

НЕОДНОРОДНОСТЬ МАГНИТНОГО ПОЛЯ В СОЛНЕЧНОЙ ВСПЫШКЕ 25 ИЮЛЯ 1981 ГОДА.

V.G. Lozitskij¹, N.I. Lozitskaya¹, L.N. Kurochka¹, V. Vaculík²

¹Kiev University Astronomical Observatory,
Observatorna 3, Kiev, 252053, USSR

²Katedra AGM MFF UK, Mlynská dolina - F1,
842 15 Bratislava, ČSSR

АБСТРАКТ. Анализируется спектр вспышки 25 июля 1981 г. балла 2, сфотографированный на эмальном спектрографе горизонтального солнечного телескопа Астрономической обсерватории Киевского университета с использованием анализатора круговой поляризации. Для одного и того же места вспышки получено очень большое различие напряженностей ($H = 350 - 2100$ Гс), измеренных по разным спектральным линиям. Имеются указания на то, что это различие было обусловлено высоким вертикальным градиентом магнитного поля, который в диапазоне фотосферных высот изменял свой знак не менее 3 раз и достигал значений 5 Гс/км.

INHOMOGENITY OF THE MAGNETIC FIELD IN SOLAR FLARE ON JULY 25, 1981: The spectra of the 2n-flare on July 25, 1981 (11° S, 36° E, max. 12.48 UT) have been interpreted. The spectra were taken with the echelle spectrograph of the Kiev University solar telescope and with a circular polarization analyzer.

In this flare, the emission splitting corresponds to 2.1 kGs for the FeI 3886.3 Å line, 1.3 kGs for FeII 4923.9 Å and $\lesssim 0.4$ kGs for lines H_{α} , H_{β} and H_{γ} . We have measured also strengths H_{\parallel} of the photospheric longitudinal fields using 40 magnetosensitive lines of metals which are at the far H_{α} - and H_{β} - wings. These measurements showed that for the same place of the spectrum the strengths H_{\parallel} by different lines were unequal, $0.35 \leq H_{\parallel} \leq 2.1$ kGs (the errors were ± 0.1 kGs). This means that the magnetic field in the flare was very heterogeneous. The values of H_{\parallel} show the dependence on the intensity of H_{α} - and H_{β} -wings; the dependence of H_{\parallel} on the Landé factors doesn't exist. This might indicate essential change of magnetic field with depth-t (gradient $|\partial H/\partial h| \leq 5$ Gs/km). Since was found evidence, that the gradient of H_{\parallel} has changed its sign with the depth no less than 2 - 3 times, the wave-type perturbation or considerable shear of magnetic fields in the flare might exist.

NEHOMOGENNOST' MAGNETICKÉHO POĽA V SLNEČNEJ ERUPCII Z 25. JÚLA 1981: V práci je analyzované spektrum slnečnej erupcie z 25. júla 1981 roku, získané pomocou ešeletového spektrografu horizontálneho slnečného teleskopu Astronomického observatória Kijevskej univerzity a za použitia analyzátora kruhovej polarizácie. Výsledky svedčia o veľkom rozpätí hodnôt ($H = 350 - 2100 \text{ G}$) intenzity magnetického poľa meraných pomocou rôznych spektrálnych čiar v tom istom mieste erupcie. Zistila sa závislosť veľkosti magnetického poľa od intenzity krídla emisnej čiary, v ktorom sa použité čiary nachádzajú. Veľké rozpätie nameraných hodnôt svedčí o vysokom vertikálnom gradiente magnetického poľa, ktorý dosahoval hodnôt 5 kG km^{-1} a v rozsahu výšok vo fotosfére menil minimálne trikrát svoje znamienko.

В настоящее время вопрос о величине и структуре магнитного поля в солнечных вспышках изучен недостаточно. Что касается наблюдений, выполненных с использованием поляризационной оптики, то они дают в общем различные величины напряженностей во вспышках. По данным Абдусаматова [1], величина магнитного поля в местах формирования вспышечной H_{α} -эмиссии 300 Гс. Коваль [3] по линиям D_1 и D_2 NaI получила $H < 1$ кГс, тогда как Лозицкая и Лозицкий [5] по линиям FeI измерили $H = 1-3$ кГс. Близкие значения ($H = 2-3$ кГс) найдены также Коваль и Степанян [4] по линиям FeI и BaII.

