения  $S_\phi$  несколько больше – наблюдается ее небольшое уменьшение с ростом  $\gamma$ : при  $H=2100$  Э на 3%. При  $H=2450$  Э уменьшение достигает 5%, а при  $H=2800$  Э – 7%. В то же время величина  $L_\phi$  изменяется меньше – примерно на 2%, причем какой-либо закономерности в изменениях нет.

Наиболее заметные отклонения  $S_\phi$  и  $L_\phi$  от единицы отмечены для линии Fe I  $\lambda$  524,911 нм. При изменении  $\gamma$  от  $0^\circ$  до  $60^\circ$  величина  $S_\phi \approx 0,73$  и для  $H=1300$  Э показывает рост на величину около 8%, при  $H=1700$  Э рост составляет 10% а при  $H=2100$  Э – 9%. В то же время величина  $L_\phi \approx 1,08$  для  $H=1300$  Э показывает увеличение на 2%,  $L_\phi \approx 1,11$  для  $H=1700$  Э – уменьшение на 4%, а  $L_\phi \approx 1,16$  для  $H=2100$  Э – на 5%. В пятне при изменении  $\gamma$  от  $0^\circ$  до  $60^\circ$  величина  $S_\phi \approx 0,94$  для  $H=2100$  Э показывает уменьшение на величину около 2%, при  $H=2450$  Э имеем  $S_\phi \approx 0,83$ , а уменьшение составляет 2%. При  $H=2800$  Э величина  $S_\phi \approx 0,93$  а уменьшение – около 3%. Величина  $L_\phi \approx 1,17$  для  $H=2100$  Э показывает увеличение на 3%, для  $H=2450$  Э имеем  $L_\phi \approx 1,22$  и уменьшение на 1%, а для  $H=2800$  Э величина  $L_\phi \approx 1,19$  и показывает увеличение на  $\approx 2\%$ .

Ввиду малости указанных изменений мы рассмотрели всю совокупность величин указанных параметров используемых линий и определили их вариационный размах для случая всех использо-

ванных значений  $N$  и  $\gamma$ . Результаты расчетов сведены в табл.2. Анализируя данные таблицы можно сделать следующие выводы.

Таблица 2

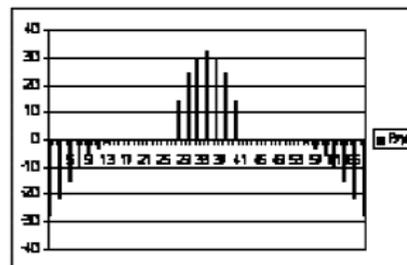
Линия, $\lambda$ нм	524,378	524,706	524,911	525,065	525,303
$S_{\phi}$	0,99–1,00	0,99–1,01	0,73–0,74	1,08–1,10	0,78–0,84
$L_{\phi}$	0,99–1,03	1,03–1,05	1,11–1,16	1,00–1,07	0,98–1,02
$S_{\pi}$	0,97–0,98	0,99–1,01	0,90–0,94	1,06–1,09	0,99–1,09
$L_{\pi}$	0,99–1,04	1,00–1,03	1,17–1,22	0,99–1,07	1,07–1,17

Примечание: в таблице даны интервалы изменений величин для всех использованных в расчетах значений  $N$  и  $\gamma$ .

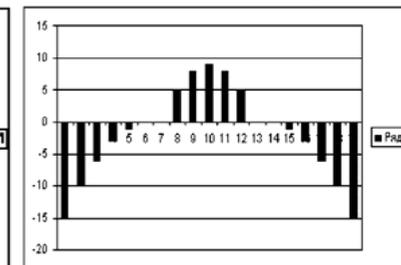
Выявлено разное поведение величины  $S$  разных линий. Линия Fe 1  $\lambda$  524,706 нм как для модели пятна (Кнеер), так и для модели факельной точки (Келлер) при типичных для этих образований параметрах магнитного поля дает значения  $S = 0,99–1,01$ , т.е. она с высокой точностью ведет себя как триплет с  $g = 2$ . Вполне удовлетворительными являются величины  $S = 1,06–1,10$  и для линии Fe 1  $\lambda$  525,065 нм, имеющей  $g = 1,67$ . Линия Fe 1  $\lambda$  524,378 нм, имеющая  $g = 1,5$ , показывает значения  $S = 0,97–1,00$ , т.е. различия также являются несущественными. Отметим, что эти 3 линии имеют расщепление второго типа (внешние компоненты расщепления интенсивнее внутренних). Мы видим, что с уменьшением потенциала возбуждения линий величина  $S$  несколько растет. Можно предполагать, что на форму профилей Стокса в случае линии Fe 1  $\lambda$  524,378 нм сказывается большой ( $\epsilon_i = 4,26$  эВ) потенциал возбуждения нижнего уровня линии, что приводит к большим значениям постоянной затухания. Результатом этого является усиление крыльев компонент расщепления.

Линия Fe 1  $\lambda$  525,303 нм, имеющая  $g=1$  и структуру расщепления первого типа, показывает значения  $S = 0,73–0,84$  в факельной точке и  $S = 0,97–1,09$  в пятне, т.е. имеют место заметные различия.

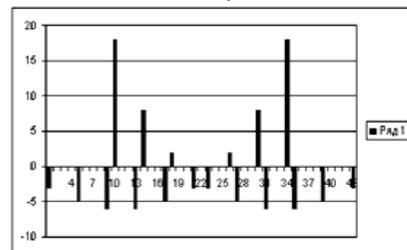
Линия Fe 1  $\lambda$  524,378 нм



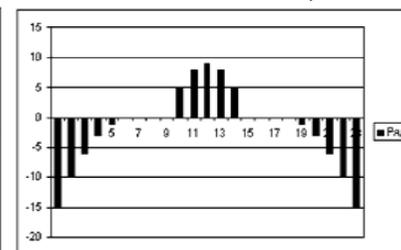
Линия Fe 1  $\lambda$  524,706 нм



Линия Fe 1  $\lambda$  524,911 нм



Линия Fe 1  $\lambda$  525,065 нм



Линия Fe 1  $\lambda$  525,30 нм

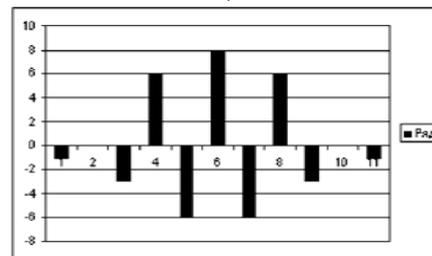


Рис.1. По оси абсцисс приведены расстояния между компонентами расщепления, пропорциональные их действительному расщеплению в магнитном поле, по оси ординат – интенсивности компонент расщепления линий в условных единицах

И, наконец, линия Fe 1  $\lambda$  524,911 нм, имеющая  $g = 0,917$  и структура расщепления третьего типа, показывает значения  $S = 0,73-0,74$  в факельной точке и  $S = 0,90-0,94$  в пятне, т. е. по сравнению с другими линиями различия максимальны. Эта же линия имеет  $\epsilon_i = 4,47$  эВ. Поэтому, одним из предположений о причинах столь существенных различий линии со сложной структурой расщепления, также может быть предположение о том, что ее профили Стокса в заметной степени подвержены влиянию постоянной затухания, существенно влияющей на форму функции Фойгта при больших значениях потенциала возбуждения нижнего уровня линий.

Рассмотрим поведение величины  $L$ . Линия Fe 1  $\lambda$  524,706 нм показывает значения  $L$  в пределах 1,00–1,05. У линии Fe 1  $\lambda$  525,065 нм значения  $L$  находятся в пределах 1,00–1,07. Линия Fe 1  $\lambda$  524,378 нм имеет  $L=0,99-1,04$ . Мы видим, что для линий второго типа расщепления различия  $L$  в случаях сложного и триплетного расщеплений невелики. Линия, имеющая первый тип расщепления – Fe 1  $\lambda$  525,303 нм – дает  $L$  в пределах 0,98–1,17, т. е. различия могут быть существенными. Наибольшие различия показывает линия третьего типа расщепления Fe 1  $\lambda$  524,911 нм:  $L = 1,07-1,22$ .

Таким образом, понятно, что измерения магнитных полей по линиям со сложным расщеплением может сопровождаться значительными систематическими ошибками, по крайней мере, для линий первого и третьего типов расщеплений. Причин, обуславливающих найденные различия, вероятно, несколько. Одну мы уже указали: это воздействие на функции Фойгта компонент постоянной затухания. Вторая – это воздействие на профили Стокса коэффициента поглощения в линии. В работе [1] нами было показано, что для линий со сложной структурой расщепления и большой эквивалентной шириной, компоненты с существенно различающейся интенсивностью становятся по величине вклада в итоговый эффективный фактор Ланде практически равноправными и для обычной сложной линии неопределенность в определении величины магнитного поля может достигать 20 %. Третий возможный вариант найденных несоответствий – магнитное усиление линий [9]. Мы проанализировали эту возможность.

«Магнитное усиление» рассмотренных линий, а именно, изменение эквивалентной ширины линии со сложным расщеплением по сравнению с триплетом, при всех остальных равных параметрах линии и поля, приведено в табл. 3.

Таблица 3

Линия $\lambda$ , нм	524,378	524,706	524,911	525,065	525,303
$W_{сф}/W_{Тф}$	0,99–1,00	1,01–1,02	1,29–1,36	1,01–1,03	1,00–1,02
$W_{сн}/W_{Тн}$	0,99–1,04	0,96–1,04	0,90–0,94	1,01–1,05	0,97–1,10

На примере линии Fe 1  $\lambda$  524,911 нм можно видеть, что эффект магнитного усиления может заметно влиять на параметры Стокса.

Выполненные расчеты показывают, что, при использовании для измерений поля линий со сложным расщеплением во многих случаях нельзя пользоваться эффективным фактором Ланде, а необходим теоретический расчет профилей Стокса используемых линий. Кроме того, возникает вопрос о проверке степени влияния на форму профилей Стокса линий со сложным расщеплением их атомных параметров.

Работа выполнена при поддержке Программы №16 Президиума РАН, совместного интеграционного проекта 07–П–СО–02–450 ДВО РАН – СО РАН и проекта 06–01–П16–59 ДВО РАН, получившего поддержку по разделу I «Конкурса проектов ДВО РАН, тематика которых соответствует программам фундаментальных исследований Президиума РАН и отделений РАН» на 2006–2008 гг..

#### ЛИТЕРАТУРА

1. Баранов А.В. Поведение экстремумов профилей Стокса магнитоактивных линий в спокойной солнечной фотосфере. // Солнечная активность и ее влияние на Землю. Владивосток: Дальнаука, 2005. С. 3–14. (Тр. УАФО; т.8, вып.8).
2. Баранов А.В., Лазарева Л.Ф. Анализ профилей Стокса спектральных линий со сложной структурой расщепления и проблема измерения магнитного поля в солнечном пятне // Солнечная активность и ее влияние на Землю. Владивосток: Дальнаука, 2006. С. 20–33. (Тр. УАФО; т.9, вып.9).

3. Гуртовенко Э. А., Костык Р. И. Фраунгоферов спектр и система солнечных сил осцилляторов. Киев: Наукова думка, 1989. 200 с.
4. Гусейнов М. Дж. Определение напряженности магнитного поля по разным линиям поглощения // Изв. КрАО. 1969. Том 39. С. 253–264.
5. Демидов М.Л., Григорьев В.М., Пещеров В.С. Стоксометрические наблюдения общего магнитного поля Солнца: возможные проявления сильных мелкомасштабных полей // Астрон. ж. 2005. Т. 82, № 7. С.628–636.
6. Ельяшевич М. А. Атомная и молекулярная спектроскопия. Москва: Государственное издательство физ. – мат. литературы, 1962. 892 с.
7. Мустель Э. Р. Звездные атмосферы. Москва: Государственное издательство физ. – мат. литературы, 1960. 444 с.
8. Обридо В.Н. Солнечные пятна и комплексы активности. М: Наука. 1985. С. 256.
9. Теплицкая Р. Б., Турчина В. Д. Магнитное усиление линий в спектрах солнечных пятен // Исследования по геомагнетизму, аэронауке и физике Солнца. 1970, вып. 10, С. 137–160.
10. Bumba V. Magnetic Fields in Sunspot Umbrae // ВАС. 1962. V. 13, № 2. P. 48–59.
11. Keller C. U., Solanki S. K., Steiner O., Stenflo J. O. Structure of solar magnetic fluxtubes from the inversion of Stokes spectra at disk center // Astronomy and Astrophysics. 1990. V. 233. No. 2. P. 583–597.
12. Kneer F. Line Profiles in Sunspots // Astron. and Astrophys. 1972. V.18, № 2. P. 39–47.
13. Kneer F. Profiles of Magnetically Split Lines in Sunspots // Astron. and Astrophys. 1972. V.18, № 2. P. 47–50.
14. Wittmann A. Computation and observation of Zeeman multiplet polarization in Fraunhofer lines III: Magnetic Field Structure of Spot Mt. Wilson 18488 // Solar Phys. 1972. V.36, № 1. P. 29–44.

*А.В. Баранов, Н.Н.Баранова, Л.Ф. Лазарева*

## **ОСОБЕННОСТИ КРОССОВЕР–ЭФФЕКТА В ПОЛУТЕНИ СОЛНЕЧНОГО ПЯТНА. РЕЗУЛЬТАТЫ НАБЛЮДЕНИЙ**

Нами проанализированы профили Стокса ряда магнитоактивных линий (спектральный диапазон  $\lambda\lambda$  621,3 – 633,7 нм) в спектре солнечного пятна группы 289 СД от 03.08.89 г.

В отличие от ранее выполненных работ, посвященных асимметрии и доплеровскому смещению линий, нами сделана попытка изучения аномалий профилей линий из анализа их профилей круговой поляризации  $\gamma_v$  и профилей интенсивности  $\gamma_I$ .

Были испробованы два подхода к анализу.

Первый – использование линий с максимальным видимым расщеплением, что дает возможность детального анализа профилей круговой поляризации и интенсивности. Подобный подход, насколько нам известно, для анализа доплеровских смещений в пятнах ранее не применялся.

Второй – использование линий, находящихся в непосредственной близости от теллурических линий атомарного кислорода, что заметно повышает точность совмещения профилей линий в спектрах ортогональных поляризаций и надежность определения лучевых скоростей.

Первый метод.

Визуальный просмотр поляризационных спектрограмм солнечных пятен показывает, что линий, имеющих видимое разделение компонент расщепления, намного больше, чем триплетных линий с большим расщеплением. На наш взгляд, за счет линий со сложным расщеплением, которые могут быть использованы, есть возможность существенно повысить информативность спектрограмм и точность измерений степени неоднородности магнитного поля. Поэтому нами была поставлена задача: изучить особенности параметров Стокса ряда магнитоактивных линий с простым и сложным расщеплением в полутени и тени солнечного пятна.

Наблюдения проводились в течение 1989 года на горизонтальном солнечном телескопе АЦУ-5 Уссурийской астрофизической обсерватории ДВО РАН в четвертом порядке спектрографа АСП-20 при обратной дисперсии 0,257 мм/нм. Использовалась поляроидная оптика, состоящая из пластинки  $\lambda/4$  и призмы Волластона, установленных непосредственно за щелью спектрографа АСП-20. Получены поляризационные спектрограммы ряда пятен в спектральной области  $\lambda\lambda$  621,0–634,4 нм. Область содержит значительное количество спектральных линий с явно видимым расщеплением. Анализ наблюдательного материала показал, что в августе 1989 года были получены качественные спектрограммы с разрешением  $\sim 1''$ , которые и были использованы для решения поставленной задачи. Отметим, что этот же наблюдательный материал был использован для измерения в пятне вертикального градиента напряженности магнитного поля [2]

Мы изучали профили круговой поляризации и интенсивности в спектре солнечного пятна группы 289 СД от 3.08.89 (площадь  $S = 580$  м. д. п.,  $g/R = 0,46$ ). Группа была долгоживущей – существовала, по-видимому, около трех оборотов и площадь в течение периода наблюдений меняла мало. Проанализированы фотогелиограммы данной группы, полученные 2, 3 и 4 августа 1989 г. на телескопе АФР-2 Уссурийской астрофизической обсерватории. Наиболее примечательным из активных процессов в группе является то, что с 3 по 4 августа произошел заметный поворот пятна по часовой стрелке, что возможно, являлось проявлением крутильных колебаний.

Всего использовано 9 магнитоактивных линий, имеющих значительный эффективный фактор Ланде  $g$  и в спектре пятна показывающих явно видимое расщепление. Из них одна (FeI  $\lambda$  630,25 нм) имеет триплетное, остальные – многокомпонентное магнитное расщепление. Данные о них сведены в таблице 1, в графах которых приведены последовательно: элемент, длина волны, потенциал возбуждений нижнего уровня, логарифм сил осцилляторов, высоты образования в пятне для модели Кнеера [8] (частично взятые из указанной работы, частично – рассчитанные нами) и в фотосфере для модели HOLMU согласно [7]. В последней графе приведен эффек-

тивный фактор Ланде, рассчитанный как средневзвешенное по интенсивности расстояние групп  $\sigma$ -компонент от центра линии по методике, применяемой в атомной и молекулярной спектроскопии. В табл. 2 последовательно даны: длина волны линии, структура зеемановского расщепления, соответствующие интенсивности компонент расщепления и эффективный фактор Ланде.

Таблица 1

Эл-т	$\lambda_i$ , нм	$E_i$ , эВ	$Lg(gf)_i$	$h_i$	$h_{ip}$	$g_i$
FeI	621,34	2,22	-2,58	-125	-306	2
FeI	621,93	2,20	-2,39	-140	-326	1,667
FeI	623,26	3,65	-1,22	15	-258	2
FeI	626,51	2,18	-2,57	-130	-316	1,583
FeI	630,15	3,65	-0,56	-110	-286	1,667
FeI	630,25	3,69	-1,14	10	-264	2,5
FeI	632,27	2,59	-2,37	-110	-285	1,5
CrI	633,01	0,94	-2,49	-205	-202	1,833
FeI	633,68	3,69	-0,75	-80	-283	2

Таблица 2

Линия $\lambda$ , нм	Структура расщепления	Интенсивности компонент	$g_{eff}$
621,34	(2), 3, 5 2	(2), 1, 1 2	2
621,93	(2, 4), 7, 9, 11, 13 -6	(2, 8), 2, 3, 3, 2 2	1,667
623,26	(0, 2), 9, 11, 13 6	(8, 6), 1, 3, 6 2	2
626,51	(1, 2, 3), 7, 8, 9, 10, 11, 12, 6	(2, 8, 18), 3, 5, 6, 6, 5, 3, 2	1,583
630,15	(2, 4), 7, 9, 11, 13 6	(2, 8), 2, 3, 3, 2 2	1,667
630,25	(0), 5 2	(1), 1 2	2,5
632,27	(0, 2, 4, 6), 9, 11, 13, 15, 17, 19, 21 12	(32, 30, 24, 14), 1, 3, 6, 10, 15, 21, 28 6	1,5
633,01	(0, 1, 2), 21, 22, 23, 24, 25 12	(18, 16, 10), 15, 10, 6, 3, 1 12	1,833
633,68	(2), 3, 5 2	(2), 1, 1 2	2

Анализ спектров пятна в области длин волн  $\lambda\lambda$  621,3–633,7 нм выполнен на сканере со слайд-адаптером. На каждой спектрограмме профили линий записывались в спектрах право- и левокруговой поляризации для восьми точек пятна (брались разрезы вдоль щели). Шаг поперек дисперсии составлял 35 пикселей, что соответствует 4,1" или 2,98 тыс. км на поверхности Солнца.

Второй метод.

Основные его отличия от первого в следующем. В области длин волн 627,0–633,7 нм отобраны спектральные линии, имеющие вблизи узкие реперные линии атомарного кислорода. Данные о них приведены в табл. 3 и 4, обозначения в которых аналогичны обозначениям в табл. 1 и 2. Здесь присутствует уже две триплетные линии – FeI  $\lambda$  627,02 нм и FeI  $\lambda$  630,25 нм, имеющие факторы Ланде, различающиеся в 5 раз (0,5 и 2,5 соответственно).

Использовались те же спектрограммы, однако были взяты фотометрические разрезы для центральной полутени. Положение разреза части полутени расположенной ближе к центру солнечного диска с точностью до нескольких пикселей соответствует точке на середине между первым и вторым разрезом для первого случая. Положение разреза в части полутени, расположенной ближе к лимбу с той же точностью соответствует середине между седьмым и восьмым разрезом для первого случая.

Сравнивая два набора использованных в работе спектральных линий, мы видим, что во втором методе линии в среднем имеют явно меньшие факторы Ланде, что может уменьшить точность измерения по ним величин напряженности магнитного поля.

Однако погрешности измерений компенсируется тем, что наличие реперных линий существенно увеличивает точность совмещения спектров ортогональных поляризаций. Кроме того, понятно, что использование при измерениях вторым методом лучевой скорости по линиям с триплетным расщеплением и малым фактором Ланде (таких, как FeI  $\lambda$  627,02 нм) позволяет получать более точные данные.

Результаты анализа профилей приводятся дальше.

В спектре части полутени, расположенной ближе к лимбу, хорошо заметны следующие особенности параметров Стокса. Профи-

Таблица 3

Таблицы линий, использованных в первом методе

Эл-т	$\lambda_i$ , нм	$E_i$ , эВ	$Lg(gf)_i$	$h_i$	$h_p$	$g_i$
FeI	627,02	2,86	-2,64	-15	-224	0,5
FeI	628,06	0,86	-4,37		-304	1,45
FeI	629,10	4,73	-0,69		-192	1,5
FeI	629,78	2,22	-2,74		-300	1,0
FeI	630,15	3,65	-0,56	-	-286	1,667
FeI	630,25	3,69	-1,14	110	-264	2,5
NiI	631,47	1,93		10		1,25
FeI	631,58	4,07	-1,75		-177	1,125

Таблица 4

Таблицы линий, использованных во втором методе

Линия $\lambda_{\text{с}}$ нм	Структура расщепления	Интенсивности компонент	$g_{\text{eff}}$
627,02	(0), 1 2	(1), 1 2	0,5
628,06	(1,2,3,4,5), 10, 11, 12, 13, 14, 15... 19 10	(2,8,18,32,50), 5, 9, 12, 14, 15, 15, 14, 12, 9, 5 2	1,45
629,10	(0, 1, 2), 6, 7, 8, 9, 10 6	(18, 16, 10), 15, 10, 6, 3, 1 2	1,5
629,78	(0, 2), 1, 3, 5 6	(8, 6), 6, 3, 1 2	1
630,15	(2, 4), 7, 9, 11, 13 6	(2, 8), 2, 3, 3, 2 2	1,667
630,25	(0), 5 2	(1), 1 2	2,5
631,47	(1, 2), 1, 2, 3, 4 2	(2, 8), 2, 3, 3, 2 2	1,25
631,58	(1, 2, 3, 4), 1, 2, 3, 4, 5, 6, 7, 8 4	(2, 8, 18, 32), 4, 7, 9, 10, 10, 9, 7, 4 2	1,125

ли интенсивности в большей части практически симметричны относительно центров линий, за исключением тех частей профилей, которые находятся в самом центре линий. В этих местах «красная» часть профиля, как правило, несколько глубже «фиолетовой». Поведение  $g_v$ -профилей в полутени оказалось различным для разных линий, что можно видеть из рис.1, где приведены соответствующие

профили круговой поляризации для нескольких линий второй из указанных групп (табл. 3 и 4).

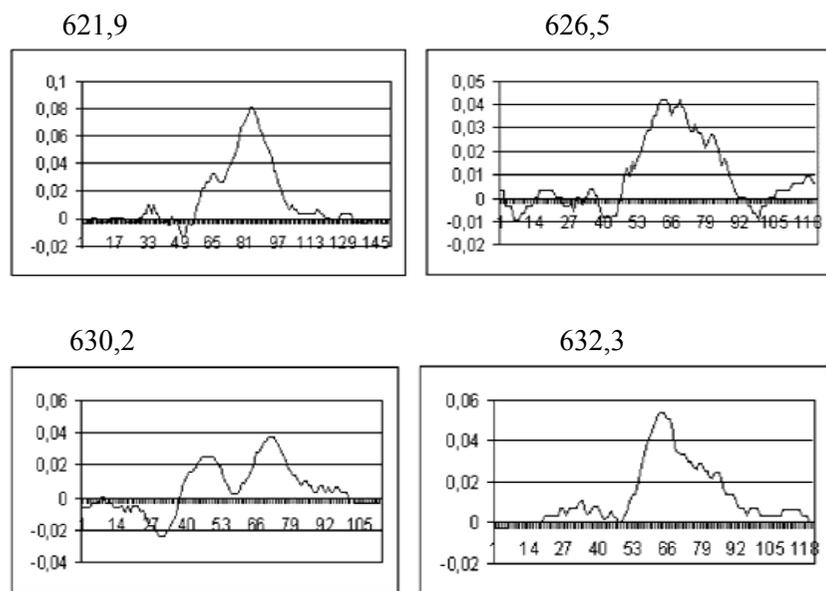


Рис.1. Профили  $g_V$  Стокса линий в дальней от центра диска Солнца полутени пятна. По оси абсцисс показана длина волны в пикселах (1 пиксел = 4,56 мÅ), по оси ординат – интенсивность в процентах

Анализ показал, что линии FeI  $\lambda\lambda$  621,93, 626,51 и 632,27 нм, а также линия CrI  $\lambda$  633,01 нм показывают искажения, заключающиеся в том, что  $g_V$ -профили имеют пики в центре линии, а пики, соответствующие  $\sigma$ -компонентам в пределах ошибок отсутствуют, хотя небольшие и неглубокие участки  $g_V$ -профилей другого знака, чем центральный компонент, в местах возможного нахождения  $\sigma$ -компонент есть. Отметим, что вероятное положение  $\sigma$ -компонент найдено, исходя из оценок величин магнитного поля, полученных по остальным 5 линиям. Для остальных 5 линий формы  $g_V$ -профилей близки к обычным, хотя и на всех этих  $g_V$ -профилях отмечена явные отклонения от теории (в классическом случае  $g_V$ -

профиль линии антисимметричен относительно ее центра). Их можно объяснить наличием ошибки, связанной с неточностью определения интенсивности непрерывного спектра («смещение нуля-пункта») и действием на  $g_V$ -профили вращения плоскости поляризации.

Для объяснения такой формы  $g_V$ -профилей четырех вышеотмеченных линий необходимо предположить, что имеет место фазовый сдвиг на зеркалах. В результате этого при близком к чисто поперечному магнитном поле происходит «просачивание» в спектры круговых поляризаций  $g_Q$ -профиля (профиля линейной поляризации). Но в этом случае подобную картину показывали бы и остальные 5 линий. Кроме того, поскольку отклонения от теоретически рассчитанных профилей у разных линий различно, необходимо принимать для разных линий разные углы фазового сдвига на зеркалах. Поэтому инструментальная поляризация может объяснить эффект лишь частично.

Вероятное объяснение эффекта в том, что в данном участке пятна мы имеем наложение профилей, возникающих в образованиях с разным магнитным полем и разными лучевыми скоростями, в результате чего линии с разной величиной расщепления показывают различные  $g_V$ -профили [6,7].

На рис.2 приведены  $g_V$ -профили Стокса нескольких линий на границе тень-полутень (набор линий из табл. 3 и 4, разрез 7). Можно видеть, что линии показывают картину, более близкую к классической, хотя у всех линий, а в особенности у указанных четырех, есть заметные отклонения  $g_V$ -профиля от антисимметрии.

В части полутени, близкой к центру солнечного диска отмечен другой эффект – при почти антисимметричном параметре круговой поляризации в 82% случаев «фиолетовые»  $\delta$ -компоненты линий имеет большую глубину, за счет чего  $g_V$ -профиль становится явно несимметричным относительно центра линий. Это можно видеть на рис. 3, где приведены профили круговой поляризации и интенсивности для нескольких линий первой группы.

Мы видим, что картина совершенно не совпадает с той, которая наблюдается в участке полутени, обращенной к лимбу. Асимметрия  $g_V$ -профиля хорошо выражена у линий FeI  $\lambda\lambda$  628,06,

629,10, 630,15, 630,25 и 531,58 нм. Отметим, что такую же картину показывает линия Fe I  $\lambda$  631,53 нм, не вошедшая в наши списки по той причине, что она имеет в красном крыле выраженную бленду. Остальные три, имеющие меньший фактор Ланде по сравнению с вышеперечисленными линиями, асимметрии  $g$ -профиля в ядрах линий не показывают. Однако у них есть общая особенность – их «фиолетовые» крылья заметно сильнее «красных». Особенно хорошо это заметно по линии Fe I  $\lambda$  627,02 нм, имеющей самый маленький ( $g = 0,5$ ) фактор Ланде из всех рассматриваемых линий.

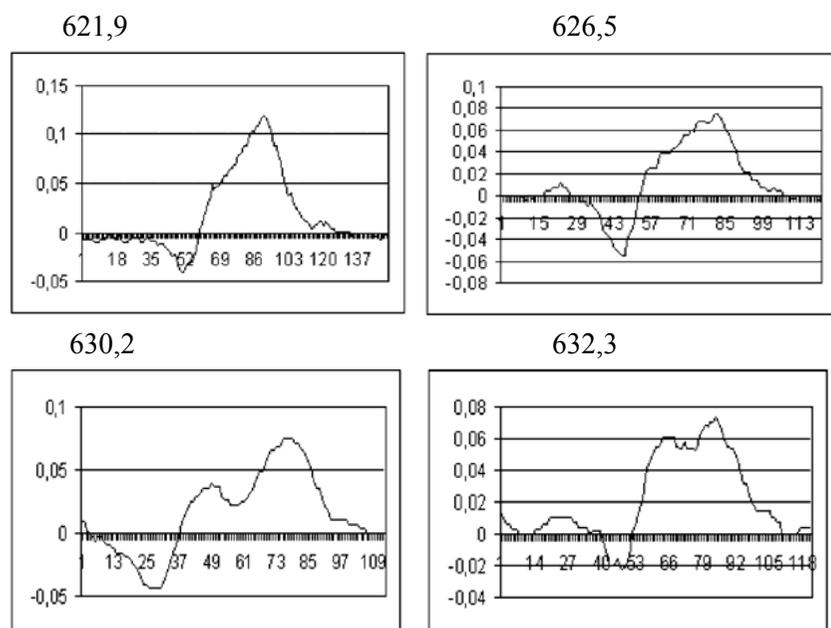


Рис.2. Профили  $g_v$  для линий в пятне на границе тень–полутень. По оси абсцисс показана длина волны в пикселах (1 пиксел = 4,56 мÅ), по оси ординат – интенсивность в процентах

Это не может быть объяснено наличием у линий бленд – слишком маловероятно, чтобы все выбранные линии имели бы блендированные «фиолетовые» крылья. Обращает на себя внимание

и то, что подобной особенности у рассматриваемых в работе линий в точках полутени, расположенных ближе к лимбу, не отмечается. Мы считаем, что эта картина может быть объяснена только наличием в первом и отсутствии во втором случае значительных лучевых скоростей в указанных участках полутени.

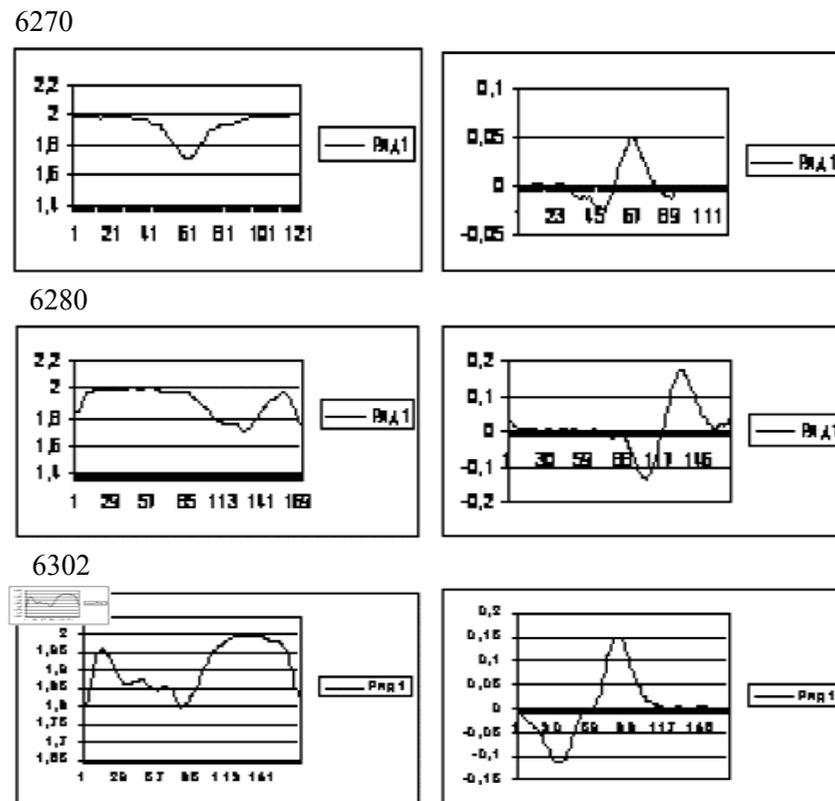


Рис. 3. Параметры Стокса: логарифм интенсивности (слева) и круговой поляризации для верхнего разреза. По оси абсцисс показана длина волны в пикселах (1 пиксел = 4,56 мÅ), по оси ординат – интенсивность в процентах для  $g_v$ -профилей и логарифм интенсивности  $lgI$  для  $g_r$ -профилей. Набор линий согласно табл. 3 и 4

Следовательно, асимметрия параметра интенсивности может быть объяснена предположением о наличии в верхних слоях диапазона эффективного образования линий потоков вещества с характерными скоростями несколько километров в секунду и явно малым магнитным полем. Ситуация, в общем, сходна с эффектом Эвершеда, при объяснении которого обычно предполагается наложение друг на друга двух полей скоростей. В то же время, найденные особенности – неантисимметричный  $v$ -профиль и почти симметричный  $r$ -профиль в участке полутени ближе к лимбу, а также симметричный  $v$ -профиль и несимметричный  $r$ -профиль в участке полутени ближе к центру диска попадают под классификацию как два разных типа кроссовер-эффекта [7].

Можно сделать несколько предварительных выводов.

Первое – пятно находилось на спокойной фазе развития и являлось достаточно типичным представителем этого класса активных явлений. Следовательно, кроссовер-эффект в том виде, в котором мы его наблюдали, может быть вполне типичным явлением для пятен.

Второе – поскольку картина симметрии одного и антисимметрии другого профиля Стокса, сохраняя в основном подобие для всех линий, в то же время сильно меняется, можно предполагать, что оптическая толщина поля скоростей, вызывающего асимметрии, сравнима с диапазоном оптических глубин образования используемых линий.

Для того, чтобы исказить крыло магнитоактивной линии, в полутени необходимы лучевые скорости порядка нескольких километров в секунду, что характерно как для кроссовер-эффекта, так и для эффекта Эвершеда [3].

Непосредственно из рис.4, анализируя  $v$ -профили линий, можно видеть, что движущийся со значительной скоростью компонент компактен (не «размазан» по длине волны), т.к. не расширены «фиолетовые» пики  $v$ -профилей. Следовательно, величина магнитного поля в движущейся части вещества такова, что величина расщепления используемых линий меньше, чем их доплеровская полуширина [1].

Работа выполнена при поддержке Программы №16 Президиума РАН, совместного интеграционного проекта 07\_II\_CO\_02–450 ДВО РАН – СО РАН и проекта 06\_01\_П16\_59 ДВО РАН, получившего поддержку по разделу I «Конкурса проектов ДВО РАН, тематика которых соответствует программам фундаментальных исследований Президиума РАН и отделений РАН» на 2006 – 2008 гг.

## ЛИТЕРАТУРА

1. Баранов А.В. Поведение экстремумов профилей Стокса магнитоактивных линий в спокойной солнечной фотосфере // Солнечная активность и ее влияние на Землю. Владивосток: Дальнаука, 2005. С. 3–14. (Тр. УАФО; т.8, вып.8).
2. Баранов А.В., Лазарева Л.Ф. Анализ профилей Стокса спектральных линий со сложной структурой расщепления и проблема измерения магнитного поля в солнечном пятне // Солнечная активность и ее влияние на Землю. Владивосток: Дальнаука, 2006. С. 30–33. (Тр. УАФО; т.8, вып.8).
3. Брей Р., Лоухед Р. Солнечные пятна. Москва: Мир, 1967. 384 с.
4. Бумба В. Результаты исследования эффекта Эвершеда одиночных солнечных пятен // Известия КрАО. 1960. Т. 23. С. 212–252.
5. Гуртовенко Э. А., Костык Р. И. Фраунгоферов спектр и система солнечных сил осцилляторов. Киев: Наукова думка, 1989. 200 с.
6. Гусейнов М. Дж. О природе кроссовер-эффекта в спектрах солнечных пятен // Изв. КрАО. 2002. Т. 98. С. 17–26.
7. Обридо В.Н. Солнечные пятна и комплексы активности. М: Наука. 1985. 256 с.
8. Kneer F. Line Profiles in Sunspots // Astron. and Astrophys. 1972. V.18, № 2. P. 39–47.

*А.В. Баранов, Н.Н. Баранова, Л.Ф. Лазарева*

### **АНАЛИЗ АСИММЕТРИИ ПРОФИЛЕЙ МАГНИТОАКТИВНЫХ ЛИНИЙ В СПЕКТРЕ СОЛНЕЧНОГО ПЯТНА**

Нами анализировались профили круговой поляризации ( $r_v$ -профили) и остаточные интенсивности ( $r_l$ -профили) ряда магнитоактивных линий в диапазоне  $\lambda\lambda$  621,3 – 633,7 нм по спектрограммам солнечного пятна группы 289 СД от 03.08.89 г, уже использовавшиеся нами в [2]. Направление щели спектрографа было почти параллельно солнечному радиусу.

