

УДК 523.94+523.98

Тонкая структура солнечных магнитных полей

Э.А. Барановский, Т.Т. Цап

НИИ “Крымская астрофизическая обсерватория”, 98409, Украина, Крым, Научный
edward@crao.crimea.ua

Поступила в редакцию 16 декабря 2009 г.

Аннотация. Исследуется проблема различия результатов измерений продольного магнитного поля, выполненных по магниточувствительным линиям FeI 5250 и FeI 5247. Сравнивается наблюдаемая величина отношения продольных составляющих магнитного поля $H_{11}(5250)/H_{11}(5247)$ с вычисленной для разных комбинаций магнитных элементов. Вычисления сделаны для стандартной невозмущенной модели фотосферы Солнца. Получено, что заниженное значение величины магнитного поля, получаемое по линии FeI 5250, объясняется наличием неразрешаемых элементов с килогауссовыми магнитными полями.

FINE STRUCTURE OF SOLAR MAGNETIC FIELDS, *by E. A. Baranovsky, T. T. Tsap.* The problem of the inequality of the magnetic fields measured by the magnetic lines FeI 5250 and FeI 5247 is investigated. The observed ratio of the longitudinal components of the magnetic field $H_{11}(5250)/H_{11}(5247)$ is compared with the calculated for different combinations of magnetic field elements. The calculations have been made with the standart model photosphere for quiet regions. It was concluded, that the underestimated values of magnetic field obtained with FeI 5250 line is explained by the presence of the unresolved elements with kilogauss magnetic fields.

Ключевые слова: тонкая структура, магнитное поле, Солнце

1 Введение

К настоящему времени получены убедительные факты, свидетельствующие о том, что магнитные поля играют основную роль во многих явлениях, наблюдаемых в атмосфере Солнца. Очевидно, что физическую природу этих процессов невозможно понять без детального изучения солнечного магнетизма. Однако приводимые разными авторами сведения о свойствах магнитных полей нередко противоречивы и здесь нужны дальнейшие исследования. Характерной особенностью магнитных полей является их тонкая структура, обнаруженная впервые А.Б. Северным (1964, 1965, 1966, 1967). С целью определения истинной напряженности магнитных полей автор перечисленных выше работ использовал метод многократного сканирования с помощью магнитографа одного и того же места на Солнце с разной площадью входной щели спектрографа. Измерения определенно показали, что наблюдаемые значения напряженностей магнитного поля быстро увеличивались с уменьшением площади щели. При этом в работе А.Б. Северного (1967) отмечалось, что так как при наблюдениях на магнитографе использовалась линия FeI λ 5250 Å, то измеренные значения

полей могут быть заметно занижены вследствие эффекта зеемановского насыщения. В дальнейшем также неоднократно предпринимались попытки измерить напряженности магнитного поля с наибольшим возможным пространственным разрешением в условиях наилучших изображений. Так, было обнаружено (Шиле, 1967), что напряженность поля на границе супергранул превышает 300 Гс. Подробное исследование магнитных полей с высоким пространственным разрешением (Саймон и Циркер, 1974) показало, что размеры магнитных элементов в активных и невозмущенных областях близки к $1-2''$, а верхний предел напряженностей достигает 1400 Гс. Авторы этой же работы также утверждали, что размеры магнитных элементов в активных и невозмущенных областях на Солнце показывают более крупномасштабную структуру, чем размеры ярких образований. К аналогичному выводу пришли Кучмий, Штеллмахер (1978), которые утверждают, что размеры магнитных элементов превышают размеры филигрини и напряженность магнитного поля активных областей может достигать 1300 Гс. Измерения величины магнитного поля с помощью стоксметра (Гарви и др., 1971) показали, что напряженность магнитного поля вне активных областей близка к 500 Гс и в отдельных случаях достигает 1000 Гс. Как известно, зеемановское расщепление пропорционально произведению фактора Ланде g и квадрата длины волны спектральной линии, которая применяется для измерения величины магнитного поля. Поэтому удобно вести наблюдения в инфракрасных линиях, которые могут полностью расщепляться в магнитных образованиях (отсутствует переналожение зеемановских компонент). Такие измерения, проведенные в линии FeI $\lambda 15468.6 \text{ \AA}$ (фактор Ланде $g = 3$), (Гарви и Гелл, 1975), показали, что характерные напряженности магнитного поля как на границах сетки вне активных областей, так и в активных областях, составляют 1500–2000 Гс. Мельтреттер (1974), исходя из того, что имеется тесная корреляция между распределением магнитного поля и локальным усилением яркости (см., например, Цап, 1969), сравнил число наблюдаемых на фильтрограмме ярких узелков (по снимкам с очень высоким пространственным разрешением, полученным на вакуумном телескопе обсерватории Сакраменто – Пик) с величиной магнитного потока от этой же области и получил в итоге, что напряженность поля в узелках составляет 2000–2500 Гс, а размер магнитных элементов близок к 70 км.

