

*Е.В.Курочка³, В.Г.Лозицкий**

МОДЕЛЬ ТЕНИ СОЛНЕЧНОГО ПЯТНА НА ОСНОВЕ СПЕКТРОСКОПИЧЕСКИХ НАБЛЮДЕНИЙ В ОБЛАСТЯХ 6300 Å и 5250 Å

ВВЕДЕНИЕ

Солнечное пятно является весьма сложным магнитным и термодинамическим образованием. Его изображение в белом свете разделяется на тень и полутень, в которых наблюдаются детали меньших размеров. Наиболее полное описание солнечных пятен приведено в обзоре Соланки [21], хотя там численной модели пятна не приведено.

Характеристики солнечных пятен получены на основе наблюдений в отдельных спектральных линиях [4, 22, 24, 25]. В работе [22] для определения магнитного поля использовались стоксовы профили линий FeI 6301,5Å и 6302,5 Å; доплеровские скорости определялись по профилю линии Si I 5380,3 Å, которая образуется в фотосфере глубже, на высоте 40 км. Получены следующие результаты: а) магнитное поле в тени пятна является практически вертикальным (наклон к вертикали менее 30°), б) полутень пятна представляет собой более сложную магнитную структуру, в которой участки почти горизонтального поля перемежаются с более близкими к вертикали, г) сразу за внешней границей полутени образуется магнитный занавес (сапору) на уровне формирования линии 6302,5 Å, равном 160 км в полутени, в) в линии Si I 5380,3 Å видны основания магнитных трубок, в которых наблюдаются потоки Эвершеда, тогда как на уровне образования FeI 6302,5 Å эти трубки почти горизонтальны [16]. Эти же линии нейтрального железа были использованы для получения физических характеристик пятна в [24, 25], в которых при-

ведены результаты оптической томографии пятна: на 25 оптических глубинах получены карты распределений температуры, векторного магнитного поля, зенитного угла и азимута магнитного поля. Они согласуются с приведенными выше данными. Дополнительно можно отметить, что: а) в тени пятна наиболее темные зоны соответствуют более сильному полю, б) средний градиент магнитного поля в тени пятна около -2 Гс/км, в) в полутени пятна силовые линии магнитного занавеса имеют зенитный угол $\theta \geq 60^\circ$, причем величина магнитного поля растет с увеличением высоты с градиентом за границей полутени, равным $+2,1$ Гс/км. Получено подтверждение потоков Эвершеда, которые проявляются как голубое смещение в линии со стороны пятна, близкой к центру диска Солнца (видны более высокие слои фотосферы), и красное – к лимбу.

В работе [4] рассмотрены стоксовы изображения пятна в линиях FeI 10783 Å и SiI 10786 Å. Найдено, что в пятне величина магнитного поля уменьшается с высотой; в тени пятна средний градиент составляет $-2,60$ Гс/км, максимальный – $-7,2$ Гс/км, а в полутени – от -1 до -2 Гс/км. Вблизи внешней границы полутени величина вертикальной компоненты магнитного поля растет с высотой, хотя само значение магнитного поля уменьшается. Это происходит в результате существования магнитного занавеса, в котором почти горизонтальные в глубоких слоях линии магнитного поля становятся ближе к вертикали вверх. Бальтазар [3] для 8 пятен получил, что вертикальная составляющая магнитного поля в тени уменьшается с высотой, средний градиент находится в пределах $0,5-1,5$ Гс/км.

Соботка с соавторами [18, 19, 20] исследовал тонкую структуру тени пятен, в частности темные ядра, яркие точки и светлые мосты. Найдено, что для различных структурных образований существует тесная связь (на уровне коэффициента корреляции $r = 0,96-0,99$) между максимальной интенсивностью образований и интенсивностью окружающей ее тени [19]. Эти образования можно разделить по площадям и тогда соответствующий коэффициент корреляции для соотношения «поток излучения – интенсивность тени» составляет $0,95, 0,94$ и $0,98$ для малых, средних и больших площадей соответствен.

