

УДК 523.947-327+524.316-852-35

ВРАЩЕНИЕ СОЛНЦА КАК ЗВЕЗДЫ ПО ПОЛНОМУ ИЗЛУЧЕНИЮ КОРОНЫ В ЗЕЛЕННОЙ ЛИНИИ

© 2009 г. М. М. Кацова¹, И. М. Лившиц², Ю. Сикора³

¹Государственный астрономический институт им. П.К. Штернберга
МГУ им. М.В. Ломоносова, Москва, Россия

²Институт земного магнетизма, ионосферы и распространения радиоволн
им. Н.В. Пушкова, Троицк Московской области, Россия

³Астрономический институт Академии наук Словакии, Татранска Ломница, Словакия

Поступила в редакцию 15.05.2008 г.; принята в печать 02.07.2008 г.

Предлагается новое представление базы данных, созданной Ю. Сикорой (J. Sykora) по наблюдениям в линии Fe XIV 5303 Å с 1939 по 2001 гг. По результатам наблюдений короны на высоте 60'' над лимбом, приведенным в единую фотометрическую систему, оценивается излучение всей видимой поверхности Солнца. Полученный ряд ежедневных значений предлагается использовать в качестве нового индекса солнечной активности GLSun (The Green Line Sun). Он основан только на наблюдениях, и свободен от каких-либо модельных представлений, используемых при построении других индексов корональной активности. Оказалось, что индекс GLSun хорошо описывает проявления циклической активности и отражает появление вращательной модуляции яркости короны Солнца как звезды. Проводится вейвлет-анализ ряда GLSun, аналогичный использованному при изучении долговременных изменений хромосферного излучения активных поздних звезд. Получено, что в эпохи высокой активности неоднородности яркости в солнечной короне вращаются медленнее, чем в среднем за все время наблюдений. Промежуток времени более медленного вращения неоднородностей близок в каждом цикле эпохе существования горизонтального магнитного диполя Солнца, но его продолжительность несколько больше времени переполусовки в обоих полушариях. Различие периодов замедленного и среднего вращений превышает 3 сут, что характерно для некоторых звезд с более высокой, чем у Солнца, но менее регулярной активностью. Кратко обсуждается возможное значение этих результатов для развития динамо-теории происхождения и эволюции магнитных полей на Солнце и других звездах поздних спектральных классов.

PACS: 96.60.P-, 96.60.Vn

1. ВВЕДЕНИЕ

Активность звезд поздних спектральных классов, в том числе и Солнца, связана с появлением в атмосфере магнитных полей различных масштабов. Наиболее развитыми представлениями о генерации и усилении магнитных полей в космосе является теория динамо. Она основана на возможности усиления магнитных полей турбулентной конвекцией в конвективной зоне в присутствии дифференциального вращения. До сих пор изучались особенности вращения только поверхностных слоев Солнца. В последние годы, благодаря исследованиям в области гелиосейсмологии, появилась информация о характере вращения не только атмосферы, но и всей конвективной зоны Солнца. Обнаружено, что угловая скорость вращения действительно возрастает при переходе от основания конвективной зоны к ее верхним слоям. Это происходит на низких и средних широтах, а в области

высоких широт градиент $d\Omega/dr$ меняет знак [1]. Результаты гелиосейсмологии явились серьезным аргументом в пользу справедливости общих представлений о механизме генерации магнитных полей и стимулировали более глубокий анализ дифференциального вращения различных слоев Солнца. Обоснованность главных положений теории динамо позволяет теперь перейти к сопоставлению ее выводов с наблюдениями активности и, в частности, с природой цикличности.

На Солнце имеется много долгоживущих образований, которые дают возможность исследовать вращение. Метод трассеров используется уже 150 лет (первая работа Кэррингтона относится к 1858 г.), и наиболее определенные результаты получены для зоны активности по скоростям вращения пятен, факелов и протуберанцев. До широт не выше 60° результаты, полученные по перемещению активных образований, хорошо согласуются

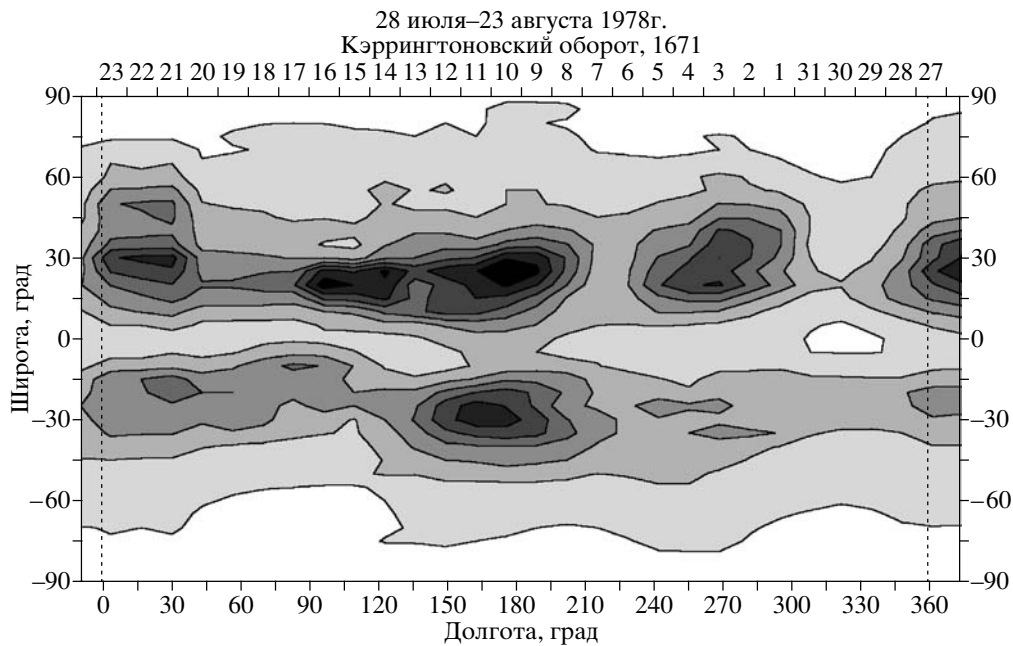


Рис. 1. Пример карты распределения яркости зеленой корональной линии в абсолютных корональных единицах (а.к.е.), построенной непосредственно по базе данных Ю. Сикоры. На карте общий диапазон значений соответствующих величин разделен на 8 градаций, самым большим значениям соответствует черный цвет, самым малым — белый. Шаг между изолиниями составляет 15 а.к.е. По верхней оси абсцисс отложено время, возрастающее справа налево. Кэррингтоновский оборот 1671 выделен пунктирными линиями. По данной карте вычислен индекс GLSun для 10 августа 1978 г.

со спектроскопическими методами, измеряющими скорость вращения Солнца по доплеровским сдвигам линий. Из многочисленных публикаций по этой теме можно указать обзор [2], подводящий итоги работ, выполненных до конца прошлого века. Из последних работ укажем работы по выявлению того, что области с фиксированным вращением смещаются по широте в ходе цикла [3].

Детальное исследование вращения короны в течение нескольких последних циклов проведено Бадалян и др. [4] (см. также ссылки там). Авторы использовали данные о яркости короны в зеленой корональной линии Fe XIV 5303 Å. На рис. 1 приводится пример одной из карт, которые использовались для последующего создания фильма [5]. Авторы [4] определили вращение на различных широтах Солнца по данным, осредненным по 6 кэррингтоновским оборотам. Один из основных выводов работы — дифференциальное вращение наблюдается на всей фазе роста солнечной активности, а в середине фазы спада оно приближается к твердотельному.

Исследование характера вращения звезд является одной из сложных задач астрофизики. Наблюдения, как правило, позволяют определить скорости осевого вращения, но многочисленные попытки оценить степень дифференциальности вращения дают противоречивые результаты. Особенно

это относится к одиночным звездам и, в меньшей степени, к двойным системам, где доплеровское картирование дает более или менее надежные результаты. Поэтому новый подход к изучению особенностей вращения поздних звезд представляет значительный интерес.