Несколько раньше Гарви и Ливингстон (1969) обратили внимание на то, что напряженность магнитных полей, измеренная вне пятен по линии FeI $\lambda 5250 \text{ \AA}$, вдвое меньше, чем по линии FeI $\lambda 5233 \text{ \AA}$. Это различие в напряженностях было объяснено сильной зависимостью формы контура линии FeI $\lambda 5250 \text{ \AA}$ от температуры. Однако объяснение, предложенное Гарви и Ливингстоном, нельзя считать убедительным, так как согласно указанной работе профиль линии 5250 \AA не показывает зависимости от величины напряженности магнитного поля. Говард и Стенфло (1972) считали, что наблюдаемая в линии FeI $\lambda 5250 \text{ \AA}$ напряженность занижена из-за эффекта зеемановского насыщения и температурной чувствительности, в то время как измерения в линии FeI $\lambda 5233 \text{ \AA}$ дают существенно более правильные значения магнитного поля. Для выяснения причины, приводящей к расхождению между напряженностями магнитных полей, измеренными по разным линиям, Гопасюк и др. (1973) отобрали 60 пар записей продольных магнитных полей, выполненных одновременно в 11 спектральных линиях с различной магнитной чувствительностью $g\lambda^2$. Наблюдения магнитных полей проводились на двойном магнитографе Крымской астрофизической обсерватории (Северный, 1966) в активных и невозмущенных областях, расположенных вблизи центра диска Солнца. По каждой паре записей, дававшей несколько сотен измерений продольной составляющей магнитных полей в отдельных точках данного участка Солнца, определялась величина $d(li) = H_{11}(li)/H_{11}(6103)$ (li – номер линии, H_{11} – продольная составляющая магнитного поля). Результаты сопоставления напряженности магнитного поля по измерениям в разных линиях показали, что величина параметра $d(li)$ значительно меняется при переходе от одной длины волны к другой. Таким образом, различие между величинами напряженности магнитного поля наблюдается не только по измерениям в линиях $\lambda 5250 \text{ \AA}$ и $\lambda 5233 \text{ \AA}$, но и по многим другим. Примерно в то же время в работе Стенфло (1973) был предложен метод, позволяющий по наблюдениям с умеренным разрешением извлечь информацию об истинной напряженности поля в магнитных элементах. Этот метод основан на измерениях отношения напряженностей в двух (или больше) линиях, которые идентичны по всем параметрам, кроме чувствительности к эффекту Зеемана. В работе Стенфло (1973) для измерения магнитного поля были использованы линии FeI $\lambda 5250 \text{ \AA}$ и $\lambda 5247 \text{ \AA}$. Эти линии принадлежат к