* Астрономическая обсерватория Киевского национального университета имени Тараса Шевченко, Киев, Украина

Этот результат может быть обусловлен физической природой светлых образований, которая соответствует нелинейной конвекции, либо модели «спагетти» Паркера. Были изучены яркие образования: два в центре тени и одно на периферии, в линиях дублета NaI D, что дало возможность определить их температуру. Она оказалась примерно на 700–1000 К выше, чем в окружающей тени, при соотношении интенсивностей «образование/тень», равном $2,6 \pm 0,2$ [19]. Полученные в [19] размеры точек в тени пятен составляют от 180 до 300 км. Связь между интенсивностями «образование/тень» свидетельствует о контроле всех образований магнитным полем, которое изменяет конвекцию так, что гранулы уменьшаются до 0",5 и меньше. Яркие мосты в пятнах, которые наблюдались с высоким разрешением на спутнике Hinode, являются неоднородными по структуре [12].

Авторы [10] нашли, что в тени пятна фактор заполнения магнитным полем близок к единице при характерной высоте 1000–2000 км. Это, по мнению авторов, говорит в пользу тени пятна как монолитного образования, как на уровне фотосферы, так и в хромосфере.

В работе [17] магнитное поле пятна найдено осесимметричным, без азимутальных завихрений, при постоянном с высотой градиенте закручивания силовых линий, равном $35^\circ/1000$ Гс.

Методом расчетов по программе SIR получены распределения магнитного поля, температуры и скорости для пятна вблизи центра диска Солнца [15]. Используются данные в инфракрасных линиях нейтрального железа 15648,5 Å и 15652,8 Å. Найдено, что в тени пятна поле уменьшается с высотой, его градиент равен -4 Гс/км.

Численные модели тени пятен приведены в работах [13, 7]. В [13] рассчитывалась модель тени на основе наблюдений непрерывного спектра в 7 спектральных интервалах от 3870 Å до 23500 Å без учета магнитного поля. Полученные модели для начала, середины и конца солнечного цикла различаются по температуре: в начале цикла пятна горячее на 500 К, чем в конце. В работе [7] модели большого и малого пятен строились на основе наблюдения V и I профилей Стокса трех линий FeI: 6297,799, 6302,508, 6301,499 Å. Как утверждают сами авторы, они рассчитали первые модели пятен, для которых одновременно определены магнитное поле и термодинамиче-

ские параметры. Можно перечислить еще несколько моделей, полученных раньше [23, 26, 2, 27], но в них нет общепринятой на данное время привязки к оптической толщине в 5000 Å, поэтому сравнение с [7, 13] проблематично. Отметим также, что в работе [8] представлена модель пятна в сравнении с моделями спокойной атмосферы Солнца и факела. В этой модели ход температурной кривой в фотосфере пятна на 500–1000 К ниже невозмущенного уровня, тогда как в средней хромосфере – выше.

В целом, таким образом, данные разных авторов и для различных пятен отличаются большим разнообразием, и пока что нет какой-то общепризнанной итоговой модели. Это говорит о том, что проблема солнечного пятна еще далека от своего решения, и поэтому здесь весьма желательны и актуальны новые исследования. В настоящей работе с этой целью анализируются новые наблюдательные данные, полученные в 7 спектральных магниточувствительных линиях.

НАБЛЮДЕНИЯ

Ниже анализируется спектр пятна северной полярности с диаметром полутени около 45", наблюдавшегося 28 июля 2004 г. в 5^h46^m UT на эшелном спектрографе Астрономической обсерватории Киевского университета имени Тараса Шевченко (АО КНУ). Пятно находилось на расстоянии 66° к западу от центра диска, и было одним из двух наибольших пятен в группе NOAA 10652. Эта группа появилась на восточном лимбе 17 июля и 22–23 июля была вблизи центра диска. Все эти дни в АО КНУ велись измерения магнитного поля в пятнах группы визуальным методом, по зеемановскому расщеплению в линии FeI 5250,2 (наблюдатели – Лозицкий В.Г. и Лозицкая Н.И.). Оказалось, что измеренные (по смещению «центров тяжести» зеемановских σ -компонент) поля были различными в разные дни наблюдений. Например, 17 июля было измерено $B = 3200$ Гс, 21 июля – 3900 Гс, 22 июля – 3400 Гс, 23 июля – 3300 Гс, 27 июля – 3400 Гс, а 28 июля – 2900 Гс. То есть, в разные дни измеренные магнитные поля заметно отличались (до 1000 Гс), и это, по видимому, связано как с эволюционными процессами в группе,

так и с эффектом «центр–лиimbus» при перемещении пятна по диску Солнца.

