

# К ВОПРОСУ О ТРАНСФОРМАЦИИ И ВЫНОСЕ ЛОКАЛЬНЫХ МАГНИТНЫХ ПОЛЕЙ В КОРОНУ И МЕЖПЛАНЕТНОЕ ПРОСТРАНСТВО

В. В. КАСИНСКИЙ и Г. В. КУКЛИН

*СибИЗМИРАН, Иркутск, СССР*

Abstract: 1. The data on the interplanetary magnetic field (sign and value) are compared with total magnetic flux of all sunspots at a visible solar hemisphere during 210 days (1968). The correlation and spectral methods of analysis are used.

2. The correlation sign between the average sunspot magnetic flux and the interplanetary magnetic field is firmly negative at lag equal to 4, 32, 59 etc. days that is in accordance with the results by Severny, Wilcox and Scherrer about a stable character of the interplanetary magnetic field at least during 6 solar rotations. Estimations of Leighton's diffusion coefficient ( $D \approx 3 \times 10^{13}$  cm<sup>2</sup>/sec) correspond to an observed time of active region magnetic field transformation into "background" magnetic field that is of the order of some solar rotations.

3. Cross-correlation functions of the average sunspot

magnetic flux — the interplanetary magnetic field show a more regular magnetic field pattern in the southern solar hemisphere (maxima +28, +59 and +78 days). The central zone contribution ( $\theta \leq 30^\circ$ ) is less than the whole hemisphere contribution.

4. The interplanetary magnetic field power spectrum has a narrow, strongly pronounced peak at  $T = 27$  d and at the same time the average sunspot magnetic flux power spectrum contains a more wide peak ( $\sim 5$  times), centered at  $T = 27$  d too. Thus, a corona is a narrow band filter for 27-day magnetic field variations. It is obvious that side by side with the Leighton's diffusion in a number of working processes it is necessary to consider the magnetic field leakage through nonuniformly rotating corona.

## Введение

В работах Уилкокса и Говарда [1, 2] было показано, что межпланетные магнитные поля (ММП) хорошо коррелируют с фоновыми полями в фотосфере. В работе [3] было показано, что фотосферные фоновые поля на широтах  $\pm 5 - 25^\circ$  соответствуют секторной структуре ММП, хотя это соответствие статистически выражено слабо: значения кросскорреляционной функции порядка 0,3 — 0,4 с максимумами, приходящимися на 4,5 и 31 сутки. В работе А. Б. Северного и др. [4] найдено наиболее четкое соответствие между магнитным полем всего Солнца как звезды и ММП.

В последней работе суммарное магнитное поле Солнца как звезды предполагается суперпозицией полей активных областей и сильных локальных полей самих пятен. Там же было показано, что суммарный поток от пятен, определяемый величиной

$$H_s \sim \frac{1}{\pi R_\odot^2} \sum H_i S_i,$$

где  $S_i$  — площадь  $i$ -го пятна и  $H_i$  — напряжен-

ность поля в его центре, проявляет заметную тенденцию к несовпадению по знаку как со средним солнечным полем (полем звезды), так и с ММП [4]. Тоуминен сделал попытку объяснить этот факт [5]. Однако вопрос о соответствии суммарного потока пятен  $\Sigma H S$  и ММП имеет более глубокое значение для теории ММП и заслуживает более тщательного анализа по следующим причинам:

1. поток пятен  $\Sigma H S$  является в некотором смысле первичным, так как именно эти поля являются тем материалом, который после диффузии и трансформации пополняет фоновое поле;

2. поток  $\Sigma H S$  является наиболее динамичной частью магнитного потока Солнца, так как он принадлежит, в основном, к структурам с продолжительностью жизни порядка 10 суток, меньшей периода вращения Солнца  $\sim 27$  d.

## Сравнение ММП с $\Sigma H S$

В отличие от работы [4], где рассматривался интервал 2,5 месяца, мы анализировали интер-

вал 210 суток, с января по июль 1968 г. Ежегодные значения ММП взяты из работы [6]. Данные о магнитных полях пятен взяты из приложения «Магнитные поля солнечных пятен» к бюллетеню «Солнечные данные» [7]. Для каждого дня подсчитывались суммы  $\sum H_i S_i \sec \theta_i$  где  $\theta_i$  — гелиоцентрическое расстояние пятна. Суммирование проводилось по всему Солнцу, а также по северному и южному полушариям отдельно и по центральной зоне  $\theta \leq 30^\circ$ .