одному мультиплету, имеют практически одинаковые потенциалы возбуждения нижнего уровня, силы осцилляторов и контуры линий. Линии отличаются лишь факторами Ланде, для $\lambda 5250 \text{ \AA}$ и $\lambda 5247 \text{ \AA}$ они равны соответственно 3 и 2. Такие линии, как можно ожидать, будут формироваться практически в одних и тех же областях и иметь одинаковую температурную чувствительность. Асимметрия и эффект скоростей (доплеровское смещение) также должны сказаться одинаково. Используя наблюдения магнитных полей в данных линиях с разрешением $2.5'' * 2.5''$, Стенфло (1973) показал, что на границах хромосферной сетки вне активных областей присутствуют элементы магнитного поля размера 100–300 км и напряженностью до 2000 Гс. В дальнейшем указанный выше метод был применен для интерпретации измерений магнитных полей одновременно в трех линиях железа (Виер, 1978), принадлежащих к одному и тому же мультиплету, но имеющих различные факторы Ланде, а именно: 16302.5 \AA ($g = 2.5$), 16336.8 \AA ($g = 2.0$) и 16408.0 \AA ($g = 1.0$). В итоге данного исследования автор пришел к выводу, что истинное значение напряженности магнитного поля в пятнах, порах, флоккулах и на границе сетки вне активных областей находится в пределах 1500–2000 Гс и характерный размер магнитных элементов близок к 65 км.

Исследования магнитных полей методом отношения линий в спокойных областях Солнца проводили также Рачковский и Цап (1985) и Рачковский и др. (2007). Были проведены одновременные измерения продольных магнитных полей, выполненные в фотосферных линиях FeI 5250 \AA и 5247 \AA на новом двойном магнитографе Крымской астрофизической обсерватории (Котов, Северный и Цап, 1982). В результате сравнения данных наблюдений с теорией (Рачковский и Цап, 1985) было сделано заключение, что на границах сетки спокойного Солнца присутствуют магнитные элементы с напряженностью 1.5 кГс и диаметром 30–60 км. Аналогичное сопоставление (Рачковский и др., 2007) на более обширных данных наблюдений показало, что наиболее вероятная величина магнитного поля в мелкомасштабных магнитных элементах фотосферной сетки составляет 1100 Гс.

В работах Рачковского и Цапа (1985, 2007) рассчитывалось отношение величин параметра Стокса V для линий FeI 5250 \AA и FeI 5247 \AA . Расчетная величина коэффициента $k = V(5250)/V(5247)$ для разных расстояний от центра линии сравнивалась с наблюдаемыми величинами. Вычисления сделаны в предположении постоянства параметров модели фотосферы по глубине для двухкомпонентной модели. Напряженности магнитного поля в компонентах модели, которые принимались при расчетах, равны $H_b = 4 \text{ Гс}$ и $H_f = 1100\text{--}1500 \text{ Гс}$. Авторы пришли к выводу, что наилучшее согласие вычисленных и наблюдаемых величин параметра k получается при $H_f = 1100$. Здесь мы делаем аналогичные расчеты для реальной стандартной модели невозмущенной фотосферы. Кроме вариантов с двумя магнитными элементами (как например, $H_b = 4 \text{ Гс}$ и $H_f = 1100 \text{ Гс}$) мы рассчитывали коэффициент k для множества магнитных элементов с различным распределением по величине напряженности магнитного поля.

2 Вычисления

Профили линий FeI 5247 \AA и FeI 5250 \AA рассчитывались с помощью программы SIR (Пуиз Кобо и др., 1992). Вычисления сделаны для стандартной модели невозмущенной фотосферы HSRA (Гингерих и др., 1971). Программа позволяет рассчитывать в приближении ЛТР все параметры Стокса. Предполагалось наличие участков фотосферы с фоновым магнитным полем порядка нескольких гаусс и участков с большим полем (магнитных трубок) порядка 1–2 килогаусс. Отдельные детали не разрешаются и наблюдается усредненная картина. Параметры Стокса вычисляются отдельно для фонового поля и для магнитной трубки, затем полученные величины усредняются в соответствии с принятыми значениями площадей, занимаемых разными полями.