Спектр пятна был сфотографирован с анализатором круговой поляризации – пластинкой $\lambda/4$ и призмой-расщепителем из исландского шпата. Были профотометрированы и использованы при вычислениях профили следующих линий: FeI 6302,5, 6301,5, 5247,05, 5250,6 Å, FeII 5234,6 Å, CrI 5247,6 Å, ScII 5239,8 Å. Эти линии имеют значения эффективных факторов Ланде от 0,9 до 2,5, а высоты образования в областях спокойного Солнца – в пределах 195–330 км. Потенциалы возбуждения нижнего уровня для этих линий – от 0,09 эВ до 3,7 эВ.

РЕЗУЛЬТАТЫ РАСЧЕТОВ

На основе программы Э.А.Барановского [5] были проведены расчеты тени пятна методом проб и ошибок – по наилучшему согласованию наблюдаемых и вычисленных профилей линий. При моделировании принималось, что турбулентные скорости равны нулю по всей оптической глубине. По результатам расчетов был получен ход температуры T и величины магнитного поля B с оптической глубиной в континууме на 5000 Å (Рис. 1 и 2). К сожалению, данные для сравнения можно взять только из работ [7, 13].

Как видно из рис.1, в моделях из [7] малое пятно более горячее, чем большое, а ход температуры в большом практически совпадает с [13]. В наших расчетах температура тени пятна оказалась выше, чем в малом пятне, но ход температуры практически параллелен за исключением участка в верхней фотосфере, где он ближе к [13]. В [8] приведена модель тени пятна по сравнению с моделями факела и центра гранулы. При этом в тени наблюдается глубокий температурный минимум с понижением температуры на 1500–500 К на высотах 0–600 км. К сожалению, произвести прямое сравнение [8] и нашей работы нельзя, так как нет привязки по высоте, на что указывают и сами авторы [8]. Более того, внутри самих результатов [8] невозможно произвести сравнение по высоте, так как в разных моделях не совпадают нуль-пункт высотной привязки.

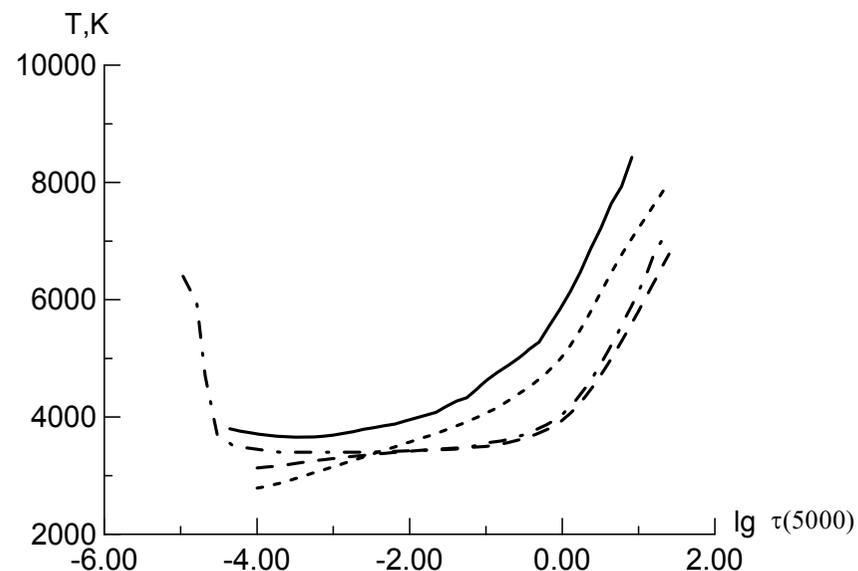


Рис.1. Ход температуры тени исследованного пятна в зависимости от оптической глубины $\tau(5000)$. Непрерывной линией обозначены результаты расчетов данной статьи, малыми штрихами – модели малого, большими – большого пятна из [7], штрих-пунктиром – модели пятна М для середины солнечного цикла из [13]