В процессе работы обнаружено, что в полутени пятна  $r_l$ - и  $r_v$ -профили показывают картину, не соответствующую следующему из теории образования линий случаю симметрии  $r_l$ -профиля и антисимметрии  $r_v$ -профиля.

Найденные особенности – неантисимметричный  $r_v$ -профиль и почти симметричный  $r_l$ -профиль в участке полутени ближе к лимбу, а также симметричный  $r_v$ -профиль и несимметричный  $r_l$ -профиль в участке полутени ближе к центру диска попадают под классификацию как два разных типа кроссовер-эффекта [1,6].

Совокупность наблюдательных данных позволяет предполагать, что в полутени пятна присутствует компонент с небольшим магнитным полем и значительными лучевыми скоростями.

Попытаемся дать количественную оценку найденных особенностей.

Для анализа ситуации воспользуемся следующим приемом.

Поскольку форма  $r_v$ -профиля линий в части полутени, обращенной к центру диска Солнца, близка к теоретической, антисимметричной, предположим, что это и есть истинный  $r_v$ -профиль, которому должен соответствовать истинный симметричный  $r_l$ -профиль. Мы знаем, что у используемых спектральных линий более глубоким является «фиолетовое» крыло, где, собственно, и находится слабый компонент. Считая «красную» половину профиля ли-

нии неискаженной частью  $r_l$ -профиля, можно восстановить истинный полный профиль интенсивности. Разность между восстановленным и наблюдаемым профилем будет давать нам информацию о «добавке», которую привносит в профиль линии движущийся компонент.

Возможны два метода реализации этого приема.

Первый – предположение, что точка  $r_v=0$  является истинным центром, как это следует из теории образования линий в магнитном поле. Однако существует множество свидетельств того, что практически во всех солнечных активных образованиях, имеющих измеряемые магнитные поля,  $r_v$ -профили не антисимметричны, причем, как правило, глубже именно «фиолетовый» пик  $r_v$ -профиля. Подобна ситуация вполне типична для солнечной фотосферы. Так, в работе [9] приведены глубины «фиолетовых» и «красных» пиков  $r_v$ -профилей 59 спектральных линий, нормированные на соответствующие глубины  $r_v$ -профилей линии FeI  $\lambda$  525,0.2 нм. Результаты получены для флоккула и спокойной фотосферы. Анализ таблиц работы показывает, что в 86.4% случаев «фиолетовый» пик  $r_v$ -профилей глубже «красного». Учитывая то, что профили Стокса во флоккуле и спокойной фотосфере обязаны своим параметрам преимущественно неразрешенным мелкомасштабным элементам с сильным магнитным полем, можно предполагать, что ситуация аналогична той, которая наблюдается в полутени. Усиление «фиолетового» пика  $r_v$ -профиля приводит к тому, что точка  $r_v=0$  будет смещаться в коротковолновую часть спектра. В результате, есть вероятность того, что наши результаты будут обременены систематической ошибкой, величину которой, вообще говоря, практически невозможно оценить напрямую. Тем не менее, указанная процедура была нами выполнена и соответствующие профили для части линий построены.

Второй метод – использовать предположение о том, что наблюдаемые пики  $r_v$ -профилей являются истинными. Это подтверждается тем, что они, по крайней мере, у большинства линий, почти антисимметричны. В этом случае мы достаточно уверенно определяем положение пиков  $r_v$ -профилей по длине волны и, как следствие, находим центр линии как точку, соответствующую положению се-

редины отрезка соединяющего пики  $r_v$ -профиля. Определив по  $r_v$ -профилю центр неискаженной различными факторами линии, строим симметричный относительно этого центра параметр интенсивности.

Мы сравнили результаты симметризации  $r_1$ -профиля, выполненной двумя указанными методами. В принципе, они дают одинаковый качественный результат – наличие в «фиолетовом» крыле смещенного доплеровской скоростью слабого профиля. Однако, в случае, когда за центр линии принимается точка, где  $r_v=0$ , форма восстановленного  $r_1$ -профиля отличается от обычной. В частности,  $r_1$ -профиль линии FeI  $\lambda$  627,02 нм, имеющей малое расщепление в тени пятна, не говоря уже о полутени, с хорошей точностью может быть аппроксимирован формулой Миннарта, полученной из решения уравнения переноса излучения в линии для модели атмосферы Милна-Эддингтона [7] в среде без магнитного поля:

$$r_1(v) = 1/(1 + \eta_0 \cdot H(a, v)),$$

где  $\eta_0$  – отношение коэффициента поглощения в центре линии к коэффициенту поглощения в непрерывном спектре (принято  $\eta_0 = \text{const}$ ),  $H(a, v)$  – функция Фойгта, зависящая от постоянной затухания « $a$ » и расстояния от центра линии, выраженного в единицах доплеровской полуширины – « $v$ ». Если  $a \approx 0$ , функция Фойгта совпадает с обычной гауссианой. В этом случае профиль линии имеет характерную форму, которую можно видеть у многих линий в фотосфере [5]. Для случая слабой линии ( $\eta_0 < 1$ ) указанный профиль также близок к гауссиане. Последнее может быть критерием – достаточно грубым – для оценки правильности полученного после симметризации  $r_1$ -профиля линии. Это относится и к другим спектральным линиям, имеющим фактор Ланде, близкий к 1 и не показывающих на  $r_1$ -профиле явных особенностей, связанных с расщеплением линии в магнитном поле. Сказанное поясняет рис.1. где приведены  $r_1$ -профили нескольких спектральных линий для момента времени 4:36 03.08.1989 г., исправленных двумя указанными методами. Использован спектр полутени, расположенной ближе к центру солнечного диска. Все линии, кроме двух (FeI  $\lambda\lambda$  627,02 и

629,78 нм) показывают сходную в обоих методах картину симметризации и выделения из общего профиля слабого компонента. В случае линии FeI  $\lambda$  629,78 нм картина соответствует неодинаковому положению по длине волны точки  $r_v=0$  и точки на середине отрезка, соединяющей пики  $r_1$ -профиля. В результате, профиль линии, исправленный первым методом, мало похож на гауссиану. Это свидетельствует о том, что истинный центр линии и центр, найденный из условия  $r_v=0$ , не совпадают. Можно видеть, что подобная, но значительно менее выраженная картина отмечается и на  $r_1$ -профиле линии FeI  $\lambda$  629,10 нм. Эти обстоятельства свидетельствуют в пользу второго метода, которым для всех линий, кроме FeI  $\lambda$  627,02 нм, мы будем пользоваться в дальнейшем. Для линии FeI  $\lambda$  627,02 нм выбранная нами методика работает плохо. Дело в том, что из-за маленького ( $g = 0,5$ ) фактора Ланде  $r_v$ -профиль линии измеряется с ошибкой, большей, чем у всех остальных линий и точность симметризации профиля интенсивности резко падает. Однако, эта линия остается, пожалуй, самой удобной линией для измерения лучевых скоростей. Ее ядро ( $a$  точнее,  $r_1$ -профиль), из-за того, что слабый компонент имеет значительную лучевую скорость, не искажено, и центр линии корректно определяется как центр ее доплеровского ядра. Влияние слабого компонента наглядно показано на рис.1, где со всей очевидностью видно, что фиолетовое крыло линии FeI  $\lambda$  627,02 нм явно глубже синего. Выделение наблюдаемого слабого компонента, внешне похожего на «флажок Бумбы» [4], подобным методом, явно надежнее, чем по линиям со средним ( $1 < g < 1,5$ ) фактором Ланде, с помощью предложенной нами методики, основанной на анализе  $r_1$ -профиля линии.

Однако, поскольку одной из дальнейших задач должно быть изучение изменения с высотой наблюдаемой лучевой скорости, использование остальных линий необходимо.

Отметим, что рассмотрение профилей интенсивности линий в спектрах участков полутени, расположенных ближе к лимбу, показывает, что искажения фиолетовой части линий отсутствуют. Более того, в значительной части случаев в этой части полутени более глубоким является уже красное крыло линий.

Пользуясь полученными с помощью предложенного метода данными, мы можем рассчитать два параметра, характеризующих смещенный компонент. Это лучевая скорость  $V_d$  (км/с), соответствующая смещению компонента по длине волны, и отношение глубины компонента к глубине линии  $D$ . Последнее, в случае двухкомпонентной модели пятна, характеризует величину вклада движущихся структур в общий профиль линий, который в большей части определяется излучением от той части вещества пятна, где отмечены сильные магнитные поля и практически нулевые доплеровские смещения.

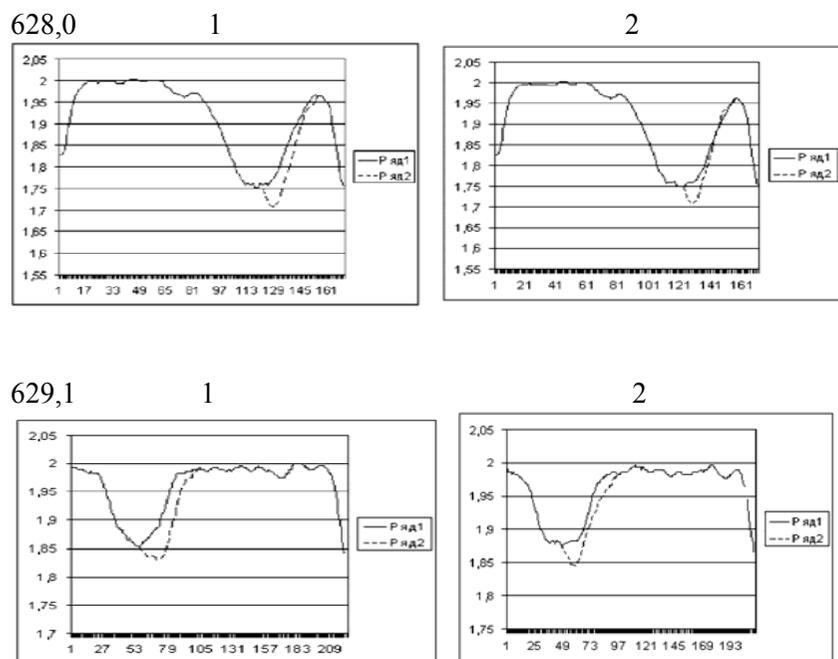


Рис. 1. Сравнение метода, использующего предположение о том, что точка  $\gamma_v=0$  является истинным центром линии (обозначено цифрой 1) и метода, использующего предположение о том, что центром линии является ее середина между пиками  $\gamma_v$ -профилей (обозначено цифрой 2). По оси абсцисс одно деление (пиксел) соответствует  $4,56 \text{ \AA}$  для длины волны  $630,25 \text{ нм}$ . По оси ординат приведены логарифмы интенсивности линий  $\lg I$ . Сплошной показан профиль линии, полу-

чающийся в результате симметризации, пунктиром – искажение профиля интенсивности движущимся компонентом

В табл. 1 приведены величины лучевой скорости и отношения глубин для указанных линий для спектрограмм, полученных в 4:36 и 4:40 03.08.1989 г. Индексом «с» обозначены данные для разрезов в полутени ближе к центру диска Солнца, индексом «l» – в части полутени, более близкой к лимбу.

Таблица 1

№	$\lambda_0$ , нм	4:36, с		4:40, с		4:36, l		4:40, l	
		$V_d$ км/с	D	$V_d$ км/с	D	$V_d$ км/с	D	$V_d$ км/с	D
1	627,0	4,5	0,09	3,7	0,18	0	0,08	-1,2	0,03
2	628,1	2,8	0,23	3,0	0,16	0	0	3,9	0,14
3	629,1	2,9	0,17	4,5	0,24	0,8	0,07	0	0,05
4	629,8	3,5	0,19	3,9	0,10	-1,2	0,05	0	0,05
5	630,1	3,4	0,13	4,6	0,11	2,6	0,06	-3,6?	0,05
6	630,2	4,3	0,29	3,3	0,31	-2,9	0,14	-2,5	0,11
7	631,5	1,2?	0,09	2,7	0,12	0	0,05	-1,9	0,04
8	631,6	2,8	0,14	2,6	0,18	-1,1	0,05	2,0?	0,08
		3,2	0,15	3,5	0,18	-0,2	0,06	-0,4	0,06

Анализируя данные табл. 1, можно видеть, что величины  $V_d$  и  $D$  имеют значительный разброс. Тем не менее видно, что для части полутени, обращенной к центру диска, все значения  $V_d$  положительны, а в количественном отношении находятся в пределах 2,6–4,6 км/с при средних значениях 3,2–3,5 км/с. Сразу отметим, что в табл. 1 со знаком «?» приведены сомнительные значения величин. Также, неуверенные значения  $V_d$  дают те профили линий, для которых значения  $D \leq 0,05$ . Наиболее вероятных причин малости  $D$  несколько. Это может быть малый вклад областей со слабым магнитным полем в образование суммарного профиля интенсивности линий. Вполне возможно, что потоки вещества в области малого магнитного поля имеют значительную скорость, но она направлена практически перпендикулярно к лучу зрения, вследствие чего и не выявляется при анализе профилей линий. Рассмотрение профилей, приведенных на рис.2, позволяет предположить еще одну интерес-

ную возможность. Линия FeI  $\lambda$  627,02 нм показывает изменение знака разности глубин фиолетового и красного крыла. Часть получаемого при вычитании крыльев профиля, расположенного ближе к центру линии, показывает наличие лучевой скорости, направленной от наблюдателя и имеющей величину  $\sim 1$  км/с. Вероятно, мы видим здесь проявление обычного эффекта Эвершеда. При этом исправление  $V_d$  с учетом проекции дает скорость движения вещества  $\sim 2$  км/с, т.е. типичные для эффекта Эвершеда значения. Второй пик показывает наличие лучевых скоростей, направленных к наблюдателю и имеющих величину  $\sim 2$  км/с.

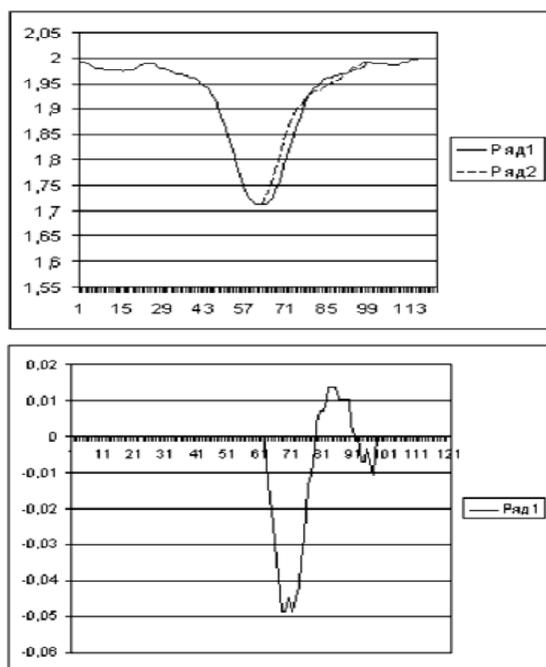


Рис. 2. Профиль интенсивности линии FeI  $\lambda$  627,02 нм и величина D. Получены в  $4^h 40^m$  03.08.89 г в части полутени, близкой к лимбу. Слева приведен логарифм интенсивности  $\lg I$ , справа – D. Сплошной показан профиль линии, получающийся в результате симметризации, пунктиром – искажение профиля интенсивности движущимся компонентом

Рассмотрение профилей линий в части полутени со стороны лимба показывает, что почти для всех линий лучевая скорость меньше, чем в части полутени, близкой к центру. Более того, ряд линий показывает нулевые или малые отрицательные значения лучевой скорости. Наиболее надежная линия, FeI  $\lambda$  630,25 нм, уверенно показывает отрицательные значения лучевой скорости с величиной 2,5–2,9 км/с. Средние значения лучевой скорости составляют  $-(0,2-0,4)$  км/с. При этом напряженности магнитного поля в данных участках полутени очень близки к величине поля в полутени со стороны центра диска, т.е. физические условия в этих участках одинаковы, по крайней мере в областях с сильным магнитным полем. Следует отметить, что в половине случаев для указанных линий в этом случае значения  $D \leq 0,05$ , т.е. эти данные неуверенны. Тем не менее, оставшаяся часть линий результат подтверждает

Представилось интересным выяснить, как найденные особенности проявляют себя в тени солнечного пятна. С этой целью для линий, использованных в первом методе, выполнены фотометрические разрезы поперек дисперсии, захватывающие как тень, так и полутень пятна. Результаты сведены в табл. 2. В первой графе табл. 2 приведены номера линий в соответствие с табл.1, во второй – номера фотометрических разрезов. Приведенная во второй графе величина  $N_v$  – это выраженное в эрстедах расстояние пика  $r_v$ –профиля от центра линии.  $N_v$  в пятне, как правило, несколько выше напряженности магнитного поля  $H$ , и только в случае продольного поля или при больших  $H$  можно считать, что  $N_v \approx H$  [8].

Проанализируем полученные данные.

Предварительно отметим, что первые приведенные разрезы соответствуют полутени (1 и 8) и границе тень–полутень(2 и 7), остальные относятся к тени. Видно, что для части полутени, обращенной к центру диска, все значения  $V_d$  положительны, имеют большой разброс, а в количественном отношении находятся в пределах 2,4–5,0 км/с при среднем значении 3,8 км/с. Для участка на границе тень–полутень, обращенной к центру диска, значения  $V_d$  тоже положительны, а в количественном отношении находятся в пределах 3,3–4,9 км/с при среднем значении 4,1 км/с.

Таблица 2

Линия	№	$H_v, \text{Э}$	$V_d$ км/с	D	Линия	$H_v, \text{Э}$	$V_d$ км/с	D	Линия	$H_v, \text{Э}$	$V_d$ км/с	D
	1	2220	4,5	0,30	2	2330	3,7	0,29	3	2120	2,4	0,17
	2	2520	4,7	0,31		2660	3,9	0,34		2330	4,9	0,34
	3	2980	3,5	0,36		3090	3,9	0,32		2640	5,1	0,17
	4	3040	4,8	0,10		3110	2,6	0,05		2770	4,7	0,26
	5	3070	2,7	0,28		3150	4,5	0,12		2640	5,5	0,18
	6	3180	3,1	0,31		3100	4,3	0,14		2640	4,0?	0,05
	7	2950	4,4	0,29		2950	3,3	0,24		2620	-4,0	0,10
	8	2210	-1,0	0,06		2870	4,1?	0,12		2430	-3,7	0,10
4	1	2360	3,7	0,33	5	2320	3,8	0,15	6	2080	3,3	0,40
	2	2390	3,3	0,26		2590	4,1	0,20		2420	4,2	0,45
	3	3010	2,1	0,14		3020	4,3	0,16		2760	4,6	0,39
	4	3130	4,1?	0,05		3280	4,3	0,29		2780	3,9	0,32
	5	3250	3,8	0,14		3280	4,8	0,21		2800	3,7	0,21
	6	2930	4,0	0,14		3110	4,3	0,29		2860	3,4	0,17
	7	2750	3,2	0,07		2940	1,3	0,06		2570	-2,0	0,09
	8	—	2,7	0,09		2760	2,1	0,14		2135	1,6	0,09
7	1	2120	3,1	0,29	8	2590	4,3	0,24	9	2560	5,0	0,29
	2	2520	3,5	0,25		2960	4,2	0,30		2700	3,8	0,20
	3	2760	2,7	0,22		3300	4,2	0,34		3390	5,0	0,15
	4	3110	4,5	0,33		3380	4,2	0,25		3400	5,4	0,28
	5	3020	4,2	0,19		3280	4,3	0,27		3330	4,7	0,35
	6	2900	4,0	0,18		2630	3,5	0,19		3270	6,1	0,19
	7	3200	4,2	0,10		2330	1,2?	0,05		2970	4,5?	0,11
	8		3,2	0,05		1980	3,8	0,19		2210	0	0?

В части полутени, расположенной дальше от центра диска, значения  $V_d$  в количественном отношении находятся в пределах от -4,1 до 4,4 км/с при среднем значении -0,2 км/с. Для участка на границе тень-полутень, обращенной к лимбу, значения  $V_d$  в количественном отношении находятся в пределах -4,5–3,8 км/с при среднем значении 0,52 км/с.

Проанализировано распределение лучевой скорости в тени пятна. Если отбросить два сомнительных случая, величины  $V_d$  положительны, находятся в пределах 2,6–5,5 км/с при среднем значении

4,3 км/с. Налицо то, что в тени пятна возможны лучевые скорости той же, а может быть даже несколько большей величины, чем в полутени и на границе тень-полутень.

В табл. 3 приведены соответствующие средние величины  $V_d$  (км/с) и D для всех восьми разрезов. Усредненная картина показывает, что выделенные профили слабого компонента в тени пятна и в части полутени имеют примерно одинаковую лучевую скорость,  $\approx$  4 км/сек. В то же время, на границе тень-полутень и в части полутени расположенной ближе к лимбу скорость резко падает и, возможно, даже меняет знак.

Таблица 3

№	1	2	3	4	5	6	7	8
$V_d$ км/с	3,8	4,1	3,9	4,1	4,2	4,2	0,6	-0,2
D	0,27	0,29	0,25	0,20	0,22	0,18	0,12	0,09

Из полученных данных можно сделать несколько выводов.

Первый касается степени надежности полученных данных. Во время анализа профилей выяснилось, что наиболее надежной является картина, получаемая по линиям FeI  $\lambda\lambda$  627,02 и 630,25 нм. Линия FeI  $\lambda$  630,25 нм дает надежные результаты из-за хорошей точности определения  $g_v$ -профилей. Линия FeI  $\lambda$  627,02 нм удобна для определения лучевой скорости за счет того, что она имеет фактор Ланде  $g = 0.5$ . В результате, ее профиль интенсивности  $I_1$  даже при значительных величинах напряженности магнитного поля является достаточно узким для того, чтобы в результате доплеровского смещения искомая часть профиля проявлялась в ее крыле. Наиболее сложным является определение характеристик профилей Стокса для линий с  $1.0 \leq g \leq 1.5$ . Основной причиной трудности является то, что максимум глубины слабого компонента приходится как раз на участок наибольшей крутизны профилей интенсивности используемых линий. В результате, даже относительно небольшие ошибки совмещения профилей ортогональных поляризааций этих линий могут приводить к заметным ошибкам в определении профилей. Как назло, заметная часть линий, находящихся вблизи кислородных реперов, имеют как раз такой фактор Ланде (см. табл. 1 и 2). Тем не

менее, во всех случаях эти линии подтверждают результаты, полученные по линиям с большим фактором Ланде.

Анализ данных показывает, что «фиолетовая» асимметрия, прослеживаемая в ядре и разрезах части полутени, более близкой к лимбу, достаточно плавно переходит в почти симметричную картину для параметра интенсивности и характерную для кроссовер-эффекта картину для параметра круговой поляризации. Общая картина – это явная связь найденных потоков вещества, кроссовер-эффекта и эффекта Эвершеда [3], т. е. существует наложение и, возможно, взаимодействие трех типов вещества с разным магнитным полем и разными скоростями.

Анализ профилей выявленного в работе слабого компонента показывает, что реального расщепления в нем мы не видим. Это может быть связано с тем, что в потоке вещества имеется почти параллельное поверхности и, соответственно, почти перпендикулярное лучу зрения, магнитное поле, в котором отдельные компоненты расщепления линии не разрешаются. Однако, примерно в 15% случаев, параметр круговой поляризации показывает и явно видимое расщепление, соответствующее слабому компоненту. Оценка величины поля по расстоянию между выделенными указанными выше методами пиками слабого компонента позволяет предположить, что в движущейся среде присутствует магнитное поле с напряженностью, составляющей  $\approx 0.4-0.5$  от напряженности магнитного поля тени пятна. Это очень хорошо согласуется с результатами В.Н.Обридко [9], которым показано, что в пятне присутствует слабый компонент с явно меньшим полем, чем в темном компоненте тени пятна.

Работа выполнена при поддержке Программы №16 Президиума РАН, совместного интеграционного проекта 07\_П\_СО\_02-450 ДВО РАН – СО РАН и проекта 06\_01\_П16\_59 ДВО РАН, получившего поддержку по разделу I «Конкурса проектов ДВО РАН, тематика которых соответствует программам фундаментальных исследований Президиума РАН и отделений РАН» на 2006 – 2008 гг.

## ЛИТЕРАТУРА

1. Баранов А.В., Баранова Н.Н., Лазарева Л.Ф. Особенности кроссовер-эффекта в полутени солнечного пятна. Результаты наблюдений // Солнечная активность и ее влияние на Землю. Владивосток: Дальнаука, 2008. С. (Тр. УАФО, т. 11, вып. 11).
2. Баранов А.В., Лазарева Л.Ф. Анализ профилей Стокса спектральных линий со сложной структурой расщепления и проблема измерения магнитного поля в солнечном пятне // Солнечная активность и ее влияние на Землю. Владивосток: Дальнаука, 2006. С. 20–33 (Тр. УАФО, т. 9, вып. 9).
3. Брей Р., Лоухед Р. Солнечные пятна. Москва: Мир, 1967. 2...с.
4. Бумба В. Результаты исследования эффекта Эвершеда одиночных солнечных пятен // Известия КрАО. 1960. Вып. 23. С. 212–252.
5. Гуртовенко Э. А., Костык Р. И. Фраунгоферов спектр и система солнечных сил осцилляторов. Киев: Наукова думка, 1989. 200 с.
6. Гусейнов М. Дж. О природе кроссовер-эффекта в спектрах солнечных пятен // Изв. КрАО. 2002. Т. 98. С. 17–26.
7. Григорьев В.М., Демидов М.Л., Пещеров В.С., Жигалов В.В. Кроссовер-эффект в спектре Солнца как звезды. 2002
8. Мустель Э. Р. Звездные атмосферы. Москва: Государственное издательство физ. – мат. литературы, 1960. 444 с.
9. Обридко В.Н. Солнечные пятна и комплексы активности. М: Наука. 1985. С. 256.
10. Solanki S. K., Pantellini F.G.E., Stenflo J.O. Lines in the Wavelength  $\lambda\lambda$  4300–6700 Å with Large Stokes V Amplitudes Outside Sunspots // Solar Phys. 1987. V.107, №1, P. 57–61

*Д.В. Ерофеев*

## ПОЛЯРИЗАЦИЯ НИЗКОЧАСТОТНЫХ АЛЬВЕНОВСКИХ ВОЛН В МЕЖПЛАНЕТНОМ ПРОСТРАНСТВЕ

### 1. ВВЕДЕНИЕ

Межпланетное магнитное поле (ММП) подвержено сильным флуктуациям, средняя амплитуда которых сравнима с регулярной составляющей поля. Флуктуации ММП и параметров межпланетной плазмы обнаружены и исследованы на различных гелиоцентрических расстояниях, как в плоскости эклиптики, так и вне ее [5,7,11]. Условно их можно разделить на три составляющие: структуры, волны и турбулентность, которые тесно связаны между собой. Структуры представляют собой нераспространяющиеся (относительно движущейся плазмы солнечного ветра) образования и формируют в основном низкочастотную часть спектра флуктуаций с периодами около суток и более. Колебания ММП и скорости плазмы с периодами короче 10 ч представляют собой преимущественно МГД волны альвеновского типа [3], причем флуктуации с периодами меньше часа образуют турбулентный спектр, имеющий приблизительно колмогоровскую зависимость мощности от частоты [6]. Турбулентная составляющая флуктуаций ММП также в значительной степени представляет собой альвеновские волны, поэтому четкой границы между волнами и турбулентностью нет.

Для волн Альвена характерна поперечность колебаний магнитного поля и скорости плазмы по отношению как к волновому вектору  $\mathbf{k}$ , так и к фоновому (постоянному или медленно меняющемуся) магнитному полю  $\mathbf{V}_0$ . Этим, в значительной степени, обусловлена сильная анизотропия высокочастотных флуктуаций межпланетной плазмы, у которых вариации магнитного поля и скорости преимущественно ортогональны регулярному магнитному полю. Направление минимума дисперсии колебаний обычно отождествляется с направлением  $\mathbf{k}$ , и результаты [8–10] указывают на то, что у

высокочастотных альвеновских волн (периоды короче часа) в межпланетном пространстве направления  $\mathbf{k}$  и  $\mathbf{V}_0$  в среднем совпадают, однако они заметно различаются у волн часового диапазона. Систематическое различие в направлениях  $\mathbf{k}$  и  $\mathbf{V}_0$  должно приводить к линейной поляризации альвеновской волны вдоль направления  $[\mathbf{k}, \mathbf{V}_0]$ . В работе [1] показано, что флуктуации ММП из диапазона периодов 2–5 ч обладают линейной поляризацией, направление которой существенно изменяется в ходе 22-летнего магнитного цикла Солнца, оставаясь при этом ортогональным направлению регулярного магнитного поля  $\mathbf{V}_0$ . Флуктуации с часовыми периодами в основном представляют собой альвеновские волны, и долговременное изменение их поляризации следует связать с изменением направления волнового вектора  $\mathbf{k}$ , так как направление ММП на шкале времени порядка солнечного цикла изменяется слабо. С другой стороны, направление ММП претерпевает существенные (десятки угл. градусов) колебания в диапазоне периодов от 10 ч до нескольких суток, которые в принципе могут влиять на направление поляризации альвеновских волн часового диапазона. Этот эффект исследуется в настоящей работе.

### 2. ДАННЫЕ

В качестве источника экспериментальных данных использована созданная в NSSDC база данных OMNI-2, которая содержит измерения магнитного поля и параметров плазмы на околоземных орбитах, полученные в 1964–2005 гг. Мы используем среднечасовые значения компонент векторов магнитного поля  $\mathbf{V}$  и скорости плазмы  $\mathbf{V}$ , заданные в координатной системе RTN. В этой системе орт  $\mathbf{R}$  направлен радиально от Солнца,  $\mathbf{T}=[\mathbf{W}, \mathbf{R}]$ ,  $\mathbf{N}=[\mathbf{R}, \mathbf{T}]$ , где  $\mathbf{W}$  – единичный вектор, параллельный солнечной оси вращения. Данные разделены на две выборки, соответствующие секторам ММП с разным направлением регулярного магнитного поля. Флуктуационные составляющие магнитного поля и скорости разделены на несколько частотных диапазонов с помощью простейших нерекурсивных цифровых фильтров, как описано в [1]. В настоящей работе нас интересует наиболее высокочастотный (3-часовой) диапазон, в кото

ром вклад альвеновских волн наибольший. Отметим, что более или менее полные данные о векторе скорости плазмы имеются только с 1974 г., поэтому мы в основном работаем с измерениями магнитного поля.

Обозначим флуктуационные составляющие магнитного поля и скорости плазмы соответственно  $\delta\mathbf{B}$  и  $\delta\mathbf{V}$ , а фоновое (медленно меняющееся по сравнению с характерными периодами флуктуаций) магнитное поле  $\mathbf{B}_0$ . Для диагностики альвеновских волн в межпланетном пространстве большое значение имеет характерная связь между флуктуациями магнитного поля и скорости, описываемая следующим уравнением [2]:

$$\delta\mathbf{V} = \pm \frac{\delta\mathbf{B}}{\sqrt{4\pi\rho}}, \quad (1)$$

где  $\rho$  – плотность плазмы, а знак перед правой частью зависит от направления распространения волны («-» если  $\mathbf{k}\cdot\mathbf{B}_0 > 0$ , и «+» в обратном случае). Исходя из уравнения (1), о присутствии волн Альвена можно судить по величине и знаку так называемой «альвеновской корреляции»:

$$C_A = \frac{\langle \delta\mathbf{B}\delta\mathbf{V} \rangle}{(\langle \delta\mathbf{B}^2 \rangle \cdot \langle \delta\mathbf{V}^2 \rangle)^{1/2}}. \quad (2)$$

Существенно отличные от нуля значения  $C_A$  позволяют сделать вывод о присутствии в межпланетном пространстве альвеновских волн, распространяющихся преимущественно в одном направлении. Эта ситуация характерна для высокоскоростного солнечного ветра, тогда как в низкоскоростных потоках наблюдаются сравнительно малые значения  $C_A$ . Низкая альвеновская корреляция, однако, не говорит однозначно об отсутствии волн Альвена, она может соответствовать встречным волнам одинаковой амплитуды, вклады которых в  $C_A$  имеют, согласно (1), разные знаки. В этом случае о присутствии волн Альвена косвенно свидетельствует ортогональность флуктуаций  $\delta\mathbf{B}$  и  $\delta\mathbf{V}$  по отношению к фоновому магнитному полю. Волны Альвена, распространяющиеся в противоположных

направлениях, можно разделить с помощью переменных Эльзассера  $\mathbf{e}^\pm$ :

$$\mathbf{e}^\pm = \delta\mathbf{V} \pm \frac{\delta\mathbf{B}}{\sqrt{4\pi\rho}} \quad (3)$$

где знак в правой части (3) берется таким, чтобы вектор  $\mathbf{e}^+$  описывал волну, распространяющуюся от Солнца, а  $\mathbf{e}^-$  – к Солнцу.

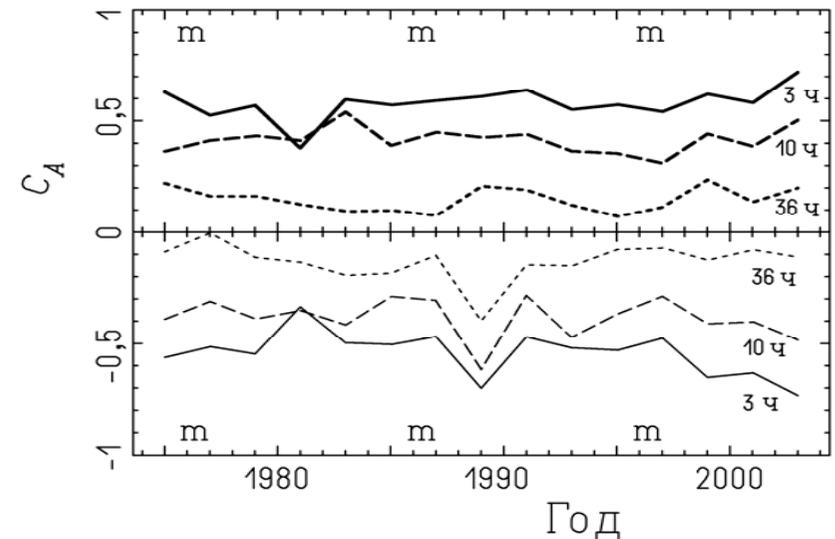


Рис.1. Альвеновская корреляция в зависимости от времени, для флуктуаций межпланетной плазмы из трех частотных диапазонов (характерные значения периодов флуктуаций указаны на графиках). Толстые и тонкие линии соответствуют отрицательному и положительному секторам ММП, знаком m отмечены минимумы солнечного цикла

Альвеновская корреляция, рассчитанная по данным OMNI-2 для 2-хгодичных интервалов времени, показана на рис.1, отдельно для секторов ММП разного знака и для флуктуаций из трех частотных диапазонов. Как можно видеть, значения  $C_A$  довольно велики у

флуктуаций 3-часового диапазона, причем знак корреляции указывает на распространение альвеновских волн от Солнца. С ростом характерного периода флуктуаций альвеновская корреляция падает, причем, как показано в [1], у флуктуаций с периодами около 1 сут и более преимущественное направление вариаций магнитного поля становится почти параллельным среднему магнитному полю, откуда можно сделать вывод, что с возрастанием периода флуктуаций происходит переход от поперечных альвеновских волн к колебаниям иного типа. В настоящей работе мы будем исследовать флуктуации 3-часового диапазона (периоды 2–5 ч), у которых вклад альвеновских волн наибольший.