В работе [5] для вспышки 26 июля 1981 г. балла 2B показано, что вспышечная эмиссия в линиях FeI состоит из двух компонент: поляризованной (расщепленной) и неполяризованной. Поляризованная эмиссия очень узкая - она в 2.5 раза уже невозмущенных фраунгоферовых контуров тех же линий, тогда как неполяризованная уже их в 1.8 раза. Эквивалентная ширина D поляризованной эмиссии составляет $\sim 10\%$ от эквивалентной ширины всей эмиссии, а ее расщепление соответствует очень сильным ("килогауссовым") магнитным полям. Поэтому можно ожидать, что поляризованная эмиссия формировалась в каких-то сильно концентрированных мелкомасштабных силовых трубках (аналогичных тем, которые именуются в литературе "трубками потока" [10] или субгренульными филаментами [8], в промежутках между которыми магнитное поле было значительно слабее. В пользу такого предположения свидетельствуют также узость эмиссии и отсутствие заметного ($> 0.3 \text{ км/с}$) ее доплеровского смещения. Согласно работам [6, 7], для субтелескопических магнитных элементов как раз и характерны высокие (до ~ 10 кГс) напряженности, близкие к нулю доплеровские и турбулентные скорости, а также "квантованность" напряженностей в центре элементов и существенно немоноплярный профиль напряженности на периферии их сечений.

Интересно отметить, что во вспышке 26 июля 1981 г. для 4 линий FeI с очень близкими эквивалентными ширинами (типа FeI 5233 Å, $D \approx 0.3 \text{ Å}$) также получено существенное различие напряженностей (~ 1.5 кГс), притом величина H найдена тем выше, чем выше потенциал возбуждения χ . Поэтому данное различие может отражать очень быстрое ($\partial H / \partial h \sim 10 \text{ Гс/км}$) падение напряженности с высотой h в светящемся объеме вспышки.

Мы анализировали спектры солнечной вспышки 25-ого июля 1981 года (11° S ,

36° E мах. 12.48 UT). Спектры были получены на эшелюном спектрографе горизонтального телескопа Астрономической обсерватории Киевского университета. Дисперсия на инструменте от 0.4 Å мм⁻¹ в фиолетовой области спектра до 0.8 Å мм⁻¹ в красной. Диаметр изображения Солнца около 120 мм. Спектры были получены на фотопластинках ORWO WP-1 и WP-3 при экспозиции 2.5 и 7 секунд соответственно и просканированы с помощью микрофотометра МФ-4.

Мы измерили 40 линий (табл. № 1). использованы были преимущественно линии, расположенные в спектре вблизи H_α и H_β. Это было связано в основном с тем, что вблизи H_β есть две немагнитные линии (FeI 4863.65 Å и NiI 4912.03 Å) и вблизи H_α теллурические линии H₂O, которые мы использовали в качестве реперных. Кроме этих линий мы использовали также линию FeI 3886.3 Å, поскольку она имеет в ядре визуально видимое магнитное расщепление эмиссии, позволяющее измерить напряженность во вспышке на уровне хромосферы. Рядом с этой линией есть немагниточувствительная линия CrI 3883.7 Å. У остальных линий эмиссия была незначительной и поэтому напряженности измерялись по смещению "центра тяжести" всего абсорбционного контура каждой линии. Можно ожидать, что такие измерения дают величину магнитного поля в фотосфере. Методика обработки данных была описана в работе [5]. Напряженность магнитного поля из измеренного расщепления мы вычислили с помощью обычного выражения $H = 2.14 \cdot 10^{12} \Delta\lambda / g \lambda^2$ где λ и $\Delta\lambda$ в Å, H в Гс и $g_{эфф}$ эффективный фактор Ланде.