В работе [14] рассматривались зависимости характеристик профилей Стокса 4-х линий от параметров пятен: отношения интенсивностей континуума тень/фотосфера I_u/I_{ph} , площади тени, величины магнитного поля и температуры тени. Исследования проводились в линиях FeI 6151,6 Å, 6302,5 Å, FeII 6149,2 Å, TiI 6064,6 Å. Такой выбор был обусловлен тем, что линии FeI не являются сильно чувствительными к температуре, а FeII и TiI – чувствительны. Если температура низкая, то линия ионизированного железа может сильно ослабляться (практически исчезать), а линия титана – наоборот, усиливаться, так как имеет низкий потенциал возбуждения. Оказалось, что между площадью параметра Стокса V и отношением I_u/I_{ph} существует четкая зависимость для каждой линии. В частности, линия FeII 6149,2 Å не будет присутствовать в спектре тени при $I_u/I_{ph} < 0,35$. В настоящей работе $I_u/I_{ph} = 0,41$, так что обе линии, FeII и TiI,

присутствуют. Величина магнитного поля, соответствующая значению $I_u/I_{ph} = 0,41$, составляет, согласно [14], примерно 2200–2300 Гс. Ход магнитного поля в зависимости от оптической глубины, полученный при моделировании тени пятна, представлен на рис.2.

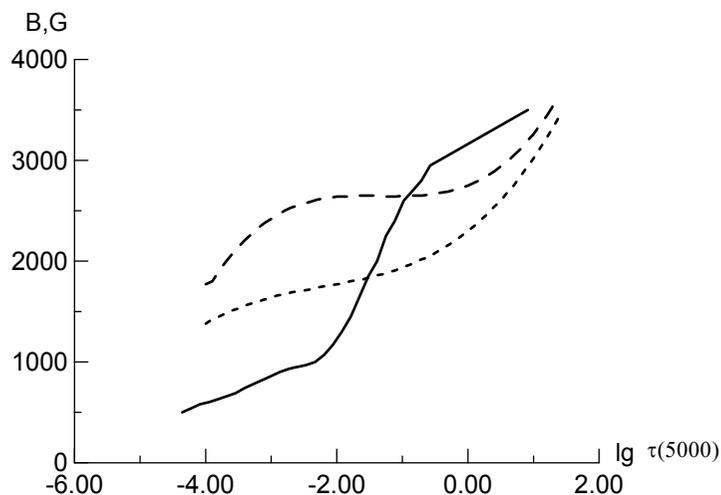


Рис. 2. Ход магнитного поля тени пятна с оптической глубиной. Непрерывная линия – расчеты данной статьи, малые штрихи – малое, большие – большое пятно из [7]

Ход магнитного поля с глубиной в работе [7] для большого и малого пятен более плавный, чем найденный нами для пятна 28 июля 2004 г. Частично это может быть обусловлено тем, что угловые расстояния пятен от центра диска отличаются в работе [7] и в нашем случае примерно в 2 раза: $\theta = 27\text{--}32^\circ$ в работе [7] и $\theta = 66^\circ$ в исследованном нами пятне. Поэтому весьма вероятно, что силовые линии в нашем случае больше наклонены к лучу зрения. Угол наклона силовой линии к лучу зрения γ в [7] падает вглубь фотосферы от 40° до 10° для большого пятна и от 25° до 10° – малого. Для сравнения, в нашей работе наилучшее согласие наблюдаемых и расчетных профилей достигнуто при $\gamma = 50^\circ$. То есть, в нашем случае угол наклона

силовых линий получается меньше, чем гелиоцентрический угол пятна (66°). Учитывая, однако, что из-за вращения Солнца и вмороженности силовых линий в плазму ось симметрии пятна, как правило, наклонена к востоку на угол $10\text{--}20^\circ$, данное отличие вполне закономерно. Из расчетов следует, что индукция B магнитного поля в исследуемом пятне уменьшается с высотой – от 3200 Гс глубоко в фотосфере (точнее, на $\tau(5000) = 1$), до 800 Гс в верхней фотосфере. Это вполне согласуется с визуальными измерениями, согласно которым магнитное поле по линии FeI 5250,2 было 2900 Гс.

