

В. Г. Лозицкий*, Е. С. Андриец³

СОПОСТАВЛЕНИЕ ИЗМЕРЕНИЙ МАГНИТНЫХ ПОЛЕЙ В СЛАБОЙ СОЛНЕЧНОЙ ВСПЫШКЕ ПО ЛИНИЯМ H α 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 зеемановского 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 зеемановского триплета) не величина модуля индукции B , а его продольная компонента $B_{\parallel} = B \cos \gamma$, где γ – угол между лучом зрения и силовой линией магнитного поля. Это обусловлено тем, что тогда каждая σ -компонента блендируется π -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 π - и σ -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 $\Delta\lambda_H \geq \Delta\lambda_{1/2}$) зеемановские π - и σ -компоненты полностью разделяются спектрально. Если

³ 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 ширины 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 визуальное по виду линии $H\alpha$, что 6^h10^m в месте вспышки возник выброс со скоростями ± 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 ≤ 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 H α 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 $g_{\text{eff}} = 2.5$.

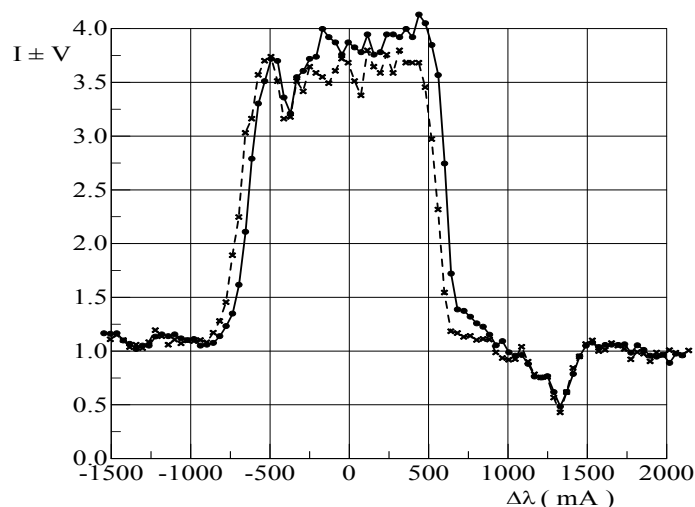


Рис. 1. Стоксовы $I \pm V$ профили линии H α в исследуемой вспышке (см. текст)

Стоксовы профили $I \pm V$ линии H α исследовались как непосредственно во вспышке, так и рядом с ней, в прилегающей к пятну фотосфере. Поперечный размер исследуемого вспышечного узелка составлял 4", т.е. ≈ 3 Мм. Оказалось, что в эмиссионном узелке центральная остаточная интенсивность в H α 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 H α достигала 4.0 (Рис. 1).

На рисунке хорошо видно, что эмиссионные профили линии H α 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 ± 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 π - и σ -компонент, позволяющее в этом случае измерить модуль магнитного поля B . В области π -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 H α приходилась на разрез № 18, т.е. на расстоянии примерно 1 Мм от центра пятна.

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

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

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

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° и 66°) можно считать вполне объяснимым.

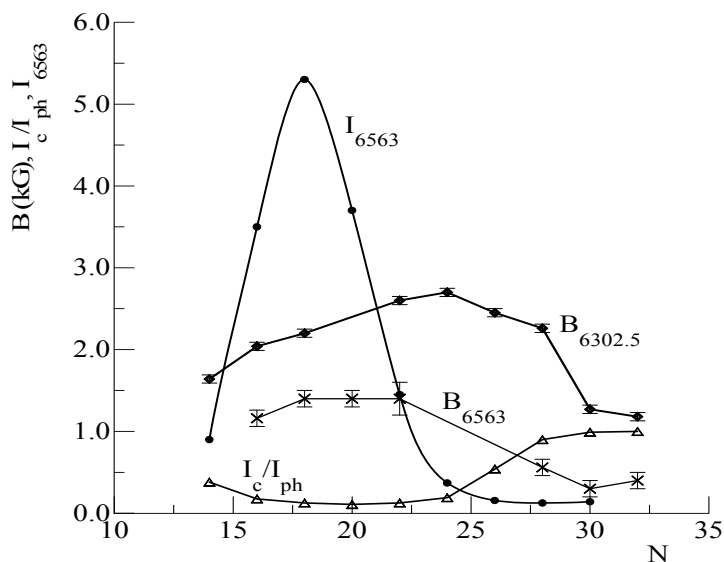


Рис. 2. Сопоставление измерений магнитного поля B_{6563} и $B_{6302.5}$ в линиях Na и FeI 6302.5 с относительной интенсивностью I_c/I_{ph} в спектральном континууме по сравнению с аналогичным континуумом прилегающей к пятну фотосферы, а также интенсивностью I_{6563} в центре линии Na. По оси абсцисс 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 чересчур 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 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 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 α . 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 α – 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 α , 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 π -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 π -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.