### 3. МЕТОД РАСЧЕТА ПОЛЯРИЗАЦИИ АЛЬВЕНОВСКИХ ВОЛН

Параметры поляризации поперечной волны естественно измерять в плоскости, ортогональной волновому вектору  $\mathbf{k}$ . Однако направление волнового вектора низкочастотных альвеновских волн в межпланетном пространстве неизвестно, или известно неточно: для надежного определения его требуется наличие измерений ММП, полученных одновременно в нескольких достаточно удаленных точках пространства, а таких данных, как правило, нет. Часто направление  $\mathbf{k}$  отождествляют с направлением минимума дисперсии колебаний, однако неизвестно, во всех ли ситуациях и насколько такое отождествление корректно. Поэтому будем измерять линейную поляризацию альвеновской волны в плоскости, ортогональной фоновому магнитному полю. Фоновое магнитное поле  $\mathbf{B}_0$  определим операционально, как результат скользящего усреднения вектора ММП в интервале времени длиной  $T$  (конкретное значение  $T$  определим позже):

$$\mathbf{B}_0(t) = \pm \frac{1}{T} \int_{-T/2}^{T/2} \mathbf{B}(t + \tau) d\tau. \quad (4)$$

В (4) предусмотрен знак «-» для отрицательного сектора ММП, такой прием часто применяется для того, чтобы избежать формальных математических неудобств и путаницы в связи с разным на-

правлением магнитного поля в секторах ММП. Введем прямоугольную систему координат, связанную с фоновым магнитным полем: ось  $X$  направим вдоль  $\mathbf{B}_0$ , ось  $Z$  пусть лежит в плоскости, содержащей  $\mathbf{B}_0$  и полярную ось  $N$  координатной системы RTN, и направлена так, чтобы проекция орта  $\mathbf{Z}$  на ось  $N$  была положительной. Ось  $Y$ , как обычно, дополняет систему координат до правой ортогональной. Началом отсчета углов поляризации выберем положительное направление оси  $Z$ . Пусть  $\delta\mathbf{B}_\perp = (\delta B_Y, \delta B_Z)$  – составляющая флуктуационного магнитного поля, ортогональная к  $\mathbf{B}_0$ . Мгновенное значение угла поляризации  $P_t$  определяется просто направлением вектора  $\pm\delta\mathbf{B}_\perp$  в плоскости  $YZ$ , причем знак выбирается таким, чтобы угол  $P_t$  лежал в интервале от  $-90^\circ$  до  $+90^\circ$ . На практике интерес представляют не мгновенные, а средние по времени (или по каким-то выборкам данных) углы поляризации  $P$ , а также средняя величина, или степень, линейной поляризации. Для определения этих параметров целесообразно применить к выборке «мгновенных» значений вектора  $\delta\mathbf{B}_\perp$  хорошо известный метод минимума дисперсии, то есть рассчитать ковариационную матрицу размерности  $2 \times 2$  с элементами

$$R_{ij} = \langle \delta B_i \delta B_j \rangle \quad (5)$$

и найти ее собственные значения  $\lambda_i$  и соответствующие им собственные векторы  $w_i$ ,  $i=1,2$ . Пусть  $\lambda_i$  упорядочены по убыванию,  $\lambda_1 > \lambda_2$ , тогда средняя степень поляризации  $S$  дается выражением

$$S = \frac{\lambda_1 - \lambda_2}{\lambda_1 + \lambda_2}, \quad (6)$$

а средний угол поляризации – ориентацией собственного вектора  $w_1$ . Заметим, что поскольку направление фонового магнитного поля, вообще говоря, может претерпевать значительные колебания, средний угол поляризации нельзя вполне однозначно привязать к какой-либо заранее выбранной системе отсчета. Описанную выше процедуру определения угла поляризации можно применить также к вариациям скорости  $\delta\mathbf{V}$  или к переменным Эльзассера  $\mathbf{e}^\pm$ .

#### 4. ПОПЕРЕЧНОСТЬ АЛЬВЕНОВСКИХ ВОЛН И ОПРЕДЕЛЕНИЕ ФОНОВОГО ПОЛЯ

Альвеновские волны поперечны по отношению к фоновому магнитному полю, при условии, что  $\mathbf{V}_0$  постоянно и однородно [2]. Поперечность колебаний очевидно сохраняется и по отношению к медленным вариациям направления фонового поля, характерные периоды которых много больше, чем период волны, однако для быстрых вариаций  $\mathbf{V}_0$  это может быть и не так. В турбулентной среде альвеновская волна определенной частоты распространяется в переменном магнитном поле, создаваемом множеством других волн и конвективных структур. Возникает следующий практически важный вопрос: если исследуются альвеновские волны с периодами  $T \leq T_A$ , то вариации какого минимального временного масштаба  $T_0$  следует включить в фоновое магнитное поле, чтобы сохранялось условие поперечности колебаний к  $\mathbf{V}_0$ ?

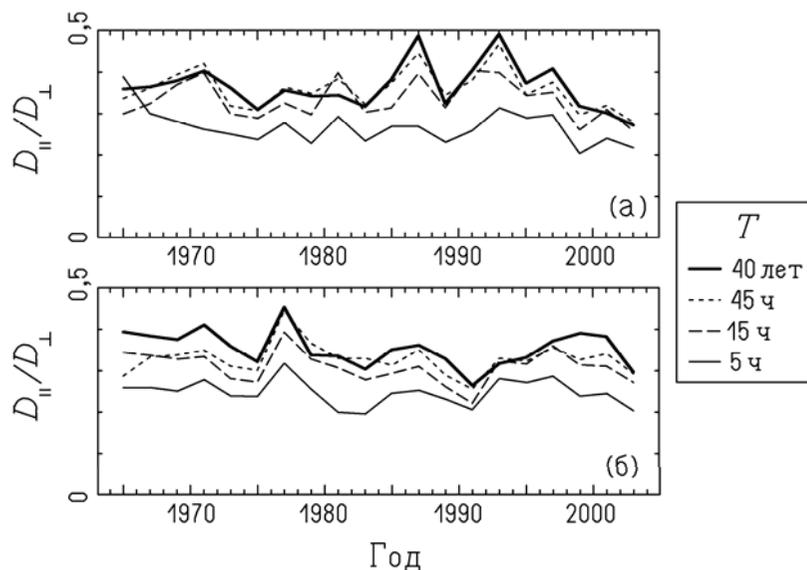


Рис.2. Отношение  $L=D_{\parallel}/D_{\perp}$  для флуктуаций ММП 3-часового диапазона, при разном выборе интервала усреднения фонового поля  $T$ , (а) – для положительного, (б) – для отрицательного сектора ММП

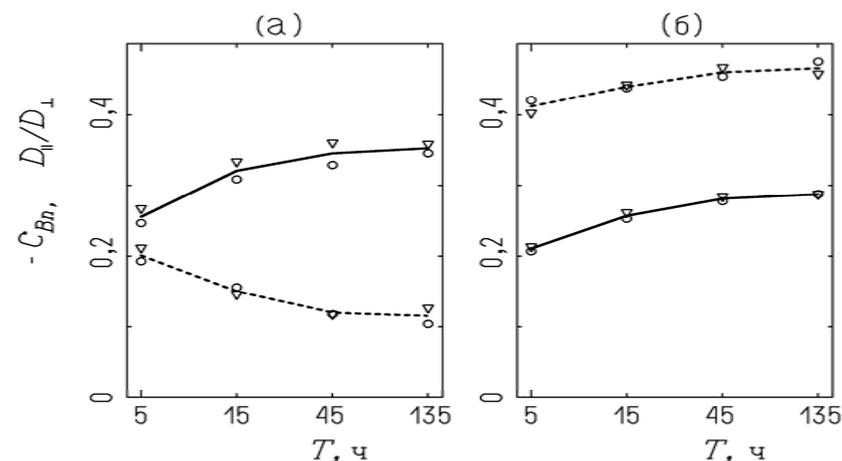


Рис.3: а – отношение  $D_{\parallel}/D_{\perp}$  для 3-часовых флуктуаций магнитного поля (сплошная линия), и корреляция  $C_{Bn}$  между  $\delta B_{\parallel}$  и плотностью протонов  $n_p$  (пунктир), в зависимости от интервала усреднения фонового поля  $T$ ; б – отношение  $D_{\parallel}/D_{\perp}$  для переменных Эльзассера  $e^+$  (сплошная линия) и  $e^-$  (пунктир), в зависимости от  $T$

Для ответа на поставленный вопрос рассмотрим анизотропию флуктуаций 3-часового диапазона  $L = D_{\parallel}/D_{\perp}$ , где  $D_{\parallel}$  и  $D_{\perp}$  – дисперсии флуктуаций в направлениях вдоль и поперек фонового магнитного поля соответственно. Мы рассмотрим, как изменяется  $L$  при уменьшении интервала временного сглаживания  $T$  в формуле (4) для фонового магнитного поля, т.е. при включении в фоновое поле вариаций всё меньших временных масштабов. Результаты расчета  $L$  показаны на рис.2 и 3. Как можно видеть, значения  $L$  медленно уменьшаются при уменьшении  $T$  от 40 лет до 15 ч, но наиболее существенное падение  $L$  происходит при изменении  $T$  от 15 ч до 5 ч (значение 5 ч уже соответствует границе исследуемого нами 3-часового диапазона флуктуаций). Такое поведение  $L$  указывает на то, что поперечность альвеновских волн к фоновому магнитному полю сохраняется, даже когда направление последнего изменяется с характерным временем, лишь в два–три раза превосходящим собственный период волн. Заметим, что вариации направления ММП с

периодами порядка 10 ч главным образом вызываются низкочастотными альвеновскими волнами, так что налицо признаки взаимодействия альвеновских волн разных масштабов.

Конечно, продольная компонента флуктуаций магнитного поля  $\delta B_{\parallel}$  не исчезает полностью при любом выборе  $T$ , но этого априори ожидать и не следует. Кроме волн Альвена, в часовом диапазоне периодов наблюдаются флуктуации других типов, в основном представляющие собой так называемые «сбалансированные по давлению структуры» [4]. Для этих структур характерны продольные колебания магнитного поля, вызывающие вариации магнитного давления, причем последние компенсируются вариациями давления плазмы. Баланс магнитного и плазменного давлений отражается в наличии отрицательной корреляции между  $\delta B_{\parallel}$  и термодинамическими характеристиками плазмы, такими как ее плотность и температура. Уменьшая интервал усреднения  $T$  при определении фонового магнитного поля, мы уменьшаем вклад в  $\delta B_{\parallel}$  со стороны альвеновских волн, соответственно относительный вклад сбалансированных по давлению структур увеличивается, и указанные корреляции должны усиливаться. Расчет показывает, что корреляция между  $\delta B_{\parallel}$  и флуктуациями плотности плазмы действительно возрастает почти вдвое при уменьшении  $T$  от 45 ч до 5 ч (рис.3,а). Отметим также, что значения  $L$ , рассчитанные для переменной Эльзассера  $e^+$  (которая описывает волны, распространяющиеся от Солнца), значительно ниже, чем для флуктуаций только магнитного поля без учета скорости плазмы, тогда как у переменной  $e^-$  отношение  $L$  наоборот выше и близко к 0,5 – значению, соответствующему изотропным флуктуациям (см. рис.3,б).

Итак, ответ на поставленный в начале этого раздела вопрос таков: если исследуются альвеновские волны с периодами  $T_A$  и меньше, то в фоновое магнитное поле следует включить все вариации с периодами длиннее  $T_A$ .

### 5. ПОЛЯРИЗАЦИЯ АЛЬВЕНОВСКИХ ВОЛН

Вариации магнитного поля альвеновской волны ортогональны как волновому вектору  $\mathbf{k}$ , так и фоновому магнитному полю  $\mathbf{B}_0$ .

Следовательно, если векторы  $\mathbf{k}$  и  $\mathbf{B}_0$  не параллельны, то волна будет линейно поляризованной в направлении  $[\mathbf{k}, \mathbf{B}_0]$ . При изменении направления одного из векторов,  $\mathbf{k}$  или  $\mathbf{B}_0$  (или их обоих), должно соответственно изменяться и направление поляризации волны. Судя по поведению направления минимума дисперсии флуктуаций 3-часового диапазона (см. рис.4, взятый из [1]), вектор  $\mathbf{k}$  медленно изменяет ориентацию в ходе 22-летнего магнитного цикла Солнца. Направление  $\mathbf{B}_0$  в ходе солнечного цикла изменяется гораздо меньше, поэтому долговременные вариации направления поляризации волн следует связать именно с вариацией  $\mathbf{k}$ . Однако  $\mathbf{B}_0$  весьма сильно флуктуирует на короткой временной шкале, в диапазоне периодов порядка 10–20 ч. Такие флуктуации могут вызывать быстрые колебания угла поляризации альвеновских волн часового диапазона, при условии что соотношение  $\delta \mathbf{B} \parallel [\mathbf{k}, \mathbf{B}_0]$  остается верным на коротких масштабах времени  $\sim 10$  ч.

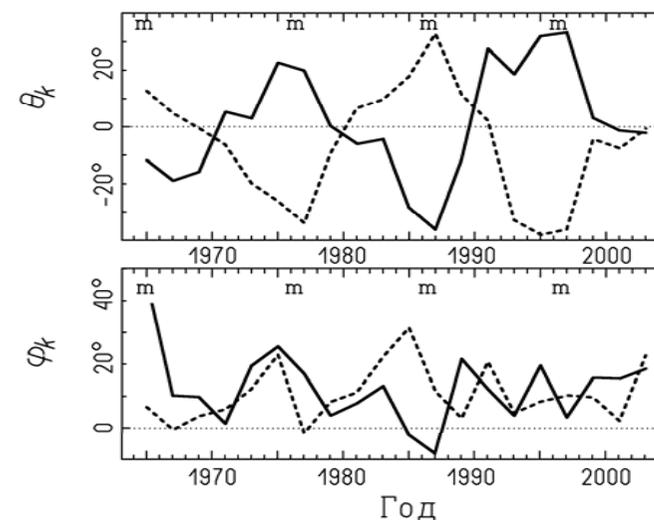


Рис.4. Долговременные вариации направления волнового вектора  $\mathbf{k}$  альвеновских волн 3-часового диапазона, найденные методом минимума дисперсии в [1] ( $\theta_k$  и  $\phi_k$  – меридиональный и азимутальный углы). Сплошная линия и пунктир соответствуют отрицательному и положительному секторам ММП, знаком m отмечены минимумы солнечного цикла

Пусть  $\theta_k$  и  $\varphi_k$  – меридиональный и азимутальный углы, задающие направление волнового вектора  $\mathbf{k}$ , а  $\theta_0$  и  $\varphi_0$  – углы, задающие направление фонового магнитного поля  $\mathbf{B}_0$ . Предположим, что условие  $\delta\mathbf{B} \parallel [\mathbf{k}, \mathbf{B}_0]$  выполняется, тогда угол поляризации альвеновской волны  $P_t$  в любой момент времени описывается следующими формулами:

$$\cos P_t = \frac{\cos \theta_k \sin(\varphi_0 - \varphi_k)}{|\sin \alpha|}, \quad (7a)$$

$$\sin P_t = \frac{\cos \theta_0 \sin \theta_k - \sin \theta_0 \cos \theta_k \cos(\varphi_0 - \varphi_k)}{|\sin \alpha|}, \quad (7b)$$

где  $\alpha$  – угол между векторами  $\mathbf{k}$  и  $\mathbf{B}_0$ , который довольно громоздким образом выражается через  $\theta_k, \varphi_k, \theta_0, \varphi_0$ . Так как угол поляризации определен в 180-градусном интервале, соотношения (7) можно объединить в одну формулу куда угол  $\alpha$  не входит

$$\operatorname{ctg} P_t = \frac{\cos \theta_k \sin(\varphi_0 - \varphi_k)}{\cos \theta_0 \sin \theta_k - \sin \theta_0 \cos \theta_k \cos(\varphi_0 - \varphi_k)}, \quad (8)$$

Применить соотношения (7)–(8) к анализу экспериментальных данных можно на основе двух видов статистики. Во-первых, можно исходить из того, что экспериментальные данные о параметрах ММП фактически представляют собой временные ряды, и трактовать соотношения (7)–(8) как теоретически ожидаемые связи между мгновенными значениями этих рядов. Для эмпирического исследования такого рода связей можно применить спектрально-корреляционный анализ и другие методы, разработанные для изучения временных рядов. Во-вторых, можно рассматривать экспериментальные данные как выборки из некоторых совокупностей случайных величин, и трактовать соотношения (7)–(8) как статистические связи между этими совокупностями. В этом случае поиск и анализ связей основан на сопоставлении поведения параметров,

полученных путем определенного усреднения по выборкам. В настоящей работе мы применим второй подход, и поступим следующим образом: совокупность данных разобьем на выборки, каждая из которых включает те дни и часы, когда углы  $\theta_0, \varphi_0$  лежат внутри определенных интервалов значений. Для каждой из полученных выборок определим средний угол поляризации волн  $P$ , и таким образом получим оценку эмпирической зависимости между  $P$  и направляющими углами  $\theta_0, \varphi_0$  фонового поля. Фактически выборки должны охватывать ограниченные интервалы времени (2–3 года), поскольку направление  $\mathbf{k}$ , по-видимому, изменяется в ходе солнечного цикла (см. рис.4). Учитывая ограниченность объема данных, на практике усреднение производилось по всем меридиональным углам фонового поля  $\theta_0$  и в нескольких сравнительно узких интервалах азимутальных углов  $\varphi_0$ , таким образом средний угол поляризации получен в зависимости только от азимутального угла фонового поля  $\varphi_0$ . При расчетах фоновое поле определялось по формуле (4) с интервалом усреднения  $T=5$  ч. Чтобы найти теоретическую форму зависимости  $P(\varphi_0)$ , нужно соответствующим образом усреднить уравнение (8). Для этого воспользуемся приближенной оценкой: так как у реального ММП среднее значение  $\theta_0$  близко к нулю, положим  $\sin \theta_0 = 0$  в (8), что дает следующее простое выражение:

$$\operatorname{ctg} P \approx \operatorname{ctg} \theta_k \sin(\varphi_0 - \varphi_k). \quad (9)$$

Исходя из (9), нетрудно получить некоторые выводы относительно ожидаемого поведения  $P$ : средний угол поляризации равен  $\pm 90^\circ$ , когда направления фонового магнитного поля и волнового вектора совпадают по азимуту (т.е.  $\varphi_0 - \varphi_k = 0$ ), и уменьшается по модулю с возрастанием  $\varphi_0 - \varphi_k$ ;  $|P| \geq |\theta_k|$  при всех  $\varphi_0 - \varphi_k$ , причем равенство  $P = \theta_k$  достигается при  $\varphi_0 - \varphi_k = 90^\circ$ .

Теоретические зависимости (9) для четырех значений  $\theta_k$  показаны на рис.5, а соответствующие эмпирические зависимости, найденные для флуктуаций ММП 3-часового диапазона, приведены на рис.6 (показана их эволюция в течение одного солнечного цикла). Общее подобие эмпирических и теоретических зависимостей  $P(\varphi_0)$

указывает на то, что искомый эффект – быстрые вариации угла поляризации альвеновских волн в связи с вариациями направления фонового магнитного поля – действительно имеет место.

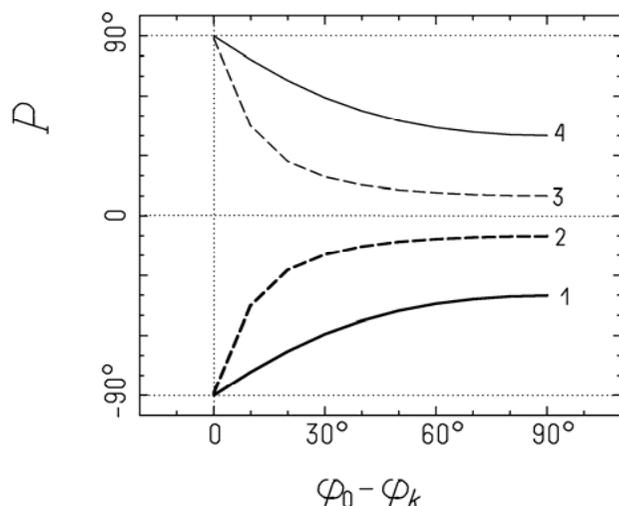


Рис.5. Теоретические зависимости между средним углом поляризации альвеновских волн и азимутальным углом фонового магнитного поля, заданные уравнением (9). Кривые 1–4 соответствуют значениям  $\theta_k = -40^\circ, -10^\circ, 10^\circ, \text{ и } 40^\circ$

Кроме того, из сравнения эмпирических зависимостей рис.6 с теоретическими можно извлечь следующую информацию относительно направления волнового вектора  $\mathbf{k}$ :

1. так как на всех фазах солнечного цикла значения  $P \approx \pm 90^\circ$  наблюдаются при  $\varphi_0 \approx 0$ , можно заключить, что азимутальный угол вектора  $\mathbf{k}$  близок к нулю:  $\varphi_k \approx 0$ ;

2. тот факт, что в эпохи минимумов солнечной активности (кривые 1 и 6 на рис.6) угол поляризации  $P$  остается существенно отличным от нуля при всех  $\varphi_0$ , говорит о значительном наклоне вектора  $\mathbf{k}$  к плоскости гелиоэкватора ( $|\theta_k| \approx 40\text{--}50^\circ$ ); с другой стороны, в эпоху смены знака полярного магнитного поля Солнца (кривые 3–4 на рис.6) угол  $P$  уменьшается с ростом  $\varphi_0$  почти до нулевых

значений, это показывает, что наклон вектора  $\mathbf{k}$  к плоскости гелиоэкватора на данной фазе солнечного цикла становится малым.

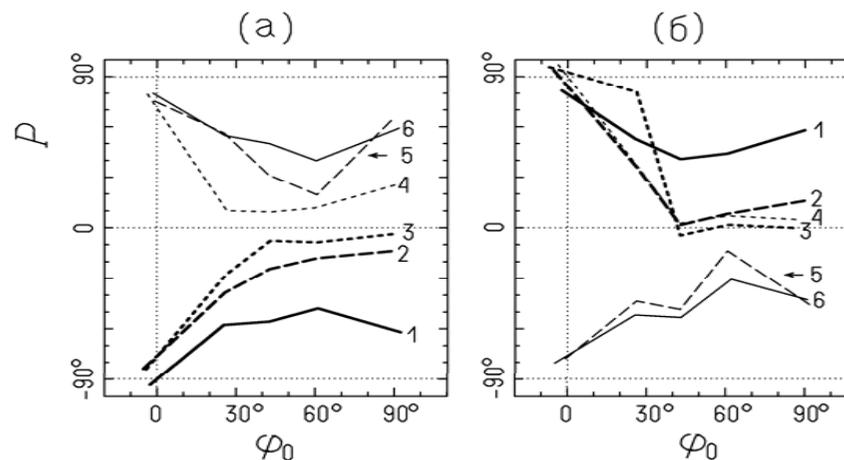


Рис.6. Эмпирические зависимости между средним углом поляризации альвеновских волн и азимутальным углом фонового магнитного поля, (а) – для отрицательного, (б) – для положительного сектора ММП. Кривые 1–6 соответствуют разным фазам одного солнечного цикла, начиная от минимума активности 1976 г. (кривая 1) и кончая следующим минимумом 1986 г. (кривая 6)

3. угол поляризации имеет разный знак в положительном и отрицательном секторах ММП, а в каждом из секторов он изменяется на противоположный в эпоху смены знака полярного магнитного поля Солнца. Следовательно, угол  $\theta_k$  претерпевает 22-летние вариации, которые происходят противофазно в секторах ММП разного знака.

Эти выводы хорошо согласуются с поведением направления минимума дисперсии флуктуаций ММП 3-часового диапазона, которое трактовалось нами как предположительно описывающее поведение волнового вектора  $\mathbf{k}$  альвеновских волн (см. [1] и рис.4). Таким образом, результаты настоящей работы и [1] взаимно подтверждают друг друга.

## 6. ЗАКЛЮЧЕНИЕ

Экспериментальные данные указывают на то, что поляризация альвеновских волн часового диапазона в межпланетном пространстве связана с непараллельностью их волнового вектора  $\mathbf{k}$  и фонового магнитного поля  $\mathbf{V}_0$ . Изменение направления одного из векторов,  $\mathbf{k}$  или  $\mathbf{V}_0$ , приводит к изменению направления поляризации, так как вариации магнитного поля у волн Альвена параллельны вектору  $[\mathbf{k}, \mathbf{V}_0]$ . Фактически долговременные изменения поляризации вызываются вариациями направления волнового вектора  $\mathbf{k}$ , а ее короткопериодические изменения происходят вследствие быстрых (периоды порядка 10 ч) изменений направления фонового магнитного поля. Последние, в частности, выражаются в существовании статистической связи между средним углом поляризации альвеновских волн и азимутальным углом фонового магнитного поля.

## ЛИТЕРАТУРА

1. Ерофеев Д.В. 22-летняя и 11-летняя вариации анизотропии колебаний ММП // Физическая природа солнечной активности и прогнозирование ее геофизических проявлений (Тр. XI Пулковской междунар. конф. по физике Солнца), СПб, ГАО РАН, 2007, с. 165–168.
2. Прист Э.Р. Солнечная магнитогидродинамика. М. «Мир», 1985, 589 с.
3. Balcher J.W., Davis L. Large amplitude Alfvén waves in the interplanetary medium // J. Geophys. Res. V. 76. P. 3534–3563. 1971.
4. Bavassano B., Bruno R. Solar wind fluctuations at large scales: a comparison between low and high solar activity conditions // J. Geophys. Res. V. 96. P.1737-1744. 1991.
5. Bruno R., Carbone V. The solar wind as a turbulence laboratory // Living Reviews in Solar Physics (<http://solarphysics.livingreviews.org/articles/lrsp-2005-4>). 2005.
6. Coleman, P.J. Turbulence, viscosity, and dissipation in the solar-wind plasma // Astrophys. J. V. 153. P. 371. 1968.
7. Goldstein M.L., Roberts D.A., Matthaeus W.H. Magnetohydrodynamic turbulence in the solar wind // Annu. Rev. Astron. Astrophys. V. 33. P. 283-325. 1995.
8. Klein L.W., Roberts D.A., Goldstein M.L. Anisotropy and minimum variance directions of solar wind fluctuations in the outer heliosphere // J. Geophys. Res. V. 96. P. 3779-3788. 1991.
9. Klein L., Bruno R., Bavassano B., Rosenbauer H. Anisotropy and minimum variance of magnetohydrodynamic fluctuations in the inner heliosphere // J. Geophys. Res. V. 98. P. 17,461-17,446. 1993.

10. Neugebauer M. Anisotropy and alfvénicity of hourly fluctuations in the fast polar solar wind // J. Geophys. Res. V. 109. A02101. doi:10.1029/2003JA009947. 2004.

11. Tu C.-Y., Marsch E. MHD structures, waves, and turbulence in solar wind: observations and theories. // Space Sci. Rev. V. 73. P. 1-210. 1995.

**ОЦЕНКА ПОГРЕШНОСТЕЙ ОПРЕДЕЛЕНИЯ КООРДИНАТ  
СУДОВЫМ GPS-ПРИЁМНИКОМ SPR-1400  
ВО ВРЕМЯ МАГНИТНОЙ БУРИ 15 ДЕКАБРЯ 2006 ГОДА**

При всей очевидности влияния геомагнитных возмущений на трансионосферный канал распространения радиосигналов навигационных спутников до сих пор отсутствуют исследования, посвящённые воздействию магнитных бурь на работу судовых приёмников СРНС Навстар GPS. Причин тому несколько. Отсутствие интереса к подобным исследованиям объясняется прежде всего тем, что на долю судовых приёмников приходится менее 0,1% от всего количества изготавливаемой в мире GPS-аппаратуры. Из года в год стремительно расширяется область применения приёмников системы Навстар GPS, поэтому доля изготавливаемых судовых приёмников непрерывно уменьшается. Этот факт обуславливает устранение предпосылок осуществления государственного финансирования и финансирования межведомственными организациями исследований точности судовых приёмников. После 1991 года судовладельцы вообще утратили интерес к исследованиям точности технических средств судовождения. Кроме того, в сознании штурманов-практиков прочно укоренилось необоснованное мнение об исключительной надёжности самой спутниковой системы Навстар GPS и чрезмерной точности работы её судовых приёмников.

Понятно, что для проведения исследований влияния магнитных бурь необходимы весьма продолжительные непрерывные круглосуточные экспериментальные наблюдения за тем, как изменяются получаемые от неподвижного GPS-приёмника геодезические координаты. При этом данные от приёмника должны автоматически заноситься на жёсткий диск компьютера. Здесь также не-

---

<sup>1</sup> Морской государственный университет им. адм. Г.И. Невельского. Владивосток, komarovskiy@msun.ru

обходимы алгоритмы и компьютерные программы для оперативного анализа получаемых от приёмника данных для своевременного обнаружения ситуации, которую можно отнести к проявлению геомагнитного возмущения. Подобные исследования необходимо сопровождать параллельным мониторингом на геомагнитных станциях, фиксирующих текущую напряжённость магнитного поля Земли.

Важную роль в исследованиях влияния магнитных бурь играют технико-эксплуатационные характеристики судового GPS-приёмника. К таким характеристикам прежде всего относятся чувствительность входной части приёмника, алгоритм вычисления геодезических координат и разрядность представления геодезических координат (широты, долготы и возвышения антенны над поверхностью геоида).

Нельзя сказать, что исследования влияния геомагнитных возмущений на работу GPS-приёмников вообще не проводились. Напротив, геодезическая GPS-аппаратура оказалась в значительной степени подвержена воздействию магнитных бурь. Дело в том, что геодезические приёмники определяют псевдорасстояния до навигационных спутников путём измерения разности фаз несущей частоты. Поэтому любые возмущения в трансионосферном канале неизбежно вызывают в конечном итоге погрешности получаемых координат и даже длительные перерывы в сопровождении сигналов спутников. Этой проблеме посвящено много работ зарубежных и отечественных исследователей, среди которых надо отметить фундаментальные труды, выполненные в Институте солнечно-земной физики СО РАН коллективом учёных под руководством Э. Л. Афраймовича [1–6]. В результате исследований этого коллектива было обнаружено, что двухчастотные геодезические приёмники весьма чувствительны к геомагнитным возмущениям и мерцаниям ионосферы. В диссертационной работе Т. Н. Кондаковой [7] показано, что сферическая средняя квадратическая погрешность (СКП) обсервованных координат во время магнитных бурь достигает  $\pm 200$  м, а количество погрешностей, у которых сферическая СКП превышала  $\pm 500$  м, доходило до четырёх на 30-минутных интервалах.

Судовые GPS-приёмники принципами своей работы отличаются от геодезических. Судовые навигационные приёмники являются

одночастотными. Они принимают сигналы спутников только в гражданском режиме передачи данных (режим SPS) по каналу связи L1, который имеет полосу частот 1563,42 МГц–1587,42 МГц со средней частотой 1575,42 МГц (длина волны 19 см). Приёмники определяют псевдодальности до навигационных спутников, используя так называемые кодовые измерения времени распространения сигналов от спутников до антенны приёмника. Такой способ измерения времени распространения сигнала намного грубее фазового, техническая точность которого достигает 1,9 мм. Однако кодовый способ обладает большей помехоустойчивостью, а поэтому от судовых приёмников следует ожидать меньших погрешностей в обсервованных координатах во время геомагнитных возмущений.

Осенью 2006 года в лаборатории радионавигационных приборов кафедры технических средств судовождения Морского государственного университета им. адм. Г. И. Невельского для учебных целей был установлен новый судовой GPS-приёмник SPR-1400. Он изготавливается компанией Samsung ENC Co., Ltd. в Республике Корея. В период с 7 ноября по 28 декабря 2006 года автором были предприняты многочисленные эксперименты, связанные с оценкой ряда технико-эксплуатационных характеристик этого приёмника. К сожалению, по техническим причинам с вечера пятницы до утра понедельника приёмник отключался. Были также перерывы в наблюдениях из-за отключения электроэнергии. Во время экспериментов выход приёмника SPR-1400 подключался к ноутбуку, куда ежесекундно записывались время обсервации по шкале UTC, широта и долгота с разрядностью 0,0001 угловой минуты, возвышение антенны над геоидом с разрядностью 1 м и дополнительная информация в виде предложений стандарта NMEA 0183.

Наблюдения в декабре частично совпали с магнитной бурей, которой предшествовал мощный всплеск радиоизлучения Солнца, зарегистрированный на длине волны 10,7 см радиотелескопом РТ-2 Уссурийской астрофизической обсерватории (УАФО). Всплеск радиоизлучения Солнца начался приблизительно в 02:45 по шкале UT 13 декабря 2006 года. Максимальное значение радиопотока составило 21700 СЕП. Длится этот всплеск около 180 мин. В это же время в хромосоме Солнца наблюдалась вспышка балла 3b [8]. 14 де-

кабря в 11:12 по шкале UT магнитной станцией УАФО было зарегистрировано начало магнитной бури.

До конца действия магнитной бури сделать запись координат от приёмника SPR-1400 не удалось, так как он был во включённом состоянии с 01:11 13.12.2006 (UTC) до 04:55:00 15.12.2006 (UTC). Удалось записать только начальную и среднюю фазу воздействия магнитной бури. Чтобы сравнить характер изменения координат в магнитоспокойный период времени с характером изменения координат в магнитную бурю, из этой записи были выбраны периоды с 11:00 13.12.2006 (UTC) по 04:55 14.12.2006 (UTC) и с 11:00 14.12.2006 (UTC) по 04:55 15.12.2006 (UTC). Так были сформированы два файла данных, которые далее были обработаны с целью получения средних значений и СКО за каждую минуту наблюдений по формулам, представленным для широт

$$\varphi_{cp} = \frac{\sum_{i=1}^{60} \varphi_i}{60}, \quad СКО\varphi = \sqrt{\frac{\sum_{i=1}^{60} (\varphi_i - \varphi_{cp})^2}{60}}, \quad (1)$$

где  $\varphi$  – широта,  $i$  – номер секунды.

Средние значения и СКО обсервованных долгот и возвышений рассчитывались по этим же формулам.

Цель данного исследования заключается в сравнении средних значений и СКО координат за одноминутный интервал, полученных до магнитной бури и во время её. Априори предполагается, что магнитная буря средние значения координат и увеличит случайную компоненту их погрешностей.

Ранее в суточных вариациях координат автором была обнаружена повторяющаяся систематическая составляющая [9]. Поэтому вполне естественно предположить, что магнитная буря изменит характер систематической составляющей суточной вариации. Для проверки этого предположения было сделано сравнение средних значений широт в первый час первого и второго файлов. Графики этого сравнения представлены на левой панели рис. 1. На нём жирной сплошной линией изображено часовое изменение средних зна-

чений обсервованных широт в магнитоспокойный период, а тонкой линией – во время магнитной бури. По оси ординат отложены дробные части угловой минуты широты.

Так как период обращения спутников СРНС Навстар GPS равен 12 часам звёздного времени, то по среднему солнечному времени через каждые сутки спутники занимают на небесной сфере то же самое положение на 4 минуты раньше [10]. Поэтому для синхронизации средние значения широты магнитоспокойного периода были сдвинуты относительно данных в магнитную бурю на 4 минуты назад по шкале времени. Результаты сдвига представлены на правой панели рис. 1. На нём прослеживается практически полное совпадение средних значений широты, что позволяет сделать вывод о том, что, либо магнитная буря не искажает систематическую суточную вариацию широты, либо на начальной стадии развития магнитной бури такое воздействие отсутствует.

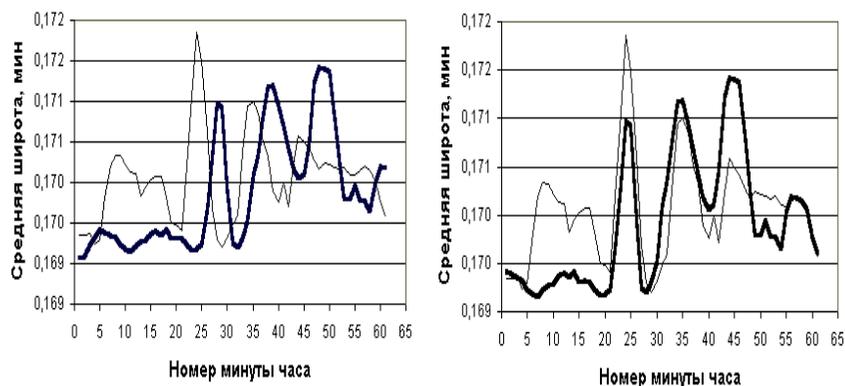


Рис. 1. Графики изменения средних широт в первый час наблюдений

Чтобы проверить такие предположения, далее сравнивались между собой синхронные средние значения широт за 6-й и за 17-й час наблюдения. Результаты сравнений представлены на рис. 2. Нё нам на левой панели изображены графики средних широт за 6-й час наблюдений, а на правой панели – за 17-й час наблюдений. На рис. 2 жирной сплошной линией изображено часовое изменение средних значений обсер-

вованных широт в магнитоспокойный период, а тонкой линией – во время магнитной бури.

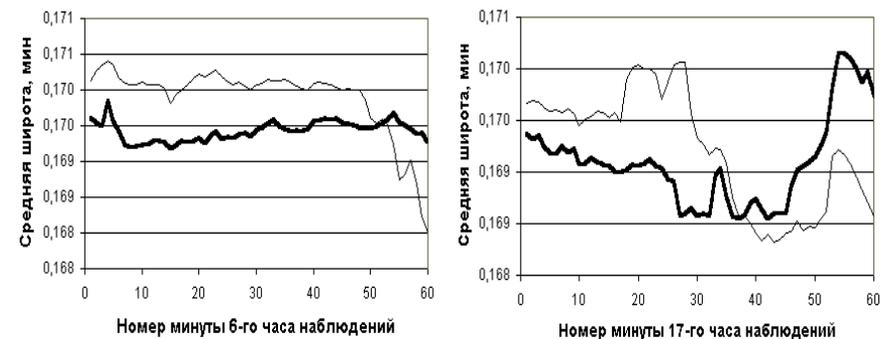


Рис. 2. Графики изменения средних широт за 6-й и 17-й час наблюдений

Сравнение графиков рис. 1 и 2 позволяет сделать вывод о значительных различиях в величинах средних широт по мере развития магнитной бури. Видно, что в последующие часы магнитной бури средние значения широт значительно отличаются от средних широт магнитоспокойного периода, а характер систематической составляющей суточного хода сильно искажается.

Чтобы сравнить между собой величины широт по каждой минуте наблюдений, предложен критерий в виде разности широт  $\Delta\varphi$ , выраженной в метрах,

$$\Delta\varphi_j = (\varphi_{jcp}^{(W)} - \varphi_{jcp}^{(MS)}) \times l'_m, \quad l'_m = \frac{a(1-e^2)\text{arcl}'}{\sqrt{(1-e^2 \sin^2 \varphi)^3}}, \quad (2)$$

где  $\varphi_{jcp}^{(W)}$  – среднее значение широты в  $j$ -тую минуту магнитоспокойного периода, угловые минуты;  $\varphi_{jcp}^{(MS)}$  – среднее значение широты в  $j$ -тую минуту периода магнитной бури, угловые минуты;  $l'_m$  – длина одной минуты меридиана в широте  $\varphi$ , метры;  $a$  – большая

полуось референц-эллипсоида, принятого в приёмнике СРНС Навстар GPS для расчёта геодезических координат, метры;  $e$  – первый эксцентриситет данного референц-эллипсоида;  $arc1' = 0,00029088820866$  рад. Понятно, что разности широт в формуле (2) получаются после синхронизации наблюдений, а средние широты вычисляются по формуле (1).