Представленное на рис. 2 распределение магнитного поля для пятна 28 июля 2004 г. интересно тем, что имеет участок весьма высокого (по модулю) градиента индукции B . Так, на участках $\lg \tau(5000)$, соответствующих $[-0,6\text{--}0,9]$, $[-0,6\text{--} -2,3]$ и $[-2,3\text{--} -4,4]$, получаются такие градиенты: $-4,95$ Гс/км, $-13,2$ Гс/км и $-1,20$ Гс/км. Для сравнения укажем, что исследованные в работе [7] пятна также имеют участки разных градиентов: на отрезке $\lg \tau(5000)$ $[0,0\text{--}1,4]$ найдено $-7,4$ Гс/км для большого пятна и $-9,7$ Гс/км – для малого, на $[0,0\text{--} -1,5]$ – $-0,7$ Гс/км и $-3,4$ Гс/км, на $[-1,5\text{--} -2,0]$ – $-0,25$ Гс/км и $-2,1$ Гс/км, а на $[-2,0\text{--} -4,0]$ – $-2,9$ Гс/км и $-2,7$ Гс/км соответственно. В работе [4] получено, что с увеличением высоты величина магнитного поля в тени пятна уменьшается с градиентом около $0,5$ Гс/км, если рассчитывать его для каждой линии отдельно, либо около $2,2$ Гс/км при расчете для двух линий FeI 10783 Å и SiI 10786 Å одновременно, учитывая разницу их высот образования.

Согласно расчетам, в исследованном пятне плотность повышена в глубоких слоях фотосферы ($\lg \tau(5000) > 2,0$), тогда как в работе [13] она повышена вдоль всей фотосферы. В другой работе [8] плотность повышена до высоты 300 км, затем плавно уменьшается с высотой в фотосфере. Еще выше, в хромосфере, на протяжении 2000 км она понижена по сравнению со слабой гранулой, причем на высоте около 1500 км происходит резкое понижение плотности – до 2-х порядков. Оно, вероятно, обусловлено резким ростом температуры над пятном в модели [8]. Здесь же мы рассматриваем лишь фотосферные слои пятна – до высоты 700 км, как представлено на рис.4.

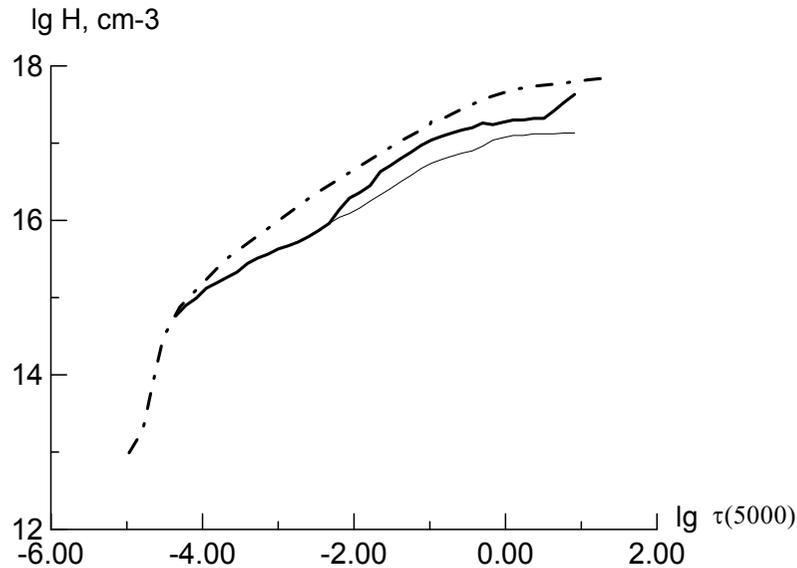


Рис.3. Ход плотности в тени пятна с оптической глубиной. Толстой непрерывной линией обозначены результаты расчетов данной статьи, тонкой – невозмущенная фотосфера, штрих - пунктирной – модель пятна М для середины солнечного цикла из [13]

В нашей модели протяженность тени на интервале $[-4,3 \div 1,0]$ составляет 680 км, что примерно соответствует модели [13]. Для сравнения укажем, что в работе [7] протяженность большого пятна составляет 638 км, малого – 431 км на интервале $\lg \tau(5000) [-4,0 \div 1,4]$.