Результаты измерений представлены в таблице № 2. Эти результаты относятся к двум местам - к месту максимальной яркости во вспышке (точка *a* на рис. 1) и к области вне вспышки (точка *b*), которая была расположена на расстоянии 22" от наиболее яркого места вспышки. На рисунке 1 показано, как распределялись напряженности по линиям NiI 4863.83 Å и CrII 4864.32 Å в исследуемом разрезе на Солнце, а также яркость в континууме J_c и центральная интенсивность $J_\lambda(0)$ в линии H_β. Видно, что точка *a* соответствует месту сильной эмиссии в линии H_β, тогда как точка *b* соответствует невозмущенной фотосфере. Интересно, что в точке *a* поле по линии NiI почти в два выше, чем по линии ионизованного CrII, тогда как в точке *b* имеем обратную картину. Ошибки измерений H_н примерно ±100 Гс. Отметим также, что тогда как распределение параметров J_c и $J_\lambda(0)$ по поверхности Солнца является довольно плавным, напряженность H_н испытывает резкие колебания с характерным масштабом до 2-3".

Очень большой разброс значений H_н, на порядок превышающий максимально возможные ошибки измерений, свидетельствует о неоднородности магнитного поля как во вспышке, так и по соседству с ней. Этот разброс, на первый взгляд, кажется особенно странным прежде всего потому, что по 5 линиям NiI (№ 3, 4, 7, 15, 18) с близкими значениями χ и D и одинаковыми факторами $g_{эфф} = 1.5$ было получено также существенное различие напряженностей (H_н = 350 - 1000 Гс). Сопоставление значений H_н по всем фотосферным линиям показывает, что они не зависят ни от χ и D, ни от магнитной чувствительности $g\lambda^2$.

Оказалось также, что измеренные значения H_н сложным образом зависят от того, какова интенсивность I_λ крыла H_α или H_β (рис. 2) в том месте спектра, где находится данная фотосферная линия. Как видно из рисунка, обнаруживается характерная волнообразная зависимость H_н от I_λ , причем для наиболее яркого места вспышки (зависимость 1) амплитуда "волны" почти в два раза больше, чем ря-

Таблица 1

Некоторые параметры использованных спектральных линий

№	Элемент	Длина			
п/п	номер мультиплета	волны, Å	эфф	эфф	Примечания
1	CrI - 138	3883.660	3.00	0	немагнитная
2	FeI - 4	3886.284	0.05	1.50	триплет
3	NiI - 130	4852.56	3.53	1.50	- " -
4	NiI - 130	4885.414	3.53	1.50	- " -
5	FeI - 687	4855.683	3.35	1.65	нетриплет
6	TiI - 231	4856.012	2.25	1.07	- " -
7	NiI - 111	4857.382	3.72	1.50	- " -
8	FeI - 1068	4859.12	4.17	0.92	- " -
9	FeI - 318	4859.748	2.86	0.75	- " -
10	FeI - 687	4863.653	3.42	0	немагнитная
11	NiI - 113	4863.931	3.72	1.25	нетриплет
12	CrII- 30	4864.32	3.84	1.03	триплет
13	VI - 3	4864.741	0.02	0.91	нетриплет
14	TiII- 29	4865.620	1.11	1.29	- " -
15	NiI - 111	4866.267	3.52	1.50	- " -
16	CoI - 158	4867.870	3.10	1.19	- " -
17	NiI - 131	4870.845	3.73	0.50	триплет
18	NiI - 111	4873.437	3.68	1.50	нетриплет
19	TiII- 114	4874.025	3.08	0.83	- " -
20	FeI - 467	4874.35	3.06	1.00	- " -
21	NiI - 98	4874.809	3.53	2.00	- " -
22	VI - 3	4875.462	0.04	1.07	- " -
23	FeI - 687	4875.89	3.32	1.50	- " -
24	NiI - 111	4912.030	3.75	0	немагнитная
25	TiI - 157	4913.616	1.87	0.88	нетриплет
26	NiI - 132	4913.970	3.73	1.00	триплет
27	FeI - 1066	4917.25	4.17	1.50	- " -
28	FeI - 1070	4918.03	4.21	0.50	- " -
29	NiI - 177	4918.363	3.82	1.00	нетриплет
30	TiI - 200	4921.768	2.17	1.12	- " -
31	FeII- 42	4923.921	2.88	1.70	- " -
32	TiI - 200	4928.342	2.14	0.75	- " -
33	FeI - 15	5434.527	1.01	0	немагнитная
34	NiI - 70	5435.871	1.98	0.50	триплет
35	FeI - 1163	5445.045	4.37	1.20	- " -
36	FeI - 816	6301.515	3.64	1.67	нетриплет
37	FeI - 816	6302.507	3.67	2.49	триплет
38	TiI - 102	6554.226		1.08	- " -
39	TiI - 102	6556.066		1.25	- " -
40	FeI - 1253	6569.231		1.38	нетриплет