Во время наблюдений приёмник рассчитывал obserвованные геодезические координаты в системе геодезических координат WGS-84. Её референц-эллипсоид имеет  $a = 6378137$  м,  $e = 0,08181919$ . Таким образом, для места наблюдений  $l'_m = 1851,583341$  м.

На рис. 3. представлен график изменения разности средних широт в метрах по мере развития магнитной бури.



Рис. 3. График разностей средних широт

Анализ графика рис. 3 позволяет сделать следующие выводы. Размах варьирования средних разностей широт доходит до 9 м. Прослеживается колебательный процесс изменения разности широт с пе-

риодом около 6 часов, что можно объяснить возникновением волнового процесса в ионосфере, вызванного ударным вбросом в атмосферу Земли солнечной плазмы. Так как при сравнении с магнитоспокойными сутками аналогичные средние разности широт обычно не превышают в среднем 1 м, то можно сделать однозначный вывод о явном воздействии магнитной бури на изменение obserвованных координат. Для получения более надёжных данных о влиянии магнитной бури подобные наблюдения следует выполнять на пункте высокоточной геодезической сети, поскольку сравнение с координатами магнитоспокойных периодов даёт приближённое представление. Крайне важно в будущем сопоставлять динамику изменения координат с магнитограммами.

Другим средством, способным количественно оценить характер воздействия магнитной бури на obserвованные координаты одночастотного приёмника СРНС Навстар GPS, является гистограмма распределения широт. На рис. 4 представлены гистограммы распределения широт в магнитоспокойный период (левая панель) и во время магнитной бури (правая панель).

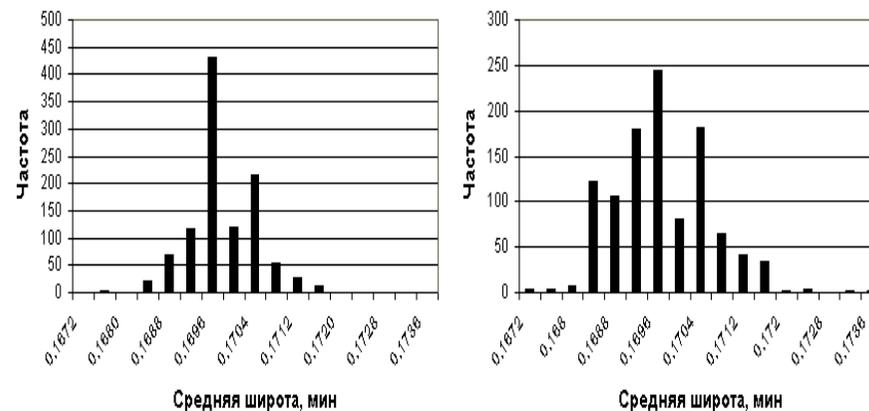


Рис. 4. Гистограммы распределения широты в магнитоспокойный период (левая) и во время магнитной бури (правая)

На левой панели рис. 4 (магнитоспокойный период) можно видеть почти симметричную гистограмму с модой 0,1696'. Гистограмма распределения в магнитную бурю (правая панель) также имеет моду 0,1696'. Но во время действия магнитной бури появились большие частоты в области малых значений средней широты, от чего гистограмма приобрела явно выраженную асимметрию.

Численные характеристики распределений осреднённых широт как случайных величин в магнитоспокойный период и в магнитную бурю помещены в табл. 1.

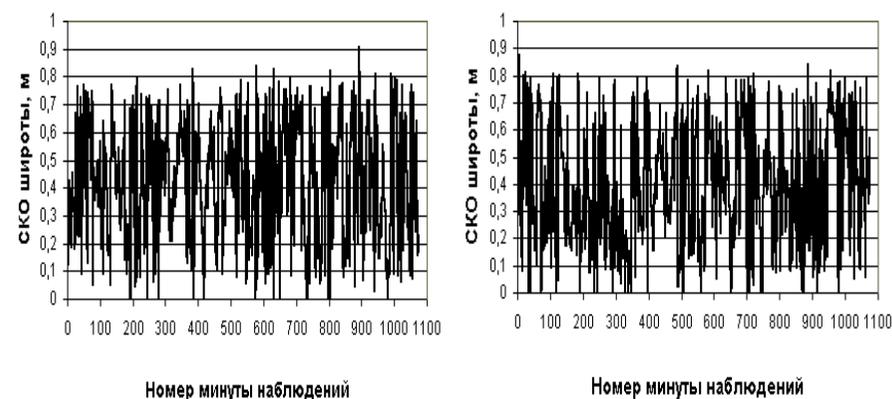
**Таблица 1**

**Характеристики распределений осреднённых за 1 минуту широт**

Характеристика	Магнитоспокойный период	Магнитная буря
Максимальное значение	0,1714'	0,1732'
Минимальное значение	0,1675'	0,1671'
Размах (минуты)	0,0039'	0,006181'
Размах (метры)	7,22 м	11,44 м
Среднее значение	0,1696'	0,1695'
СКО (минуты)	0,000614'	0,000881'
СКО (метры)	1,136 м	1,631 м

Из табл. 1 следует, что размах варьирования осреднённых широт увеличился почти на 4 м во время действия магнитной бури, а также произошло увеличение СКО. Во время магнитной бури средняя широта сместилась к югу от средней широты магнитоспокойного периода на 0,18 м.

На рис. 5 показано, как меняются рассчитанные за одноминутные интервалы СКО широты в магнитоспокойный период (левая панель) и во время магнитной бури. Вид графиков не позволяет сделать однозначный вывод о существенных различиях между погрешностями определения широты в магнитоспокойный период и в магнитную бурю.



*Рис. 5.* Графики изменения СКО широты до магнитной бури (левая панель) и во время магнитной бури (правая панель)

Характеристики распределения СКО широты как случайных величин в магнитоспокойный период и в магнитную бурю помещены в табл. 2.

**Таблица 2**

**Характеристики распределений СКО широт в метрах**

Характеристика	Магнитоспокойный период	Магнитная буря
Минимальное значение	0	0
Максимальное значение	0,9021	0,8715
Среднее значение	0,4246	0,3951

Из табл. 2 следует, что в магнитоспокойный период средняя погрешность определения широт оказалась на 0,03 м больше, нежели во время магнитной бури. Однако эту разность вряд ли можно принять статистически значимой.

Характер изменения осреднённой за 1 минуту долготы представлен на рис. 6.

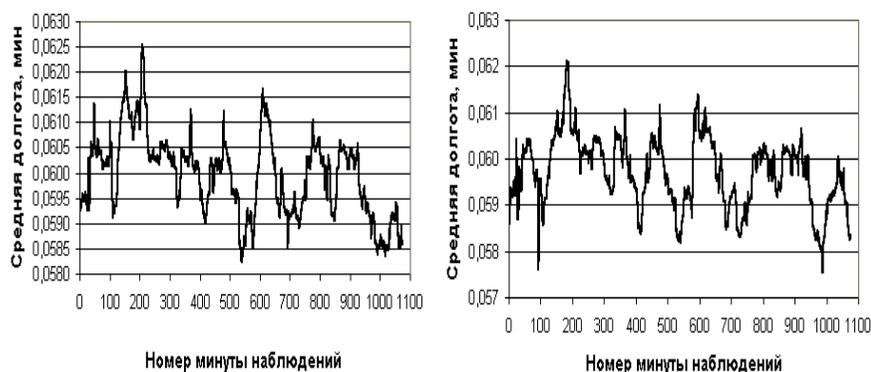


Рис. 6. Графики изменения средней долготы в магнитоспокойный период (левая панель) и во время магнитной бури (правая панель)

На рис. 6 прослеживается почти одинаковый характер изменения средней долготы в магнитоспокойный период и во время действия магнитной бури. Более полное представление о различиях даёт рис. 7, аналогичный рис. 3. Данные для него рассчитывались следующим образом:

$$\Delta\lambda_j = (\lambda_{jcp}^{(W)} - \lambda_{jcp}^{(MS)}) \times l'_p, \quad l'_p = \frac{a \times \text{ard}'}{\sqrt{1 - e^2 \sin^2 \varphi}} \times \cos \varphi, \quad (3)$$

где  $\lambda_{jcp}^{(W)}$  – среднее значение широты в  $j$ -тую минуту магнитоспокойного периода, угловые минуты;  $\lambda_{jcp}^{(MS)}$  – среднее значение широты в  $j$ -тую минуту периода магнитной бури, угловые минуты;  $l'_p$  – длина одной минуты параллели в широте  $\varphi$ , метры. Для места наблюдений  $l'_p = 1356,452369$  м.

На рис. 7 видно, что размах варьирования разностей долгот не превышает 5 м. Это значительно меньше размаха варьирования разностей широт (см. рис. 3).

Характеристики распределений осреднённых долгот как случайных величин в магнитоспокойный период и в магнитную бурю помещены в табл. 3.

Таблица 3

Характеристики распределений осреднённых за 1 минуту долгот

Характеристика	Магнитоспокойный период	Магнитная буря
Максимальное значение	0,06254'	0,06211'
Минимальное значение	0,05824'	0,05754'
Размах (минуты)	0,00431'	0,00457'
Размах (метры)	5,84 м	6,19 м
Среднее значение	0,0599'	0,0597'
СКО (минуты)	0,00081'	0,00076'
СКО (метры)	1,09 м	1,03 м



Рис. 7. График разностей средних долгот

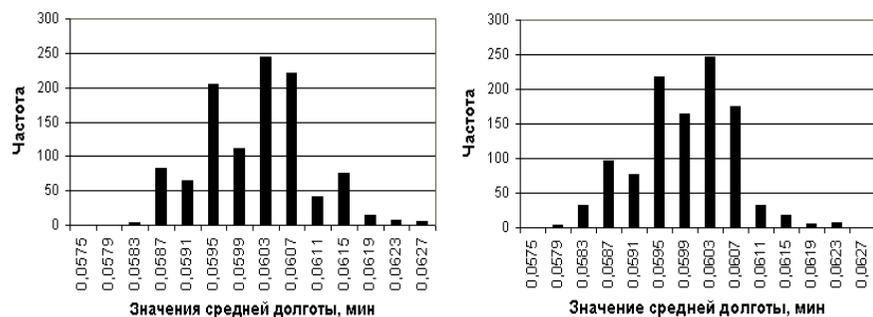


Рис. 8. Гистограммы распределения долготы в магнитоспокойный период (левая панель) и во время магнитной бури (правая панель)

Из табл. 3 следует, что размах варьирования осреднённых долгот увеличился почти на 0,35 м во время действия магнитной бури. СКО изменилось на 5 см. Этого явно недостаточно, чтобы признать существенным влияние магнитной бури на увеличение случайных погрешностей измерения обсервованных долгот. В результате действия магнитной бури среднее значение осреднённых долгот сместилось на 0,27 м к западу. Объяснением тому служит увеличение частот в магнитную бурю в левом крыле гистограммы распределения осреднённых долгот рис. 8.

Предполагается также, что процессы в ионосфере, сопровождающие геомагнитные возмущения, ухудшают точность определения GPS-приёмниками возвышения антенны над поверхностью геоида. Для проверки такого предположения в ходе экспериментальных наблюдений фиксировались обсервованные возвышения над геоидом, принятым в системе WGS-84. Приёмник SPR-1400 вычисляет возвышения с разрядностью 1 м.

В результате обработки накопленных данных были получены осреднённые за каждую минуту наблюдений значения возвышений и их СКО для магнитоспокойного периода и для действия магнитной бури. Ход изменения осреднённых возвышений представлен на рис. 9. Левая панель этого рисунка соответствует характеру изме-

нения среднего возвышения в магнитоспокойный период, а правая панель – магнитной бури.

На рис. 9 видно, что в период, предшествовавший магнитной буре, осреднённые возвышения развивались гораздо хаотичнее. И если начальные фазы развития в сравниваемых периодах схожи, то после 300-й минуты начинают наблюдаться существенные различия в характере изменения осреднённых возвышений.

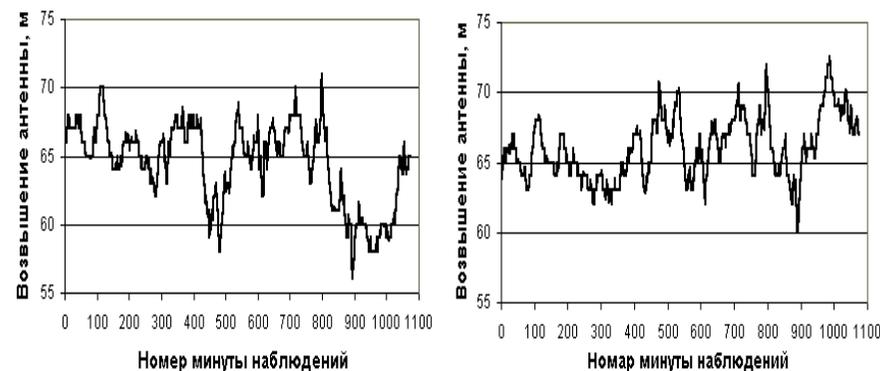


Рис. 9. Графики изменения среднего возвышения антенны над геоидом в магнитоспокойный период (левая панель) и во время магнитной бури (правая панель)

**Таблица 4**  
**Характеристики распределений осреднённых за 1 минуту возвышений**

Характеристика	Магнитоспокойный период	Магнитная буря
Максимальное значение	71 м	72,56 м
Минимальное значение	56 м	60 м
Размах	15 м	12,56 м
Среднее значение	64,44 м	66,03 м
СКО	2,99 м	2,23 м

Характеристики распределений осреднённых возвышений как случайных величин в магнитоспокойный период и в магнитную бурю помещены в табл. 4.

Из анализа табл. 4 следует, что разброс осреднённых значений возвышений антенны был выше в магнитоспокойный период, а среднее значение возвышений в этот период было меньше на 1,59 м. Величина СКО как мера точности определения возвышений антенны приёмником SPR-1400 во время магнитной бури оказалась заметно меньше, чем в магнитоспокойный период. На рис. 10 видно, что для магнитоспокойного периода гистограмма распределения возвышений теряет свою унимодальность в отличие от гистограммы периода действия магнитной бури. Частоты гистограммы, соответствующей магнитной бури, располагаются более компактно.

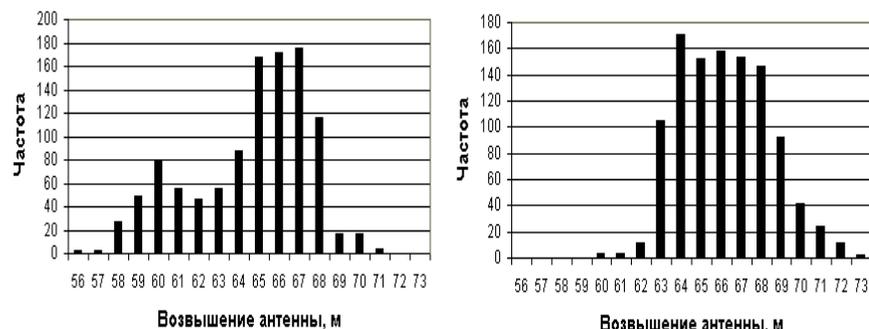


Рис. 10. Гистограммы распределений возвышений антенны в магнитоспокойный период (левая панель) и во время магнитной бури (правая панель)

О различиях между изменениями возвышений антенны GPS-приёмника SPR-1400 в обсуждаемые периоды наблюдений можно судить по рис. 11. На нём представлен график изменения разности возвышений между соответствующими минутами осреднения магнитоспокойного периода и периода магнитной бури. Разности  $\Delta h_j$  в метрах между возвышениями рассчитывались следующим образом:

$$\Delta h_j = h_{jcp}^{(W)} - h_{jcp}^{(MS)}, \quad (4)$$

где  $h_{jcp}^{(W)}$  – среднее значение возвышения антенны в  $j$ -тую минуту магнитоспокойного периода, метры;  $h_{jcp}^{(MS)}$  – среднее значение возвышения антенны в  $j$ -тую минуту периода магнитной бури, метры.



Рис. 11. График разностей возвышений антенны приёмника SPR-1400 над геоидом

На рис. 11 можно видеть два минимума в области 500-й и 1000-й минут наблюдений. Эти минимумы совпадают со значительными изменениями широт и долгот на рис. 3 и рис. 6 в магнитоспокойный период наблюдений. Этот факт позволяет предположить о существовании процессов в ионосфере, ухудшающих точность работы одночастотного GPS-приёмника, которые возникают после вспышки на Солнце, но ещё до наступления магнитной бури.

Анализ СКО возвышений не выявил существенных различий между магнитоспокойным периодом и периодом действия магнитной бури.

В работе [7] показано, что во время магнитных бурь геодезические двухчастотные GPS-приёмники могут терять способность сопровождать сигналы спутников. Подобное явление с

судовыми одночастотными приёмниками было отмечено 14 июля 2000 года в прибрежных водах Калифорнии и названо “Эффектом Бастилии” [11]. К сожалению, это явление осталось без количественного описания и анализа. Поэтому на заключительном этапе исследования были проанализированы сбои сопровождения, возникавшие в ходе экспериментальных наблюдений за работой приёмника SPR-1400 13-го и 15-го января 2006 года. Для этого фиксировалось количество пропусков ежесекундных записей данных от приёмника за каждую минуту наблюдений. Предполагалось, что магнитная буря увеличит количество таких сбоев. Гистограммы распределения количества сбоев в одноминутные интервалы изображены на рис. 12. Необходимо напомнить, что количества одноминутных интервалов в магнитоспокойный период и в магнитную бурю одинаковы.

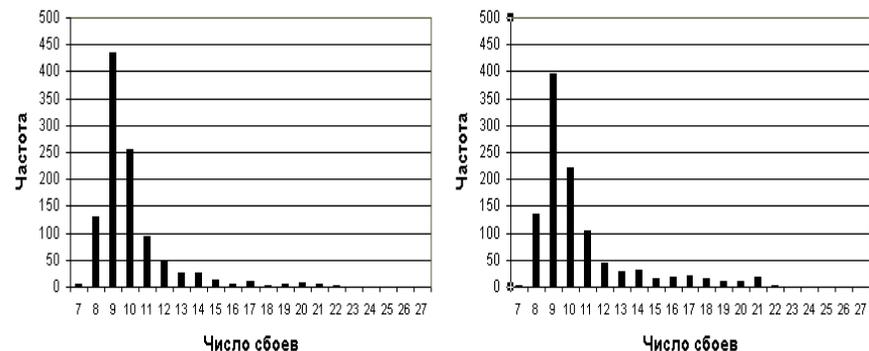


Рис. 12. Гистограммы распределения числа сбоев сопровождения сигналов спутников за одноминутные интервалы в магнитоспокойный период (левая панель) и во время магнитной бури (правая панель)

Сравнение гистограмм рис. 12 позволяет сделать вывод о схожести законов распределения числа сбоев сопровождения сигналов спутников в магнитоспокойный период и в период действия магнитной бури. Тем не менее, видно, что в период магнитной бури заметно увеличились частоты большого числа сбоев.

Представим число сбоев, произошедших за одну минуту наблюдений, в качестве случайной величины. Рассчитанные статистические характеристики её распределения помещены в табл. 5.

Сравнение полученных характеристик позволяет сделать вывод о возрастании среднего количества сбоев и СКО сбоев в магнитную бурю. Также существенно меняются параметры плотности распределения количества сбоев, что подтверждают значения эксцессов и асимметрий.

Таблица 5

Статистические характеристики распределения числа сбоев за одну минуту сопровождения сигналов спутников в магнитоспокойный период и в период магнитной бури

Характеристика	Магнитоспокойный период	Магнитная буря
Максимальное значение	27	22
Минимальное значение	7	7
Размах	20	15
Среднее значение	10,12	10,56
СКО	2,39	2,91
Эксцесс	9,89	3,54
Асимметрия	2,8	1,99

Полученные результаты позволяют сформулировать следующие выводы и предложения.

1. Анализ характера распределения обсервованных координат подтверждает влияние магнитной бури на точность работы одночастотного приёмника СРНС Навстар GPS.
2. Влияние магнитной бури проявляется в виде значительных изменений средних величин координат по сравнению с магнито-

спокойным периодом. При этом средние квадратические отклонения, рассчитанные за односторонние интервалы, изменяются мало.

3. В большей степени откликаются на воздействие магнитной бури возвышение антенны над геоидом и широта. Изменения долгот в магнитную бурю незначительны по сравнению с магнитоспокойным периодом.

4. Сравнение данных работы [7] с полученными результатами позволяет сделать вывод о более устойчивой работе одночастотного GPS-приёмника в магнитную бурю по сравнению с двухчастотным. По этой причине вряд ли будет оправданным применение на судах измеряющих радионавигационный параметр фазовым способом GPS-приёмников для определения текущих координат и входящих в состав спутниковых компасов.

5. В данном исследовании применялся метод сравнения координат во время магнитной бури с координатами магнитоспокойного периода, непосредственно предшествовавшего буре. Такой подход нельзя признать наиболее удачным, так как параметры трансионосферного канала распространения сигналов спутников системы Навстар GPS могли претерпеть изменения после вспышки на Солнце ещё до наступления магнитной бури.

6. Подобные исследования крайне необходимо проводить на пунктах высокоточной геодезической GPS-сети с обязательной параллельной записью магнитограмм. Поэтому хотелось бы иметь более тесное сотрудничество со специалистами УАФО с целью создания постоянно действующего мониторинга обсервованных координат параллельно работающими одночастотным и двухчастотным GPS-приёмниками.

7. Как показали более ранние исследования точности работы приёмника SPR-1400 [12], функции распределения его обсервованных координат представляет собой суперпозицию двух распределений. Поэтому данный приёмник не в достаточной мере отвечает интересам проведения экспериментов по влиянию магнитной бури.

8. Исследование количества сбоев приёмника SPR-1400 выявило ранее неизвестное свойство нестабильной работы приёмников СРНС Навстар GPS. Этот факт обуславливает необходимость выполнения дополнительных исследований такого свойства судовых

GPS-приёмников, которые входят в состав автоматической идентификационной системы, обеспечивающей безопасность судоходства.

## ЛИТЕРАТУРА

1. Демьянов В. В., Афраймович Э. Л., Кондакова Т. Н. Ухудшение качества функционирования навигационной системы GPS в условиях геомагнитной возмущённости // Солнечно-земная физика. 2003. Вып. 3. – С. 86 – 94.
2. Афраймович Э. Л., Воейков С. В., Лесюта О. С., Ушаков И. Н. Геомагнитные возмущения и сбои фазовых измерений навигационной системы GPS // Труды VII международной научно-технической конференции “Радиолокация, навигация, связь”. – Воронеж, 2001. Т. 3. – С. 1548 – 1559.
3. Афраймович Э. Л., Лесюта О. С., Ушаков И. Н. Геомагнитные возмущения и функционирование навигационной системы GPS // Геомагнетизм и аэронавигация. 2002. Е. 42, № 2. – С. 220 – 227.
4. Афраймович Э. Л., Бернгардт И. И., Лесюта О. С. и др. Исследование физических механизмов фазовых сбоев системы GPS во время магнитных бурь // Сб. докладов VIII международной конференции “Радиолокация, навигация, связь”. – Воронеж, 2002. Т. 3. – С. 1931 – 1040.
5. Афраймович Э. Л., Демьянов В. В., Кондакова Т. Н. Исследование качества функционирования двухчастотных навигационных приёмников GPS во время геомагнитных бурь // Труды IX международной научно-технической конференции “Радиолокация, навигация, связь”. – Воронеж, 2003. Т. 3. – С. 1691 – 1699.
6. Афраймович Э. Л., Астафьева Э. И., Демьянов В. В., Кондакова Т. Н., Лесюта О. С. Сбои функционирования GPS на средних широтах во время магнитных бурь, обусловленные интенсивными амплитудными мерцаниями сигналов GPS // Труды Всероссийской научно-практической конференции “Достижения науки и техники – развитию Сибирских регионов”. – Красноярск, 2003. – С. 115.
7. Кондакова Т. Н. Исследование погрешностей позиционирования по сигналам спутниковых радионавигационных систем при различных уровнях возмущённости околоземного космического пространства. Автореферат диссертации на соискание учёной степени кандидата технических наук. Иркутский военный инженерный институт. – Иркутск, 2004. – 24 с.
8. Михалина Ф. А., Воробьёва Г. П. Солнечная активность в 23-м цикле по результатам наблюдений в УАФО радиоизлучения Солнца на длине волны 10,7 см и относительных чисел пятен // Солнечная активность и её влияние на Землю. – Владивосток: Дальнаука, 2007. – С. 114 – 121. (Тр. УАФО; т. 10, вып. 10).
9. Комаровский Ю. А. Исследование модели погрешностей определения места судна приёмником СРНС Навстар GPS // Транспортное дело России. Специальный выпуск № 2. – Москва, 2004. – С. 15 – 19.

10. *Parkinson Bradford W., Spilker James J., Enge Per.* Global Positioning System: Theory and Applications. Volume I. American Institute of Aeronautics and Astronautics, 1996. – 793 p.

11. *Комаровский Ю. А.* Оценка влияния составляющих магнитного поля Земли на погрешности определения абсолютной скорости судовым приёмником Navstar GPS // Владивосток: Дальнаука, 2004. С 75 – 87. (Тр. УАФО; Т.8, вып.8).

12. *Комаровский Ю. А.* Оценка точности определения координат приёмником СРНС Навстар GPS SPR-1400 // Научные проблемы транспорта Сибири и Дальнего Востока, Новосибирск, 2007. – С. 61 – 68.

*Ю.А. Комаровский<sup>2</sup>*

## **ВЛИЯНИЕ ИМПУЛЬСА ЭЛЕКТРОМАГНИТНОЙ ЭНЕРГИИ НА РАБОТУ СУДОВОГО ОДНОЧАСТОТНОГО ПРИЁМНИКА СИСТЕМЫ НАВСТАР GPS**

Немаловажной проблемой применения приёмников спутниковой радионавигационной системы (СРНС) Навстар GPS является подверженность навигационных сигналов спутников влиянию параметров трансферного канала распространения и разного рода помех. Наибольший вклад в суммарную погрешность определения координат антенны GPS-приёмника и вектора абсолютной скорости платформы, на которой установлен приёмник, оказывает ионосфера. Её состояние прямо влияет на величину измеряемой псевдодальности от спутника до антенны приёмника. Так как СРНС Навстар GPS относится к дальномерным радионавигационным системам, то величина погрешности определения координат и скорости платформы будет зависеть от того, насколько измеренные приёмником псевдодальности до спутников будут отличаться от геометрических дальностей.

Судовые GPS-приёмники в настоящее время являются одночастотными, измеряющими псевдодальности по дальномерным кодам. Погрешности измерения псевдодальности в судовых приёмниках из-за влияния ионосферы находятся в пределах от дециметра до 50 м [4]. Погрешности зависят от уровня солнечной активности, сезонных и суточных вариаций электронной концентрации в ионосфере, высоты спутника над горизонтом, азимута спутника, геомагнитной широты и долготы платформы [1]. Помимо упомянутых, принятых условно считать регулярными, есть ещё целый ряд погрешностей, называемых нерегулярными. К последним относятся

---

<sup>2</sup> Морской государственный университет им. адм. Г.И. Невельского.  
Владивосток, komarovskiy@msun.ru

те, которые вызываются вспышками на Солнце, сейсмическими событиями, циклонической деятельностью, падением крупных метеоритов и т. д. Эти явления приводят к возмущениям ионосферы и, как следствие, к непредсказуемым и значительным погрешностям определения координат GPS-приёмниками. Перечисленные выше причины возмущения ионосферы носят природный характер. В последние годы объектом исследований стали воздействия всевозможных эпизодических явлений антропогенного характера на состояние ионосферы. Ионосфера заметно модифицируется в результате запусков космических ракет, мощных взрывов при проведении, например, обширных вскрышных работ, зондирования мощными импульсами электромагнитной энергии и т. д.

Годовые, сезонные и суточные вариации параметров ионосферы носят глобальный характер. Геомагнитные возмущения в результате вспышек на Солнце также вызывают повсеместную модификацию ионосферы, хотя и не одинаковой интенсивности. Циклоническая деятельность и сейсмические события уже не носят характер глобального воздействия на ионосферу. Падение крупных метеоритов, а также воздействия эпизодических явлений антропогенной природы приводит к возникновению модифицированных областей ионосферы достаточно малых размеров, что сильно ограничивает возможности детектирования таких явлений с помощью

GPS-мониторинга. Цель данной работы заключается в попытке оценить вклад локального возмущения ионосферы в погрешности определения обсервованных геодезических координат, вызванного событием антропогенной природы 9 октября 2006 года в месте с координатами  $41^{\circ}16'50''N$ ,  $129^{\circ}09'49''E$ .

Это событие, сопровождавшееся мощным импульсом электромагнитной энергии, совпало с длительными экспериментальными наблюдениями автора за работой неподвижного судового GPS-приёмника GP-37, установленного вблизи пункта «Владивосток» фундаментальной астрономо-геодезической сети. Абсолютные координаты антенны приёмника в системе геодезических координат WGS-84 были получены в результате привязки к координатам пункта с помощью теодолита ЗТ5КП, что позволило в дальнейшем исследовать суточный ход абсолютных смещений. В ходе экспери-

ментальных наблюдений каждую секунду на жёсткий диск ноутбука автоматически записывались данные в формате NMEA 0183, содержащие геодезическую широту, долготу и возвышение антенны приёмника над поверхностью геоида.

Так как упомянутое событие произошло в 1 час 35 минут 27 секунд по шкале Универсального координированного времени (UTC), то было принято решение проанализировать ход отклонений обсервованных координат в метрах с 1 часа 35 минут по 1 час 36 минут 9.10.2006 года. Графики абсолютных отклонений координат за эту минуту наблюдений представлены на рис. 1.

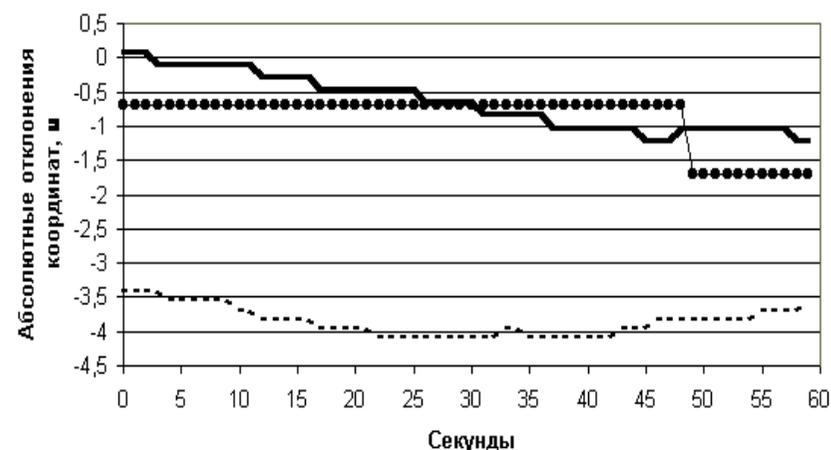


Рис. 1. Графики абсолютных отклонений координат за 36-ю минуту наблюдений (сплошная линия – отклонения широты, пунктирная линия – отклонения долготы, маркеры – отклонения возвышения антенны)

Как можно убедиться, явных признаков бросков координат в 27-ю секунду наблюдений не прослеживается. Следовательно, можно предположить, что, либо мощность импульса электромагнитной энергии в месте установки антенны GPS-приёмника была слишком мала, чтобы раскачать входную часть приёмника, либо входная часть приёмника смогла отфильтровать его как помеху, либо такого импульса не было вовсе. В работе [2] было показано, что широкополосная радиопомеха, создаваемая электросварочными

работами даже вблизи антенны одночастотного приёмника СРНС Навстар GPS, не создаёт помех и, как следствие, не вызывает дополнительных погрешностей в обсервованных координатах.

Сильное электромагнитное возмущение над местом его источника неизбежно создаёт модифицированную область ионосферы [3]. Это приводит к нарушению пространственно-временного хода максимума электронной концентрации в слое F2, что вызывает дополнительные погрешности измерения GPS-приёмником псевдодальностей. Поэтому дальнейшие исследования влияния импульса электромагнитной энергии сосредоточились на том, как изменялся суточный ход обсервованных координат приёмника GP-37 9-го октября по сравнению с предыдущими двумя сутками. Для этого с 1 часа до 24 часов по шкале UTC за 7-е, 8-е и 9-е октября были рассчитаны средние значения широты ( $\varphi_{cp}$ ), долготы ( $\lambda_{cp}$ ) и возвышение антенны ( $h_{cp}$ ) за каждую 1 минуту наблюдений. За каждые сутки таким образом было получено 1379 значений  $\varphi_{cp}$ ,  $\lambda_{cp}$  и  $h_{cp}$ . Далее вычислялись средние квадратические отклонения (СКО) координат и абсолютные отклонения средних координат ( $\Delta\varphi_{cp}$ ,  $\Delta\lambda_{cp}$ ,  $\Delta h_{cp}$ ) от точного места антенны в метрах.

При расчётах показателей суточного хода геодезических широт применялись следующие формулы:

$$\varphi'_{cp} = \frac{\sum_{i=1}^{60} \varphi'_i}{60}, \quad \Delta\varphi_{cp} = (\varphi'_0 - \varphi'_{cp}) \times l_m, \quad СКО\varphi = \left( \sqrt{\frac{\sum_{i=1}^{60} (\varphi'_i - \varphi'_{cp})^2}{60}} \right) \times l_m,$$

где  $\varphi'_{cp}$  – среднее значение обсервованных геодезических широт за 1 минуту наблюдений, выраженное в угловых минутах;  $i$  – номер секунды в одноминутном интервале измерения;  $\Delta\varphi_{cp}$  – абсолютное отклонение средней за одноминутный интервал наблюдений обсервованной широты в м;  $\varphi'_0$  – точное значение широты антенны приёмника; выраженное в угловых минутах;  $l_m$  – длина одной минуты меридиана в широте  $\varphi'_0$ ; в данном случае  $l_m = 1851,662421$

м;  $СКО\varphi$  – среднее квадратическое отклонение геодезической широты, выраженное в метрах.

По полученным данным были построены графики абсолютных отклонений средних за 1 минуту наблюдений широт и СКО широт за 7-е, 8-е и 9-е октября 2006 года. Визуальный анализ этих графиков не позволил сделать однозначный вывод о существенном отличии изменения средних широт 9-го октября от предыдущих суток. Было видно, что характерные изгибы средних абсолютных отклонений повторяются на всех трёх графиках. Иными словами, характер суточного хода средних абсолютных отклонений широт остаётся практически неизменным. Поэтому для объективного сравнения изменений абсолютных отклонений средних широт и их СКО они были представлены в виде случайных величин. Статистические характеристики этих случайных величин по каждому дню наблюдений сведены в табл. 1.

Таблица 1

**Статистические характеристики абсолютных отклонений широт и СКО широт**

Характеристика	Абсолютное отклонение			СКО		
	7.10.2006	8.10.2006	9.10.2006	7.10.2006	8.10.2006	9.10.2006
Минимум, м	-4,74	-3,46	-3,46	0	0	0
Максимум, м	4,08	4,43	6,20	1,58	1,05	1,33
Размах, м	8,82	7,89	10,44	1,58	1,05	1,33
Среднее, м	-0,11	-0,33	-0,02	0,25	0,25	0,25
Сигма, м	1,13	1,08	1,15	0,14	0,14	0,14

Из табл. 1 следует, что среднее за сутки абсолютное отклонение широты за 9-е октября было минимальным, а размах варьирования и стандартное отклонение – максимальны. Накануне, 8-го

октября, среднее отклонение оказалось самым большим. Этот факт следует интерпретировать как предвестник землетрясения, которое произошло вскоре после события 9-го октября 2006 года. Подобные явления описаны в работе [3].

О характере распределения средних абсолютных отклонений и СКО как случайных величин можно судить по полигонам частот. Полигоном частот является ломаная линия, соединяющая точки, соответствующие подсчитанным частотам вариантов. На рис. 2 и 3 представлены полигоны частот средних за 1 минуту абсолютных отклонений широт и рассчитанные за 1 минуту СКО абсолютных отклонений широт.

На рис. 2 видно, что характер распределений средних абсолютных отклонений меняется от суток к суткам. Причём распределение частот 8 октября заметно отличается от других. Полигоны частот СКО остаются практически неизменными, в чём можно убедиться на рис. 3. На нём ломаные линии сливаются. Отсюда можно сделать вывод о том, что процессы, происходящие в ионосфере, в большей степени влияют на абсолютные отклонения обсервованных широт, но не влияют на случайные погрешности измерений, характеристикой которых здесь принято среднее квадратическое отклонение, рассчитанное за одну минуту наблюдений. Характер суточного хода средних абсолютных отклонений широт остаётся практически неизменным.

Абсолютные отклонения геодезических долгот и их СКО рассчитаны по таким же формулам, в которых длина одной минуты параллели равнялась 1351,064347 м. Статистические характеристики абсолютных отклонений долготы и СКО долготы, принимаемых в качестве случайных величин, по каждому дню наблюдений сведены в табл. 2.

Более полное представление о характере распределения абсолютных погрешностей долготы и СКО долготы дают полигоны частот рис. 4 и 5. На рис. 4 видно, что характер распределений средних абсолютных отклонений долготы существенно меняется от суток к суткам, в то время как полигоны частот СКО на рис. 5 остаются практически неизменными.