Анализ звезд с активностью солнечного типа показал, что у некоторых из них на протяжении нескольких лет вращение хромосферных неоднородностей происходит медленнее, чем среднее вращение звезды [6]. Этот эффект, в принципе, может объясняться тем, что на определенных фазах цикла активные области располагаются на средних широтах и затем дрейфуют к экватору. Наиболее естественно объяснять такой дрейф дифференциальностью вращения. В принципе, это дает возможность строить звездные диаграммы бабочек как аналог Маундеровских диаграмм на Солнце.

Очень важно сравнить полученные в [6] результаты с выводами о дифференциальном вращении Солнца. Для этого можно было бы использовать результаты [4] для солнечной короны. Действительно, неоднородности яркости, связанные с развитием магнитных полей, проявляются сходным образом на хромосферном и корональном уровнях и в отсутствие мощных нестационарных процессов демонстрируют четко выраженную цикличность. Для солнечной короны имеется однородный ряд

данных, охватывающий несколько солнечных циклов. На первом этапе выполнения этой работы мы попытались использовать выводы о дифференциальном вращении Солнца непосредственно для сопоставления с данными о вращении звезд. Однако в [4] при исследовании Солнца изучаются корреляционные связи наблюдений в данном широтном интервале, но относящиеся сразу ко всем долготам. Кроме того, там используется осреднение по шести кэррингтоновским оборотам. В результате занижается роль тех отдельных ярких элементов, которые вносят заметный вклад в полный поток излучения Солнца как звезды (и собственно звезд). Соответственно и переход от полученных в [4, 7] результатов к особенностям вращения звезд, исследуемым по ежедневным наблюдениям, является некорректным и приводит к небольшому различию периодов вращения Солнца как звезды на разных фазах цикла.

Итак, поскольку при изучении вращения Солнца и звезд используются разные методы, прямое сравнение результатов оказывается практически невозможным. Поэтому в данной работе предлагается другой подход: а именно, мы оцениваем сначала излучение короны Солнца как звезды, а затем применяем вейвлет-анализ для полученного временного ряда. Использование одного и того же метода, что и для анализа долговременной переменности излучения поздних звезд позволяет провести адекватное сопоставление изменений характера вращения на протяжении нескольких циклов активности на Солнце и поздних звездах. Заметим, что поскольку для поздних звезд пока отсутствуют надежные данные о магнитных полях различных масштабов, гелиофизические результаты оказываются весьма полезными для интерпретации выводов, относящихся к звездам.

Далее будет введен новый индекс солнечной активности, проведено вейвлет преобразование ряда ежедневных значений, обсуждены результаты изучения вращения Солнца как звезды. Затем мы кратко сопоставим выводы о дифференциальном вращении Солнца и активных поздних звезд.

2. ОЦЕНКА ЯРКОСТИ КОРОНЫ СОЛНЦА КАК ЗВЕЗДЫ

Патрульные наблюдения короны проводились на внезатменных коронографах нескольких обсерваторий. Измерения слегка отличались высотами исследуемых областей над лимбом и фотометрическими шкалами. Ю.Сикора объединил данные ежедневных измерений яркости короны в зеленой линии Fe XIV 5303 Å, свел в единую фотометрическую систему и привел к высоте 60'' над лимбом. Ежедневные измерения на восточном (E) и западном (W) лимбах, проводимые через 5° по широте,

пересчитаны на центральный меридиан. Каждое значение созданной им базы данных с 1939 по 2001 г. представляет собой полусумму яркостей на данной широте за 7 дней до и через 7 дней после даты наблюдений. Таким образом, сформирована матрица данных с разрешением 5° по широте и 13° по долготе. Для 10%–15% дней, когда наблюдений не было, приведены проинтерполированные значения. Таким образом, каждый день представлен в базе данных столбцом из 37 значений яркости короны в единицах 10^{-6} интенсивности континуума вблизи линии. Чтобы уменьшить разброс данных, в окончательном варианте базы данных использованы значения, осредненные методом скользящего среднего с окном 3 дня.

Вообще говоря, эти данные позволяют вычислить полное излучение солнечной короны для каждого дня наблюдений, если предположить, что условия в короне не меняются за время пребывания источника на видимой полусфере. Однако при этом необходимо учитывать геометрию короны, ее структурные особенности и распределение физических условий в источнике излучения с высотой.

Как известно, полное излучение короны в зеленой линии впервые было вычислено Рыбанским [9], и затем эти работы продолжались в соавторстве с Ружиным [10] и другими. Полным излучением короны в данный день считалось наблюдаемое линейчатое излучение за лимбом и часть излучения короны, которая проектируется на видимый диск Солнца. Аналогом является поток мягкого рентгеновского излучения от всего Солнца, источником которого является тот же объем короны (лимб + диск). Корональный индекс Рыбанского с 1971 г., который сейчас доступен в интернете, используется в гелиофизических исследованиях. За основу этой базы данных взята фотометрическая шкала обсерватории Ломницкий Пик. Наблюдения там начаты в 1966 г. и относятся к высоте 40 угловых секунд над лимбом,

В настоящее время после проведения рентгеновских наблюдений Солнца выяснилось, что этот индекс недостаточно адекватно описывает долговременную переменность излучения корональных слоев с температурой около 2 МК, которые ответственны за излучение в зеленой линии. Методика вычисления этого индекса, применявшаяся начиная с работы [9], использует среднее значение яркости для данного дня (см. выражение (3) в цитированной работе), а также интерполяцию интенсивности от уровня наблюдений вниз в невозмущенные и активные области. Современные знания о солнечной короне позволяют ввести индекс, который более определенно учитывает вклад и активных областей и участков над нейтральной линией крупномасштабного магнитного поля, в общее излучение короны Солнца как звезды.

Чтобы избежать каких-либо модельных представлений о структуре источника излучения зеленой линии, мы предлагаем использовать непосредственно наблюдаемые величины и вводим новый индекс, примерно пропорциональный яркости всей короны на определенной высоте над лимбом. База данных о яркости короны для последовательных 27 дней может рассматриваться в качестве кэррингтоновской карты. Пример такой карты представлен на рис. 1. Мы используем значения яркостей $B(\varphi_n)$ для выбранного дня (на рис. 1 это 10.08.1978) и для 14 дней — 7 дней до и 7 дней после данной даты. В таком случае яркость диска, отнесенная к площади одной ячейки, может быть в первом приближении записана в виде

$$\begin{aligned} \text{GLSun} &= \sum \sum B(\varphi_n) \cos \varphi_n \cos \lambda_m = \\ &= \sum \sum B(5^\circ n) \cos(5^\circ n) \cos(13^\circ m), \end{aligned}$$

где $B(\varphi_n)$ — яркость короны, а n и m изменяются в следующих пределах: n — от +14 до -14, а m — от +7 до -7. Иначе говоря, предполагается, что основной вклад в яркость вносят области, располагающиеся не выше 70° по широте, и приближенно учитывается изменение проекции площади размером 5° по широте и 13° по долготе в зависимости от ее координат на сфере.

Результаты вычислений величины GLSun приведены на рис. 2б. Циклическая активность аналогична той, которая регистрируется по другим индексам, например по среднемесячным числам Вольфа. По своему физическому смыслу этот индекс ближе всего к фоновому мягкому рентгеновскому излучению (background X-Ray; т.е. характеристике рентгеновского потока, из которого исключены вспышки) и потоку радиоизлучения на волне 10.7 см. Соответствующий рентгеновский индекс мало используется в последние годы, поскольку трудно исключать вспышки, особенно в периоды высокой активности. Предлагаемый корональный индекс GLSun, как и поток радиоизлучения на 10.7 см, менее чувствительны к развитию нестационарных процессов (вспышек) по сравнению с потоком мягкого рентгеновского излучения. В некоторые периоды времени степень корреляции ежедневных значений индекса GLSun, построенного по сглаженным за 3 дня оригинальным данным, и потоков для каждого дня на волне 10.7 см достигает 0.80. Это проиллюстрировано на рис. 3 для шести месяцев 1991 г. В действительности в этот и другие аналогичные периоды корреляция еще более высокая, если исключать несколько точек с высокими радиопотоками, которые обусловлены пекулярными источниками и (или) слабой вспышечной активностью в больших группах пятен. Это видно и из рис. 3б, если учесть, что

нижняя ветвь связана со слабыми нестационарными явлениями. Отметим, что высокая корреляция наблюдается не столь часто и отсутствует, когда активные долготы практически не проявляются в переменности потоков излучения всех уровней внешней атмосферы Солнца.