Таблица 2
 Результаты измерений магнитного поля

Номер линии	H _n , Гс		К какому уровню относятся измерения
	во вспышке	вне вспышки	
2	2100	-	хромосфера
3	995	305	фотосфера
4	690	470	- " -
5	650	470	- " -
6	725	770	- " -
7	370	445	- " -
8	645	660	- " -
9	690	905	- " -
11	675	335	- " -
12	355	635	- " -
13	550	675	- " -
14	670	570	- " -
15	500	355	- " -
16	675	390	- " -
17	-	40	- " -
18	415	230	- " -
19	715	735	- " -
20	450	-	- " -
21	485	-	- " -
22	350	-20	- " -
23	470	305	- " -
25	1115	140	- " -
26	1100	220	- " -
27	775	480	- " -
28	2065	90	- " -
29	620	100	- " -
30	1480	-	- " -
31	1315	-	хромосфера
32	420	185	фотосфера
34	530	-	- " -
35	495	-	- " -
36	640	-	- " -
37	630	-	- " -
38	580	-	- " -
39	1195	-	- " -
40	480	-	- " -

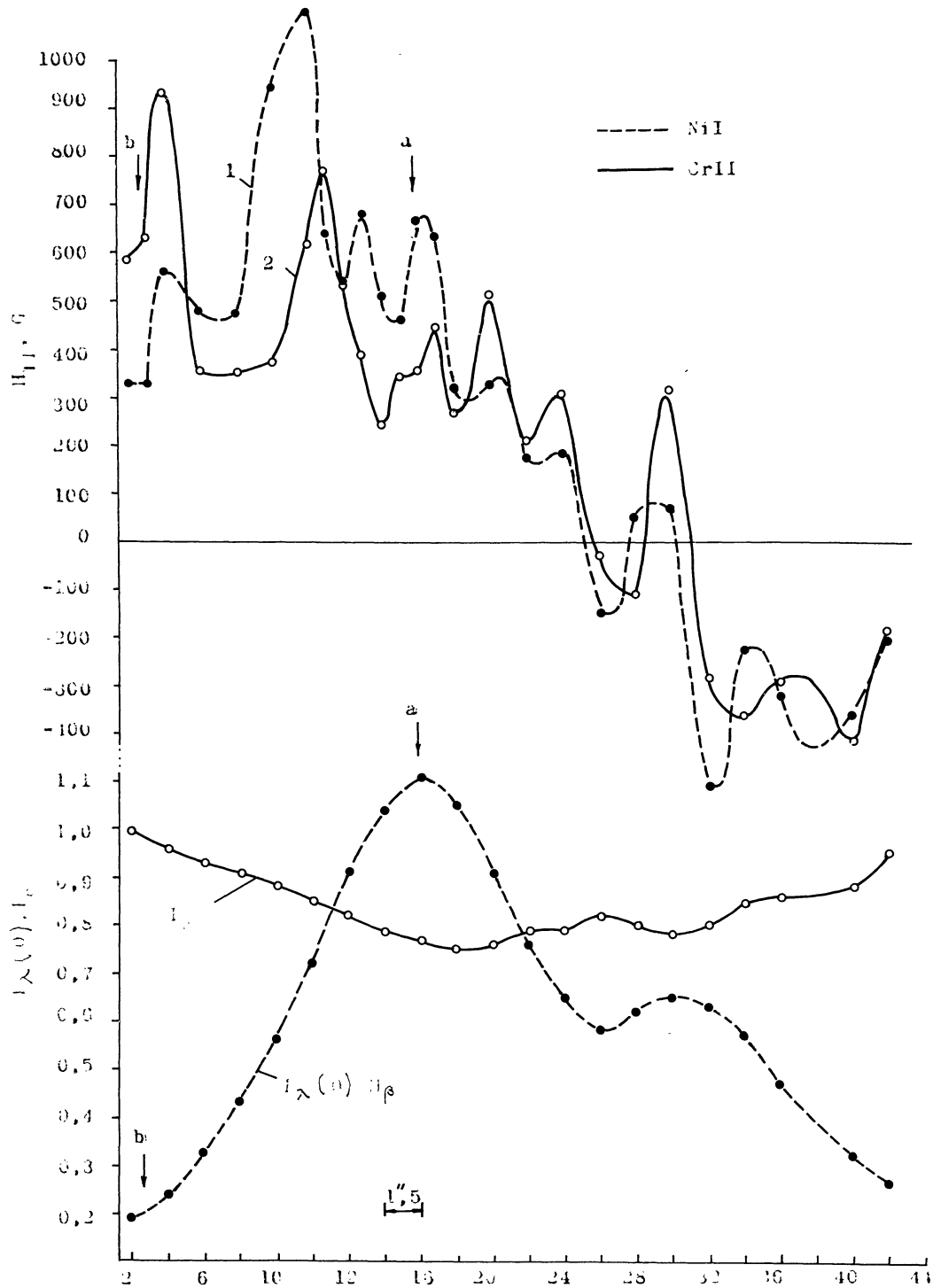


Рис. 1: Распределение измеренных напряженностей $H_{||}$, яркости в континууме J_c и в ядре линии H_{β} $J_{\lambda}(0)$ в исследуемом разрезе на Солнце.

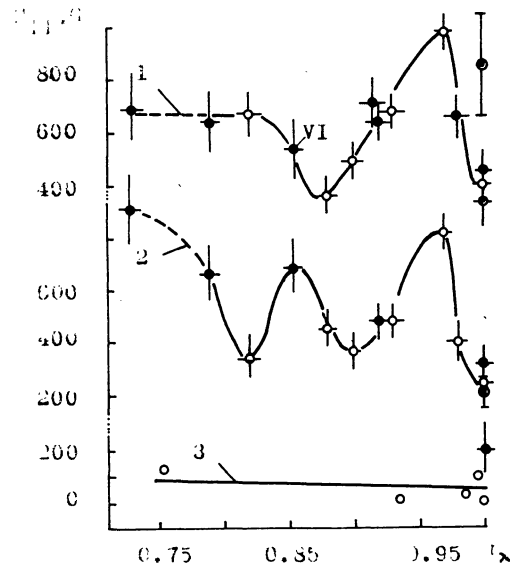


Рис. 2: Зависимость напряженности N_n по линиям нейтральных элементов от интенсивности r_λ крыла линии H_β : 1 - для наиболее яркого места вспышки, 2 - рядом со вспышкой (рост r_λ соответствует увеличению геометрической глубины). Зависимость 3 получена по теллурическим линиям и прокалибрована в напряженностях, считая, что для них $\eta_{\text{эфф}} = 1.5$.

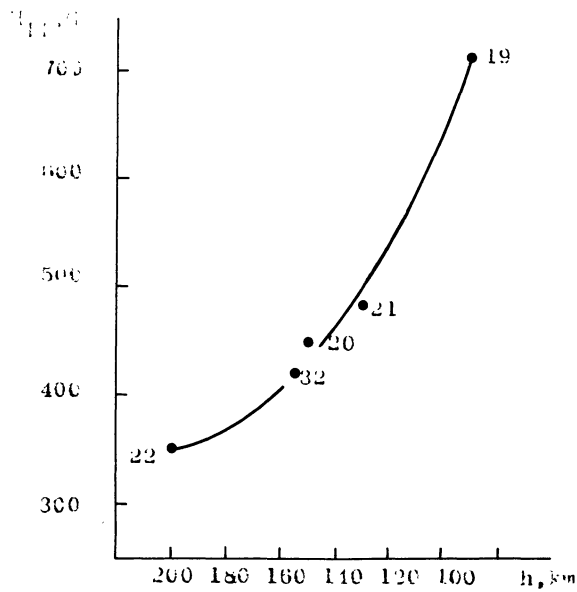


Рис. 3: Зависимость напряженности N_n от высоты образования h для слабых фотосферных линий.