Рис. 2. Полигоны частот средних абсолютных отклонений широты за 7 октября (пунктирная линия), за 8 октября (тонкая линия с маркером) и за 9 октября (жирная линия)



Рис. 3. Полигоны частот СКО абсолютных отклонений широты за 7 октября (пунктирная линия), за 8 октября (тонкая линия с маркером) и за 9 октября (жирная линия)

**Таблица 2**  
**Статистические характеристики абсолютных отклонений долгот и СКО долгот**

Характеристика	Абсолютное отклонение			СКО		
	7.10.2006	8.10.2006	9.10.2006	7.10.2006	8.10.2006	9.10.2006
Минимум, м	-4,59	-4,75	-4,06	0,02	0,02	0,03
Максимум, м	1,67	1,65	2,11	1,07	0,79	0,74
Размах, м	6,27	6,4	6,17	1,05	0,77	0,71
Среднее, м	-1,13	-1,31	-1,1	0,19	0,19	0,19
Сигма, м	0,92	1,01	0,86	0,1	0,09	0,1

Если сравнить между собой статистические характеристики абсолютных погрешностей широт и долгот, а также полигоны частот рис. 2 и 4, то можно сделать следующие выводы. Средние абсолютные отклонения широты и долготы максимальны 8-го октября, но не 9-го. Средняя квадратическая погрешность (сигма) абсолютных отклонений широты максимальна 9-го октября. Сигма средних абсолютных отклонений долготы 9-го октября гораздо меньше сигмы широты. Следовательно, если 9-го октября имел место мощный импульс электромагнитной энергии, то вызванная им модификация ионосферы уменьшила дисперсию средних абсолютных отклонений долгот, а дисперсию средних абсолютных отклонений широт увеличила. Статистические характеристики СКО абсолютных отклонений широт и долгот практически не изменялись за весь период наблюдений. Средние значения СКО абсолютных отклонений широт существенно больше. Поэтому этот параметр не целесообразно применять в качестве критерия для анализа динамики суточных изменений, наблюдаемых с помощью одночастотных приёмников СРНС Навстар GPS широт и долгот.



Рис. 4. Полигоны частот средних абсолютных отклонений долготы за 7 октября (пунктирная линия), за 8 октября (тонкая линия с маркером) и за 9 октября (жирная линия)



Рис. 5. Полигоны частот СКО абсолютных отклонений долготы за 7 октября (пунктирная линия), за 8 октября (тонкая линия с маркером) и за 9 октября (жирная линия)

Таблица 3

Статистические характеристики абсолютных отклонений возвышенной антенны над референц-эллипсоидом и СКО возвышений

Характеристика	Абсолютное отклонение			СКО		
	7.10.2006	8.10.2006	9.10.2006	7.10.2006	8.10.2006	9.10.2006
Минимум, м	-5,419	-5,619	-5,703	0	0	0
Максимум, м	9,913	8,297	9,063	1,708	1,575	1,511
Размах, м	15,333	13,916	14,766	1,708	1,575	1,511
Среднее, м	0,934	0,424	0,885	0,299	0,296	0,317
Сигма, м	2,252	2,469	2,345	0,281	0,280	0,284

В более ранних работах автора было показано, что наибольшей вариабельностью обладает третья координата – возвышение антенны приёмника над референц-эллипсоидом. Поэтому завершить исследования целесообразно анализом характеристик изменения возвышения антенны в день события и сравнить их с характеристиками предшествующих суток.

Судовой одночастотный приёмник СРНС Навстар GPS вычисляет и выводит на внешние устройства предложением \$GPGGA стандарта NMEA 0183 возвышение антенны над геоидом ( $h_i$ ) в метрах и отстояние поверхности геоида от поверхности референц-эллипсоида WGS 84 ( $h_g$ ) в метрах в точке с данными геодезическими координатами. Поэтому среднее за одну минуту возвышение антенны над геоидом ( $h_{cp}$ ), среднее абсолютное отклонение возвышения антенны ( $\Delta h_{cp}$ ) над референц-эллипсоидом и СКО  $h$  вычислялись по следующим формулам:

$$h_{cp} = \frac{\sum_{i=1}^{60} h_i}{60}, \Delta h_{cp} = (h_0 + h_g) - h_{cp}, CКО_h = \sqrt{\frac{\sum_{i=1}^{60} (h_i - h_{cp})^2}{60}},$$

где  $h_0$  – точное значение возвышения фазового центра антенны приёмника GP-37 над поверхностью референц-эллипсоида WGS 84 для фундаментального пункта “Владивосток” во время наблюдений. Статистические характеристики абсолютных отклонений средних возвышений антенны и СКО возвышений, принимаемых в качестве случайных величин, по каждому дню наблюдений сведены в табл. 3.

Из табл. 3 следует, что минимальное среднее абсолютное отклонение возвышения антенны имело место 8-го октября (0,424 м). Для этого дня сигма была максимальной. Среднее СКО 9-го октября было максимально (0,317 м), но дисперсия СКО оставалась практически постоянной.

Сравнение полигонов средних абсолютных отклонений возвышений антенны на рис. 6 подтверждает факт начала возмущения ионосферы 8-го октября, но не 9-го, когда произошло событие, сопровождавшееся мощным импульсом электромагнитной энергии.



Рис. 6. Полигоны частот средних абсолютных отклонений возвышений антенны над поверхностью референц-эллипсоида за 7 октября (пунктирная линия), за 8 октября (тонкая линия с маркером) и за 9 октября (жирная линия)

Здесь надо особо отметить более высокую чувствительность измеряемых GPS-приёмником возвышений антенны к происходящим процессам в ионосфере по сравнению с измеряемыми широтами и долготами.

Подводя итог проделанному анализу, можно сформулировать следующие заключения.

1. Задолго до события 9-го октября происходила модификация ионосферы, причинами которой, скорее всего, были сейсмогенные эффекты, развивавшиеся вблизи места источника электромагнитного импульса.

2. На фоне аномальной пространственно-временной изменчивости ионосферы, начало которой приходится на 8-е октября, затруднительно однозначно детектировать явления модификации ионосферы, вызванные мощным импульсом электромагнитной энергии, с помощью анализа вариабельности геодезических координат, определяемых одночастотным GPS-приёмником.

3. Использование модели разогрева ионосферы одиночным мощным широкополосным электромагнитным импульсом в данном случае затруднительно, так как вариации обсервованных геодезических координат являются для неё косвенными аргументами. Более того, вполне возможно, что событие 9-го октября имело иную физическую природу, нежели объявленную.

4. Полученные результаты могут служить основанием для создания сети мониторинга ионосферных возмущений, обусловленных предвестниками сейсмогенных эффектов, на базе недорогих одночастотных GPS-приёмников.

#### ЛИТЕРАТУРА

1. Казанцев М. Ю., Фатеев Ю. Л. Определение ионосферной погрешности измерения псевдодальностей в одночастотной аппаратуре систем Глонасс и GPS // Электронный журнал радиоэлектроники, РАН, № 12, 2002, 8 с.

2. Комаровский Ю. А. Оценка влияния промышленных помех на точность определения места судна в ходе выполнения операций ЛАРН // Вестник МГУ им. адм. Г. И. Невельского, серия Теория и практика защиты моря (3/2004), Владивосток, 2004. С. 3 – 12.

3. Бондур В. Г., Смирнов В. М. Ионосферные возмущения в период подготовки сейсмических событий по данным спутниковых навигационных систем // Со-

временные проблемы дистанционного зондирования Земли из космоса: Физические основы, методы и технологии мониторинга окружающей среды, потенциально опасных явлений и объектов, ИКИ РАН. Сборник научных статей. Выпуск 3. Том II – М.: ООО “Азбука-2000”, 2006. С. 190 – 198.

4. Hoffmann-Wellenhof B., Lichtenegger H., Collins J. Global Positioning System. Theory and Practice. Springer-Verlag. Wien, New York, 1994, 356 p.

## О НЕКОТОРЫХ ОСОБЕННОСТЯХ СПЕКТРА ВАРИАЦИЙ ЧИСЕЛ ВОЛЬФА

Исследование временных вариаций различных индексов солнечной активности с применением разных методов проводилось многими авторами. Основные результаты этих исследований можно найти в обзорах [1,2,6] и в библиографиях к ним. Из последних работ можно отметить [3], в которой проведено сравнение нескольких методов численной обработки ряда чисел Вольфа, а именно, преобразования: Фурье, вейвлет и нелинейное - кепстр.

Из анализа исследований (см. рис.1) все наблюдаемые в спектре квазипериодичности можно разделить на три группы по механизму их образования это:

- 1) циклы, связанные с временными особенностями изменениями числа и мощности солнечных групп пятен,
- 2) квазипериодичности связанные с неравномерным распределением солнечной активности по гелиодолготе и вращением Солнца,
- 3) модуляционные пики,
- 4) обертоны основного цикла.

К первой группе относятся (см. рис.1,а): хорошо известный уже более полутора веков 11-летний цикл Швабе-Вольфа, вековой 80–120 лет (цикл Гляйсберга) и более 200 лет рис.2 (цикл Зюсса). Кроме того к этой группе следует отнести 22-летний цикл, который появляется в спектре ряда чисел Вольфа из-за специфического чередования высот четных и нечетных 11-летних циклов. А также, по-видимому, циклы 8,6 и ~ 50 лет, свойства которых не изучены.

Применение метода максимальной энтропии позволяет с большей степенью точности исследовать интересующие нас диапазоны частот, особенно в длинноволновой части спектра при коротких рядах, но это преобразование не содержит информации об амплитудах колебаний. На рис.2 кроме векового и 50-летнего циклов выделяется и более длинный цикл в ~ 200 лет, а также наблюдается

более сложная структура спектра в районе 11-летнего цикла. Наличие пиков расщепления 10 и 11 лет на рис.2 позволяет предположить, что имеется модуляция продолжительности 11-летних циклов с периодом порядка 220 лет (цикл Зюсса).

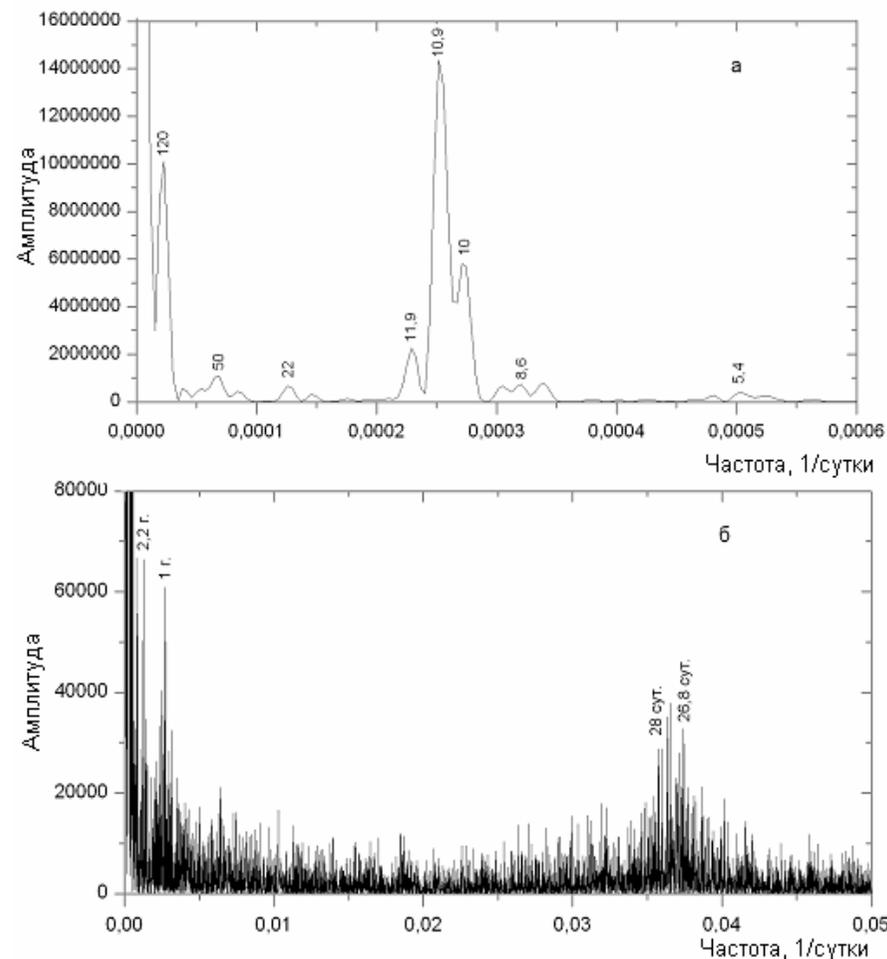


Рис. 1. Быстрое преобразование Фурье ряда ежедневных значений чисел Вольфа: а - низкочастотная часть спектра, б – высокочастотная

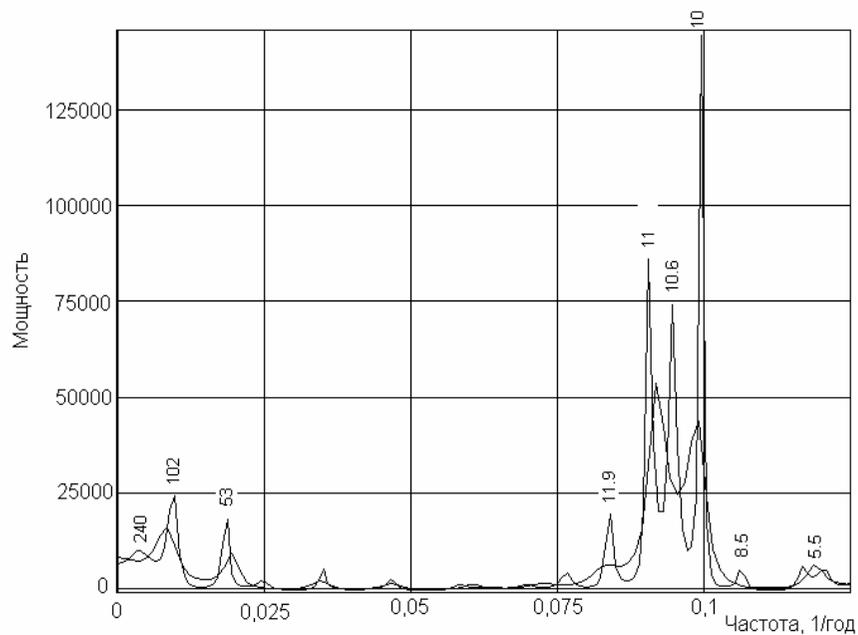


Рис.2. Спектр ряда годовых значений чисел Вольфа (1700-2006 гг.), рассчитанный методом максимальной энтропии для двух значений порядка авторегрессии равных 1/3 и 1/2 длины исходного ряда

Ко второй группе относятся квазипериодичности наблюдаемые в диапазоне частот дифференциального вращения Солнца рис.1,б. Их появление связано с неоднородным, постоянно меняющимся во времени долготным распределением дифференциально вращающихся активных областей. Изменения со временем связаны с конечным временем жизни активных областей и постоянной генерацией новых. Все это приводит к появлению, в исследуемом ряду, цугов колебаний с периодами равными периодам вращения активных областей с меняющимися во времени амплитудой и фазой. Кроме того, изменение средней широты пятен с фазой 11-летнего цикла приводит к частотной модуляции основных гармоник с периодом модуляции  $\approx 11$  лет.

Применение двойного преобразования Фурье к ряду ежедневных чисел Вольфа, отфильтрованному полосовым фильтром ( $0,001 - 0,2 \text{ сут}^{-1}$ ), приводит к автокорреляционной функции, которая показывает, что вращательная гармоника вариаций чисел Вольфа 27 суток рис.3б промоделирована 11-летним циклом рис.3,а и сохраняется более четырех оборотов Солнца.

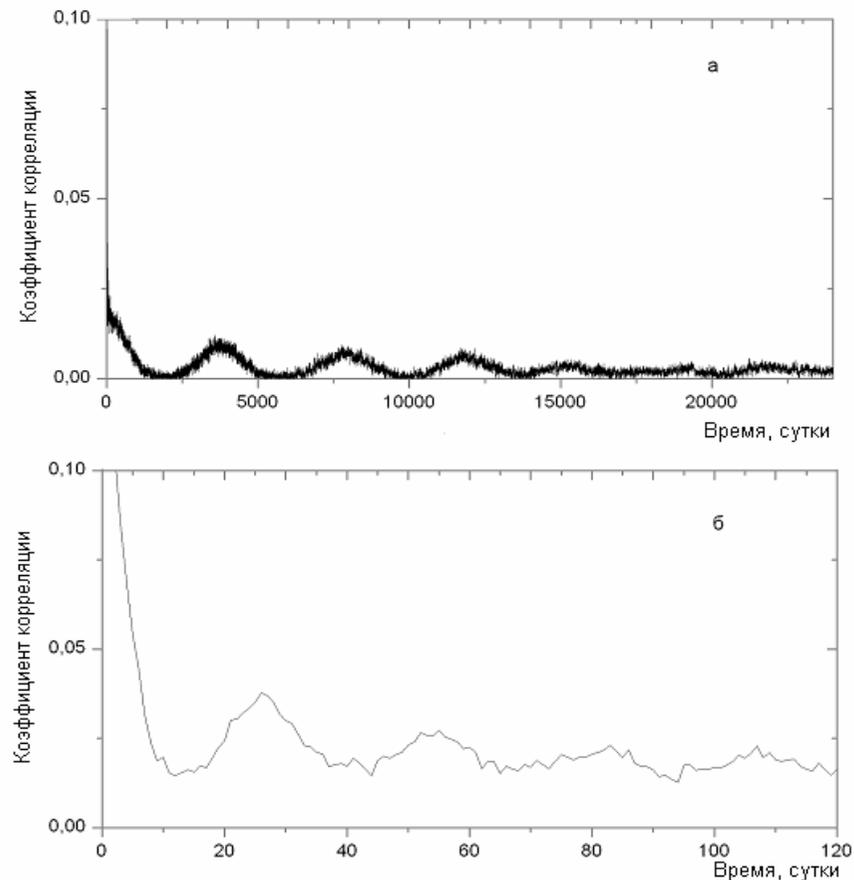


Рис.3. Двойное преобразование Фурье ряда ежедневных значений чисел Вольфа, отфильтрованного полосовым фильтром ( $0,001-0,2 \text{ сут}^{-1}$ )

В результате всего этого в интересующем нас диапазоне частот мы наблюдаем сложный линейчатый спектр, а не сплошной, несмотря на то, что несущая частота пробегает все значения частот в пределах заданного интервала. Такая картина поведения спектра подтверждается в работе А.А. Харкевича [5], исследовавшего спектры частотно-модулированных рядов. Отсюда можно сделать вывод, что наличие линейного спектра в диапазоне частот дифференциального вращения Солнца не является достаточным доказательством существования «активных долгот».

Для исследования динамики спектральных составляющих в диапазоне частот, соответствующих дифференциальному вращению Солнца, мы использовали текущие спектры. Они рассчитывались по пятилетним выборкам, которые были предварительно отфильтрованы полосовым фильтром (граничные частоты 0,02 и 0,2 сут<sup>-1</sup>), и скользили по исходной реализации 1749–2002 гг. со сдвигом один год. Выбор длины ряда пять лет для расчета спектров определялся желанием получить удовлетворительное частотное и временное разрешение. В нашем случае частотное разрешение в диапазоне периодов 27 суток составит  $\approx 0,0005$  сут<sup>-1</sup>, а временное определяется усреднением в пять лет, которое плавно изменяется с шагом один год. Полученные в результате такой обработки исходных данных текущие спектры были представлены в виде карты изолиний равных значений квадрата амплитуды  $A^2$  в координатах период-время рис.4. Кроме того, для исключения влияния модуляционного эффекта 11-летним циклом на амплитуды мод, каждый спектр был нормирован на свое максимальное значение.

Анализируя рис.4, видим, что можно выделить несколько мод вращения, набор которых несколько изменяется от цикла к циклу. Можно также отметить, что вращение крупномасштабных структур солнечной активности изменяется с интервалом несколько 11-летних циклов.

Описанные выше методы дают усредненные характеристики за исследуемый период и применимы, в общем, то к стационарным рядам. А, строго говоря, ряд чисел Вольфа является нестационарным рядом. Т.е. продолжительность наблюдаемых циклов и их

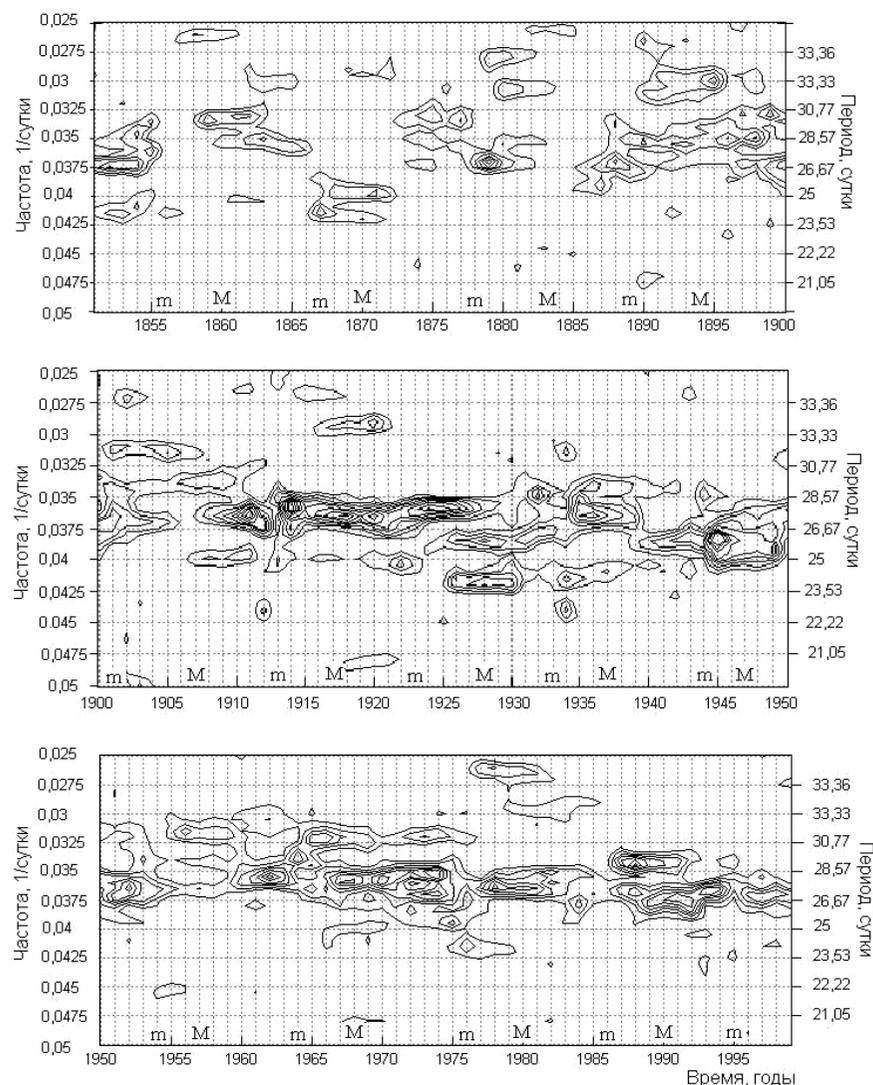


Рис.4. Нормированный динамический спектр ряда чисел Вольфа. М – моменты максимума 11-летнего цикла, m – минимумы

амплитуда изменяются во времени. Если процесс отличен от нуля в сравнительно узкой полосе частот, то для его исследования применим гильбертовский подход. Частной реализацией, которого является метод комплексной демодуляции, описывающий процесс  $W(t)$  одним колебанием с переменной амплитудой  $D(t)$  и обобщенной фазой  $\Phi(t)$  в виде:

$$W(t) = D(t)\cos\Phi(t),$$

что позволяет изучить характер изменения амплитуды и фазы гармоники в окрестностях некоторой опорной частоты. Изменение периода гармоники  $T(t)$  можно определить как первая производная обобщенной фазы.

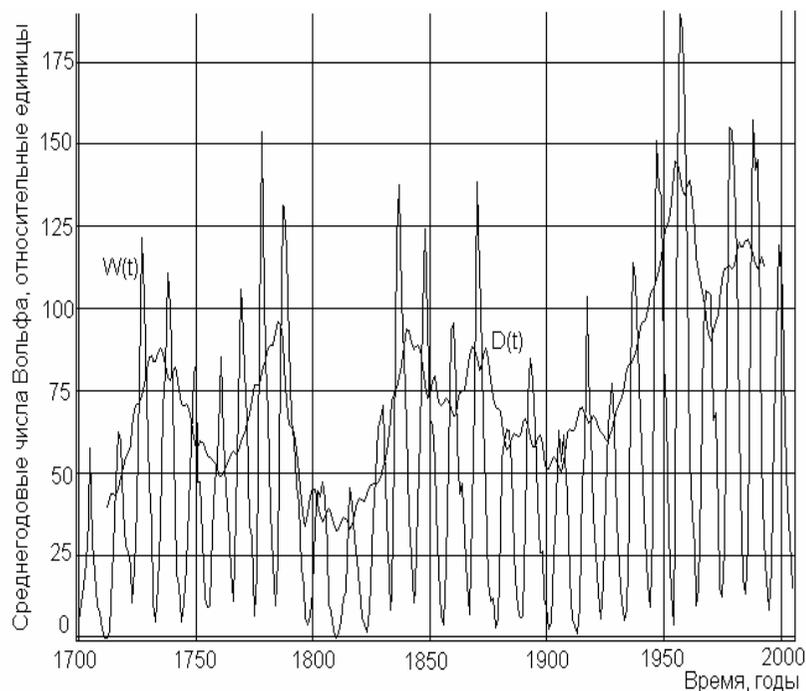


Рис. 5. Ряд среднегодовые значения чисел Вольфа  $W(t)$  и его огибающая  $D(t)$

Применение метода комплексной демодуляции к ряду к ряду чисел Вольфа рис.5 и рис.6 позволяют наглядно исследовать свойства векового цикла по виду огибающей  $D(t)$  и кривой изменения продолжительности цикла. Анализируя форму огибающей 11-летних циклов, видим, что вековой цикл, по крайней мере, двухвершинен. Что согласуется с выводами В.Ф. Чистякова [7]. Однако при меньшем сглаживании можно видеть, что на ветви спада наблюдаются еще несколько всплесков солнечной активности, но два первых всплеска более значительны, поэтому они остаются и при более сильном сглаживании.

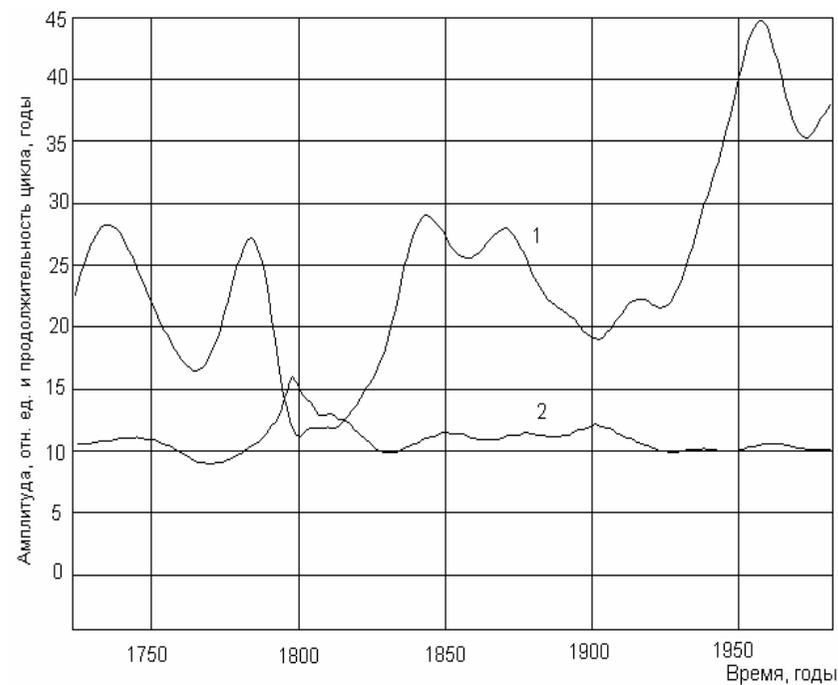


Рис.6. Огибающая ряда чисел Вольфа  $D(t)$  – 1 и изменение продолжительности 11-летних циклов – 2

На рис.6 видно также, что кроме нерегулярных короткоживущих изменений продолжительности 11-летних циклов наблюдаются и более-менее регулярные. Когда продолжительность 11-летнего на протяжении одного векового цикла слабо варьирует около некоторого значения и затем практически скачком принимает другое значение в следующем вековом цикле. Т.е. в вариациях продолжительности 11-летних циклов солнечной активности можно предположить наличие периодичности в два вековых цикла. Это подтверждается модуляционным расщеплением 11-летней периодичности на рис.2, о чем говорилось ранее. Кроме того, в 1800 г. наблюдается фазовая аномалия, которая связана с резким увеличением продолжительности циклов с номерами 4,5 и 6. Ранее фазовая аномалия была отмечена Г.В. Куклиным [4].

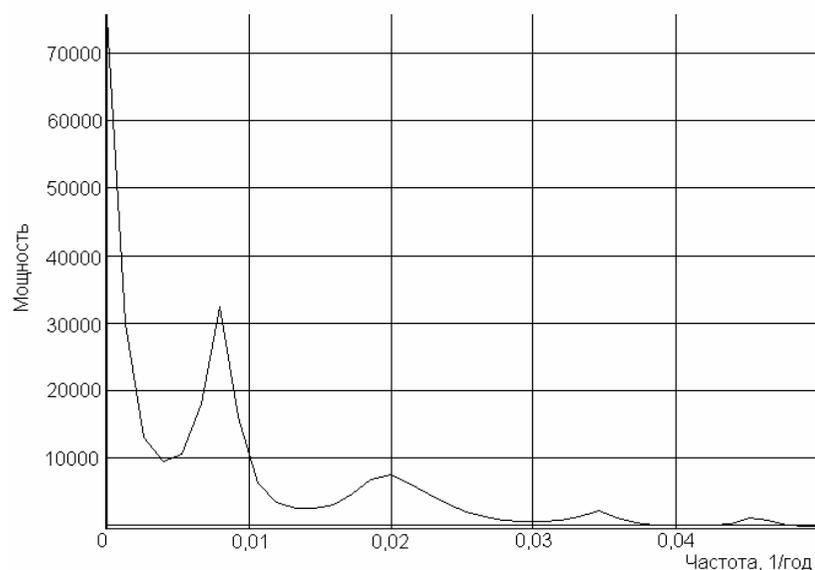


Рис.7. Спектр вариаций огибающей чисел Вольфа.

В спектре огибающей  $D(t)$  рис.7, описывающей временные изменения амплитуды 11-летнего цикла наблюдаются вековые (~120 лет) и ~50-летние вариации, которые вносят свой вклад в ам-

плитудную модуляцию 11-летних циклов, в дополнение к частотной модуляции, которая связана с вековыми изменениями продолжительности 11-летних циклов (рис.6 кривая – 2).

Итак, по ежедневным и годовым значениям чисел Вольфа исследованы некоторые особенности временного спектра вариаций солнечной активности в диапазонах частот наиболее выдающиеся пики. В низкочастотной части спектра это соответствует вековому, 50-летнему и одиннадцатилетнему циклам. В высокочастотной – диапазону частот дифференциального вращения Солнца. Продолжительность векового цикла, по-видимому, более 100 лет. А его двухвершинность, по-видимому, объясняется наличием 50-летнего цикла.

Показано, что появление модуляционных пиков в диапазоне частот 11-летнего цикла связано не только с вековым изменением амплитуды циклов, но с вариациями их продолжительности с периодом 2 вековых цикла.

В диапазоне частот дифференциального вращения Солнца можно выделить несколько мод вращения. Этот набор несколько изменяется от цикла к циклу. Причем амплитуды их модулированы 11-летним циклом. Доминирующий период вращения крупномасштабных структур солнечной активности, по-видимому, изменяется с интервалом несколько 11-летних циклов. Линейчатый спектр в этом диапазоне частот можно объяснить присутствием в ряду ежедневных чисел Вольфа частотной и угловой модуляции, не прибегая к гипотезе «активных долгот». Т.е. наличие линейчатого спектра в этом диапазоне не является достаточным условием доказательства «активных долгот».

#### ЛИТЕРАТУРА

1. Витинский Ю.И., Копецкий М., Куклин Г.В. Статистика пятнообразовательной деятельности Солнца. 1986, М., Наука, Ф.-М., 296 с.
2. Витинский Ю.И. Цикличность и прогнозы солнечной активности. Л.: Наука. Ленинградское отделение, 1973. 257 с.
3. Э.В. Кононовича, И.В. Мироновой, В.А. Батурина «Частотно-временной анализ рядов солнечной активности» в электронном журнале «Исследовано в России» [<http://zhurnal.apelarn.ru/articles/2006/182.pdf>].

4. Куклин Г.В. Некоторые результаты исследования 11-и 22-летних циклов чисел Вольфа // Исследование по геомагнетизму, аэрономии и физике Солнца. Москва: Наука, вып.68, 1984. С.45-56.

5. Харкевич А.А. Спектры и анализ. М., Изд. Техничко-теоретическая литература. 1957. 236 с.

6. Чистяков В.Ф. Солнечные циклы и колебания климата // Труды УАФО, Владивосток: Дальнаука, вып.1, 1997. 156 с.

7. Чистяков В.Ф. К вопросу о солнечной природе брикнерова цикла // Солнечная активность и ее влияние на Землю. Владивосток: Дальнаука, вып.2, 1997. С.118-134.

*А.П. Крамынин, Г.П. Воробьева*

## **ДИНАМИКА СПЕКТРА ВАРИАЦИЙ СУММАРНОЙ ПЛОЩАДИ ФОТОСФЕРНЫХ ФАКЕЛОВ В СЕВЕРНОМ И ЮЖНОМ ПОЛУШАРИЯХ СОЛНЦА**

В первых спектральных исследованиях вариаций индексов солнечной активности обнаружено, что в спектрах присутствует целый набор периодичностей, которые связывают с жестким вращением устойчивых, долгоживущих, обширных структур, образованных активными областями. Дальнейшие исследования [1–4,6] показали, что в изменениях индексов активности Солнца присутствует не только основные гармоники, связанные с вращением структур, но и кратные им, такие как 13,5 и 9 суток и т. д., а амплитуды этих гармоник модулируются циклом солнечной активности.

Настоящая статья посвящена анализу временных изменений спектра вариаций ежедневных значений суммарной площади фотосферных факелов в диапазоне частот дифференциального вращения Солнца. Сравнению динамических спектров северного и южного полушарий.

Для анализа использовался ряд наблюдений фотосферных факелов Уссурийской астрофизической обсерватории за период 1954–2005 гг. и Горной астрофизической обсерватории ГАО за интервал времени 1949–1953 гг.

Благодаря особенностям наблюдений фотосферных факелов (они имеют максимум контраста на лимбе Солнца и не видны в центре диска) мы можем получить четыре независимых реализации. Это - суммарная площадь факелов на восточном лимбе северного полушария  $S_{NE}(t)$  и ее повторение в северо-западном квадранте  $S_{NW}(t)$ . Аналогично для южного полушария также имеем две реализации  $S_{SE}(t)$  и  $S_{SW}(t)$ . Кросскорреляционная функция  $S_{NE}(t)$  и  $S_{NW}(t)$  (рис.1) показывает, что максимальное значение коэффициента корреляции между этими реализациями возникает при сдвиге их относительно друг друга 9 суток. Так как временной сдвиг 9 суток значительно

меньше среднего времени жизни факелов (около 3 оборотов Солнца), то, вполне естественно, что вариации суммарной площади фотосферных факелов на восточном лимбе будут повторяться со сдвигом на западном лимбе. И это подобие будет тем выше, чем меньше будет ошибка измерения площадей факельных полей. Для уменьшения ошибок в измерениях суммарной площади фотосферных факелов реализации северного полушария  $S_{NE}(t)$  и  $S_{NW}(t)$  были соответствующим образом просуммированы друг с другом со сдвигом 9 суток, а затем, полученный ряд, был отфильтрован полосовым фильтром (полоса пропускания 0,02–0,2 суток). Аналогичные процедуры были проделаны и для южного полушария. Пик корреляционной суммы при нулевом лаге на рис.1 объясняется наличием коррелированного сигнала в обеих выборках связанного с модуляцией амплитуды вращательных мод 11-летним циклом солнечной активности.

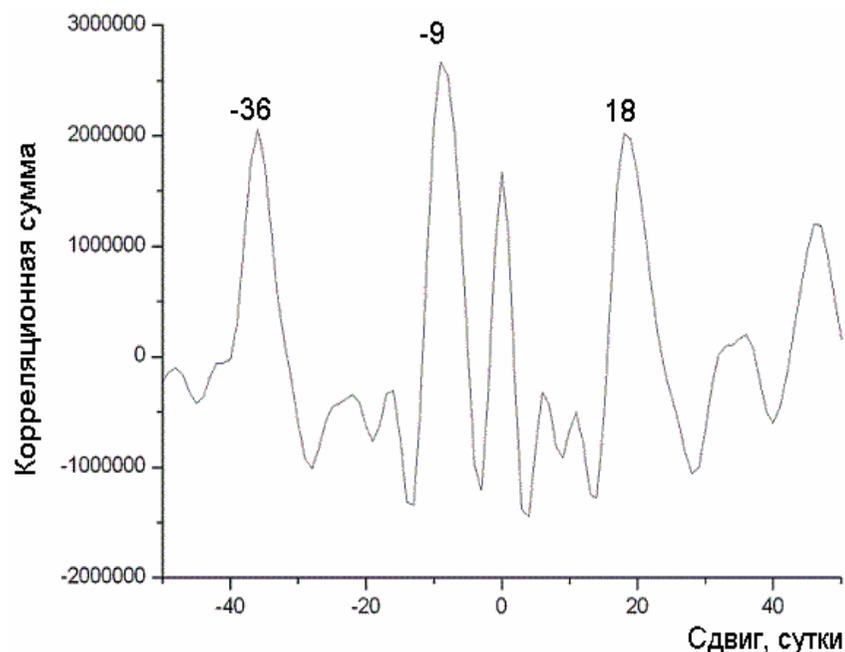


Рис.1. Кросскорреляционная функция реализаций  $S_{NE}(t)$  и  $S_{NW}(t)$

В отличие от индекса суммарной площади солнечных пятен, когда суммирование происходит по всей видимой полусфере, в нашем случае суммирование площадей фотосферных факелов происходит в более узком долготном интервале, а именно,  $\sim 40^\circ$ , что приводит к меньшему сглаживанию долготного распределения. А значит к лучшему долготному разрешению.