Вычислялось отношение величин параметра Стокса V двух линий по формуле

$$k = [S_b * V_1(H_b) + S_f * V_1(H_f)] / [S_b * V_2(H_b) + S_f * V_2(H_f)], \quad (1)$$

где V_1, V_2 – параметр Стокса V для линий 5250 и 5247 соответственно, S_b, H_b, S_f, H_f – площадь и напряженность слабого и сильного магнитных полей соответственно. Однако при наблюдениях магнитных полей с магнитографом получают величину $K = H_{11}(5250)/H_{11}(5247)$. Так как отношение

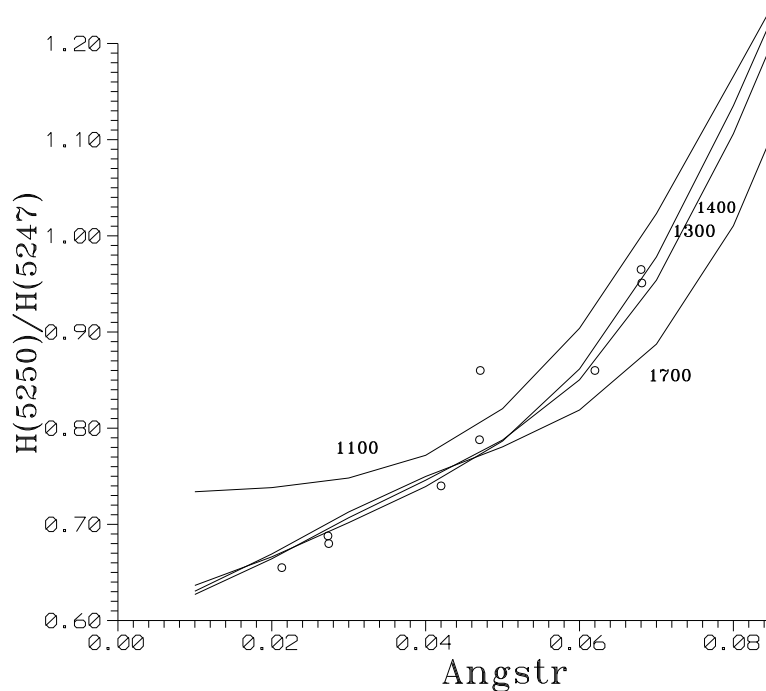


Рис. 1. Сравнение вычисленных (сплошные линии) и наблюдаемых (Рачковский и др., 2007; кружки) значений коэффициента K для различных значений магнитного поля в трубке (1100, 1300, 1400, 1700 Гс). Наилучшее согласие достигается при величине поля 1300–1400 Гс

параметров Стокса двух линий равно отношению величин смещения сигма-компонент этих линий, а величины смещения пропорциональны фактору Ланде и величине магнитного поля, то получаем, что $K = k / (g_1 / g_2) = k / 1.5$, где g_1, g_2 – факторы Ланде для линий 5250 и 5247 соответственно. Величина K рассчитывалась как функция расстояния от центра линии и сравнивалась с наблюдаемыми значениями. На рис. 1 показаны величины K для 4 пар значений H_b, H_f : 4–1100, 4–1300, 4–1400, 4–1700 Гс. Величины отношения S_f/S_b подбирались так, чтобы получить наилучшее согласие с наблюдениями. Как видно из рис. 1, комбинации величин 4–1300, 4–1400 Гс дают наилучшее согласие. Величины отношения S_f/S_b равны при этом 0.033 и 0.014. Для $H_f < 1300$ Гс и $H_f > 1400$ Гс получить согласие оказалось невозможным ни при каких значениях S_f/S_b . Аналогичная ситуация имеет место для других значений фонового поля – 2 Гс, 3 Гс, ..., 8 Гс, 9 Гс и т. д. Наилучшее согласие с наблюдениями получается для $H_b = 1300$ –1400 Гс. Фактор заполнения S_f/S_b при этом различный для разных значений H_b .

Мы видим, таким образом, что вычисленное значение коэффициента K сильно зависит от величин H_b, H_f и фактора заполнения S_f/S_b . Однако наблюдаемые значения величины K , приведенные на рис. 1, не обнаруживают никакого разброса. Эти наблюдаемые значения получены в разные годы на различных инструментах. Представляется маловероятным, что такая стабильность может выполняться за счет нужного набора трех величин – H_b, H_f и фактора заполнения S_f/S_b . Более реальна ситуация, когда имеется набор значений H_b, H_f , распределенных по какому-то закону. Мы попытались найти закон распределения вероятности величин напряженности магнитных полей. Для этой цели формула (1) была изменена, так что усреднение параметров Стокса V_1, V_2 делалось для большого количества элементов.