Введенный индекс GLSun является формальной величиной, характеризующей активность Солнца по излучению короны в зеленой линии. Сами измерения проводятся над лимбом. Индекс GLSun описывает полный поток излучения всей короны за исключением областей, которые экранируются диском Солнца. Этот поток включает в себя не только наблюдаемое излучение короны над лимбом, но и излучение той ее части, которая проектируется на диск. Напомним, что эти слои непосредственно наблюдаются в мягком рентгеновском и радиодиапазоне.

Размерность введенного индекса GLSun совпадает с размерностью яркости короны $B(\varphi_n)$ — эрг/см² с ср. Считая, что излучение изотропно, и домножая GLSun на площадь одной ячейки карты ($\approx 3 \times 10^{19}$ см²), получаем поток πS GLSun. При высокой активности индекс GLSun равен 10^4 , что дает поток излучения $\approx 10^{24}$ эрг/с. Разумеется приведенная величина этого потока является оценочной, поскольку подразумевает использование нескольких предположений, два из которых наиболее существенны.

Во-первых, наблюдаемая яркость точки над лимбом представляет собой интеграл вдоль луча зрения в тангенциальном направлении от минус бесконечности до плюс бесконечности. Казалось бы, что для областей на диске мы используем величины, примерно вдвое большие, чем для точек над лимбом. Однако наблюдения относятся к высоте над лимбом $60''$ и не учитывают вклада более низких слоев короны в полный поток излучения в линии. Эти два обстоятельства фактически компенсируют друг друга. Поэтому можно полагать, что индекс GLSun будет описывать суммарное излучение короны на диске и за лимбом.

Во-вторых, переход от излучения сферы (синоптической карты) к излучению диска в выражении для индекса GLSun выполнен простейшим образом и представлен просто произведением двух косинусов. При введении более высокой степени, например, \cos^2 , индекс GLSun менялся мало. Вообще говоря, база данных позволяет провести точный расчет полного излучения короны. Переход от синоптической карты к полному потоку, в принципе, возможен, и существуют методы соответствующих вычислений. Если задать интенсивность излучения, выходящего из области области солнечной короны с координатами (φ, λ) , то можно вычислить поток излучения по направлению к

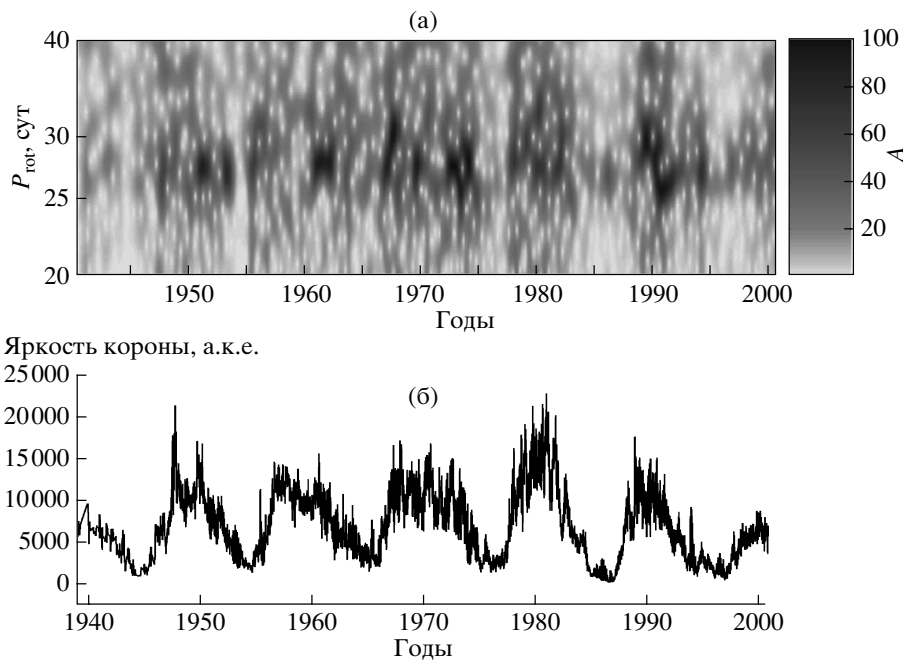


Рис. 2. (а) — Результаты вейвлет-анализа временного ряда излучения короны Солнца как звезды в зеленой линии — индекса GLSun. По оси ординат — периоды вращения в днях. Вейвлет-амплитуды A нормированы, их шкала дана справа. (б) — Изменения ежедневных значений индекса GLSun во времени для 17–22-го циклов солнечной активности.

наблюдателю. Однако на этом пути встречается принципиальная трудность, связанная с тем, что здесь необходимо довольно точно знать анизотропию задаваемой интенсивности излучения. Излучательная способность элементарного объема короны определяется как электронным ударом, так и рассеянием фотосферного излучения. Появление анизотропии выходящего излучения связано с рассеянием. Долю рассеянного излучения можно определить по поляризации в линии. Это удастся сделать для областей с различной активностью на лимбе, однако эти оценки не очень определены. Положение усугубляется имеющимся противоречием между теретическим и наблюдаемым направлениями плоскости поляризации излучения в линии 5303 \AA [11, 12]. Данная нерешенная проблема не позволяет продвинуться в выяснении вопроса об анизотропии излучения в зеленой линии.

Для того, чтобы проконтролировать, насколько приведенный выше полный поток излучения соответствует действительности, проведем оценку потока линейчатого излучения другим путем, используя затменные наблюдения. Так, например, в день солнечного затмения 11 июля 1991 г. активность Солнца была высокой. Индекс GLSun был близок к 10^4 , поток радиоизлучения на волне 10.7 см был около 200, что приближалось к средним значениям для 1991 г. (рис. 3), типичным для многих активных периодов. Наблюдения данного затмения, в частности, наблюдения интенсивности и поляризации в зеленой линии, проведены Ю. Сикорой, а их

детальный анализ дан в [13]. С учетом принятой при анализе абсолютной калибровки суммарная интенсивность наблюдаемой над краем Луны части короны составляет около 6×10^{22} эрг/с ср. Эта величина относится к наблюдаемым высотам над уровнем $1.1R_{\odot}$.