ВЫВОДЫ И ИХ ОБСУЖДЕНИЕ

В исследованном пятне 28 июля 2004 г., наблюдавшемся при значительном гелиоцентрическом угле ($\theta = 66^\circ$), найдено быстрое ослабление магнитного поля с высотой в фотосфере – от 3500 Гс на нулевой высоте (точнее, где $\tau(5000) = 1$) до 500 Гс на высоте 600 км.

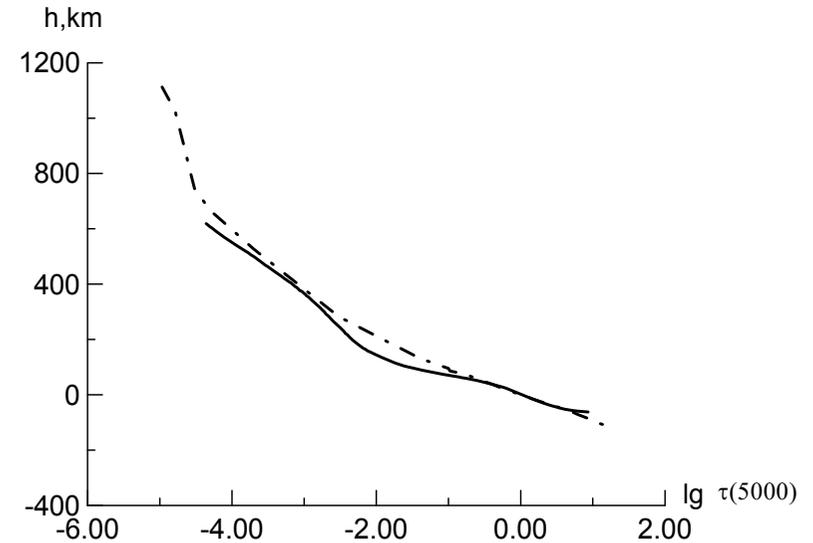


Рис.4. Соотношение между высотой в тени пятна и оптической глубиной. Непрерывной линией обозначены результаты расчетов данной статьи, штрих-пунктиром – модель пятна М для середины солнечного цикла из [13]

Средний наклон γ силовых линий к лучу зрения составляет 50° , что на 16° меньше гелиоцентрического угла пятна. Учитывая, что пятно наблюдалось возле западного лимба и что в большинстве случаев оси пятен наклонены к востоку от гелиовертикали, найденное отличие углов θ и γ вполне закономерно. Градиент магнитного поля в тени изменяется с глубиной и на отрезках $\lg \tau(5000)$, равных $[-2,3 \div -4,4]$, $[-0,6 \div -2,3]$ и $[-0,6 \div 0,9]$ составляет соответственно $-1,20 \text{ Гс км}^{-1}$, $-13,2 \text{ Гс км}^{-1}$ и $-4,95 \text{ Гс км}^{-1}$. Полученное распределение температуры в модели тени пятна показывает, что тень примерно на 500 К холоднее, чем модель невозмущенной фотосферы.

В целом, полученные нами результаты качественно согласуются с выводами других авторов, хотя в количественном отношении имеется ряд расхождений. Частично это обусловлено, вероятно, просто тем, что разные пятна являются весьма разными по многим физическим параметрам. Это следует, в частности, из работ [2, 23], где представлена обобщенная модель тени солнечного пятна на основе

наблюдений в различных диапазонах спектра. Там, однако, величина магнитного поля определялась только по радиоизлучению S-компоненты [1] над пятном в дипольном приближении. Более поздние измерения над пятном в [6] на высоте около 8000 км дали значение 1750 Гс по радиоизлучению на 15 ГГц, а на 12000 км по 8 ГГц – 960 Гс. Ход магнитного поля с высотой в тени пятна не был установлен, это было сделано только в 1994 г. для фотосферы [7]. Следует отметить, что в [2, 23] принята постоянная депрессия Вильсона, равная 700 км, которая является разницей между оптическими высотами в невозмущенной фотосфере и тени для $\tau(5000) = 1$. Определение депрессии Вильсона производилось в [14], и она оказалась для разных пятен в пределах 400–800 км. В общем случае, для каждого пятна она должна изменяться в зависимости от физических условий, при этом изменение температуры на 1000 К приводит к изменению депрессии на 200 км. В нашей модели температура уменьшена на 500 К по сравнению с невозмущенной фотосферой, что привело к депрессии Вильсона около 100 км.