дом со вспышкой (зависимость). Отмеченный эффект не может быть инструментальным, так как для теллурических линий, блендирующих H_{α} , ничего подобного не наблюдается (зависимость 3).

Измерения H_{α} в большом пятне, наблюдавшемся (вне моментов вспышек) в тот же день вблизи центра диска, показали, что для него величина поля по линиям № 38 - 40 очень хорошо (в пределах ± 100 Гс) согласуются. В чем же тогда причина волнообразной зависимости $H_{\alpha} = H_{\alpha}(r_{\lambda})$ для вспышки?

Из теории формирования спектральных линий в солнечной атмосфере известно, что наличие в крыле сильной линии (напр. H_{α}) нескольких слабых линий модулирует глубину залегания последних: даже если они принадлежат одному мультиплету и имеют одинаковые значения χ и D , та линия, которая находится вблизи к ядру сильной линии, будет формироваться в атмосфере Солнца выше, чем линия, находящаяся дальше от ядра сильной линии [2]. Отсюда ясно, что рис. 2 отражает реальные квазипериодические изменения магнитного поля по глубине, имеющие место в области верхней фотосферы и переходной зоны.

Численные оценки величины высотных изменений магнитного поля можно сделать по слабым линиям, находящимся далеко от сильных линий, так как именно для таких линий хорошо известны глубины их формирования [9]. Такими линиями у нас являются линии № 19 - 22, 32, центральная глубина которых 30 % от уровня континуума. Сопоставление наших измерений H_{α} с глубинами формирования этих линий согласно работе [9] показывает, что магнитное поле в области вспышки быстро изменяется с глубиной (рис. 3), так что его градиент доходит до -5 Гс/км.

Представленное на рис. 3 изменение магнитного поля хорошо согласуется с зависимостью $H_{\alpha} = H_{\alpha}(r_{\lambda})$, которая показана на рис. 2. Линия № 22 фигурирует на обоих рисунках и если совместить соответствующие точки этих рисунков, имеем довольно правильное периодическое изменение H_{α} протяженностью 3λ . Это означает, что во вспышке (точка α на рис. 1) градиент магнитного поля изменял свой знак с глубиной не менее 3 раз, достигая значений как минимум 5 Гс/км. Можно приблизительно оценить также длину соответствующей волны - она равна 400 - 500 км.

Литература

- 1 Абдусаматов, Х.И.: 1971, Солнечные данные, № 9, 67.
- 2 Гуртовенко, Э.А., Шеминова, В.А., Руттен, Р.Дж.: 1985, Астрон. журнал 62, № 1, 124.
- 3 Коваль, А.Н.: 1974, Изв. Крым. астрофиз. обсерв. 52, 100.
- 4 Коваль, А.Н., Степанян, Н.Н.: 1983, Изв. Крым. астрофиз. обсерв. 68, 3.
- 5 Лозицкая, Н.И., Лозицкий, В.Г.: 1982, Письма в Астрон. журнал, 8, №8, 500.
- 6 Лозицкий, В.Г.: 1980, Phys. Solariterr., № 14, 88.
- 7 Лозицкий, В.Г., Долгополов, В.И.: 1983, Спленч. данные, № 5, 71.
- 8 Могилевский, Э.И.: 1976, Препринт № 5(148), ИЗМИРАН, Москва, 34 с.
- 9 Шеминова, В.А., Гуртовенко, Э.А.: 1978, Астрометрия и астрофизика, вып. 36, 32.
- 10 Stenflo, J.O.: 1973, Solar Phys. 32, No 1, 41.

For discussion see the page 288.