Излучение части короны, проектирующейся на диск, можно оценить, используя результаты расчетов Бадалян [14] для гидростатической изотермической короны в контитууме. Поток линейчатого излучения короны с постоянной температурой пропорционален объемной мере эмиссии. Представим полную меру эмиссии всей короны EM (для телесного угла 4π) в виде

$$EM = EM_{limb} + EM_{fs} + EM_{bs},$$

где мера эмиссии EM_{limb} относится к наблюдаемому источнику на лимбе, EM_{fs} — к части, проектирующейся на видимый лимб, а EM_{bs} — к экранируемой диском Солнца части короны (разумеется, для сферически-симметричной короны последние два слагаемые равны между собой). В работе [14] вычислено отношение EM_{fs}/EM , изменяющееся в пределах от 0.46 до 0.31 в зависимости от температуры в диапазоне 1–4.6 МК. Повторение этих расчетов для линии с учетом того, что рассеяние фотосферного излучения приводит к появлению некоторого количества фотонов на больших высотах, дает величину этого отношения, близкую к 0.35. Иначе говоря, если бы зеленая корона

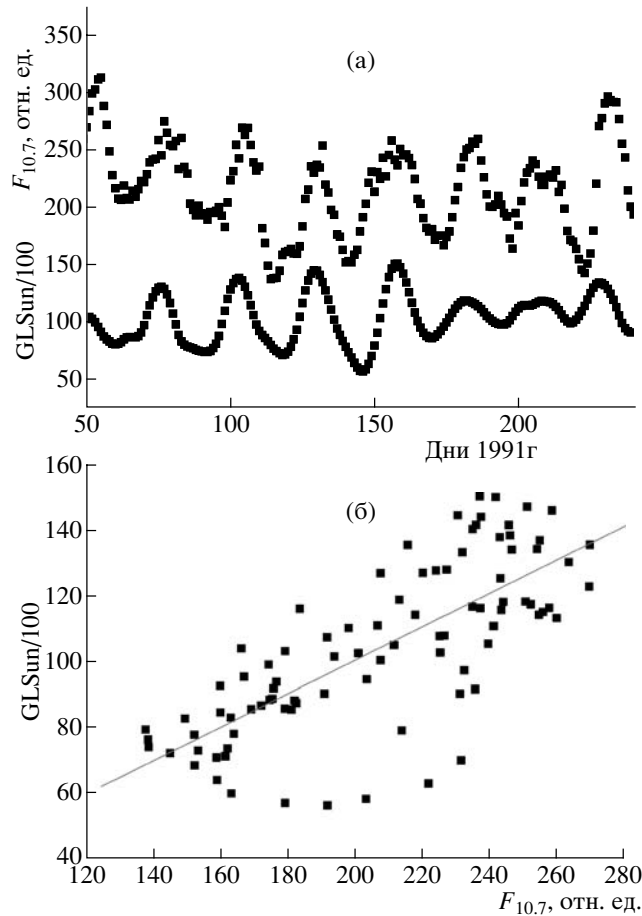


Рис. 3. (а) — Изменения величины GLSun (нижняя кривая) и потока излучения на волне 10.7 см (верхняя кривая) для 1991 г. (191 день). (б) — Сопоставление этих величин на том же временном интервале.

11 июля 1991 г. была сферически-симметричной, то поток излучения области, проектирующейся на диск, должен был бы быть очень близок к наблюдаемому на лимбе. Эта оценка слегка завышена, так как в этот день активность диска была заметно ниже, чем лимба. Отсюда окончательно можно сделать вывод о том, что поток излучения от источника на диске и на лимбе 11 июля 1991 г. составлял примерно 10^{23} эрг/с. Напомним, что эта величина относится к данным над уровнем $1.1R_{\odot}$, сглаженным с интервалом только 3 дня. Это дает основание считать, что полный поток линейчатого излучения солнечной короны, определяемый по индексу GLSun, близок к его реальному значению.

Поляризационные наблюдения в зеленой линии дают возможность связать введенный индекс GLSun с мерой эмиссии всей солнечной короны. Интенсивность излучения солнечной короны можно представить в виде

$$I_{\lambda} = I_e + I_{ph},$$

где I_e и I_{ph} — компоненты излучения, связанные соответственно с возбуждением зеленой линии электронным ударом и поглощением фотосферных

фотонов в частотах линии. Вторая компонента — рассеянная фотосферная радиация — становится существенной на значительных высотах внутренней короны, что проявляется в ходе изменения суммарной интенсивности с высотой. В конце 90-х годов был предложен новый метод разделения двух компонент, связанных с обнаружением обратной зависимости (антикорреляции) между поляризацией в зеленой линии и ее интенсивностью [15]. Этот метод был применен к данным затмения 11 июля 1991 г., когда активность Солнца была высокой, и позволил определить отношение $D = I_{ph}/I_e$ для всех точек над лимбом [13]. Во время этого затмения для короны в целом поток рассеянного излучения не превышал половины потока фотонов, связанных с возбуждением электронным ударом.

Учитывая это обстоятельство, для электронной компоненты потока излучения от видимой полусферы (диск + лимб) можно написать следующее выражение:

$$2/3 \cdot \pi \cdot 3 \times 10^{19} \text{ GLSun} = \frac{h\nu}{4} a(T) q (E_M - E_{M_{bs}}),$$

где q — суммарная скорость возбуждения электронным ударом исходного уровня (с учетом верхних уровней),

$$a(T) \equiv \frac{n(\text{FeXIV})}{n} = \frac{n(\text{Fe})}{n} \frac{n(\text{FeXIV})}{n(\text{Fe})}$$

— относительное обилие иона Fe XIV. Заметим, что это выражение записано для изотермической короны. Для значений $a = 1.05 \times 10^{-5}$ и $q = 10^{-8} \text{ см}^3 \text{ с}^{-1}$ можно получить полную объемную меру эмиссии активной короны $EM - EM_{bs} \approx 6 \times 10^{48} \text{ см}^{-3}$.

Таким образом, полный поток излучения всей короны в рассматриваемой запрещенной линии в активные периоды оценивается величиной $\approx 10^{24}$ эрг/с, что примерно в 100 раз меньше светимости Солнца в мягком рентгеновском диапазоне. Для изотермической короны введенный индекс пропорционален мере эмиссии всей короны, которая в несколько раз меньше меры эмиссии белой короны, близкой к величине $3 \times 10^{49} \text{ см}^{-3}$ (1 Баумбах) [14]. Однако из рис. 2 видно, что отношения максимальных к минимальным значениям индекса для всех 5 циклов велики. Различие минимальных значений частично искажено, поскольку на протяжении более 50 лет менялась чувствительность приемной аппаратуры, что позволяло измерять все более слабые значения яркости короны. Тем не менее, индекс остается пропорционален мере эмиссии всей короны только при достаточно высоких уровнях активности, а вблизи минимума доля горячих вкраплений в короне резко уменьшается. Поскольку именно эти элементы с температурами 1.8–2 МК излучают в рассматриваемой линии, поток суммарного излучения при низкой активности резко уменьшается. Таким образом, можно утверждать, что введенный индекс GLSun отражает долговременные изменения меры эмиссии горячих элементов. Другие индексы активности, например, поток радиоизлучения на волне 10.7 см или суммарный поток в линиях H и K CaII, менее чувствительные к вариациям температуры, меняются не столь значительно при переходе от максимуму к минимуму цикла.

3. ВЕЙВЛЕТ-АНАЛИЗ ДОЛГОВРЕМЕННЫХ ИЗМЕНЕНИЙ ЯРКОСТИ КОРОНЫ СОЛНЦА КАК ЗВЕЗДЫ

Проанализируем ряд ежедневных значений яркости короны Солнца как звезды тем же методом, который был применен к анализу долговременной переменности активных поздних звезд. Чтобы найти периодические составляющие временного ряда, не будем использовать преобразование Фурье, которое хорошо работает, если анализируемый сигнал убывает на бесконечности. Если, как в нашем

случае, последнее предположение несправедливо, и можно ожидать, что сигнал представляет собой осцилляции более или менее постоянной амплитуды, интеграл, выражающий фурье-образ, строго говоря, может расходиться. Поэтому вместо сравнения сигнала с набором синусоид, что составляет идею фурье-анализа, в вейвлет-анализе предлагается сравнивать его с волновым пакетом. Другими словами, вместо убывания на бесконечности анализируемого сигнала требуется убывание на бесконечности функции сравнения.

При анализе данных для звезд использовалась модификация вейвлет-преобразования, поскольку наблюдения звезд естественно содержат большие пробелы. Идея метода аддитивного вейвлета, работающего с такими данными, была высказана Фриком и др. [16, 17] и использовалась в [6] для написания программы. Некоторые вопросы, относящиеся к тестированию программы и сравнению результатов с данными фурье-преобразования, изложены в [6]. Солнечная база данных свободна от пробелов, поскольку в те редкие дни, когда наблюдения на корональных станциях отсутствовали, лакуны заполнялись с помощью интерполяции. Тем не менее, солнечные данные анализировались по той же программе, которая была использована для звезд.