Частотное разрешение в спектре для всего такого ряда в сутках, в диапазоне периода 27 суток, будет равно  $\sim 0,03$  сут. Результаты расчета спектра вариаций для всего ряда ежедневных значений суммарной площади фотосферных факелов в северном полушарии представлены на рис.1. Как видим на рис.1, из-за неравномерного долготного распределения активных образований на Солнце в спектре вариаций ежедневных значений суммарной площади фотосферных факелов появляются пики, соответствующие вращению долгоживущих крупномасштабных структур, образованных преимущественным появлением факелов в некоторых долготных интервалах. Видим основную гармонику период 27 суток (первый пик), а также ее субгармоники вплоть до шестой. Аналогичная картина наблюдается и для южного полушария.

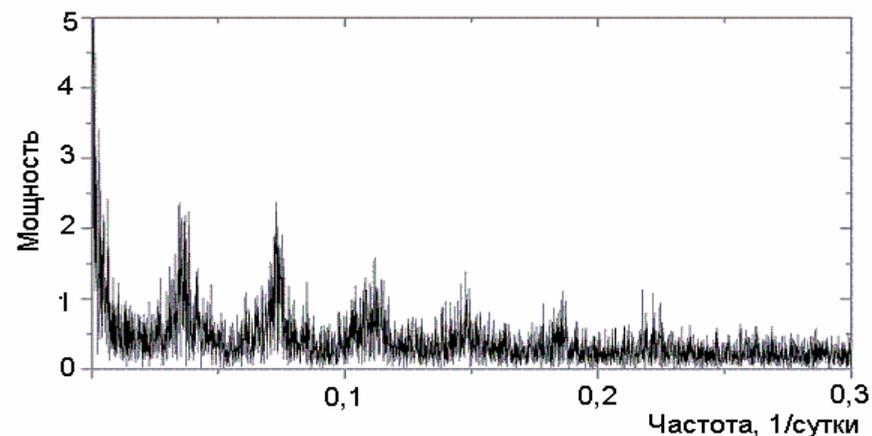


Рис.2. Спектр суммарной площади фотосферных факелов в диапазоне частот дифференциального вращения Солнца

Проанализированный нами, спектр для ряда (1949–2005 гг.) ежедневных значений суммарной площади фотосферных факелов как для всего Солнца в целом, так и по полушариям отдельно не позволяют судить о временных изменениях спектров на исследуемом отрезке времени.

Для исследования динамики спектральных составляющих мы использовали спектры, рассчитанные по семилетним выборкам, скользящим по исходной реализации 1949–2005 гг. со сдвигом один год. Выбор длины ряда семь лет для расчета спектров определялся желанием получить необходимое частотное и временное разрешение. В нашем случае частотное разрешение в диапазоне периода 27 суток составит  $\approx 0.0004 \text{ сут}^{-1}$ , а временное усреднение в семь лет плавно изменяется от года к году. В результате такой процедуры обработки исходных данных мы получили 50 спектров, которые были представлены в виде карты изолиний равных значений квадрата амплитуды  $A^2$  в координатах период-время. Спектры для всего диска Солнца получались в результате усреднения 4 спектров рядов  $S_{NE}$ ,  $S_{NW}$ ,  $S_{SE}$  и  $S_{SW}$  (рис.2). Для исключения влияния модуляционного эффекта 11-летним циклом на амплитуду мод, каждый спектр был нормирован на максимальное значение.

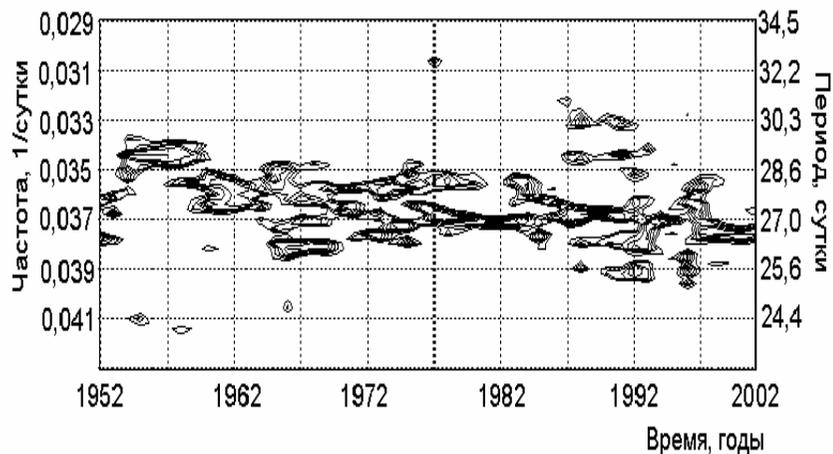


Рис. 3. Динамический спектр вариаций суммарной площади фотосферных факелов для всего диска Солнца

Анализируя динамические спектры, видим, что выделяются несколько мод вращения. Амплитуды мод максимальны в максимуме и на ветви спада 11-летнего цикла. Набор мод рис.3 несколько изменяется от цикла к циклу. Выделяются моды 26,9–27,0; 28,1; 28,6; 29,2 и 30,3 суток. Во всех циклах, кроме №19, мода 27 суток по амплитуде значительно превосходит остальные. Наличие мод 29 и 30 суток согласуется с результатами работ [4,5], полученных для крупномасштабных магнитных полей.

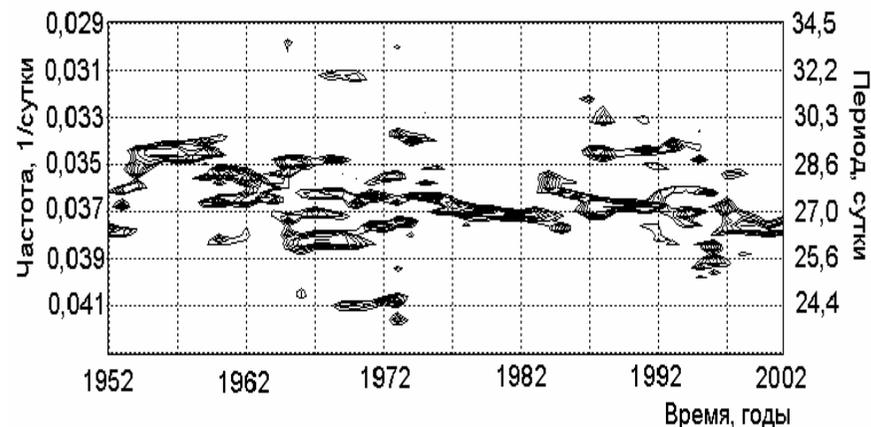


Рис.4. Динамический спектр вариаций суммарной площади фотосферных факелов для северного полушария Солнца

Спектры для северного полушария получены в результате усреднения двух спектров соответствующих реализациям восточного и западного лимбов. Аналогично для южного полушария. Сравнивая динамические спектры для северного рис.4 и южного полушарий рис.5 видим, что набор мод несколько различается. Для северного полушария, в большей степени, характерна мода 27 суток, а для южного 28 суток. Из этого следует, что в северном полушарии крупномасштабные структуры фотосферных факелов вращаются быстрее, чем в южном. В годы максимума XIX цикла скорость вращения крупномасштабных структур в обоих полушариях была замедленной и составляла примерно 29 и 29,5 суток соответственно.

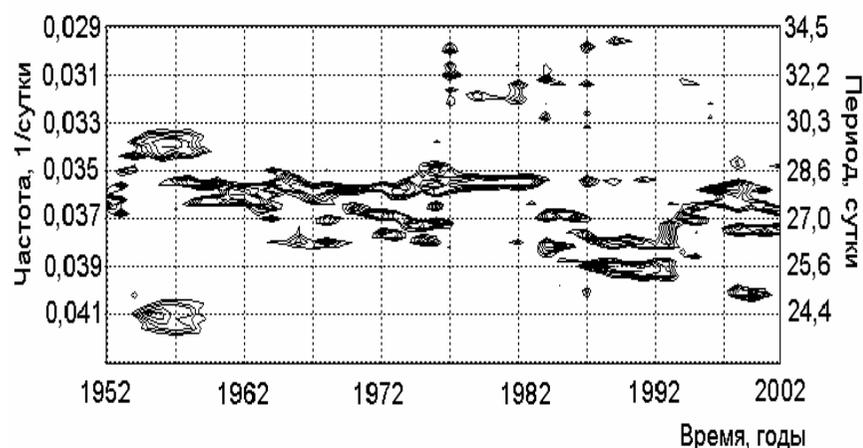


Рис.5. Динамический спектр вариаций суммарной площади фотосферных факелов для южного полушария Солнца

Итак, на большом материале подтверждено наличие нескольких вращательных мод, амплитуды которых максимальны в максимум 11-летнего цикла и на его ветви спада. Набор мод несколько изменяется не только от фазы 11-летнего цикла, но и от полушария Солнца. Для северного полушария характерна мода 27 суток, а для южного – 28 суток. Т.е. в северном полушарии крупномасштабные структуры, образованные из фотосферных факелов, вращаются быстрее, чем в южном. В 1987–1993 гг. в южном полушарии наблюдаются быстровращающиеся крупномасштабные структуры с периодом меньше 27 суток.

В обоих полушариях наиболее устойчивы моды 27 и 28 суток. Амплитуды вращательных мод долготного распределения суммарной площади фотосферных факелов модулируется 11-летним циклом.

#### ЛИТЕРАТУРА

1. Ерофеев Д.В., Крамынин А. П. Исследование долготной неоднородности солнечной активности по радиоизлучению Солнца на волне 10,7 см. // Солнечные данные. 1984. № 5. С. 83-87.

2. Крамынин А.П. Жестковращающиеся моды крупномасштабных структур кальциевых флоккулов 1963-1984 годов // Солнечная активность и ее влияние на Землю. Владивосток: Дальнаука, 2002. Вып. 6. С.81-85.

3. Крамынин А.П. Спектр вариаций суммарной площади кальциевых флоккулов// Исследования по геомагнетизму, аэронауке и физике Солнца. Издательство сибирского отделения РАН, 2001. Вып. 113. С. 75-79.

4. Крамынин А.П. Динамика спектра среднего магнитного поля Солнца по данным Станфорда за 1975-2000 годы // Солнечная активность и ее влияние на Землю. Владивосток: Дальнаука, 2002. Вып. 6. С.86-91.

5. Erofeev, D.V. The Relationship between Kinematics and Spatial Structure of the Large-Scale Solar Magnetic Field. // Solar Phys. 1997 v. 175 p. 45-58.

6. Naskidashvili B.D., Shatashvili L.K., Tsereteli G.A. The quasiperiodic modulation of the recurrent changes of intensity and the anomalous diurnal and semidiurnal variations of cosmic rays // 20th Int. Cosm. Ray Conf., Moscow, Aug. 2-15, Conf. Pap. SH. Sess. Moscow. 1987. v. 4. p.180-183.

## **ПЕРЕВОД ГРАФИЧЕСКОЙ ИНФОРМАЦИИ С БУМАЖНОГО НОСИТЕЛЯ В ЭЛЕКТРОННЫЙ ВИД**

### *ВВЕДЕНИЕ*

В Уссурийской астрофизической обсерватории накоплен большой наблюдательный материал по радиоизлучению Солнца в виде архива записей на диаграммных лентах. Он включает в себя записи радиоизлучения на частоте 208 МГц за период с 1959 г. по 1979 г., на частотах 1 ГГц, 750 МГц и 650 МГц с 1990 г. по 1997 г., на частоте 2,804 ГГц за 1990–2002 гг.. Наблюдения представляют собой однородные ряды данных, полученные на основе единой методики наблюдений и их обработки. С 2002 г. на радиотелескопе РТ-2, который регистрирует интегральный поток солнечного радиоизлучения на 2,804 ГГц, осуществлен переход на цифровую регистрацию радиопотока, хотя при этом одновременно продолжается регистрация и на ленту самописца.

По архивным данным, обработанным вручную, можно выполнять статистические исследования солнечной активности, однако качественные и количественные результаты по каким-либо отдельным событиям трудно получить без применения математических методов и компьютерных ресурсов. Уникальные наблюдения, например, мощных солнечных радиовсплесков, полученные в годы «докомпьютерной эпохи», остаются недостаточно исследованными из-за трудностей их перевода с бумажного носителя на магнитный. Наличие цифровых данных открывает возможности выполнения новых исследований, проведение которых при работе с бумажным архивом было затруднительным ввиду большой трудоемкости и недостаточной точности измерений. Настоящая работа посвящена исследованию возможности перевода записей радиоизлучения с диаграммной ленты в цифровой вид.

Поставленную задачу лучше разделить на несколько этапов, часть из которых можно формализовать, а часть доверить исследователю. За основу нашей работы было принято исследование [3], где в общем виде рассматриваются возможности оцифровки записей. По аналогии с ним мы выделили следующие этапы в процессе перевода информации с бумажного носителя в компьютерный файл:

1. Предварительная подготовка диаграммной ленты
2. Сканирование
3. Предварительная обработка отсканированного изображения
4. Оцифровка записи
5. Соединение фрагментов (обычно вся запись не может быть отсканирована за один раз)
6. Калибровка

Рассмотрим каждый из этапов более подробно. В качестве примера в данной работе мы покажем процесс оцифровки фрагментов записи за 16 июня 2000 г., которая включает в себя помимо радиопотока еще и радиовсплеск. Эта запись является типичной записью радиоизлучения, мало чем отличающейся от других.

#### *1. Предварительная подготовка диаграммной ленты*

Вопросы калибровки и соединения фрагментов следует проработать еще до начала сканирования, иначе может оказаться, что с уже отсканированными файлами решить их невозможно. Часто бывает необходимо перевести в цифровой вид не всю запись за день наблюдений, а только ее часть, например, с каким-то конкретным событием. Обычно запись радиовсплеска включает в себя два-три отсканированных фрагмента, которые затем надо соединить. Из-за этого фрагменты должны частично перекрываться по времени, а на каждом из них следует отметить по две метки времени. Для сохранения одинакового масштаба необходимо указать нижнюю границу ленты, от которой будут отсчитываться значения. На первом и последнем фрагментах ленты должны быть нанесены калибровочные ступени, при этом желательно проинтерполировать их значения на конкретные моменты времени. Если же оцифровывается вся запись

а день наблюдений, то перед сканированием следует лишь отметить на каждом из фрагментов метки времени и нижнюю границу ленты.

## 2. Сканирование

При вводе данных с бумажного носителя в графический файл с помощью сканера необходимо обеспечить их однородность, т.е. использование для всех записей одних и тех же масштабов, цветовой таблицы, формата файлов. Нет необходимости сохранять цветовую информацию в режиме True Color, вполне достаточно цветового режима «оттенки серого», а разрешения – 200 dpi. Предпочтительный формат файлов – bmp или gif. В качестве примера на рис.1 представлены два отсканированных фрагмента записи за 16 июня 2000 г.



Рис.1. Отсканированные фрагменты (второй и третий) записи наблюдений радиоизлучения Солнца 16 июня 2000 г.

## 3. Предварительная обработка отсканированного изображения

На этом этапе необходимо промерить значения для всех калибровочных ступеней и нижней границы ленты по вертикальной оси и значения для меток времени – по горизонтальной. Это можно сделать с помощью языка программирования IDL [1], при работе которого в интерактивном режиме можно использовать функцию, выдающую координаты текущей позиции курсора.

Следует заметить, что чем слабее интенсивность оцифруемой линии, тем труднее программными средствами выделить полезный сигнал записи на фоне помех от линий сетки. Поэтому далее в отсканированном файле желательно вырезать или стереть содержимое изображения вне оцифруемой области (линии сетки, метки времени, различные записи на диаграммной ленте), например, с помощью графического редактора Paint.

## 4. Оцифровка

Прежде всего, необходимо выделить в изображении точки, подлежащие оцифровке. Поскольку линия графика отличается по яркости и плотности от линий сетки, то отфильтровать линии сетки можно, задавая граничную величину яркости (для разных записей – свою, примерно в 3–4 раза меньшую средней величины яркости для всего изображения). В новом двоичном массиве точки, значения которых находятся выше граничной величины яркости, будут представлены черным (нулем) на фоне белого поля (единицы). Однако в этом случае может уменьшиться и плотность самой линии графика – на ней появляются разрывы. Их можно удалить, если наложить на область графика оконтуривающую его маску гораздо большей ширины, чем толщина линий. Маска формируется с помощью эрозии изображения со структурным элементом в виде диска [3]. Это приводит к размыванию линий и соединению разрывов. Отфильтровать не принадлежащие графику точки и линии (например, от меток времени) позволяет медианная фильтрация, которая эффективна для подавления точек массива с очень высокими и низкими значениями.

Затем следует найти все топологически связанные области в изображении. Область графика имеет наибольшую площадь (тогда как площадь рассеянных по полю помех мала), поэтому после анализа области, имеющей наибольшую статистику, результат используется как маска, накладываемая на изображение (маска и изображение перемножаются). Таким образом, отфильтровываются посторонние точки и линии, и объединяются разрывы в записи.

Преобразование полученного изображения в цифровой массив выполняется путем поиска значений, отличающихся от преобладающих значений поля [3]. Это осуществляется с помощью проце

дуры, которая формирует массив, где каждому значению X ставится в соответствии среднее значение Y (его выбор является простым учетом толщины линии).

Для приведения значений различных фрагментов ленты к единому масштабу, из полученных значений производится вычитание величин нижнего края ленты, которые были измерены для каждого фрагмента (см. п.3). Значения по горизонтальной оси можно перевести в секунды, используя измеренные величины X для меток времени.

### 5. Соединение фрагментов

Поскольку все отсканированные фрагменты перекрываются по времени и на каждом из них присутствуют по две метки времени, то возможна точная привязка фрагментов по горизонтальной оси. Часть следующего фрагмента добавляется к предыдущему с того момента времени, когда на первом заканчивается запись. Полученные значения интерполируются на равномерную сетку по горизонтальной оси.

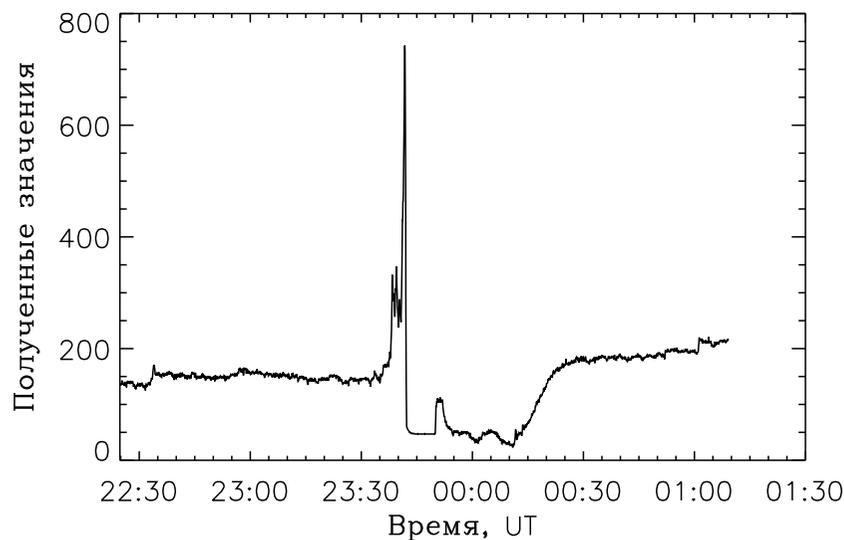


Рис.2. Оцифрованная и соединенная запись трех фрагментов ленты за 16 июня 2000 г.

На рис.2 представлена соединенная запись трех оцифрованных фрагментов за 16 июня 2000 г.. Массив данных, записанный в формате XDR, пригоден для дальнейшей цифровой обработки.

### 6. Калибровка

Перевод оцифрованного графика в калиброванный поток проводится по обычной методике, которая применяется при обработке наблюдений [2]. Зная значения калибровочных ступеней, измеренных на первом и последнем фрагментах ленты (см. п.3) и, поддерживая единый масштаб при оцифровке, можно прокалибровать оцифрованную запись.

### ВОССТАНОВЛЕНИЕ ПРОФИЛЯ ВСПЛЕСКА

При наблюдении радиовсплесков большой интенсивности в результате переключения ослабителей с 10 дБ на 20 дБ возникает необходимость восстановления профиля всплеска, т.е. приведения его части, записанной на 20 дБ, к записи на 10 дБ.

Моменты переключения можно определить следующим образом. Дифференцируя предварительно обработанные с помощью медианной фильтрации исходные значения радиопотока, мы найдем знакопеременные пики разной величины. Среди номеров элементов массива, где абсолютное значение производной будет больше некоторой величины (например, ее среднеквадратичного отклонения), можно выбрать моменты переключения. Найти коэффициент усиления при переключении ослабителей можно в интерактивном режиме, определив несколько величин потока до и после последнего момента переключения. Умножив значения фрагмента записи на 20 дБ на коэффициент усиления, мы получим значения потока на 10 дБ.

Восстановление профиля всплеска следует проводить до калибровки данных. График калиброванных значений вместе с восстановленным профилем всплеска для 16 июня 2000 г. приведен на рис.3.

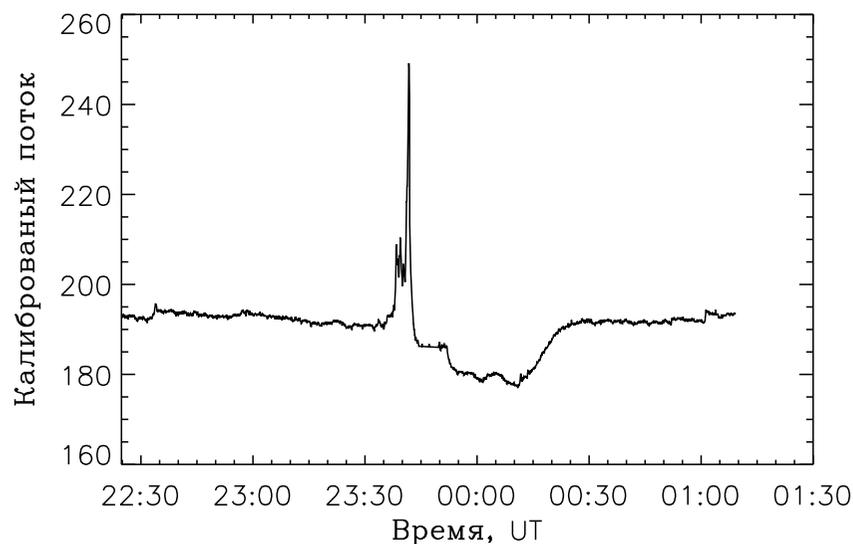


Рис.3. График калиброванного потока радиоизлучения вместе с восстановленным профилем всплеска за 16 июня 2000 г.

### ЗАКЛЮЧЕНИЕ

В работе рассмотрены этапы, необходимые для решения задачи перевода информации, записанной на бумажном носителе, в электронный вид. Разработаны программы, с помощью которых выполняются оцифровка, соединение фрагментов и калибровка соединенной записи. Также затронут вопрос о методике восстановления профиля всплеска. Программы созданы на языке программирования IDL, который в настоящее время широко распространен среди астрономов, занимающихся исследованием Солнца. Отладка методик на IDL эффективна благодаря интерактивному режиму работы, а испытанные методики потом можно просто включать в состав программ. Язык удобен благодаря богатому математическому аппарату, наличию в стандартной поставке множества процедур, реализующих различные методы обработки изображений, поддержке работы с файлами различных форматов.

В качестве примера в работе была рассмотрена оцифровка части записи радиоизлучения за 16 июля 2000 г., включающей в себя три фрагмента. Таким образом, нами достигнут определенный прогресс в преобразовании графической информации с бумажного носителя в цифровой вид. Автор выражает благодарность д.ф.-м.н. Гречневу В.В. за помощь в разработке программ и за возможность использования созданной им библиотеки процедур и функций.

### ЛИТЕРАТУРА

1. Гречнев В.В. Интерактивная работа с данными на языке IDL, 123 с.
2. Кузьменко И.В. Результаты наблюдений радиоизлучения Солнца на частоте 2,8 ГГц в УАФО за 2002–2004 гг. // Солнечная активность и ее влияние на землю. Владивосток: Дальнаука. 2006. С. 65–74. (Тр. УАФО; т. 9, вып. 9).
3. Grechnev V.V., Abramov-Maksimov V.E., Peterova N.G., Borisevich T.P., Kaltman T.I., Meshalkina N.S. Methods for graphic data input from paper medium. Bulletin of the Special Astrophysical Observatory. 2003, 56, P.126-133.

В. Г. Лозицкий\*, Е. С. Андриец<sup>3</sup>

## СОПОСТАВЛЕНИЕ ИЗМЕРЕНИЙ МАГНИТНЫХ ПОЛЕЙ В СЛАБОЙ СОЛНЕЧНОЙ ВСПЫШКЕ ПО ЛИНИЯМ H $\alpha$ и FeI 6302.5

### ВВЕДЕНИЕ

Солнечные вспышки представляют собой мощные взрывоподобные процессы в атмосфере Солнца, связанные с внезапной трансформацией магнитной энергии в другие формы энергий (электромагнитную, тепловую, энергию ударных волн, ускоренных частиц и выбросов корональной материи из области вспышки). Вспышки охватывают широкий диапазон высот в солнечной атмосфере – от фотосферы до короны, причем основная часть вспышечной энергии выделяется, по-видимому, в хромосфере и короне. В связи с этим, в проблеме солнечных вспышек особо ценными являются прямые данные о магнитных полях именно на хромосферном и корональном уровнях. Однако соответствующие измерения являются не только очень важными (для уточнения физических моделей вспышек), но и трудными в методическом отношении. В этом диапазоне высот формируются в основном широкие спектральные линии, наблюдаемая полуширина  $\Delta\lambda_{1/2}$  которых значительно больше зеemanовского расщепления  $\Delta\lambda_H$  даже при полях в несколько килогаусс. Теоретически при  $\Delta\lambda_H \ll \Delta\lambda_{1/2}$  и использовании анализатора круговой поляризации, измеряется (по относительному расщеплению “центров тяжести” боковых компонент зеemanовского триплета) не величина модуля индукции  $B$ , а его продольная компонента  $B_{\parallel} = B \cos \gamma$ , где  $\gamma$  – угол между лучом зрения и силовой линией магнитного поля. Это обусловлено тем, что тогда каждая  $\sigma$ -компонента блендируется  $\pi$ -компонентой, образуя с ней общий профиль интенсивности, и сме-

щение его “центра тяжести” относительно центра нерасщепленной линии будет меньше, чем  $\Delta\lambda_H$ . Если же мы имеем  $\Delta\lambda_H \approx \Delta\lambda_{1/2}$ , то измеренное значение магнитного поля будет по величине промежуточным между  $B_{\parallel}$  и  $B$ . Лишь при  $\Delta\lambda_H > \Delta\lambda_{1/2}$  можно измерить величину, достаточно близкую к модулю поля  $B$ .

Дополнительные трудности возникают при пространственно неразрешимой структуре магнитного поля [6,7,10]. В таком случае наблюдаемая картина распределения интенсивности в спектре формируется как результат суммирования вкладов от участков с более слабыми “фоновыми” полями а также участков, соответствующих мелкомасштабным элементам с более сильными полями. В наблюдаемой суммарной картине распределения интенсивности в линии возникает некоторое промежуточное по величине расщепление  $I+V$  та  $I-V$  профилей, в которых практически никогда не видно полного разделения  $\pi$ - и  $\sigma$ -компонент. Формально, по внешнему виду  $I+V$  та  $I-V$  профилей тогда имеем случай  $\Delta\lambda_H \ll \Delta\lambda_{1/2}$ , хотя фактически здесь могут присутствовать в замаскированном виде сильные магнитные расщепления, спектрально неразличимые из-за незначительного фактора заполнения площади апертуры мелкомасштабными элементами с высокой напряженностью.

Простой способ проверки того, действительно ли мы имеем достаточно слабые поля или же замаскированные сильные, состоит в следующем [7]. При действительно слабых магнитных полях, когда  $I+V$  та  $I-V$  профили расщеплены на незначительную величину (т.е. наблюдается  $\Delta\lambda_H \ll \Delta\lambda_{1/2}$ ), бисекторы этих профилей должны быть параллельными друг другу как при продольном, так и непродольном поле. Первые признаки непараллельности бисекторов возникают при  $\Delta\lambda_H \approx 0.5\Delta\lambda_{1/2}$  и непродольном поле, и по ним можно грубо оценить нижний предел действительных величин локальных полей. При дальнейшем увеличении  $\Delta\lambda_H$  относительно  $\Delta\lambda_{1/2}$ , непараллельность бисекторов (при непродольном поле) все более нарастает, а исчезает лишь тогда, когда при (при  $\Delta\lambda_H \geq \Delta\lambda_{1/2}$ ) зеemanовские  $\pi$ - и  $\sigma$ -компоненты полностью разделяются спектрально. Если

<sup>3</sup> Астрономическая обсерватория Киевского национального университета имени Тараса Шевченко, Киев, Украина

же магнитное поле является двухкомпонентным (фон + мелкомасштабные структуры с сильным полем), то непараллельность бисекторов может быть даже при продольном поле и наблюдаемых (в суммарном профиле) небольших магнитных расщеплениях.

В настоящее время большая часть информации о магнитных полях в солнечных вспышках относится к фотосферному уровню. Имеется также ограниченное число публикаций, в которых изложены результаты измерений магнитных полей во вспышках для зоны температурного минимума и хромосферы (см. напр. [4,8,10,11]). Для выяснения структурных особенностей магнитного поля в области вспышки важно детально проследить (по прямым данным) распространение магнитного поля от уровня фотосферы в более высокие слои. В настоящее время здесь много неясного даже для невспышечных областей. В частности, еще в 1973 г. на Крымском магнитографе было получено [9], что вне пятен и вспышек измеренные напряженности  $B_{\parallel}$  в хромосферных линиях зачастую превышают аналогичные величины в фотосферных линиях. Например, было получено, что величина  $B_{\parallel}$  в линии  $H\alpha$  в среднем на 33% выше, чем в линии  $FeI$  5250.2.

Поскольку газовое давление быстро уменьшается с высотой, маловероятно, чтобы это отличие указывало на действительное усиление магнитного поля при переходе от фотосферы в хромосферу. Заметим также, что эффект различия величин  $B_{\parallel}$  по разным линиям практически не зависит от пространственного разрешения: он хорошо наблюдается как при разрешении  $\approx 1''$ , так и при разрешении в  $100''$  [2]. Вероятной причиной этого эффекта является присутствие субтелескопической (пространственно неразрешимой) структуры магнитного поля, при которой соотношение измеренных напряженностей  $B_{\parallel}$  по разным линиям зависит не только от действительной величины поля в мелкомасштабной компоненте, но также от ширин профилей линий в этой компоненте, фактора заполнения, фонового поля и размеров выходных щелей магнитографа [6].

В настоящей работе сопоставлены результаты спектрально-поляризационных измерений магнитного поля по линиям  $H\alpha$  и  $FeI$  6302.5Å для слабой солнечной вспышки. Ранее было найдено [10], что в мощной вспышке балла 2В величина магнитного поля по линии  $H\alpha$  достоверно больше, чем по фотосферным линиям  $FeI$  5247.1 и 5250.2Å. В другой более слабой вспышке балла M1.2/1N измерено, что поле по хромосферной линии  $H\beta$  больше, чем по фотосферным линиям  $NiI$ ,  $CrII$  и  $VI$  [4]. Представляется интересным проверить это соотношение на примере еще более слабой вспышки.

### *МАТЕРИАЛ НАБЛЮДЕНИЙ И ПРОФИЛИ ЛИНИЙ*

В настоящей работе исследуется солнечная вспышка 28 июля 2004 г., которая возникла в активной области NOAA 652 возле западного лимба Солнца. Она наблюдалась на эшелюном спектрографе горизонтального солнечного телескопа Астрономической обсерватории Киевского национального университета имени Тараса Шевченко [3]. Вспышка была замечена как слабая эмиссия в ядре линии  $H\alpha$ , которая оставалась практически неизменной примерно на протяжении часа. Позже, при сопоставлении этих наблюдений с данными GOES оказалось, что это действительно медленная вспышка рентгеновского класса C4. Эшелюный спектр вспышки был сфотографирован в ортогональных круговых поляризациях 4 раза, в  $5^h46^m$ ,  $5^h50^m$ ,  $5^h54^m$  и  $5^h58^m$  UT. Было замечено визуально по виду линии  $H\alpha$ , что  $6^h10^m$  в месте вспышки возник выброс со скоростями  $\pm 100$ – $150$  км/сек.

Снимки были сделаны на фотопластинки ORWO WP3 с экспозицией 20 сек.; указанные моменты относятся к началу каждой экспозиции. Пространственное разрешение прямых наблюдений  $\leq 1$  Мм, спектральное (вблизи  $H\alpha$ ) –  $50$  мÅ. В данной работе изучается спектр вспышки только для момента  $5^h46^m$ . Соответствующая спектрограмма профотометрирована на микрофотометре МФ-4; результаты фотометрии обрабатывались на ЭВМ с целью получения профилей линий в остаточных интенсивностях и измерения по ним магнитных полей.

По визуальным измерениям магнитного поля в линии FeI 5250.2Å, напряженность магнитного поля в пятне, на которое проектировалась вспышка, составляла 2700 Гс, пятно было N полярности. Как будет представлено ниже, эти измерения хорошо совпали с фотографическими данными, полученными в линии FeI 6302.5.

Магнитные поля во вспышке измерялись по линиям Na и FeI 6302.5. Это хорошо известные линии; первая формируется в хромосфере и имеет эффективный фактор Ланде  $g_{\text{eff}} = 1.05$ , вторая формируется в фотосфере и имеет  $g_{\text{eff}} = 2.5$ .

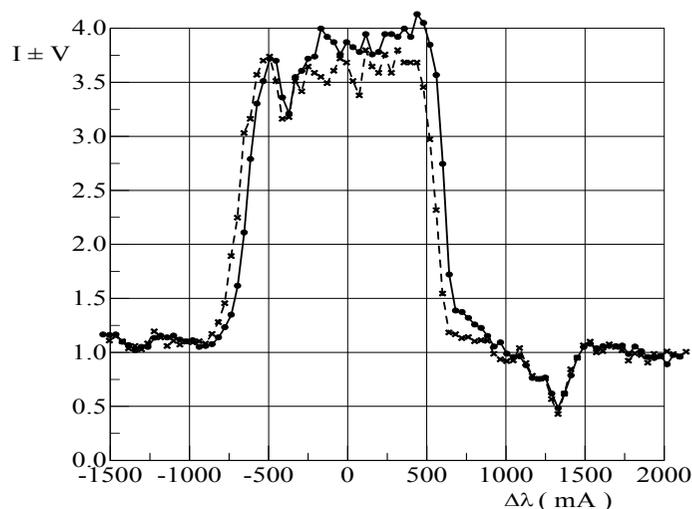


Рис. 1. Стоксовы  $I \pm V$  профили линии Na в исследуемой вспышке (см. текст)

Стоксовы профили  $I \pm V$  линии Na исследовались как непосредственно во вспышке, так и рядом с ней, в прилегающей к пятну фотосфере. Поперечный размер исследуемого вспышечного узелка составлял 4", т.е.  $\approx 3$  Мм. Оказалось, что в эмиссионном узелке центральная остаточная интенсивность в Na достигала примерно 6 единиц от уровня ближайшего непрерывного спектра. Впрочем, это не говорит о какой-то исключительной яркости эмиссии: поскольку узелок вспышки проектировался на пятно, где интенсивность излу-

чения по сравнению с фотосферой была понижена почти в 10 раз, отнесенный к фотосферному континууму уровень эмиссии был не более 0.6. В центре пятна центральная остаточная интенсивность в Na достигала 4.0 (Рис. 1).

На рисунке хорошо видно, что эмиссионные профили линии Na в ортогональных круговых поляризациях (помеченные здесь сплошными и штриховыми линиями) заметно сдвинуты друг относительно друга по длинам волн, тогда как как теллурическая линия на расстоянии  $\Delta\lambda \approx +1600$  мА от центра занимает одинаковое положение в обеих поляризациях. Что касается бисекторов профилей  $I+V$  та  $I-V$ , то они здесь почти параллельны, а их взаимное расщепление соответствует магнитному полю  $1400 \pm 100$  Гс. Учитывая, что в данном случае имеем  $\Delta\lambda_{\text{H}} \ll \Delta\lambda_{1/2}$ , указанное значение скорее представляет величину  $B_{\parallel}$ , чем модуль поля  $B$ .

Также и в других местах интенсивной эмиссии вспышки отмечалась подобная параллельность бисекторов, указывающая на отсутствие явных признаков субтелескопической структуры магнитного поля.