Использовался метод подбора: параметр K рассчитывался для различных распределений и сравнивался с наблюдаемыми значениями. Кроме величины K рассчитывались также профили $I + V, I - V$ и оценивалась величина магнитного расщепления. Если по магнитному расщеплению получа-

лось слишком большое магнитное поле, то соответствующие варианты считались непригодными. В результате просчетов большого количества вариантов мы пришли к выводу, что наиболее приемлемые распределения магнитных элементов по величине напряженности поля имеют два максимума – около 0 Гс и около 1300–1400 Гс. Мы задавали такое распределение как сумму двух гауссиан, подбирая величины дисперсии и относительных весов двух кривых.

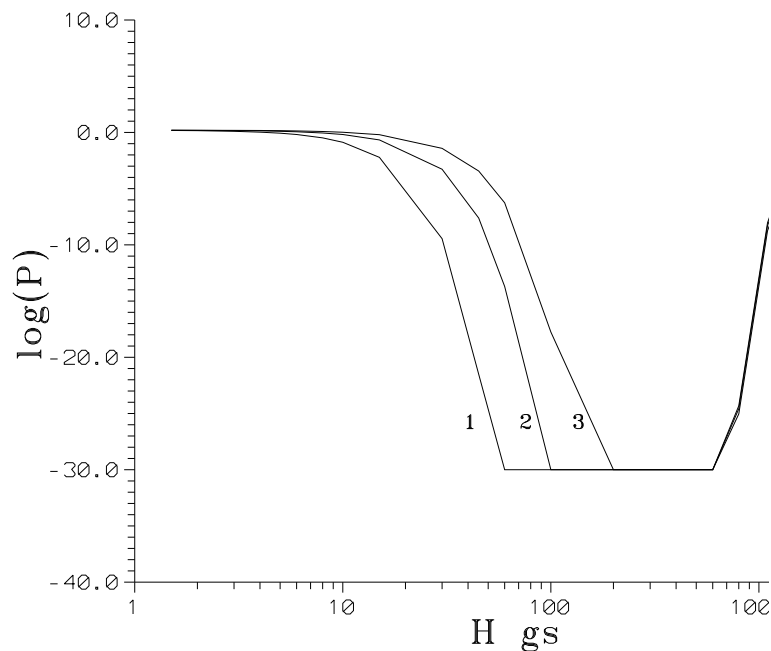


Рис. 2. Три варианта распределения магнитных элементов по величине напряженности магнитного поля. По оси ординат P – плотность вероятности, по оси абсцисс – магнитное поле в гауссах

Получить близкую к наблюдениям величину параметра K оказалось возможным для различных параметров гауссиан. Но при этом магнитное расщепление профилей (смещение сигма-компонент) оказывается различным для разных параметров. Расщепление усредненного профиля зависит от ширины гауссиан, определяющих кривую распределения. На рис. 2 показаны три кривых распределения, а на рис. 3 – соответствующие им величины магнитного поля, определенные по расщеплению вычисленных профилей линии FeI 5250. Распределение 1 на рис. 2 получено суммированием гауссиан с дисперсией 4.5 Гс, 60 Гс и центром (среднее значение) 0.0 Гс и 1400 Гс. Для распределений 2 и 3 дисперсия гауссиан для малых полей равна соответственно 7.5 Гс и 11.0 Гс. Магнитное поле, определенное по расщеплению профилей линий FeI 5250 и FeI 5247, вычисленных для распределения поля 2 (рис. 2), показано на рис. 4. Из рис. 3 и рис. 4 следует, что величина магнитного поля различна для разных точек профиля линий и растет с расстоянием от центра линии. Это обстоятельство нужно учитывать при сравнении результатов измерения магнитного поля на разных обсерваториях, так как положение щелей магнитографа на профиле линии бывает разным.