Вейвлет-преобразование использует набор функций, различающихся длительностью и частотой. Такой набор получается путем растягивания и перемещения вдоль по шкале времени волнового пакета, заданного формулой

$$\psi(t) = e^{-t^2/2} e^{i\omega_0 t}. \quad (1)$$

Вейвлет-преобразование дается формулами

$$\psi(t', a, t) = \psi\left(\frac{t' - t}{a}\right), \quad (2)$$

$$w(a, t) = C_\psi^{-1/2} a^{-1/2} \int_{-\infty}^{\infty} \psi(t', a, t) f(t') dt'.$$

Адаптивное вейвлет-преобразование [17] использует модифицированный вейвлет

$$\psi(t', a, t) = e^{-\frac{1}{2}\left(\frac{t'-t}{a}\right)^2} \left(e^{i\omega_0 \frac{t'-t}{a}} - C(a, t) \right), \quad (3)$$

где коэффициент $C(a, t)$ определяется из условия нормировки адаптивного вейвлета [17].

Для звезд мы проводили расчеты с тремя значениями w_0 , т.е. варьируя разрешение по времени и по частотам. Окончательные результаты для звезд и в этой статье для солнечной короны приводятся для значения $w_0 = 2\pi \cdot 4$ (т.е. значение k , используемое в [17], равно 4).

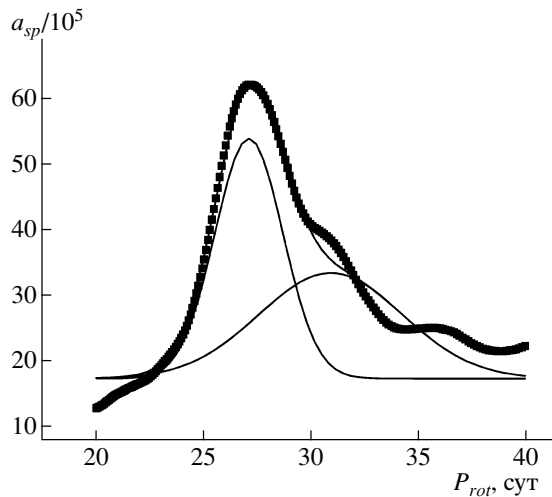


Рис. 4. Аналог спектра Фурье всего временного ряда индекса GLSun с 1939 по 2001 гг. Величины a_{sp} по оси ординат приведены для ненормированных значений GLSun в единичном частотном интервале, соответствующем различию периодов 0.01 сут в приводимой области периодов. Показано также формальное представление зависимости a_{sp} от периодов вращения неоднородностей P_{rot} двумя гауссовскими кривыми.

Поиск периодов для звезд проводился в интервале от 5 до 100 сут, а для Солнца — в пределах от 10 до 60 сут.

По сравнению с анализом звездных данных, вариант программы для Солнца работает гораздо надежнее. Однако в эпохи, когда наблюдений солнечной короны было мало и в базе данных приведены интерполированные значения, ошибки определения периодов вращения значительно возрастают. Это относится в основном к началу наблюдений — 1939–1943 гг., и поэтому соответствующие результаты исключены из дальнейшего анализа.

Выделенный период синодического вращения Солнца $\langle P_{rot} \rangle = 27.16$ сут выделяется как по амплитудам вейвлет-анализа, так и, наиболее надежно, по фазе соответствующих изменений. На рис. 4 представлен спектр мощности всех точек временного ряда (свыше 22 500 сут). Основной пик соответствует этому периоду с разбросом значений 0.034 дня. Кроме того, на рис. 4 в спектре мощности видна “ступенька” при периодах свыше 30 сут, что свидетельствует о присутствии более медленно вращающихся элементов в некоторые эпохи. Формально область больших периодов представлена на рис. 4 кривой, площадь под которой близка к соответствующей основному максимуму. Этот период 30.95 дня определяется с большим разбросом — 0.64 дня.

Результаты вейвлет-преобразования в координатах “период-время” представлены на рис. 2а. Здесь наибольшая величина амплитуды принята за

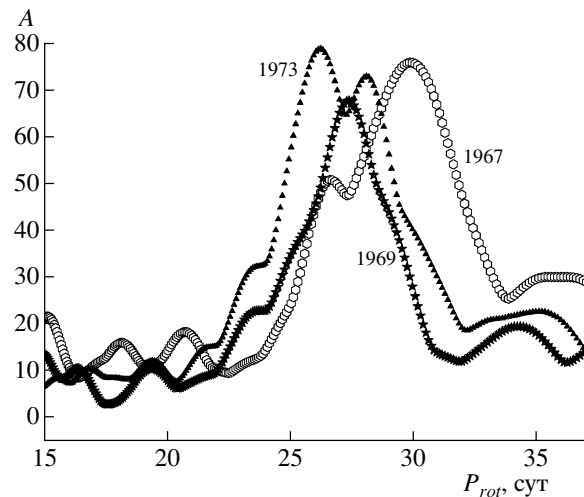


Рис. 5. Распределение вейвлет-амплитуд A по периодам для каждого из трех лет вблизи максимума 20-го цикла. Временное разрешение такое же, как на рис. 4, нормировка определяется длиной ряда 1 год.

100, т.е. даны нормированные значения вейвлет-амплитуды A . Видно, что значительные вейвлет-амплитуды появляются в эпохи высокой активности, что следует, в частности, из сравнения полюсов максимумов амплитуды A с самим рядом данных (рис. 2а и 2б). Это свидетельствует о неоднородностях в короне, долготы которых медленно меняются. В большинстве таких случаев можно говорить о существовании активных долгот в эти эпохи.

Разумеется, на рис. 2а также виден основной 27-дневный период вращения неоднородностей. Важно, что в некоторые эпохи с большими значениями амплитуд A периоды вращения существенно превосходят среднее значение $\langle P_{rot} \rangle$. Отметим, что более медленное вращение возникает достаточно быстро и присутствует в течение нескольких лет, как это видно в 20-м и 22-м циклах. Заметим, что отсутствие больших значений амплитуд A в 21-м цикле может отражать не только слабость выраженности активных долгот, но и то, что разброс самих корональных данных различных обсерваторий в этом период был велик.

Наибольшие амплитуды вейвлет-анализа появляются близ максимумов этих циклов. На рис. 2а видно регулярное изменение периода вращения от максимального значения 30–31 день к среднему. В каждом цикле эти изменения проявляются по-разному. Так, в 1991 г. наблюдался изолированный узкий профиль, а в 1989 и 1990 гг. профиль выглядел двухвершинным. При этом амплитуды достигали почти максимально возможных значений, что согласуется с хорошо выраженными 27-дневными изменениями на рис. 3а. Для иллюстрации постепенного изменения периода враще-

ния приводим данные, относящиеся к поведению вариаций в области синодических периодов 27 дней вблизи максимума 20-го цикла (рис. 5). Обычно основным является 27-дневный пик, а противоположная ситуация, аналогичная 1967 г., реализуется редко. Однако быстрые и медленные изменения в той или иной степени присутствуют в каждый год из анализируемых трех лет. Общий тренд от доминирующего в 1967 г. медленного вращения к быстрому выражен отчетливо не только в 20-м, но и в других циклах, и это подтверждают выводы из рис. 2.

Наиболее естественно связать обсуждаемый эффект с дрейфом неоднородностей (или областей их возникновения) от высоких широт к экватору. Такое поведение характерно для солнечных пятен и активных областей вообще. В данном случае оно проявляется в тот самый период, когда 27-дневные изменения выражены отчетливо, что обусловлено, вероятнее всего, существованием активной долготы. Таким образом, есть основания предполагать, что этот дрейф неоднородности в направлении экватора происходит без заметного изменения долготы. Максимальная широта появления ярких корональных образований может быть выше, чем граница королевских широт. В связи с этим становится актуальным проследить зависимость появления более медленного вращения неоднородностей от элементов магнитного поля различных масштабов.