В работе [14] были исследованы 4 группы пятен с радиусами пятен от 3" до 11" и числом в группе от 3 до 10. В результате сопоставления расчетных и наблюдаемых V профилей Стокса получено несколько интересных зависимостей. Оказалось, что существует четкое различие тени и полутени для зависимости нормализованной к непрерывному спектру спокойного Солнца величины площади V профилей Стокса от интенсивности тени и полутени в континууме вблизи этих линий, таким же образом нормализованной. Также оказалось, что V профиль линии FeII 6149,2 Å наблюдается в тени пятен, где температура слишком низкая для существования этой линии. Его появление можно объяснить наличием в тени горячего компонента размером меньше 1", который имеет на 100 – 200 Гс меньшую напряженность магнитного поля. Рассмотрение соотношения между квадратом величины напряженности и нормализованной интенсивностью для тени различных пятен показало наличие практически линейной зависимости для линий FeI 6302,5 Å и TiI 6064,6 Å. Из сопоставления расчетных и наблюдаемых данных величины магнитного поля и нормализованной интенсивности континуума вблизи линий FeI 6302,5 Å и TiI 6064,6 Å оказалось, что

ближе к реальным значениям напряженности являются измерения в FeI 6302,5 Å, когда интенсивность больше 0,46, а напряженность меньше 2500 Гс, т.е. в полутени и спокойных областях. Для тени лучше производить измерения поля в линии TiI 6064,6, если напряженность больше 2500 Гс, а интенсивность меньше 0,46. Из зависимостей между радиусом тени и нормализованной интенсивностью в континууме, а также нормализованной площадью V профиля Стокса следует, что пятна с меньшими радиусами являются более горячими. Зависимость между квадратом величины напряженности и нормализованной интенсивностью для тени по анализу линий инфракрасного триплета железа FeI 15650 Å была получена раньше в [9], а также подтверждена недавно в [11]. Малые пятна также дают примерно в 2 раза более сильные V профили, что может быть вызвано более высокой нормализованной интенсивностью. Эти интересные эффекты планируется проверить на нашем материале в будущем.

ЛИТЕРАТУРА

1. Ахмедов Ш.Б., Гельфрейх Г.В., Крюгер А., Фюрстенберг Ф., Хильдебрант И. О структуре магнитных полей над солнечными пятнами, полученной по наблюдениям на РАТАН-600 // Солнечные данные. – 1982. – № 10. – С.72–75.
2. Штауде Ю., Фюрстенберг Ф., Хильдебрант И., Крюгер А., Якимец Е., Обридо В.И., Сярковский М., Сильвестер Б., Сильвестер Я. Атмосфера солнечного пятна по наблюдениям в рентгеновском, крайнем ультрафиолетовом, оптическом и радиодиапазонах // Астрон. ж. – 1984. – Т.61, в.5. – С.956 – 967.
3. Balthasar H. Vertical current densities and magnetic gradients in sunspots // Astron. Astroph. – 2006. – V.449, N 3. – P. 1169 – 1176.
4. Balthasar H., Gömöry P. The three-dimensional structure of sunspots. I. The height dependence of the magnetic field // Astron. Astroph. – 2008. – V.488, N 4. – P. 1085 – 1092.
5. Baranovsky E.A. Semiempirical LTE modeling of solar photosphere layers.1. Theoretical background // Contrib.Astron.Obs.Skalnate Pleso. – 1993. – V.23.– P.107–117.
6. Brosius J.M., White S.M. Radio measurements of the height of strong coronal magnetic fields above sunspots at the solar limb // Astroph.J. – 2006. – V.641. – P. L69 – L72.
7. Collados M., Martinez Pillet V., Ruis Cobo B., del Toro Iniesta J.C., Vazquez M. Observed differences between large and small sunspots // Astron. Astroph. – 1994. – V.201. – P.622–624.