Из рисунков 2 и 3 мы видим, что распределение 3 (рис. 2) соответствует большему полю (кривая 3 на рис. 3) по сравнению с распределением 1 (рис. 2). Другими словами, усредненное магнитное поле увеличивается с увеличением ширины гауссиан для малых полей, т. е. с увеличением средней напряженности фонового магнитного поля H_b . С другой стороны, дисперсия гауссиан для больших полей H_f очень мало влияет на величину усредненного поля. И только для величин дисперсии больше 260 начинается рост усредненного поля с увеличением дисперсии.

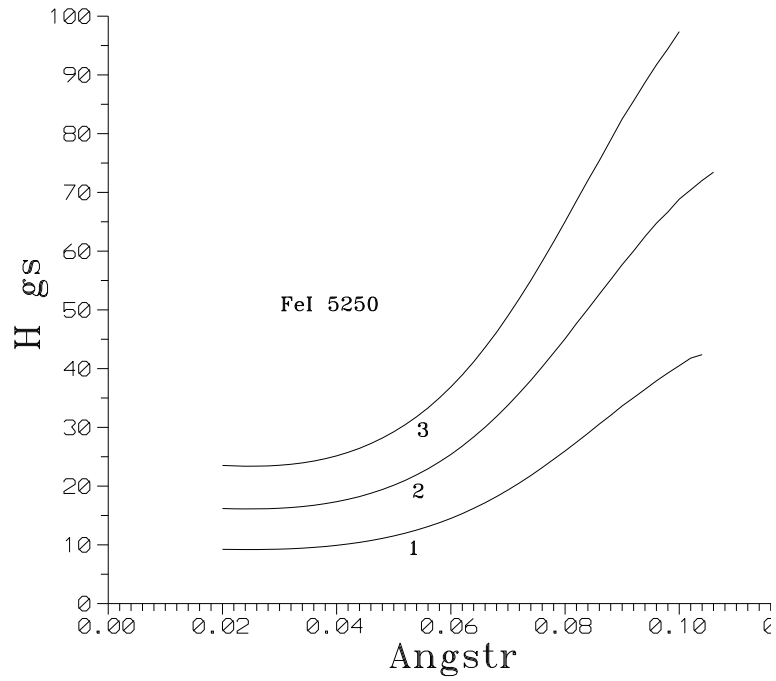


Рис. 3. Магнитное поле для разных точек профиля линии FeI 5250. Кривые 1, 2, 3 соответствуют кривым распределения 1, 2, 3 на рис. 2. По оси абсцисс – расстояние от центра линии

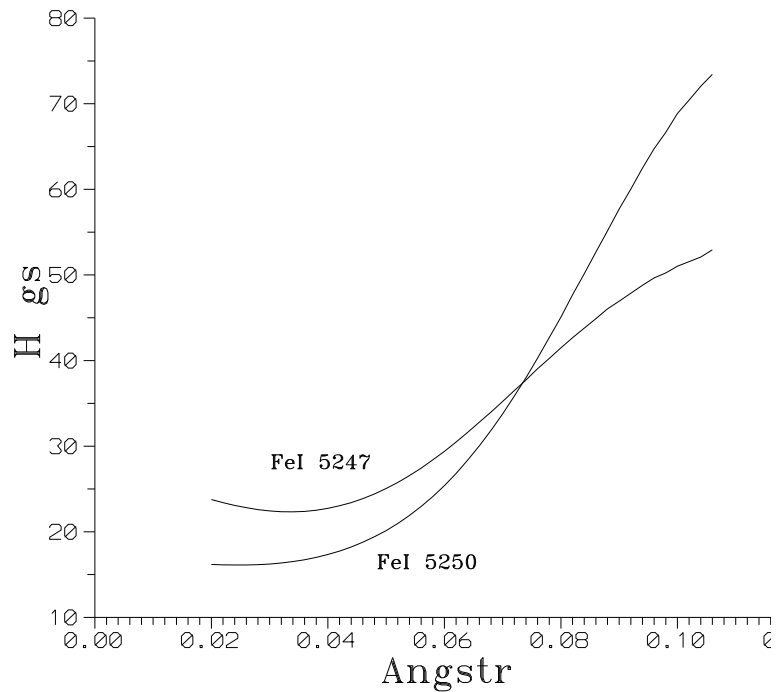


Рис. 4. Магнитное поле для разных точек профиля линий FeI 5250 и FeI 5247, вычисленное для распределения 2 на рис. 2. По оси абсцисс – расстояние от центра линии