Итак, обнаруженный эффект появления более медленного вращения повторяется в каждом цикле. Обсуждаемый широтный дрейф можно представить в виде, аналогичном диаграммам Маундера для активных областей. Наиболее отчетливо замедленное вращение проявляется близ максимумов 20-го и 22-го циклов, когда скорости многих неоднородностей превышают 31 день. Различие периодов 3–4 дня соответствует степени дифференциальности $\Delta\Omega/\langle\Omega\rangle = -0.13$. В некоторые эпохи (около 1973 и 1990 гг.) выявляется вращение даже более быстрое, чем среднее.

4. ВРАЩЕНИЕ И КРУПНОМАСШТАБНЫЕ МАГНИТНЫЕ ПОЛЯ НА СОЛНЦЕ

Солнце является ближайшей к нам звездой, что позволяет изучать различные типы поверхностных неоднородностей и их перемещение по поверхности Солнца. Эти трассеры дают информацию о характере вращения Солнца на разных уровнях его атмосферы. Вращение солнечной короны в определенной степени отражает движения как активных областей в зоне королевских широт, так и структур крупномасштабного магнитного поля на всех широтах. В работе [18] отмечена различная

зависимость характеристик вращения от величины магнитного поля на низких и высоких широтах.

Некоторая информация об особенностях вращения содержится и в изменениях потока излучения от всего Солнца, например, в мягком рентгеновском диапазоне, в полном излучении (солнечная постоянная) и т.д. Проводя спектрально-временной анализ этих данных можно, в принципе, определить периоды вращения неоднородностей. Так, например, по изменениям солнечной постоянной группа итальянских коллег провела вейвлет-анализ. Они получили, что в периоды высокой активности действительно выявляются неоднородности, вращающиеся медленнее кэррингтоновского движения [19]. Поток интегрального солнечного излучения чувствителен к пятнам и фотосферным факелам, поэтому эти результаты относятся только к низким широтам — зоне существования активных областей. При изучении звезд хромосферные неоднородности могут располагаться не только вблизи экватора, но и на более высоких широтах, что не позволяет непосредственно сравнивать результаты [6] и [4, 7]. Следует заметить, что предпочтительнее было бы использовать поток мягкого рентгеновского излучения, однако, помимо тех же осложнений от доминирующего влияния активных областей, этот трассер чувствителен к многочисленным слабым вспышкам.

Здесь следует напомнить результат работы [20], касающийся эволюции магнитного момента глобального диполя Солнца. На основе наблюдений крупномасштабных магнитных полей (синоптических карт) и данных измерений поля Солнца как звезды (общего магнитного поля — ОМП) определены характеристики магнитного момента и направления дипольного поля для трех последних солнечных циклов. Получено, что как величина момента, так и его вертикальная и горизонтальная компоненты регулярно изменяются в ходе цикла, никогда не исчезая совсем. Сглаженное по нескольким оборотам значение величины вертикальной компоненты плавно изменяется, отчетливо демонстрируя циклическую десятилетнюю вариацию. Горизонтальная компонента проявляется в каждом цикле в периоды высокой активности, близкие к эпохам переполюсовки (рис. 6). Ее величина иногда достигает больших значений по сравнению с вертикальной компонентой и характеризуется гораздо большим разбросом. Возможно, здесь сказываются изменения с периодом 1–2 года. Сравнение компонент с величиной полного диполя иллюстрирует то, что в минимум цикла реализуется ситуация вертикального, а близ максимума — горизонтального диполя. Собственно горизонтальный диполь существует не очень долго, около 2 лет. Однако до его появления и сразу после ситуация описывается наклонным магнитным ротатором и

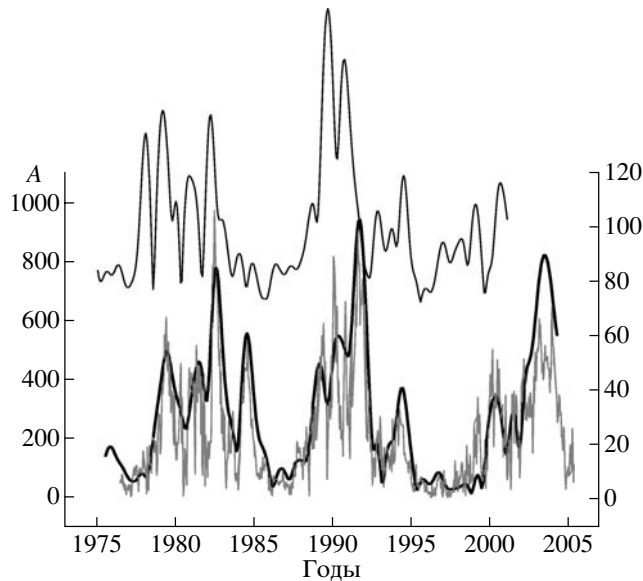


Рис. 6. Временной ход амплитуд вейвлет-преобразования общего магнитного поля Солнца для периода 27.0 сут (жирная кривая). Нижней тонкой кривой показана величина горизонтальной компоненты диполя (выражена в $\text{мкТ}/R_{\odot}^3$; шкала приведена справа). Верхняя тонкая кривая — распределение вейвлет-амплитуд медленного вращения короны (период 30.0 сут). Значения A для возможности сопоставления различных расчетов здесь даны в произвольных единицах, а нуль-пункт верхней кривой сдвинут по оси ординат в точку $A = 700$.

характеризуется большой величиной гофрировки межпланетного токового слоя. При этом основание токового слоя — нейтральная линия крупномасштабного магнитного поля — достигает больших широт в некоторых долготах, разнесенных, чаще всего, на 180° .

Вейвлет-анализ измерений ОМП, проведенный в [20], показал, что амплитуда 27-дневных вариаций ОМП самым тесным образом связана с величиной магнитного момента горизонтального диполя. Амплитуда вейвлет-анализа ОМП при периоде 27.0 сут тесно коррелирует с магнитным моментом горизонтального диполя. Об этом свидетельствует сравнение двух нижних кривых на рис. 6, где по работе [20] показан разрез результатов соответствующего вейвлет-преобразования ежедневных значений магнитного поля Солнца как звезды при периоде 27.0 сут и рассчитанная по картам крупномасштабного магнитного поля величина магнитного момента глобального диполя.

Рассмотрение, проведенное выше, позволило выявить эпохи с медленным вращением неоднородностей. Изучение долговременных изменений магнитного поля Солнца как звезды позволяет конкретизировать, с чем связано появление обсуждаемого эффекта именно в это время. Действительно, на тот же рис. 6 мы нанесли изменение вейвлет-амплитуды по нашим расчетам (рис. 2а) для медленного вращения с $P_{rot} = 30.0$ сут. Сопоставление кривых показывает, что эпохи регистрации медленно вращающихся элементов близки к времени су-

ществования горизонтального магнитного диполя всего Солнца.

Существует небольшое различие в поведении вейвлет-амплитуд коронального индекса (рис. 2а), и ОМП Солнца [20, рис. 4]. Наряду с основным периодом вращения крупномасштабного магнитного поля, близкого 27.0 сут, в эпохи максимальной активности проявляются неоднородности, вращающиеся медленнее. Самое медленное вращение по данным об ОМП регистрируется в конце фазы роста, перед максимумом цикла, в то время, как в короне — скорее во втором, корональном максимуме активности. Это находит отражение и на рис. 6, например, в противофазности достижения максимумов на двух нижних и верхней кривой в эпоху высокой активности 21-го цикла.

Возвращаясь к полученным нами результатам, мы приходим к заключению о том, что эпохи более медленного вращения (рис. 2) близки к времени переполусовки. Эти эпохи длятся несколько дольше, чем переполусовка в обоих полушариях Солнца, т.е. охватывает также и стадию наклонного ротатора. Именно в этот период крупномасштабные неоднородности оказываются на широтах 40° – 50° , и по-видимому, именно они вращаются медленнее остальных.