8. *Fontenla J., White O.R., Fox P.A., Avrett E.H., Kurucz R.L.* Calculations of solar irradiances. I. Synthesis of the solar spectrum // *Ap.J.* – 1999. – V. 518. – P.480–499.
9. *Kopp G., Rabin D.* A relation between magnetic field strength and temperature in sunspots // *Solar Physics* – 1992. – V.141. – P.253–265.
10. *Leka K.D., Meicalf T.R.* Active-region magnetic structure observed in the photosphere and chromosphere // *Solar Phys.* – 2003. – V.212. – P. 361 – 378.
11. *Leonard T., Choudhary D.P.* Intensity and magnetic field distribution of sunspots // *Solar Physics* – 2008. – V.252, N 1. – P.33–41.
12. *Louis R.E., Bayanna A.R., Mathew S.K., Venkatakrishnan P.* Dynamics of sunspot light bridges as revealed by high-resolution images from Hinode // *Solar Physics.* – 2008. – V. 252. – P.43–54.
13. *Maltby P., Avrett E.H., Carlsson M., Kjeldseth-Moe O., Kurucz R.L., Loeser R.* A new sunspot umbra model and its variation with the solar cycle // *Ap.J.* – 1986. – V. 306, N1. P.1– P. 284 – 303.
14. *Martinez Pillet V., Vazquez M.* The continuum intensity – magnetic field relation in sunspot umbrae // *Astron. Astroph.* – 1993. – V.240, N 1/2. – P.494–508.
15. *Mathew S.K., Lagg A., Solanki S.K., Collados M., Borrero J.M. et al.* Three dimensional structure of a regular sunspot from the inversion of IR Stokes profiles // *Astron. Astroph.* – 2003. – V.410, N 2. – P. 695 – 710.
16. *Rimmele T.R.* Evidence for thin elevated evershed channels // *Astron. Astroph.* – 1995. – V.298, N 1. – P. 260 – 276.
17. *Sanchez Cuberes M., Puschmann K.G., Wiehr E.* Spectropolarimetry of a sunspot at disk centre // *Astron. Astroph.* – 2005. – V.440, N 1. – P. 345 – 356.
18. *Sobotka M., Bonet J.A., Vazquez M.* A high – resolution study of inhomogeneities in sunspot umbra // *Astroph. Jour.* – 1993. – V.415, N2, p.1. – P.832–846.
19. *Sobotka M., Bonet J.A., Vazquez M.* On the relation between the intensities of bright features and the local background in sunspot umbrae // *Astron. Astroph.* – 1992. – V.257, N 2. – P. 757 – 762.
20. *Sobotka M., Bonet J.A., Vazquez M.* Spectroscopic determination of intensities of umbral bright features and adjacent background // *Astron. Astroph.* – 1992. – V.260, N 1/2. – P. 437 – 440.
21. *Solanki S.K.* Sunspots: An overview // *The Astron. Astroph. Rev.* – 2003. – V. 11. – P.153 – 286.
22. *Stanchfield D.C.H., II, Thomas J.H., Lites B.W.* The vector magnetic field, Evershed flow, and intensity in a sunspot // *Astroph. J.* – 1997. – V. 477. – P. 485–494.
23. *Staude J., Furstenberg F., Hildebrant J., Kruger A., Jakimies J., Obridko V.N., Siarkovski M., Sylwester B., Sylwester J.* A working model of sunspot structure in photosphere, chromosphere and corona, derived from X-ray, EUV, optical and radio observations // *Acta Astronomica.* – 1983. – V.33, N.3–4. – P.441–460.
24. *Westendorp Plaza C., del Toro Iniesta J.C., Ruiz Cobo B., Martinez Pillet V., Lites B.W., Skumanich A.* Optical tomography of a sunspot. II. Vector magnetic field and temperature stratification // *Astroph. J.* – 2001. – V. 547. – P. 1130–1147.
25. *Westendorp Plaza C., del Toro Iniesta J.C., Ruiz Cobo B., Martinez Pillet V.* Optical tomography of a sunspot. III. Velocity stratification and the Evershed effect // *Astroph. J.* – 2001. – V. 547. – P.1148–1158.
26. *Zwaan C.* Structure of sunspots. II. A continuum model atmosphere for dark umbral cores // *Solar Physics* – 1974. – V.37. – P. 99–111.
27. *Zwaan C.* Structure of sunspots. III. A minimum–gradient model atmosphere for umbrae // *Sol. Ph.* – 1975. – V.45. – P. 115–118.