Линия FeI 6302.5 имела обычные абсорбционные профили (без эмиссионных пиков), типичные для пятна и прилегающей к нему фотосферы. В области пятна наблюдалось полное разделение зеемановских  $\pi$ - и  $\sigma$ -компонент, позволяющее в этом случае измерить модуль магнитного поля  $B$ . В области  $\pi$ -компоненты не отмечалось существенных эффектов ее расщепления, подобных описанным, например, в работах [1,5].

## РЕЗУЛЬТАТЫ ИЗМЕРЕНИЙ И ИХ ОБСУЖДЕНИЕ

Полученные результаты представлены на Рис. 2. Из него видно, что центр пятна приходился на фотометрический разрез № 20; здесь интенсивность в континууме была понижена по сравнению с фотосферой примерно в 9 раз ( $I_c/I_{\text{ph}} = 0.11$ ). Максимальная эмиссия в Na приходилась на разрез № 18, т.е. на расстоянии примерно 1 Мм от центра пятна.

Магнитное поле, измеренное по линии Na в центре пятна близко к 1.4 кГс, что примерно 1.7 раза меньше, чем магнитное поле по

линии  $\text{H}\alpha$ . Следует, однако, заметить, что это может быть просто результат наклона  $\gamma$  силовых линий магнитного поля. Действительно, поскольку линия  $\text{H}\alpha$  представляет продольную компоненту  $B_{\parallel}$ , а линия  $\text{FeI } 6302.5$  – модуль поля  $B$ , можно считать, что

$$\cos \gamma \approx B(\text{H}\alpha)/B(6302.5) = 1.4/2.4 \approx 0.58. \quad (1)$$

Отсюда  $\gamma \approx 55^\circ$ , тогда как гелиоцентрическое расстояние исследуемого места на Солнце соответствует углу  $\vartheta \approx 66^\circ$ . Учитывая, что ось пятна всегда наклонена к востоку (из-за вращения Солнца), отличие полученных углов ( $55^\circ$  и  $66^\circ$ ) можно считать вполне объяснимым.

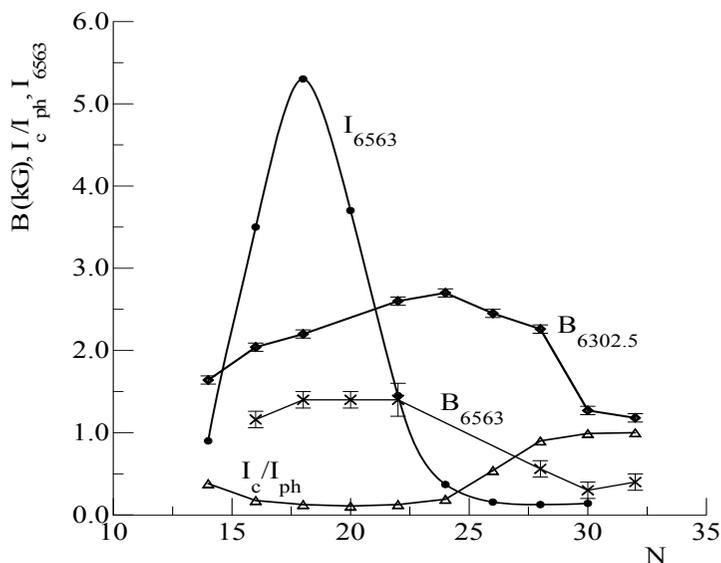


Рис. 2. Сопоставление измерений магнитного поля  $B_{6563}$  и  $B_{6302.5}$  в линиях  $\text{H}\alpha$  и  $\text{FeI } 6302.5$  с относительной интенсивностью  $I_c/I_{ph}$  в спектральном континууме по сравнению с аналогичным континуумом прилегающей к пятну фотосферы, а также интенсивностью  $I_{6563}$  в центре линии  $\text{H}\alpha$ . По оси абсцисс отложены номера фотометрических разрезов. Расстояние между двумя соседними четными разрезами (отмеченными, например, треугольниками для графика величин  $I_c/I_{ph}$ ), соответствует 1Мм в картинной плоскости

Таким образом, полученные результаты естественно объясняются наклоном силовых линий магнитного поля. С этой точки зрения, действительный модуль поля одинаков по величине и в фотосфере, и в хромосфере, так что высотный градиент поля  $\partial B/\partial h \approx 0$ . Конечно, это несколько необычная ситуация: все-таки, скорее можно было ожидать, что в хромосфере модуль магнитного поля будет меньше – из-за значительного падения газового давления, удерживающего магнитные силовые трубки в равновесии. То есть, здесь не исключено, что вспышка немного «поддержала» модуль поля (в тени пятна) от его резкого падения при переходе от фотосферы до хромосферы. Напомним, что в других более мощных вспышках отмечалось более явное усиление магнитного поля в верхней фотосфере и зоне температурного минимума [10,11]. Оно соответствовало  $\partial B/\partial h > 0$  при переходе от нижней фотосферы к верхней, однако  $\partial B/\partial h < 0$  в диапазоне высот выше области локального усиления магнитного поля. Теоретически, если магнитное поле не имеет подобных особенностей, должно быть везде  $\partial B/\partial h < 0$  как в фотосфере, так и хромосфере.

Интересно также, что максимальное значение магнитного поля по линии  $\text{FeI } 6302.5$  отмечено не в центре пятна (фотометрический разрез № 20), а несколько эксцентрично по отношению к нему (фотометрический разрез №24), где поле достигало 2.7 кГс. То есть, наибольшие значения магнитной индукции в фотосфере отмечены и не в наиболее холодной части пятна (как обычно предполагается), и не в наиболее яркой части вспышки. В этом – также своеобразии данного материала наблюдений. Поиск физических причин этих эффектов запланирован на будущее.

## ЗАКЛЮЧЕНИЕ

Спектрофотометрическое исследование слабой и медленной солнечной вспышки 28 июля 2004г. рентгеновского класса  $\text{C4}$  выявило такие особенности магнитного поля в области ее возникновения.

1. В области яркого узелка этой вспышки, находящегося почти по центру пятна с магнитным полем 2700 Гс, измеренное магнитное

поле в линии FeI 6302.5 было в 1.7 раза сильнее, чем магнитное поле в линии H $\alpha$ . Это отличие можно объяснить наклоном силовых линий магнитного поля а также тем, что по линии FeI 6302.5 измеряется модуль магнитного поля, а по линии H $\alpha$  – его продольная компонента. Однако при этом приходится предположить, что высотный градиент магнитного поля при переходе от фотосферы к хромосфере близок к нулю ( $\partial B/\partial h \approx 0$ ). Поскольку теоретически (из-за существенного падения газового давления с высотой) должно быть  $\partial B/\partial h < 0$ , возможно, что в области вспышки действовал какой-то специфический механизм «поддержания» величины магнитного поля на одном уровне. Если это сопоставить с другими более мощными вспышками [4,10,11], то получается непротиворечивая закономерность: чем сильнее солнечная вспышка, тем сильнее высотное возмущение магнитного поля.

2. Вне пятна и вспышки (фотометрические разрезы №№ 30–32) отмечено еще большее преобладание магнитного поля в линии FeI 6302.5 над полем в линии H $\alpha$ , а именно  $B(6302.5)/B(H\alpha) \approx 3-4$ . Поскольку в этом случае обе линии дают напряженности, близкие к продольной компоненте магнитного поля, такой результат нельзя объяснить наклоном силовых линий. Более вероятно здесь то, что в этих местах  $\partial B/\partial h < 0$  – как и должно быть теоретически в невозмущенных областях на Солнце. Таким образом, более спокойное место активной области (вне пятна и вспышки) в нашем случае действительно оказалось «спокойным», и это свидетельствует в пользу достоверности тех изложенных выше в п.1 выводов, которые касаются солнечной вспышки.

## ЛИТЕРАТУРА

1. Баранов А.В. О природе расщепления  $\pi$ -компонента магнитоактивных линий в спектрах солнечных пятен // Солнечные данные.- 1974, № 7.- С. 100 - 105.
2. Демидов М.Л. Сопоставление наблюдений крупномасштабных магнитных полей Солнца в различных спектральных линиях // Изв. Академии Наук. Серия физическая. – 1998.– Т.62, № 9. – С.1830–1834.
3. Курочка Е.В., Курочка Л.Н., Лозицкий В.Г., Лозицкая Н.И., Остапенко В.А., Полупан П.Н., Романчук П.Р., Россада В.М. Горизонтальный солнеч-

ный телескоп Астрономической обсерватории Киевского университета // Вестник Киев. ун-та. Астрономия. – 1980. – Вып. 22. – С.48–56.

4. Лозицкий В.Г., Ажнюк Ю.И. Измерения магнитных полей в солнечной вспышке по линиям фотосферы и хромосферы // Труды Уссурийской астрофиз. обсерватории.– 2007.– Вып. 10. – С.68–78.

5. Лозицкий В.Г., Коломиец Д.Г. Особенности расщепления зеемановской  $\pi$ -компоненты линии FeI 630.25 нм в спектрах солнечных пятен и вспышек // Труды Уссурийской астрофизической обсерватории. – 2006. –Вып. 9. – С. 75–95.

6. Лозицкий В.Г., Цап Т.Т. Эмпирическая модель мелкомасштабного магнитного элемента спокойной области Солнца // Кинематика и физика небес. тел. – 1989. – Т.5, № 1. – С.50–58.

7. Цап Т.Т., Лозицкий В.Г., Шеминова В.А., Гладушина Н.О., Лейко У.М. Диагностика мелкомасштабных магнитных полей в солнечной атмосфере: основные методы, результаты и проблемы // Известия Крым. астрофиз. обсерватории. – 1998. – Т.94. – С. 170–172.

8. Abramenko V.I., Baranovsky E.A. Flare-related changes in the profiles of six photospheric spectral lines // Solar Physics. – 2004 – V.220, №1.– P.81-91.

9. Gopasyuk S.I., Kotov V.A., Severny A.B., Tsap T.T. The comparison of the magnetographic magnetic field measured in different spectral lines // Solar Phys. – 1973.– Vol. 31, No.2.– P.307–316.

10. Lozitsky V.G., Baranovsky E.A., Lozitska N.I., Leiko U.M. Observations of magnetic field evolution in a solar flare // Solar Phys.– 2000.– Vol.191, № 1.– P.171–183.

11. Lozitsky V.G., Lozitska N.I. Line profiles and magnetic fields in the exclusively powerful solar flare of October, 2003: preliminary results // Kinematics and Physics of Celest. Bodies, Suppl. – 2005.– # 5.– P.148–150.

## СТАТИСТИЧЕСКОЕ ИССЛЕДОВАНИЕ ЗАПАЗДЫВАНИЯ ВСПЫШЕК В ОПТИЧЕСКОМ И РЕНТГЕНОВСКОМ ДИАПА- ЗОНАХ СПЕКТРА

### *ВВЕДЕНИЕ*

Наблюдения солнечных вспышек в различных диапазонах длин волн указывают, что их энергия высвобождается в корональной части магнитных петель и посредством какого-то механизма (например, ускорение электрическим полем в области пересоединения) расходуется на ускорение частиц. Эти частицы движутся вдоль силовых линий магнитного поля и, достигая плотных слоёв хромосферы в основании петель, генерируют жёсткое (с энергией фотонов преимущественно 25–100 кэВ) тормозное рентгеновское излучение (HXR). Согласно модели толстой мишени [2,6] эмиссия HXR является тормозным электрон-ионным излучением потока электронов, сталкивающегося с плотными слоями более низкой короны, переходного слоя и хромосферы. Модель предполагает, что только незначительная часть энергии нетепловых электронов теряется через излучение. Большая её часть идёт на нагрев окружающей плазмы. Из-за специфики зависимости функции потерь на излучение от температуры в области значений 0,1–10 МК хромосфера быстро нагревается. При этом давление увеличивается, и горячая плотная плазма быстро расширяется в корону. Этот процесс известен как хромосферное испарение [1].

Горячая плотная плазма, поднимающаяся в корону, вследствие теплового тормозного излучения увеличивает поток эмиссии мягкого (с энергией фотонов 1–20 кэВ) рентгена (SXR). Таким образом, модель предсказывает, что эмиссия жёсткого рентгена непосредственно связана с потоком ускоренных электронов, тогда как эмиссия мягкого рентгена связана с накопленной тепловой энергией, принесённой тем же самым нетепловым электронным потоком. На-

гретое до высоких температур вещество излучает мягкий рентген и постепенно остывает. Постепенное увеличение эмиссии SXR до начала жёсткого рентгена предполагает тепловое происхождение первой фазы вспышки. Такое постепенное нагревание перед импульсным ускорением частиц должно быть связано с перестройкой магнитных полей, предшествующих вспышке. Кроме того, эта начальная фаза может также определять последующую импульсную фазу вспышки.

Статистическое исследование разности времён начала и максимума излучений в HXR и  $H_{\alpha}$  было выполнено Verma и Pande [9]. Они нашли, что импульсные вспышки производят эмиссию HXR в основном за 1 минуту до и на 2 минуты после начала  $H_{\alpha}$  эмиссии. В статье на основе большого статистического материала [10] найдено, что эмиссия в SXR начинается раньше чем в HXR в среднем на 3 минуты.

В этой статье мы исследуем поведение во времени солнечных вспышек, наблюдаемых в жёстком рентгене (HXR), мягком рентгене (SXR), и  $H_{\alpha}$ . Мы рассмотрим: разность моментов начала вспышки в  $H_{\alpha}$  и в HXR, а также в SXR и HXR; разность моментов наступления максимума вспышки в SXR и HXR; разность моментов максимума в SXR и окончание излучения в HXR. В рассмотрение включены 402  $H_{\alpha}$  вспышки, сопровождающиеся всплеском жёсткого рентгена за период 1987–1989 гг. и 380 вспышек за период январь–июнь 1988 г, наблюдаемых в мягком и жёстком рентгене. Полученные результаты интерпретируются в терминах модели, использующей механизмы ускорения электронов и нагрева атмосферы.

### *ДАННЫЕ НАБЛЮДЕНИЙ*

В статье используются данные о вспышках в мягком рентгеновском излучении со спутника GOES в диапазоне 1–8 А (1,6–12 кэВ). Данные о жёстком рентгеновском излучении получены прибором HXRBS, регистрирующим излучение в диапазоне энергий 25–438 кэВ (эти первоначальные значения в течение периода работы спутника SMM увеличивались в сторону высоких энергий и в 1987–89 гг. нижняя граница была 36–52 кэВ). Детальное описание прибо-

ра HXRBS приведено в работе [7]. Данные об  $H_{\alpha}$ -вспышках взяты из бюллетеня SOLAR GEOPHYSICAL DATE. Так как в нём приводятся данные наблюдений нескольких обсерваторий, то соответствующие моменты могут различаться. Если различие больше двух минут, то такая вспышка исключалась из рассмотрения.

Идентификация событий основана на временном совпадении. Вспышки в различных длинах волн считаются совпадающими, если они начинаются в пределах окна времени 10 минут.

### РЕЗУЛЬТАТЫ

На рис.1 показано распределение числа вспышек в зависимости от величины разности времени начала вспышек в SXR и HXR, а на рис.2 – в  $H_{\alpha}$  и HXR.

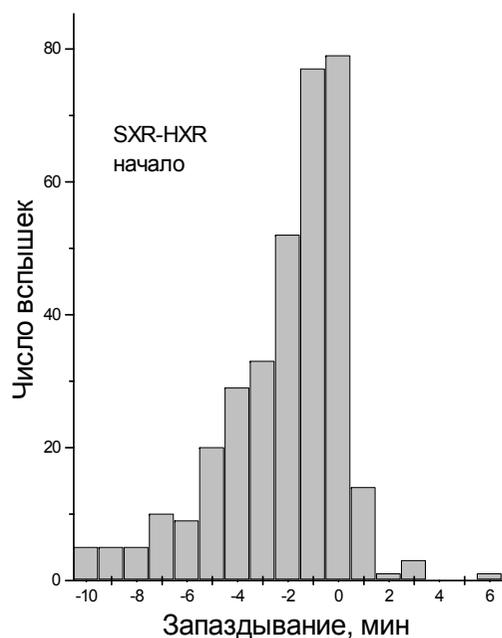


Рис.1. Распределение числа вспышек по времени запаздывания их начала в SXR и HXR

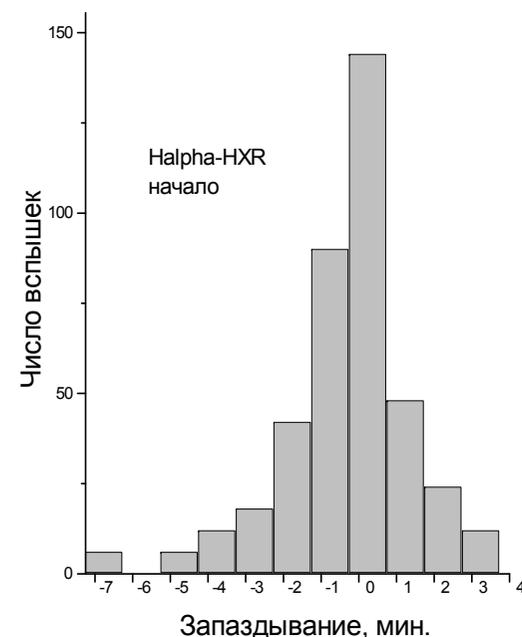


Рис.2. Распределение числа вспышек по времени запаздывания их начала в  $H_{\alpha}$  и HXR

Из рис.1 видно, что в больше чем 90 % проанализированных событий эмиссия SXR начинается перед эмиссией HXR по крайней мере за 1 мин.. Из гистограммы, приведённой на рис. 1 видно, что для некоторых вспышек SXR начинается раньше HXR на 10 мин. Только в 4 % событий эмиссия SXR начинается позже чем HXR (рис. 1). Эти полученные данные позволяют предположить, что предшествование эмиссии SXR можно интерпретировать в терминах теплового предварительного нагрева атмосферы вспышки до импульсного ускорения частиц, и что такой предварительный нагрев происходит почти во всех вспышках. Появление мягкого рентгеновского излучения, предшествующего импульсной фазе вспышки, по-видимому, противоречит модели электронного потока в толстой мишени. Если принять, что на этой стадии нагрев осуществляется потоком электронов, то он должен содержать энергию, достаточную

для нагрева и генерации SXR, но недостаточную для генерации HXR. Другой подход заключается в том, что такой нагрев обеспечивается другим механизмом, не связанным с потоком электронов, например нагрев хромосферы потоком протонов без излучения жёсткого рентгена [8] или нагрев тепловыми электронами вследствие аномальной теплопроводности [11].

Такой предвспышечный нагрев плазмы можно объяснить также джоулевым нагревом в тонких токовых слоях, вытянутых в направлении магнитного поля петли. В работе [4] приводятся следующие формулы для величин темпа джоулева нагрева  $Q$  и темпа ускорения электронов  $\mathcal{N}$  (электронов/сек):

$$Q = 1,11 \times 10^{21} n_s A_{18} B_2 T_7^{1/2} v_e (E/E_D) \text{ эрг} \cdot \text{сек}^{-1}, \quad (1)$$

$$\mathcal{N} = 2,83 \times 10^{29} n_s A_{18} B_2 T_7^{-1/2} v_e (E_D/E)^{1/8} \times \exp[-(2E_D/E)^{1/2} - (E_D/4E)] \quad (2)$$

где  $n_s$  - число отдельных токовых слоёв,  $A$  - площадь отдельных слоёв в  $\text{см}^2$ ,  $B, E$  - напряжённость магнитного и электрического полей,  $E_D = 7 \times 10^{-6} n_9 T_7^{-1} B \cdot \text{см}^{-1}$  - напряжённость электрического поля Дрейсера,  $v_e = 10 n_9 T_7^{-3/2} \text{ сек}^{-1}$  - частота столкновений. Число в нижнем индексе означает порядок соответствующей величины (например,  $A_{18} = A/10^{18}$ ). Принимая эмпирическое соотношение между интенсивностью нетеплового жёсткого рентгеновского излучения  $F_{\text{HXR}}$  и величиной  $\mathcal{N}$ , а именно,  $F_{\text{HXR}} = a \mathcal{N}$ , где  $a = \text{const}$ , можно считать, что при заданных  $n_e$  и  $T_e$  отношение  $\mathcal{N}/Q$ , являющееся функцией  $f(x)$ , где  $x = E/E_D$ , характеризует распределение энергии между ускорением электронов и джоулевым нагревом. На рис.3 показан вид этой функции для  $n_9=100$  и  $T_7=2$ .

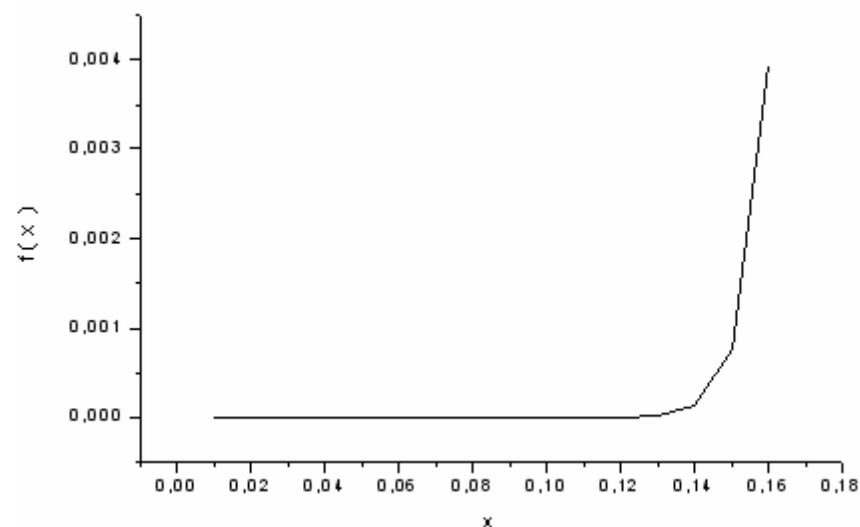


Рис. 3. Зависимость отношения темпа ускорения электронов к темпу джоулева нагрева от величины  $x = E/E_D$

Из рис.3 видно, что пока величина  $x \leq 0,14$  поступающая энергия идёт на нагрев плазмы. При  $x > 0,14$  становится эффективным механизм ускорения электронов, их количество резко увеличивается, что наблюдается как импульсная фаза вспышки.

С другой стороны, (рис.2) эмиссия в  $H_\alpha$  и в HXR начинается в большинстве случаев одновременно. Распределение показывает очень острый пик в нуле, и симметричное распределение для положительных и отрицательных значений запаздывания во времени. Это свидетельствует о том, что начало  $H_\alpha$  эмиссии связано с импульсивной фазой ускорения частиц, в котором хромосфера непосредственно нагревается электронной бомбардировкой. Из сравнения этих рисунков можно сделать вывод, что SXR и  $H_\alpha$  излучения возникают вследствие нагрева различными механизмами.  $H_\alpha$  излучение появляется в результате нагрева хромосферы потоком ускоренных электронов, которые генерируют HXR излучение, а предшествующее импульсной фазе вспышки SXR излучение возникает в токовом слое в результате джоулева нагрева.

Таким образом, начальную фазу развития вспышки можно представить следующим образом. Пока величина  $x$  остаётся небольшой, происходит нагрев плазмы, сопровождающийся излучением мягкого рентгена. Когда же достигается значение  $x \approx 0,14$ , т.е. величина напряжённости электрического поля становится  $E \approx 3 \cdot 10^{-3} \text{ В} \cdot \text{м}$ , начинается фаза ускорения электронов, сопровождающаяся всплеском жесткого рентгена. При этом возникает важный вопрос: являются ли ускоренные электроны единственным источником нагрева плазмы, ответственного за излучение мягкого рентгена после импульсной фазы вспышки, или имеются также другие источники нагрева? На рис.3 приведено распределение разностей времён максимумов вспышек в мягком и жёстком рентгеновском излучениях (SXR-HXR максимум), а на рис.4 – разность времён максимума SXR и окончания HXR.

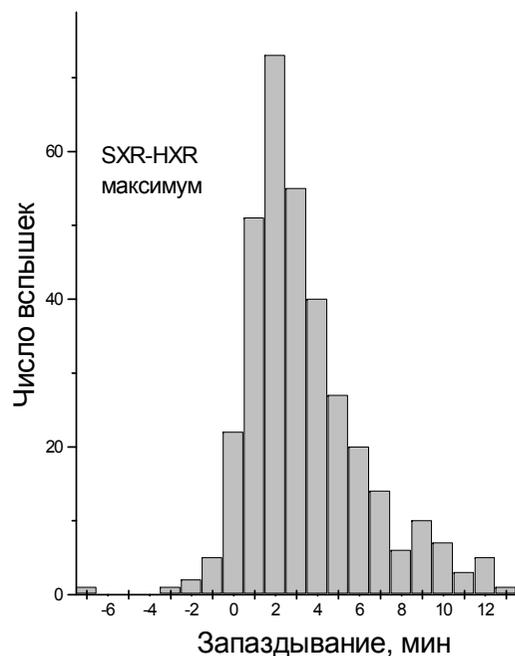


Рис.4. Распределение числа вспышек по времени запаздывания их максимума в SXR и HXR

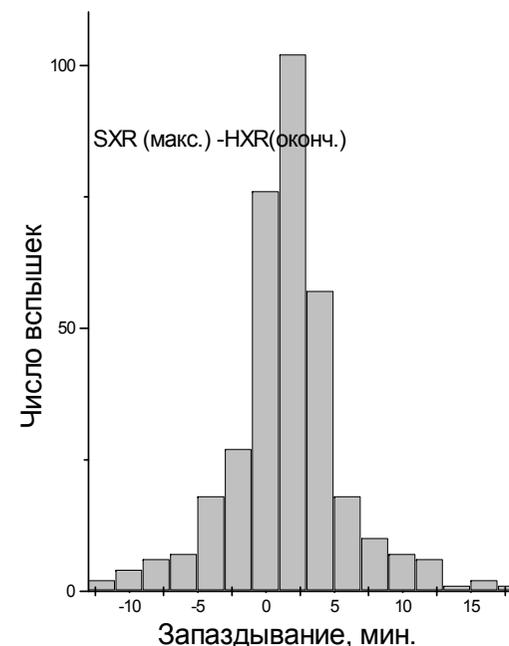


Рис.5. Распределение числа вспышек по разности времени максимума в SXR и окончания в HXR

Оба распределения схожи по форме. Для подавляющего большинства событий эти разности положительны. Они отрицательны только для 2% событий на рис.3 и для 19% событий на рис.4. Это указывает на то, что нагрев продолжается длительное время после окончания импульсной фазы. Если модель хромосферного испарения справедлива, тепловое излучение не должно увеличиваться после окончания HXR. т.к. прекращается поступление энергии от нетепловых электронов. Следовательно, можно предположить, что существует механизм, обеспечивающий поступление энергии длительное время после прекращения процесса ускорения. Здесь, однако, следует учитывать, что на фазе охлаждения испарение, обусловленное теплопроводностью, может увеличить плотность атмосферы настолько, что поток SXR увеличится, несмотря на уменьшение

температуры [3]. Наблюдения с высоким временным и пространственным разрешением также показывают, что относительная роль потоков нетепловых частиц, теплопроводности и излучения сильно изменяется на различных фазах вспышки [6].

### ВЫВОДЫ

1. Для большинства рассмотренных вспышек наблюдается предварительный тепловой нагрев атмосферы вспышки, регистрируемый в мягких рентгеновских лучах до импульсивной фазы ускорения частиц. В среднем, излучение SXR начинается за 2–3 минуты до HXR.

2. Излучение в  $H_{\alpha}$  и в HXR начните предпочтительно одновременно, указывая, что начало  $H_{\alpha}$  вспышки связано с импульсивной фазой ускорения частиц.

3. Максимум теплового излучения (SXR) в большинстве случаев наступает после окончания нетеплового (HXR) излучения.

### ЛИТЕРАТУРА

1. *Antonucci E., Gabriel A.H., and Dennis B.R.* The energetics of chromospheric evaporation in solar flares// *Astrophys. J.*1984. V.287. P.917-925
2. *Brown J.C.* The deduction of energy spectra of non-thermal electrons in flares from the observed dynamic spectra of hard X-ray bursts//*Solar Phys.* 1971. V.18.P. 489-502
3. *Cargill P.J., Mariska J.T., and Antiochos S.K.* Cooling of solar flare plasmas.1. Theoretical considerations// *Astrophys.J.*1995. V.439. P.1034-1043
4. *Holman G.D., Kundu M.R., and Kane S.R.* Soft X-ray, Microwave, and hard X-ray emission from a solar flare: implication for electron heating and acceleration in current channels // *Astrophys. J.* 1989. V.345. P.1050-1059.
5. *Lin R.P., and Hudson H.S.* 10-100 keV electron acceleration and emission from solar flares // *Solar Phys.*1971. V.17. P.412-435
6. *Lin R.P., and Hudson H.S.* Non-thermal processes in large solar flares // *Solar Phys.* 1976. V. 50. P. 153-178
7. *Orwig L.E., Frost K.J., and Dennis B.R.* The hard X-ray spectrometer on the solar maximum mission// *Solar Phys.* 1980. V.65. P.25-37
8. *Simnet G.M., and Haines M.G.* On the production of hard X-rays in solar flares // *Solar Phys.* 1990. V. 130. P.253-263

9. *Verma, V. K. and Pande, M. C.* Time delay between  $H_{\alpha}$  and hard X-ray emissions during impulsive solar flares// *Solar Phys.* 1985. V. 97. P.107-112

10. *Veronig A., Vrsnak B., Temmer M. and Hanslmeier A.* Relative timing of solar flares observed at different wavelengths// *Solar Phys.* 2002. V.208. P.297-315.

11. *Zarro D.M., Mariska J.T., and Dennis B.R.* Testing the DC-electric field model in a solar flare observed by *YOHKON* and the *COMPTON GAMMA-RAY OBSERVATORY* // *Astrophys.J.*1995.V.440.P.888-893.

*Ф. А. Михалина*

## **ИСТОРИЯ РАДИОНАБЛЮДЕНИЙ СОЛНЦА НА УССУРИЙСКОЙ АСТРОФИЗИЧЕСКОЙ ОБСЕРВАТОРИИ**

Радиоастрономические наблюдения сильно расширили возможности астрономии, в частности потому, что им доступны более удаленные области Вселенной, чем те, которые можно наблюдать в оптической астрономии. Самыми значительными достижениями радиоастрономии являются открытие радиоизлучения межзвездного водорода и открытие мощного радиоизлучения остатков сверхновых звезд. Весомый вклад радиоастрономия внесла и в изучение Солнца.

Впервые радиоизлучение Солнца было обнаружено в 1943 г. на длине волны 187 см. После второй мировой войны с усовершенствованием радиоприборов стала быстро развиваться солнечная радиоастрономия. Было обнаружено, что радиоизлучение Солнца состоит из трех составляющих. Первая – радиоизлучение спокойного Солнца, которая мало меняется со временем. Вторая появляется, когда на Солнце есть активные области – тогда на радиоизлучение спокойного Солнца накладывается более интенсивное, меняющееся с периодом вращения Солнца (27 дней) излучение. Во время повышенной солнечной активности на этот поток нередко накладывается спорадическая составляющая радиоизлучения – радиовсплески разного типа, в частности длительные шумовые бури. Установлена тесная связь между интенсивными радио всплесками и солнечными вспышками. Радиоизлучение на метровых волнах генерируется в основном на больших высотах в солнечной короне, а сантиметровое испускается из нижней части короны и хромосферы. Так как радиоизлучение от Солнца и других космических объектов обладает очень малым количеством энергии, наблюдения в радиодиапазоне было слабо развиты до 50-х годов прошлого столетия, ввиду низкой чувствительности приемной аппаратуры. Историю развития ра-

диоастрономии можно найти в работах А.Б. Северного, В.В. Железнякова, И.С. Шкловского [3, 9, 10].

Радиоастрономические исследования верхних слоев солнечной атмосферы незаменимы при комплексном изучении солнечной активности. Они дополняют информацию, полученную в оптическом диапазоне электромагнитного спектра Солнца, и не зависят от погодных условий. До конца 60-х годов Солнце изучали, используя почти исключительно наземные наблюдения в видимой области спектра и в радиодиапазоне. При этом было необходимо охватить как можно больший временной интервал наблюдений, и открытие станции Службы Солнца на Дальнем Востоке России способствовало этому. В настоящее время, несмотря на прогресс в исследованиях Солнца космическими аппаратами, наземные наблюдения не теряют актуальности и остаются важной задачей.

### *СТАНЦИЯ СЛУЖБЫ СОЛНЦА*

Комиссия по исследованию Солнца в 1950–1951 годах согласовала с Дальневосточным филиалом Сибирского отделения АН СССР строительство станции Службы Солнца, в результате вышло постановление Совета Министров СССР от 30 ноября 1953 года за № 22246 об организации лаборатории № 1 Службы Солнца на Горно-таежной станции при ДВНЦ СО АН СССР. В августе 1953 г. начато строительство первых павильонов и с 14 марта 1954 года в астрономические учреждения страны стали регулярно поступать сводки наблюдений фотосферы Солнца из Уссурийской станции Службы Солнца. Мы – самая восточная обсерватория России. Координаты станции следующие: 43° 41′ северной широты и 132°10′ восточной долготы.

Заведующим лабораторией, которая входила в состав Горно-таежной станции, был назначен выпускник Томского университета Валерий Гаврилович Банин. Первыми наблюдениями, выполненными в лаборатории, были наблюдения солнечных пятен и факелов. Получаемые данные имели хорошее качество, и станция с 1957 года вошла в сеть наблюдательных астрономических учреждений, предназначенных для мониторинга солнечной активности. Станция име

ла выгодное географическое расположение и астроклимат, что особенно важно для астрономических наблюдений зимой, когда в европейской части России проводится мало наблюдений из-за плохих погодных условий.

### РАДИОТЕЛЕСКОПЫ

В 1957 году на станции Службы Солнца начался монтаж первого радиотелескопа для регистрации радиоизлучения Солнца на длине волны 1,4 м (частота 208 МГц). Радиотелескоп создан на базе антенны армейского радиолокатора SR-627, который был передан ФИАНом. Радиолокационная антенна не приспособлена в конструктивном отношении к астрономическим наблюдениям, что потребовало большого объема работ по расчетам и изготовлению дополнительных узлов к антенному устройству, а сильная изношенность установки в целом и антенной системы - к значительному ремонту антенны. Не было электроэнергии, нужных материалов, инструмента, деталей и хорошей дороги до ближайшего города, а через речку Супутинку был только пешеходный мостик. Все это привело к тому, что только в 1959 году монтаж и наладка оборудования были закончены.

Первые наблюдения на радиотелескопе официально начаты 28 мая 1959 года. В декабре 1959 г. станцию подключили к государственному электроснабжению и все наблюдения за активностью Солнца стали вестись регулярно. Данные наблюдений отсылались в журнал «Солнечные данные» и в Институт земного магнетизма и распространения радиоволн АН СССР. Радиотелескоп имел следующие характеристики: частота приема – 208 МГц, полоса пропускания – 2 МГц, минимальный поток энергии, который регистрировала установка, –  $5 \cdot 10^{-24}$  Вт/м<sup>2</sup>•Гц, постоянная времени – 1 с. Регистрация радиоизлучения велась только 4 часа в сутки. Фотография первого радиотелескопа представлена на рис. 1.

Работы по установке телескопа выполнены сотрудниками: Н.И. Осипенко, Б.П. Лось, И.П. Ивакиной и Е.Н. Краденовым. Ивакина Ирина и Краденов Евгений после окончания московских институтов, а Лось Борис после окончания Ленинградского института

радиосвязи прибыли в дальневосточную тайгу, чтобы положить начало радиоастрономии в Приморском крае. Они же были и первыми наблюдателями на этом телескопе. Кроме регистрации радиоизлучения Солнца на длине волны 1,4 м, они по ночам регистрировали радиоизлучение галактик. Неоценимую помощь во всех работах по наладке аппаратуры оказывал новый сотрудник станции Осипенко Николай Иванович.

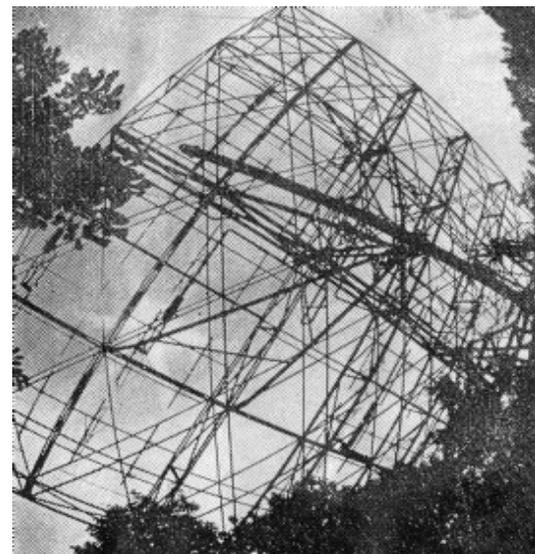


Рис. 1. Антенна первого радиотелескопа Службы Солнца

Не все молодые специалисты, приезжавшие по распределению на станцию после окончания институтов в Европейской части России (Ленинграда, Москвы, Киева и Одессы), выдерживали тяжелые бытовые условия и оторванность от научных центров в Уссурийской тайге. Уехала во Владивосток Ивакина Ирина, вернулись в свои города Ленинград и Москву Б. Лось и Е. Краденов. С 1962 года по 1964 год наблюдения на РТ-1 вели: Л. Никитенко, Ю. Солонский и В. Блинков. Не долго работали на станции супруги Шинаревы, ушел в аспирантуру В.Ф. Барков.