В основных чертах наши результаты подтверждают выводы, сделанные при детальном исследовании особенностей вращения короны [4]. Отметим лишь некоторые различия. У нас эпоха медленного вращения близка к переполусовке глобального диполя, тогда как в цитируемой работе она сдвинута

к началу цикла и охватывает всю фазу роста. Это различие в основном связано с тем, что эпохи минимумов активности фактически недоступны для вейвлет-анализа излучения солнечной короны из-за чрезвычайно малой амплитуды вращательной модуляции сигнала. С другой стороны, наш подход выявляет роль активных долгот и магнитного экватора при высокой активности, в то время как при анализе общей картины в широтном поясе, охватывающем все долготы, эти эффекты оказались сглаженными.

5. СОПОСТАВЛЕНИЕ ДОЛГОВРЕМЕННЫХ ИЗМЕНЕНИЙ ЯРКОСТИ КОРОНЫ СОЛНЦА КАК ЗВЕЗДЫ С РЕЗУЛЬТАТАМИ ДЛЯ ЗВЕЗД НК-ПРОЕКТА

Использование вейвлет-преобразования при анализе долговременных изменений излучения поздних звезд и Солнца оказалось весьма плодотворным. Солнечные ряды данных характеризуются тем, что в них отсутствуют большие пробелы в наблюдениях, и они перекрывают несколько циклов активности. Для 111 звезд солнечной окрестности имеется уникальный ряд однородных наблюдений долговременных изменений хромосферного излучения в линии H и K кальция, стартовавших в 1965 г. в рамках НК-проекта. Результаты такого мониторинга выявили свыше 10 звезд, у которых циклы хромосферной активности выражены отчетливо. Такие звезды были отнесены к группе “Excellent”; еще около 10 звезд демонстрировали не столь регулярную цикличность, которую наблюдатели охарактеризовали термином “Good”. У остальных звезд активность оказалась либо нерегулярной, либо отсутствовала вообще.

Первые результаты вейвлет-анализа переменности хромосферного излучения 20 звезд НК-проекта приведены в [6]. У всех этих звезд период вращения определяется достаточно надежно. Кроме того, период вращения хромосферных неоднородностей на некоторых из этих звезд меняется от года к году. Это проявляется наиболее отчетливо у двух звезд типа “Good” HD 149661 и HD 115404, а также у звезды с более сложным видом переменности HD 101501. Эти звезды характеризуются несколько более высокой активностью, чем та, которая наблюдается у звезд с циклами, что типично и для других звезд группы “Good”. Заметных изменений периода вращения звезд с циклами, принадлежащих группе “Excellent”, не обнаружено.

Вейвлет-преобразование ряда данных о зеленой корональной линии на Солнце дает фактически такие же результаты, как и для хромосферной

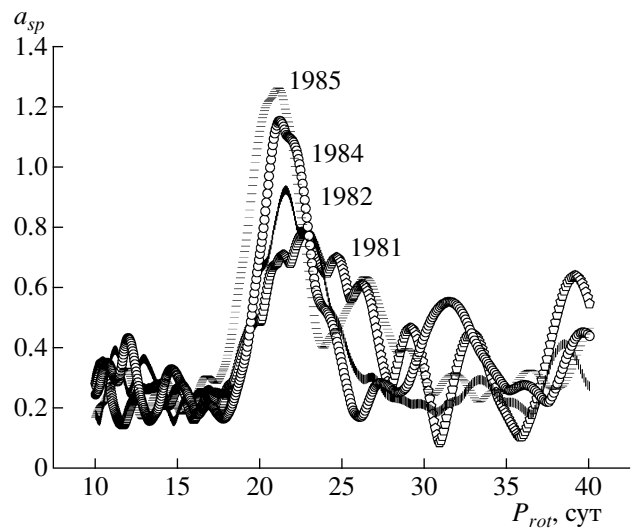


Рис. 7. Распределение вейвлет-амплитуд временного ряда, описывающего хромосферное излучение звезды HD 149661 в период ее высокой активности.

активности звезд группы “Good”. Надежность солнечных выводов гораздо выше, поскольку анализируется непрерывный ряд данных (без пропусков), охватывающий свыше 5 циклов. Основной результат, представленный на рис. 2а, практически совпадает с выводами для звезд HD 115404 и HD 149661 — медленное вращение поверхностных неоднородностей выявляется в эпохи высокой активности. Если на этих звездах характерный временной профиль изменения периода вращения от года к году — увеличение периода, затем постепенный возврат к среднему значению и кратковременное быстрое вращение — лишь намечается, то на Солнце, особенно в 20-м и 22-м циклах он явно присутствует. Важно, что общая длительность такой “волны” может меняться от 3 до 4–7 лет, коррелируя с продолжительностью эпохи высокой активности в данном солнечном цикле. Большие амплитуды вейвлет-преобразования проявляются в то время, когда активные долготы на Солнце выделяются более или менее надежно по различным активным образованиям. Если бы активные долготы на звездах были выражены в той же степени, что на Солнце, никакой вращательной модуляции наблюдать не удалось бы и, соответственно, ни о каком изменении периодов нельзя было бы говорить.

В дополнение к [6] мы проанализировали данные об индексе хромосферной активности отдельно по годам. В качестве примера на рис. 7 приведено изменение зависимости амплитуд вейвлет-преобразования для звезды HD 149661 в эпоху ее высокой активности (длительность цикла — около 17 лет, отмечен также цикл порядка 4 лет). Средний

период вращения звезды — 21.3 дня. Видно, что в эти годы вращение неоднородностей систематически ускоряется, достигая среднего значения. Различие периодов составляет 1.7 сут, что соответствует степени дифференциальности $\Delta\Omega/\langle\Omega\rangle = (\Omega_{slow} - \langle\Omega\rangle)/\langle\Omega\rangle = -0.074$.

Для другой звезды HD 115404 эти эффекты выражены еще более отчетливо. Замедление вращения неоднородностей в данном случае выявляется близ двух последовательных максимумов 12-летнего цикла активности. Средний период вращения этой звезды составляет 18.5 дней, а при периоде медленного вращения 21.5 дня получаем степень дифференциальности -0.14 .

Данные величины необходимо сравнивать с периодами сидерического вращения Солнца. Этому вращению Солнца относительно звезд соответствует степень дифференциальности -0.14 . Отсюда следует, что степень дифференциальности вращения звезды HD 115404 близка к солнечной, тогда как у звезды HD 149661 эта характеристика вдвое меньше.

Таким образом, используя один и тот же метод для Солнца и звезд, мы получаем надежный вывод о том, что у Солнца и звезд группы “Good” регистрируются эффекты, схожие даже в деталях. Условия наблюдений Солнца и звезд накладывают определенный отпечаток на получаемые результаты. В случае Солнца имеется непрерывный ряд наблюдений, и есть большая дополнительная информация о магнитных полях, локализации активных образований и т.д. На звездах, вероятнее всего, из-за того, что наклон оси вращения звезды по отношению к наблюдателю может, в отличие от Солнца, заметно отличаться от 90° , высокоширотные неоднородности вносят больший вклад в полный поток излучения (поскольку условия наблюдений более благоприятны). Можно полагать, что активные долготы у этих звезд выражены более отчетливо по сравнению с Солнцем. Поэтому в долговременных изменениях полного потока излучения переменность периодов вращения некоторых звезд видна также хорошо, как и на Солнце.

6. ОБСУЖДЕНИЕ

Вейвлет-анализ долговременных изменений хромосферного излучения позволил обнаружить изменения периодов вращения от года к году, что можно связать с вероятным существованием дифференциального вращения у нескольких одиночных звезд. В связи с этим важно было бы сравнить эти выводы с обширной информацией о дифференциальном вращении Солнца. До сих пор различие методов исследования Солнца и звезд не позволяло провести это сопоставление достаточно уверенно. Поэтому в данной работе мы сначала

смоделировали сигнал в виде полного излучения короны Солнца, а затем ежедневные значения за более чем 50 лет проанализировали точно таким же методом, как и в случае звезд.