3 Заключение

Мы получили, что расчетная величина коэффициента K (формула 1) для модели с двумя магнитными элементами может быть согласована с наблюдаемой при различных значениях величин фонового магнитного поля, но магнитное поле в магнитной трубке при этом должно быть порядка 1300–1400 Гс. Отношение площадей магнитной трубки и элемента с фоновым полем зависит при этом от принятого значения фонового поля и равно 0.033 и 0.014 для $H_b = 4$ Гс. Для модели с непрерывным распределением магнитных элементов по величине напряженности магнитного поля кривая распределения имеет два максимума – около малых величин поля (2–10 Гс) и около значения 1300–1400 Гс. Магнитное поле, определенное по расщеплению профилей, увеличивается с увеличением ширины гауссианы для малых полей, т. е. с увеличением средней напряженности фонового магнитного поля H_b . Величина магнитного поля, определенная по расщеплению профилей, различна для разных точек профиля линий и увеличивается с удалением от центра линии.

Литература

- Вьер (Wiehr E.) // *Astron. Astrophys.* 1978. V. 69. P. 279.
Гарви и Ливингстон (Harvey J., Livingston W.) // *Solar Phys.* 1969. V. 10. P. 283.
Гарви и др. (Harvey J., Livingston W., Slaughter C.) // *Line Form. in Magnetic Field.* Boulder: NCAR. 1972. P. 227.
Гарви и Гелл (Harvey J., Hall D.) // *Bull. Amer. Astron. Soc.* 1975. V. 7. P. 459.
Гингерих и др. (Gingerich O., Noyes R.W., Kalkofen W., Cuny Y.) // *Solar Phys.* 1971. V. 18. P. 347.
Говард и Стенфло (Howard R., Stenflo J.O.) // *Solar Phys.* 1972. V. 22. P. 402.
Гопасюк и др. (Gopasyk S.I., Kotov V.A., Severny A.B., Tsap T.T.) // *Solar Phys.* 1973. V. 31. P. 307.
Котов В.А., Северный А.Б., Цап Т.Т. // *Изв. Крымск. Астрофиз. Обсерв.* 1982. Т. 65. С. 63.
Кучмий и Штеллмахер (Koutchmy S., Stellmacher J.) // *Astron. Astrophys.* 1978. V. 67. P. 93.
Мельтреттер (Mehlretter J.P.) // *Solar Phys.* 1974. V. 38. P. 43.
Рачковский Д.Н., Цап Т.Т. // *Изв. Крымск. Астрофиз. Обсерв.* 1985. Т. 71. С. 79.
Рачковский Д.Н., Цап Т.Т., Лозицкий В.Г., Лейко У.М. // *Изв. Крымск. Астрофиз. Обсерв.* 2007. Т. 103. №. 4. С. 26.
Руиз Кобо и др. (Ruiz Cobo B., del Toro Iniesta J.C.) // *Astrophys. J.* 1992. V. 398. P. 375.
Саймон и Циркер (Simon, Zirker) // *Solar Phys.* 1974. V. 35. P. 331.
Северный (Severny A.B.) // *Space Sci. Rev.* 1964. V. 3. P. 451.
Северный А.Б. // *Астрон. журн.* 1965. Т. 42. С. 217.
Северный А.Б. // *Астрон. журн.* 1966. Т. 43. С. 465.
Северный А.Б. // *Изв. Крымск. Астрофиз. Обсерв.* 1967. Т. 36. С. 12.
Стенфло (Stenflo J.O.) // *Solar Phys.* 1973. V. 36. P. 12.
Цап Т.Т. // *Изв. Крымск. Астрофиз. Обсерв.* 1969. Т. 39. С. 265.
Шиле (Scheeley N.R.Jr.) // *Solar Phys.* 1967. V. 1. P. 171.