Из НИРФИ г. Горького и из АН Латвийской ССР в 1964 г. в лабораторию В.Ф. Чистякову поступили рекомендации по регистрации и обработке радиоданных в см и дм диапазонах (В.Ф. Чистяков – заведующий станцией Службы Солнца с 1961 года по 1986 г.).

Следующей группой наблюдателей на первом радиотелескопе с 1964 г. были: м.н. сотрудник Д.К. Воденева, м.н. сотрудник И.Е. Арав и ст. лаборант Л.С. Пузырева, а с апреля 1966 года начал вести наблюдения Н.М. Прытков. Эта группа сотрудников проработала достаточно долго и много сделала для продолжения регулярного наблюдения радиоизлучения Солнца. Группа радиоастрономов на станции принимала активное участие в Международных программах: Международного геофизического года в 1959 г., и по программе Международного года спокойного Солнца а в 1964–1965 гг.

На основе полученного за 1959-1966 гг. материала по регистрации радиоизлучения Солнца на частоте 208 МГц выполнены научные работы сотрудниками В.Ф. Чистяковым и И.Е. Арав [2, 9]. В этих работах приведено описание радиотелескопа, особенности развития радиовсплесков, шумовых бурь и их связь с солнечными пятнами.

Механические узлы радиотелескопа были сильно изношены, поэтому периодически приходилось проводить профилактические работы и работы по его модернизации. Так, в 1966 г. инженеры А.М. Лукьяненко и В.И. Стерлятов заменили кабели и улучшили панель управления радиотелескопа, в 1972 году инженер Б.О. Гальперин переделал некоторые узлы аппаратуры и изготовил приспособление для автоматического слежения за Солнцем.

На рис.2 представлена фотография радиоаппаратуры для регистрации радиоизлучения Солнца на длине волны 1,4м (самописец, радиоприемники и приборы для наведения телескопа). Наблюдения выполняет Л.Никитенко.

В 1970 году после окончания аспирантуры при КрАО на станцию прибыл Елисеев Геннадий Федорович. Он возглавил радиоастрономическую группу и научную работу по исследованию связи радиовсплесков, регистрируемых на частоте 208 МГц, с другими явлениями солнечной активности. Эти работы публиковались как в

центральных журналах [4,6], так и в сборниках, издаваемых ДВО РАН [5]. Наблюдения радиоизлучения Солнца на радиотелескопе с 1972 года продолжили: А.В. Мажуга, П. Панов, А. Конюхов, с 1973 года – В. Мартынов, В. Головин, Л. Корниенко и С. Пешкичев, а с 1974 г. – инженер Ю. Бурый. Группу радионаблюдений в 1981 г. после окончания Ленинградского университета пополнили молодые сотрудники-астрономы – Д.В. Ерофеев и А.В. Ерофеева, инженер В. Голубева. Надо заметить, что многие молодые специалисты, приезжавшие на станцию, начинали свою работу с наблюдений на радиотелескопе, а потом переходили или наблюдателями на оптические телескопы или в другие подразделения станции (вычислительный центр, оптическая мастерская). В группе радиоастрономов была самая большая текучесть кадров.



Рис. 2. Радиоаппаратура для регистрации радиоизлучения Солнца на частоте 208 МГц (1960-е гг.)

В 1979 г. антенна первого радиотелескопа станции Службы Солнца, которая прослужила для наблюдений радиоизлучения Солнца 20 лет, была демонтирована и вместо нее введена в строй другая, более современная – параболаид диаметром 10 м. К сожа

лению, аппаратура для приема и регистрации радиопотока осталась прежней.

Зав. лабораторией Службы Солнца В.Г. Банин еще в 1959 г. сделал запрос в НИРФИ г. Горького на радиотелескопы для регистрации радиоизлучения Солнца на длинах волн 10 см и 3,2 см. Но, скорее всего, из-за того, что с 1960 г. по 1962 г. под Хабаровском планировали создать комплексную обсерваторию, куда должны были войти станция земного магнетизма, ионосферная станция и переведена станция Службы Солнца из Горнотаежного, этим планам не суждено было сбыться.

Только в сентябре 1968 года в г. Риге на заседании секции научного совета по комплексной проблеме «Радиоастрономии» было принято решение помочь станции Службы Солнца поставить радионаблюдения Солнца в сантиметровом диапазоне. В 1971 г. построили павильон для этого телескопа и смонтировали радиотелескоп, а в 1973 году начаты первые наблюдения радиоизлучения Солнца на длине волны 10 см. Диаметр радиантенны - 2 м. Регулярные наблюдения на этом телескопе выполнялись с октября 1973 г. Работу на РТ-2 вели следующие сотрудники: М. Михалин, С. Пешкичев и В. Головин. Качество первых наблюдений на РТ-2 было низким, поэтому потребовалась замена приемников радиотелескопа на более современные. Замену приемников выполнили инженеры В. Мартынов и В. Головин. Качество наблюдений стало значительно лучше, но слабые радиовсплески все равно не регистрировались.

В 1979–1981 гг. был объявлен Год солнечного максимума. Наблюдатели лаборатории Службы Солнца на всех оптических и радио телескопах вели наблюдения за активностью Солнца.

К сожалению, большая оторванность нашей станции от центральных научных центров страны и нехватка опытного персонала именно в радио инженерии не позволила исполниться многим грандиозным планам. Так, в 1973 г. научным советом по «Радиоастрономии» предложено вести на станции регистрацию радиоизлучения Солнца на длине волны 56 см, т.к. на станции была радиантенна для таких наблюдений. Эти наблюдения к тому времени уже 10 лет выполняли обсерватории в Чехии «Ондржеев» и на Кубе. Но антен-

на на эту длину волны так и не была смонтирована. Не осуществились планы по установке 16-метровой параболической радиантенны и созданию радиоинтерферометра «Тайга».

В марте 1982 году на базе станции Службы Солнца был создан отдел астрофизических исследований из трех лабораторий, который вошел в состав Северо-восточного комплексного института. Лабораторию Солнечной активности возглавил Крамынин А.П.. В состав лаборатории кроме оптических наблюдений вошла группа радиоастрономов. Под руководством А.П. Крамынина в группе радиоастрономов произошли большие перемены. Инженером Ю.Н. Поляковым смонтирована 8 м антенна, управление которой было полностью автоматизировано. Заменяли всю радиоаппаратуру для приема и регистрации радиоизлучения. Работу провели инженер В. Мартынов и В.П. Головин. Но, к сожалению, с 1987 г. наблюдения на частоте 208 МГц были прекращены из-за сильных радиопомех. После прихода на станцию Службы Солнца (с 1987 г. отдел астрофизических исследований при ИКИР) из СИБИЗМИРа кандидата ф.-м. наук В.Г. Занданова была проведена дальнейшая модернизация радиотелескопа. С 1989 г. регистрацию радиоизлучения Солнца стали вести на трех длинах волн: 30 см, 40 см и 40,6 см. Фотография радиотелескопа представлена на рис. 3. В это же время началось активное сотрудничество со станцией космического слежения в п. Галенки, которая располагала мощной наблюдательной базой современных радиотелескопов (самой большой – с параболической антенной диаметром 70 м). Для исследования Солнца, по договоренности, была выделена 30 метровая антенна, освоение которой активно начато В.Г. Зандановым.

Радиотелескоп для регистрации радиоизлучения Солнца на длине волны 10 см был также полностью реконструирован. Антенна была поднята на большую высоту для увеличения эффективности приема. Заменен облучатель антенны и аппаратура для приема радиоизлучения и записи данных. Длина волны приема радиоизлучения Солнца стала 10,7 см. Работы по монтажу и наладке оборудования выполнили сотрудники станции: м.н. сотрудник Н.Ю. Андреев и техник А. Куклин. После реконструкции РТ-2 наблюдения на этом

телескопе вели Андреев Н. (до 1994 г.), Михалина Ф., а с 1997 г. и Кузьменко И.



Рис. 3. Фотография радиотелескопа на три длины волны

Описание обоих радиотелескопов и первые полученные данные регистрации радиоизлучения Солнца представлены в работе [1]. Рабочая длина волны 10,7 см выбрана для РТ-2 в связи с тем, что данные наблюдений Солнца на этой волне используются в качестве одного из индексов солнечной активности и значения радиопотока хорошо коррелируют с числами Вольфа. Фотография этого радиотелескопа представлена на рис. 4.

На рис. 5 показана радиоаппаратура РТ-2 для регистрации и записи радиоизлучения Солнца на длине волны 10,7 см (самописец, радиоприемники и персональный компьютер).

Сравнение наших данных по радиоизлучению Солнца на длине волны 10,7 см с данными других обсерваторий показало хорошее совпадение [1, 7]. Пример записи радиоизлучения, полученной с помощью потенциометра ПК-17 на РТ-2, приведен на рис. 6. На этой записи кроме основного радиопотока, зафиксирован радиовсплеск

в поглощении типа 32 ABS (в центре записи) и радиовсплеск типа 46 С с двумя максимумами (в начале записи).



Рис. 4. Радиотелескоп РТ-2



Рис.5. Радиоаппаратура РТ-2

С 2002 года для получения более точной регистрации радиоизлучения Солнца на РТ-2 запись наблюдений с помощью самописца была дополнена регистрацией радиоизлучения на персональный компьютер (ПК). Эту значительную работу провел Б. Капустин, сотрудник ДВГУ. Создание программы по обработке данных, записанных на ПК, выполнила м.н. сотрудник УАФО И.В. Кузьменко[7]. На рис. 7 приведен пример калиброванной записи радиопотока на длине волны 10,7 см (данные можно найти на сайте УАФО - <http://www.uafo.ru>). Среднее значение потока радиоизлучения Солнца в этот день 87,5 SFU (солнечных единиц потока). По оси абсцисс – мировое время (UT), а по оси ординат – значение потока радиоизлучения Солнца в единицах SFU ( $10^{-22}$  Вт/м<sup>2</sup>•Гц).

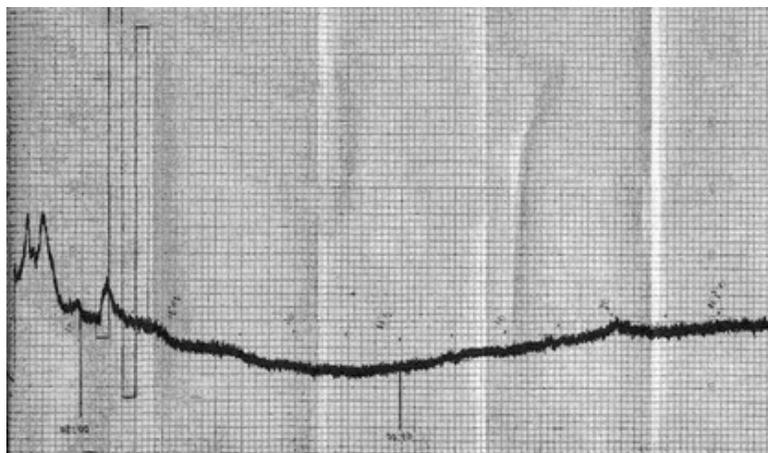


Рис. 6. Пример записи радиоизлучения Солнца на длине волны 10,7 см

На рис. 7 мы видим также радиовсплеск 1S типа мощностью 27 SFU (солнечных единиц потока), который наблюдался 11 сентября 2006 года в 23 часа 10 минут (UT) мирового времени.

В настоящее время регистрация интегрального потока радиоизлучения Солнца в УАФО выполняется только на длине волны 10,7 см. Наблюдения и обработку полученных данных выполняют Ф. Михалина и И. Кузьменко. Результаты публикуются в журнале

«Solar-Geophysical Data». Кроме того, эти данные можно найти на сайте обсерватории (<http://www.uafo.ru>). Радиотелескоп на три длины волны не работает по техническим причинам, главная из которых – сильная изношенность механической части радиотелескопа, которая требует замены.

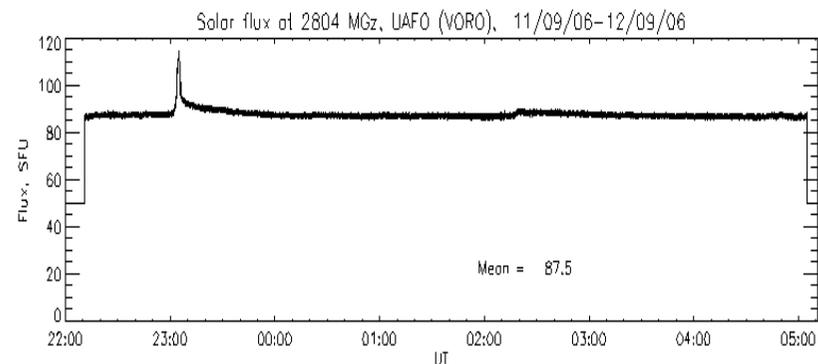


Рис. 7. Радиопоток Солнца на длине волны 10,7 см за 11.09–2.09.2006 г.

### ЗАКЛЮЧЕНИЕ

В мае 2009 года группе солнечной радиоастрономии Уссурийской астрофизической обсерватории исполнится 50 лет. Много специалистов сменилось на станции из-за большой текучести кадров, и поэтому нет возможности перечислить всех, кто работал на станции. Здесь мы назвали только тех, кто оставил существенный след в становлении и работе группы радиоастрономов. Наблюдения за Солнцем в обсерватории ведутся в то время суток, когда, благодаря географическому расположению и астроклимату, только здесь в нашей стране можно их проводить. За время существования станции получен большой объем данных по регистрации радиоизлучения Солнца. Данные наблюдений публиковались в журнале «Солнечные данные». По результатам полученного наблюдательного материала выполнен анализ активности Солнца в радиодиапазоне и опубликованы научные работы в центральных журналах и сборниках, издаваемых УАФО ДВО РАН. В настоящее время получаемые

в обсерватории данные регистрации солнечного радиоизлучения можно найти в журнале “Solar- Geophysical Data” и на сайте (<http://www.uafo.ru>). На сайте приведены сводные таблицы потока радиоизлучения (с 1991 г.), сводные таблицы радиовсплесков (с 1999 г.) и ежедневные калиброванные записи радиопотока (с 2006 г.) на длине волны 10,7 см.

#### ЛИТЕРАТУРА

1. Андреев Н.Ю., Занданов В.Г., Михалина Ф.А. Предварительные результаты наблюдений радиоизлучения солнца в дм диапазоне в УАФО // Глобальные вариации солнца и физика активных областей. Владивосток: Дальнаука. 1993. С. 3–13
2. Арав И.Е. Связь шумовых бурь на частоте 208 МГц с развитием солнечных пятен // Солнечные данные. 1968, № 9, С.79–84
3. Железняков В.В. Радиоизлучение Солнца и планет. М.: Наука, 1964.
4. Елисеев Г.Ф. О периодических флуктуациях, наблюдаемых в континуальной шумовой буре за период 16-23 ноября 1975 г. // Солнечные данные. 1978, № 1, 88-96 с.
5. Елисеев Г.Ф., Лазарева Л.Ф., Чистяков В.Ф. О связи колебаний фона шумовых бурь и напряженности магнитных полей солнечных пятен. // Исследование явлений на Солнце. Владивосток. 1975, 187 с.
6. Елисеев Г.Ф., Панов П.В. О временной структуре солнечных радиовсплесков I и III типов. //Солнечные данные. Л.: Наука. 1973, № 12, 104–107 с.
7. Кузьменко И.В. Результаты наблюдений радиоизлучения Солнца на частоте 2,8 ГГц в УАФО за 2002–2004 гг. // Солнечная активность и ее влияние на землю. Владивосток: Дальнаука. 2006. С. 65–74. (Тр. УАФО; т. 9, вып. 9).
8. Петренко С.Г., Чистяков В.Ф. Некоторые особенности развития радиовсплесков второго рода на частоте 208 МГц. // Солнечные данные. 1966. № 6, С. 62–66
9. Северный А.Б. Физика Солнца. М.: АН СССР, 1956, 160 с.
10. Шкловский И.С. Радиоастрономия. М.: Т.-Теоретической л-ры. 1953, 216 с.

#### СОДЕРЖАНИЕ

Баранов А.В. Особенности применения магнитоактивных линий со сложным расщеплением для измерения солнечных магнитных полей .....	5
Баранов А.В., Баранова Н.Н., Лазарева Л.Ф. Особенности кроссовер–эффекта в полутени солнечного пятна. Результаты наблюдений .....	13
Баранов А.В., Баранова Н.Н., Лазарева Л.Ф. Анализ асимметрии профилей магнитоактивных линий в спектре солнечного пятна .....	24
Ерофеев Д.В. Поляризация низкочастотных альвеновских волн в межпланетном пространстве .....	36
Комаровский Ю. А. Оценка погрешностей определения координат судовым GPS-приёмником SPR-1400 во время магнитной бури 15 декабря 2006 года .....	52
Комаровский Ю. А. Влияние импульса электромагнитной энергии на работу судового одночастотного приёмника системы Навстар GPS .....	73
Крамынин А.П. О некоторых особенностях спектра вариаций чисел Вольфа .....	86
Крамынин А.П., Воробьева Г.П. Динамика спектра вариаций суммарной площади фотосферных факелов в северном и южном полушариях Солнца .....	97
Кузьменко И.В. Перевод информации с бумажного носителя в электронный вид .....	104
Лозицкий В.Г., Андриец Е.С. Сопоставление измерений магнитных полей в слабой солнечной вспышке по линиям Na и FeI 6302.5 .....	112.
Лоскутников В.С. Статистическое исследование запаздывания вспышек в оптическом и рентгеновском диапазонах спектра .....	122
Михалина Ф.А. История радионаблюдений Солнца на Уссурийской астрофизической обсерватории.....	132

## CONTENTS

<i>Baranov A.V.</i> Some details of usage of magnetic lines with complex Splitting for measurement of the solar magnetic fields .....	5
<i>Baranov A.V., Baranova N.N., Lazareva L.F.</i> Particularities of the crossover effect in a sunspot penumbra. Results of observations.....	13
<i>Baranov A.V., Baranova N.N., Lazareva L.F.</i> Analysis of the profiles of magnetic lines in a sunspot spectrum .....	24
<i>Erofeev D.V.</i> Polarization of the low-frequency Alfvén waves in the interplanetary medium .....	36
<i>Komarovskiy Yu. A.</i> Estimation of errors in the geodesic coordinates obtained by a shipboard GPS receiver SPR-1400 under geomagnetic storm conditions on 15 December 2006 .....	52
<i>Komarovskiy Yu.A.</i> Impact of EM energy burst on operation of shipboard single-frequency GPS receivers .....	73
<i>Kramynin A.P.</i> On some particularity of the spectrum of the Wolf number variation .....	86
<i>Kramynin A.P., Vorobijova G.P.</i> Dynamics of the spectrum of the total area variations of the photospheric faculae in the northern and southern hemisphere of the Sun .....	97
<i>Kuzmenko I.V.</i> Transform of paper-recorded information to electronic form .....	104
<i>Lozitskiy V.G., Andriyets E.S.</i> Comparison between the weak solar flare magnetic fields measured by using $H\alpha$ and FeI 6302.5 lines .....	112
<i>Loskutnikov V.S.</i> Statistical study of delay between solar flares observed in optical and X-ray range of the spectrum .....	122
<i>Michalina F.A.</i> History of radio observations of the Sun at Ussuriysk Astrophysical Observatory .....	132

УДК 523.98

*Баранов А.В.* Особенности применения магнитоактивных линий со сложным расщеплением для измерения солнечных магнитных полей // Солнечная активность и ее влияние на Землю. Владивосток: Дальнаука, 2008. С.5–12. (Тр. УАФО, т. 11, вып. 11).

В измерениях напряженности магнитного поля  $H$  используются линии со сложной структурой расщепления. При этом используются эффективные факторы Ланде. Методика заимствована из оптической спектроскопии, где подобный расчет делается для линий излучения. Для линий поглощения возможность ее применения не изучена. Мы рассчитали теоретические профили линий в диапазоне длин волн  $\lambda\lambda$  524,2–5254 нм, в котором есть четыре триплета и пять линий нейтрального железа со сложной структурой расщепления. Расчет выполнен для линий со сложной структурой расщепления и случаев, когда линия предполагалась триплетом. Найденны соответствующие площади параметров круговой поляризации, их отношение  $S=S_{\text{сл. линии}}/S_{\text{триплета}}$  для каждой линии, расстояние максимумов круговой поляризации от центра линий для обоих случаев и их отношение  $L=L_{\text{сл. линии}}/L_{\text{триплета}}$ . Приняты следующие обозначения:  $S_{\phi}$  и  $L_{\phi}$  –параметры для линий в факельной точке,  $S_{\Pi}$  и  $L_{\Pi}$  –аналогичные отношения для линий в пятне.

Линия Fe I  $\lambda$  524,71 нм для моделей пятна и факельной точки дает значения  $S = 0,99-1,01$ , т. е. ведет себя как триплет, также как линии Fe I  $\lambda$  525,06 нм ( $S = 1,06-1,10$ ) и Fe I  $\lambda$  524,38 нм ( $S = 0,97-1,00$ ). Эти линии имеют расщепление второго типа (внешние компоненты расщепления интенсивнее внутренних).

Линия Fe I  $\lambda$  525,30 нм, имеющая структуру расщепления первого типа, показывает  $S = 0,73-0,84$  в факельной точке и  $S = 0,97-1,09$  в пятне, т. е. есть заметные различия. Линия Fe I  $\lambda$  524,91 нм, имеющая структуру расщепления третьего типа, показывает значения  $S = 0,73-0,81$  в факельной точке и  $S = 0,90-0,94$  в пятне. В ней различия максимальны.

Линия Fe I  $\lambda$  524,71 нм показывает значения  $L = 1,00-1,05$ , у линии Fe I  $\lambda$  525,06 нм  $L = 1,00-1,07$ , линия Fe I  $\lambda$  524,38 нм имеет  $L = 0,99-1,04$ . Линия Fe I  $\lambda$  525,30 нм дает  $L = 0,98-1,17$ . Наибольшие отличия у линии Fe I  $\lambda$  524,91 нм –  $L = 1,07-1,22$ .

Следовательно, измерения  $H$  по линиям со сложным расщеплением могут сопровождаться систематическими ошибками, по крайней мере, для линий первого и третьего типов расщеплений. При измерениях  $H$  во многих случаях необходим теоретический расчет профилей Стокса используемых линий.

Табл. 3, библиограф. 14.

УДК 523.98

*Баранов А.В., Баранова Н.Н., Лазарева Л.Ф.* Особенности кроссовер-эффекта в полутени солнечного пятна. Результаты наблюдений // Солнечная актив-

ность и ее влияние на Землю. Владивосток: Дальнаука, 2008. С. 13–23. (Тр. УАФО, т. 11, вып. 11).

Анализировались аномалии профилей круговой поляризации  $\gamma_v$  и профили интенсивности  $\gamma_1$  магнитоактивных линий (диапазон  $\lambda\lambda$  621,3–633,7 нм) в спектре солнечного пятна группы 289 СД от 03.08.89 г. Испробованы два метода анализа. Первый – по линиям с большим расщеплением, что дает возможность детального анализа  $\gamma_1$ - и  $\gamma_v$ -профилей. Второй – использование  $\gamma_1$ - и  $\gamma_v$ -профилей линий, находящихся вблизи теллурических линий атомарного кислорода, что повышает точность построения профилей.

В спектре части полутени, расположенной ближе к лимбу,  $\gamma_1$ -профили практически симметричны относительно центров линий, за исключением центральных частей линий, где «красная» часть профиля часто глубже «фиолетовой». Поведение  $\gamma_v$ -профилей разных линий различно. У линий FeI  $\lambda\lambda$  621,93, 626,51, 632,27 нм и CrI  $\lambda\lambda$  632,27 нм  $\gamma_v$ -профили имеют пики в центре линии, а пики, соответствующие  $\sigma$ -компонентам отсутствуют. Для остальных 5 линий  $\gamma_v$ -профили близки к обычным. На границе тень–полутень  $\gamma_v$ -профили показывают картину, ближе к классической.

В части полутени, близкой к центру солнечного диска при обычной форме  $\gamma_v$ -профиля в 82% случаев «фиолетовые»  $\delta$ -компоненты линий глубже и  $\gamma_1$ -профиль несимметричен.

Асимметрию  $\gamma_1$ -профиля можно объяснить предположением о наличии в верхних слоях атмосферы пятна потоков вещества с большими скоростями и малым магнитным полем. Ситуация сходна с эффектом Эвершеда, при объяснении которого предполагается наложение друг на друга двух полей скоростей. Найденные особенности – неанти–симметричный  $\gamma_v$ -профиль и симметричный  $\gamma_1$ -профиль в участке полутени ближе к лимбу, а также симметричный  $\gamma_v$ -профиль и несимметричный  $\gamma_1$ -профиль в участке полутени ближе к центру диска расцениваются, как два разных типа кроссовер–эффекта.

Поскольку картина симметрии  $\gamma_1$ - и антисимметрии  $\gamma_v$ -профиля сильно меняется от линии к линии, можно предполагать, что оптическая толщина слоя с полем скоростей, вызывающим асимметрию, сравним с диапазоном оптических глубин образования линий.

Чтобы исказить крыло магнитоактивной линии в полутени, необходимы большие лучевые скорости, что характерно для кроссовер–эффекта и эффекта Эвершеда.

Из анализа  $\gamma_1$ -профилей линий видно, что движущийся со значительной скоростью компонент компактен, т.к. не расширены «фиолетовые» пики  $\gamma_v$ -профилей.

Ил. 4, табл. 4, библ. 8.

УДК 523.98

*Баранов А.В., Баранова Н.Н., Лазарева Л.Ф.* Анализ асимметрии профилей магнитоактивных линий в спектре солнечного пятна // Солнечная активность и ее

влияние на Землю. Владивосток: Дальнаука, 2008. С. 24–35. (Тр. УАФО, т. 11, вып. 11).

В присутствующем в солнечном пятне слабом компоненте с помощью анализа профилей Стокса линий в диапазоне  $\lambda\lambda$  621,3 – 633,7 нм оценены лучевая скорость  $V_d$  и величина его вклада в образование общего профиля линии D. Величины  $V_d$  и D имеют значительный разброс. В полутени, обращенной к центру диска,  $V_d$  положительны и находятся в пределах 2,6–4,6 км/сек. В полутени, лежащей ближе к лимбу,  $V_d$  находятся в пределах от -4,1 до 4,4 км/с при среднем значении -0,2 км/с. На границе тень–полутень, обращенной к лимбу,  $V_d$  находятся в пределах -4,5–3,8 км/с при среднем значении 0,5 км/с. В тени пятна величины  $V_d$  положительны, находятся в пределах 2,6–5,5 км/с при среднем значении 4,2 км/с т.е. в тени пятна есть лучевые скорости больше, чем в полутени.

Ниже даны средние величины  $V_d$  (км/с) и D для всех восьми разрезов в пятне. Профили слабого компонента в тени пятна и в полутени, обращенной к центру диска, имеют близкую лучевую скорость,  $\approx 4$  км/с и дают вклад в профили линий D  $\approx 0,2$ .

	Полутень		Тень				Полутень			
$V_d$ км/с	3,8	4,1		3,9	4,1	4,2	4,2		0,6	-0,2
D	0,27	0,29		0,25	0,20	0,22	0,18		0,12	0,09

Самыми надежными являются измерения по линиям FeI  $\lambda\lambda$  627,02 и 630,25 нм. Наиболее сложно определить характеристики профилей Стокса для линий с фактором Ланде  $1,0 \leq g \leq 1,5$  поскольку положение слабого компонента приходится на участок наибольшей крутизны  $\gamma_1$ -профилей этих линий, Однако эти линии подтверждают полученные результаты.

«Фиолетовая» асимметрия, прослеживаемая в ядре и разрезах части полутени, близкой к центру, плавно переходит в почти симметричную картину для  $\gamma_1$ -профилей и характерную для кроссовер–эффекта картину для  $\gamma_v$ -профилей. Общая картина – это связь найденных потоков вещества, кроссовер–эффекта и эффекта Эвершеда, т. е. существует взаимодействие трех типов вещества с разными H и разными скоростями.

В 15% случаев,  $\gamma_1$ -профиль слабого компонента показывает расщепление, соответствующее магнитному полю с напряженностью H, составляющей  $\approx 0,4$ –0,5 от H в тени пятна.

Ил. 2, табл. 3, библ. 10.

УДК 523.62-726

*Ерофеев Д.В.* Поляризация низкочастотных альвеновских волн в межпланетном пространстве // Солнечная активность и ее влияние на Землю. Владивосток: Дальнаука, 2008. С. 36–51. (Тр. УАФО; т. 11, вып. 11).

По данным измерений на околоземных орбитах в 1964-2005 гг. исследуются флуктуации ММП часового диапазона, которые в значительной степени представляют собой низкочастотные альвеновские волны. Направление линейной поляризации этих волн претерпевает изменения как в ходе 22-летнего магнитного цикла Солнца, так и на короткой временной шкале порядка 10 ч. Экспериментальные данные указывают на то, что поляризация альвеновских волн связана с непараллельностью их волнового вектора  $\mathbf{k}$  и фонового магнитного поля  $\mathbf{V}_0$ . Поскольку вариации магнитного поля у волн Альвена происходят вдоль направления  $[\mathbf{k}, \mathbf{V}_0]$ , изменение одного из векторов,  $\mathbf{k}$  или  $\mathbf{V}_0$ , приводит к изменению направления их поляризации. Анализ измерений показал, что долговременные изменения поляризации альвеновских волн часового диапазона вызываются вариациями направления их волнового вектора  $\mathbf{k}$ , а ее короткопериодические изменения происходят вследствие быстрых (периоды порядка 10 ч) изменений направления фонового магнитного поля.

Ил.6, библ. 11.

УДК 551.590.21

УДК 621.396.932.1:629.783

*Комаровский Ю. А.* Оценка погрешностей определения координат судовым GPS-приёмником SPR-1400 во время магнитной бури 15 декабря 2006 года // Солнечная активность и её влияние на Землю. Владивосток: Дальнаука, 2008. С. 52–72. (Тр. УАФО; т. 11, вып.11).

Показано, что на работу одночастотного GPS-приёмника магнитная буря оказывает меньшее воздействие, нежели на работу двухчастотных приёмников. Обнаружены существенные изменения осреднённых за одну минуту координат во время магнитной бури по сравнению с магнитоспокойным периодом. Наиболее подверженными воздействию магнитной бури являются обсервованные широты и возвышения антенны приёмника над геоидом. Средние квадратические отклонения координат приёмника SPR-1400, рассчитанные за одну минуту наблюдений, в магнитную бурю практически не изменились.

Ил. 12, табл. 5, библ. 12.

УДК 551.590.21

УДК 621.396.932.1:629.783

*Комаровский Ю. А.* Влияние импульса электромагнитной энергии на работу судового одночастотного приёмника системы Навстар GPS // Солнечная активность и её влияние на Землю. Владивосток: Дальнаука, 2008. С. 73–85. (Тр. УАФО; т. 11, вып.11).

Проделан анализ экспериментальных наблюдений за работой одночастотного GPS-приёмника GP-37 с целью обнаружения влияния на обсервованные геодезические координаты модификации ионосферы из-за мощного широкополосного электромагнитного импульса. Полученные результаты могут служить основанием для создания сети мониторинга ионосферных возмущений, обусловленных антропогенными воздействиями и предвестниками сейсмогенных эффектов, на базе недорогих одночастотных GPS-приёмников.

Ил. 6, табл. 3, библ. 4.

УДК 523.94

*Крамьнин А.П.* О некоторых особенностях спектра вариаций чисел Вольфа // Солнечная активность и её влияние на Землю. Владивосток: Дальнаука, вып.11, 2008. С. 86–96. (Труды УАФО; Вып.11).

По ежедневным и годовым значениям чисел Вольфа исследованы некоторые особенности временного спектра вариаций солнечной активности в диапазонах частот наиболее выдающиеся пиков. В низкочастотной части спектра это соответствует вековому, 50-летнему и одиннадцатилетнему циклам. В высокочастотной – диапазону частот дифференциального вращения Солнца. Продолжительность векового цикла, по-видимому, более 100 лет. А его двухвершинность, по-видимому, объясняется наличием 50-летнего цикла.

Показано, что появление модуляционных пиков в диапазоне частот 11-летнего цикла связано не только с вековым изменением амплитуды циклов, но с вариациями их продолжительности с периодом 2 вековых цикла.

В диапазоне частот дифференциального вращения Солнца можно выделить несколько мод вращения. Этот набор несколько изменяется от цикла к циклу. Причем амплитуды их модулированы 11-летним циклом. Доминирующий период вращения крупномасштабных структур солнечной активности, по-видимому, изменяется с интервалом несколько 11-летних циклов. Линейчатый спектр в этом диапазоне частот можно объяснить присутствием в ряду ежедневных чисел Вольфа частотной и угловой модуляции, не прибегая к гипотезе «активных долгот». Т.е. наличие линейчатого спектра в этом диапазоне не является достаточным условием доказательства «активных долгот».

Ил.7, библ.7.

УДК 523.94

*Крамьнин А.П., Воробьева Г.П.* Динамика спектра вариаций суммарной площади фотосферных факелов в северном и южном полушариях Солнца // Солнечная активность и её влияние на Землю. Владивосток: Дальнаука, вып.11, 2008. С. 97–103. (Труды УАФО; Вып.11).

На большом материале подтверждено наличие нескольких вращательных мод, амплитуды которых максимальны в максимуме 11-летнего цикла и на его ветви спада. Набор мод несколько изменяется не только от фазы 11-летнего цикла, но и от полушария Солнца. Для северного полушария характерна мода 27 суток, а для южного – 28 суток. Т.е. в северном полушарии крупномасштабные структуры, образованные из фотосферных факелов, вращаются быстрее, чем в южном. В 1987–1993 гг. в южном полушарии наблюдаются быстровращающиеся (период меньше 27 суток) крупномасштабные структуры.

В обоих полушариях наиболее устойчивы моды 27 и 28 суток. Амплитуды вращательных мод долготного распределения суммарной площади фотосферных факелов модулируется 11-летним циклом.

Ил. 5, библ. 6.

УДК 523.98

*Кузьменко И.В.* Перевод информации с бумажного носителя в электронный вид // Солнечная активность и ее влияние на землю. Владивосток: Дальнаука. 2008. С. 104–111. (Тр. УАФО; т. 11, вып. 11).

В работе рассмотрены этапы, необходимые для решения задачи перевода информации, записанной на бумажном носителе, в электронный вид. На языке IDL разработаны программы, с помощью которых выполняются оцифровка, соединение фрагментов и калибровка соединенной записи. Также затронут вопрос о методике восстановления профиля всплеска. В качестве примера рассмотрена оцифровка части записи радиоизлучения за 16 июля 2000 г., включающей в себя три фрагмента.

Ил.3, библ.3.

УДК 523.98

*Лозицкий В.Г., Андриец Е.С.* Сопоставление измерений магнитных полей в слабой солнечной вспышке по линиям  $H\alpha$  и FeI 6302.5 // Солнечная активность и ее влияние на Землю. Владивосток: Дальнаука, 2008. С. 112–121. (Тр. УАФО; т. 11, вып. 11).

Спектрофотометрическое исследование слабой и медленной солнечной вспышки 28 июля 2004г. рентгеновского класса C4 показало, что в области яркого узелка этой вспышки, находящегося почти по центру пятна с магнитным полем 2700 Гс, магнитное поле в линии FeI 6302.5 было в 1.7 раза сильнее, чем поле в линии  $H\alpha$ . Заключено, что отличие можно объяснить наклоном силовых линий магнитного поля а также тем, что высотный градиент магнитного поля при переходе от фотосферы к хромосфере близок к нулю ( $\partial B/\partial h \approx 0$ ). Поскольку теоретически (из-за

существенного падения газового давления с высотой) должно  $\partial B/\partial h < 0$ , возможно, что в области вспышки действовал какой-то специфический механизм «поддержания» величины магнитного поля на одном уровне. Вне пятна и вспышки измерено  $B(6302.5)/B(H\alpha) \approx 3-4$ , что указывает на обычный отрицательный высотный градиент поля ( $\partial B/\partial h < 0$ ).

Ил.2, библ. 11.

УДК 523.98

*Лоскутников В.С.* Статистическое исследование запаздывания вспышек в оптическом и рентгеновском диапазонах спектра. // Солнечная активность и её влияние на Землю. Владивосток: Дальнаука, 2008. С. 122–131. (Тр. УАФО; т.11, вып.11)

По результатам измерения разности времени начала вспышек в  $H\alpha$  и в жёстком рентгеновском излучении, а также времени их начала, максимума и окончания в мягком и жёстком рентгеновском излучениях сделаны выводы. Показано, что в большинстве случаев излучение вспышки в жёстком рентгене начинается одновременно с излучением в  $H\alpha$  и на 2-3 минуты позже начала излучения в мягком рентгене. Появление мягкого рентгеновского излучения до начала импульсной фазы вспышки объяснено джоулевым нагревом в тонких токовых нитях и не связано с потоком ускоренных электронов.

Ил.5, библ .11.

УДК 520.524

*Михалина Ф.А.* История радионаблюдений Солнца на Уссурийской астрофизической обсерватории // Солнечная активность и ее влияние на Землю. Владивосток: Дальнаука, 2008. С. 132–144. (Тр. УАФО; т. 11, вып. 11).

Целью работы является воссоздание истории становления и развития радиоастрономических наблюдений в Приморском крае. В мае 2009 года исполняется 50 лет радио астрономическим наблюдениям Солнца в Уссурийской астрофизической обсерватории. За полвека получен обширный наблюдательный материал по радиоизлучению Солнца, данные продолжают пополняться и в настоящее время. Результаты радио наблюдений начиная с 1991 года имеются на сайте обсерватории (<http://www.uafo.ru>)

Ил.7, библ. 10.