Введенный здесь корональный индекс представляет собой оценку потока излучения в зеленой линии как на лимбе (как это наблюдается во время затмения), так и в проекции на диск. Существенно, что эта оценка основывается только на наблюдениях, уже приведенных в единую фотометрическую систему. Принимая во внимание результаты затменных наблюдений интенсивности и поляризации излучения в линии 5303 Å, можно сделать вывод о том, что данный ряд значений характеризует меру эмиссии корональной плазмы, нагретой до температур 1.8–2 МК. Он сильно зависит от уровня активности, изменяясь в 10–30 раз при переходе от максимума к минимуму активности.

Используемое вейвлет-преобразование было разработано для рядов со значительными пропусками данных, и основной задачей было получение единообразной информации по разрозненным сезонам наблюдений звезд. Надежность анализа непрерывного ряда данных оказалась при этом очень высока, и разрешение по времени ограничивалось только тем, что первичные ежедневные данные были сглажены скользящим средним с окном 3 дня. Распределение вейвлет-амплитуд для солнечной короны оказалось очень похожим на то, что получено для нескольких звезд с более высокой, но менее регулярной активностью: более медленное вращение на Солнце и звездах обнаруживалось в эпохи высокой активности. Важно, что на Солнце обнаруженный эффект повторяется в нескольких циклах, а у звезд пока регистрируется в одном или двух циклах.

Степень дифференциальности для звезд лучше всего характеризовать отношением $\Delta\Omega/\langle\Omega\rangle$. Эта величина для звезды HD 149661 оказалась в 2 раза меньше по сравнению с Солнцем, а для HD 115404 — примерно такой же. Разумеется, у Солнца скорость вращения неоднородностей на экваторе Ω_{eq} известна. Поэтому зависимость частоты вращения от широты записывается в форме $\Delta\Omega/\Omega_{eq} = 1 + \alpha \sin^2 \varphi$.

Заметим, что на Солнце скорость вращения на экваторе близка к средней. На звездах самое быстрое вращение регистрируется очень плохо, что затрудняет изучение дифференциального вращения и восстановление баттерфляй-диаграмм распределения активных областей по широте на различных фазах цикла. Заметим, однако, что вращение со скоростью, близкой к средней, регистрируется на указанных звездах все время наблюдений, включая и периоды медленного вращения. Отсюда можно прийти к заключению, что на звездах, также как

и на Солнце, диапазон широт, в котором располагаются активные области в каждый момент времени, весьма широк, и в ходе цикла изменяется его верхняя граница.

Очень важно, что информация о магнитных полях различных масштабов на Солнце может использоваться для понимания выявленного эффекта на звездах. Более медленное вращение на Солнце реализуется в эпохи переполусовки, но этот эффект продолжается несколько дольше, чем время, за которое меняется полярность вблизи северного и южного полюсов Солнца. С некоторой осторожностью можно утверждать, что носителями медленного вращения являются участки крупномасштабного поля, возникающие тогда, когда направление глобального диполя близко к горизонтальному, включая те эпохи, когда угол наклона диполя к оси вращения Солнца составляет 60° – 90° . Конечно, это могут быть элементы малых масштабов, но их всплытие на поверхность и последующее существование могут определяться именно самым крупномасштабным магнитным полем. Вероятно, большие комплексы активности или их остатки, дрейфующие к высоким широтам, вносят свой вклад в полный поток излучения внешних слоев атмосферы Солнца и звезд.

Существенной, до конца не решенной, проблемой является вопрос о том, почему обсуждаемый эффект замедления вращения неоднородностей не регистрируется у звезд группы “Excellent” с хорошо выраженным циклом. В основном, это звезды класса К. Амплитуды вейвлет-преобразования, как и вращательная модуляция потока хромосферного излучения у этих звезд ниже, что у HD 115404 и HD 149661, что говорит о меньшей выраженности активных долгот у звезд с циклами. На Солнце во время последних 5 циклов эти амплитуды достаточно высоки. Так почему Солнце выпало из этого ряда звезд с хорошо выраженными циклами? Можно лишь высказать две вероятные причины.

Во-первых, в статье анализируется поток коронального, а не хромосферного излучения Солнца, и активные долготы и комплексы активности вносят несколько иной вклад в полное излучение короны. Для контроля целесообразно бы провести соответствующий анализ для потока в линиях H и K CaII, но пока о существовании такого длительного однородного ряда нам не известно.

Во-вторых, появился и еще один вариант решения этой проблемы. Анализируемый период — 50 лет после Международного геофизического года — характеризовался очень высокой активностью Солнца. Развивая работу о циклах активности в эпоху маундеровского минимума [21], Ю.А. Наговицын предложил называть пять мощных максимумов 19–23-го солнечных циклов гигантским усилением активности. Возможно, это

обстоятельство могло привести к увеличению вклада больших комплексов и активных долгот в полный поток излучения. Для этих же циклов вейвлет-амплитуды ряда индекса GLSun были довольно высокими — сравнимыми с теми, которые регистрировались у названных звезд. Отсюда следует, что Солнце еще не вышло на асимптотический режим активности, характерный для большинства К-звезд с циклами. Эта проблема заслуживает серьезного изучения.

Авторы благодарят О.Г. Бадалян и Вл.В. Бруевича за помощь в выполнении данной работы.

Данная работа поддержана грантами Программы государственной поддержки ведущих научных школ РФ НШ-1685.2008.2 (М.М.К.) и НШ-4573.2008.2 (И.М.Л.).

СПИСОК ЛИТЕРАТУРЫ

1. J. Schou, H. M. Antia, S. Basu, *et al.*, *Astrophys. J.* **505**, 390 (1998).
2. J. G. Beck, *Solar Phys.* **191**, 47 (1999).
3. R. C. Altrock, *Solar Phys.* **312**, 23 (2003).
4. О. Г. Бадалян, В. Н. Обридко, Ю. Сикора, *Астрон. журн.* **83**, 352 (2006).
5. О. Г. Бадалян, В. Н. Обридко, Ю. Сикора, *Астрон. журн.* **82**, 535 (2005).
6. М. М. Кацова, Вл. В. Бруевич, М. А. Лившиц, *Астрон. журн.* **84**, 751 (2007).
7. O. G. Badalyan and J. Sykora, *Adv. Space. Res.* **38**, 906 (2006).
8. M. Storini, J. Gukora, *Nuovo Cimento*, **20**, 923 (1997).
9. M. Rybanský, *Bull. Astron. Inst. Czechosl.* **26**, 367 (1975).
10. M. Rybansky, V. Rusin, P. Gaspar, and R. C. Altrock, *Solar Phys.* **152**, 487 (1974).
11. О. Г. Бадалян, И. Л. Бейгман, М. А. Лившиц, *Астрон. журн.* **78**, 373 (2001).
12. O. G. Badalyan, I. L. Beigman, and M. A. Livshits, *Adv. Space Res.* **29**, 355 (2002).
13. О. Г. Бадалян, М. А. Лившиц, Ю. Сикора, *Астрон. журн.* **74**, 767 (1997).
14. О. Г. Бадалян, *Астрон. журн.* **63**, 762 (1986).
15. O. G. Badalyan, M. A. Livshits, and J. Sykora, *Astron. and Astrophys.* **349**, 295 (1999).
16. P. Frick, A. Grossman, and Ph. Tchamichian, *J. Math. Phys.* **39**, 4091 (1998).
17. P. Frick, S. L. Baliunas, D. Galyagin, *et al.*, *Astrophys. J.* **483**, 426 (1997).
18. О. Г. Бадалян, В. Н. Обридко, *Астрон. журн.* **81**, 746 (2004).
19. A. F. Lanza, M. Rodono, I. Pagano, *et al.*, *Astron. and Astrophys.* **403**, 1135 (2003).
20. И. М. Лившиц, В. Н. Обридко, *Астрон. журн.* **83**, 1031 (2006).
21. Ю. А. Наговицын, Письма в “Астрон. журн.” **33**, 385 (2007).