ционная функция содержит 27-дневную составляющую. Рассмотрение рис. 2 позволяет сделать некоторые полезные выводы.

Прежде всего отметим, что минимумы приходятся на 4, 32 и 59 суток в согласии с результатами А. Б. Северного и др. [4] о «противоположном» характере изменения среднего поля Солнца и суммарного поля пятен  $\sum HS$ . С точки зрения более ранних результатов Уилкокса и Говарда [1] среднее поле пятен  $\sum HS$  изменяется в противофазе с фоновым магнитным

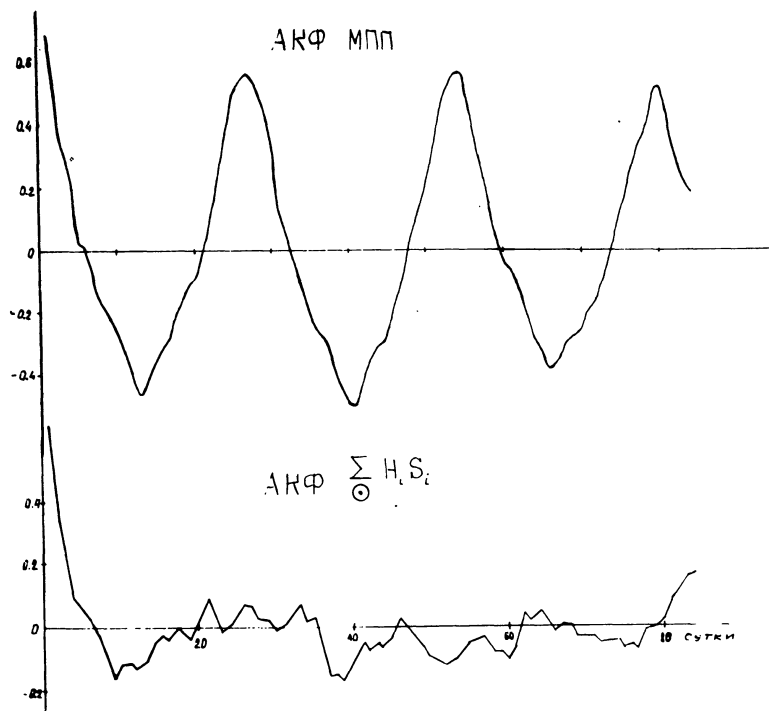


Рис. 1.

Для рядов значений ММП и  $\sum HS$  были вычислены авто- и кросскорреляционные функции. Из рассмотрения автокорреляционных функций (рис. 1) следует, что в то время, как в ММП имеется устойчивая 27-дневная вариация, т. е. имеется явно выраженная тенденция к повторяемости, в потоке пятен такая волна довольно слабо заметна. Причиной этого является, по-видимому, то, что в 1968 году в потоке  $\sum HS$  отсутствует регулярная структура, обусловленная концентрацией солнечной активности в некоторых долготных интервалах, как и бывает в годы максимума.

В пользу этого также говорят малые максимальные значения кросскорреляционной функции порядка 0,3 (рис. 2). Однако заслуживает внимания тот факт, что кросскорреля-

ционным полем, поскольку между ММП и фоновыми полями имеется прямое соответствие. Таким образом, согласно ходу кросскорреляционной функции качественно поля пятен и фоновые поля как бы дополняют друг друга, компенсируют. Следовательно, это можно истолковать как то, что они представляют поля противоположных знаков, замыкаясь друг на друга, обеспечивают равенство нулю истинного магнитного потока всего Солнца.

Обсуждения также заслуживают максимумы кросскорреляционной функции, приходящиеся на 22, 44 и 72 суток. Эти максимумы, свидетельствующие о положительном вкладе  $\sum HS$  в ММП, нуждаются в весьма осторожной интерпретации. С учетом транспортного времени 4 суток для любого возмущения, перемещаю-

щегося со скоростью солнечного ветра, мы получим сдвиг 18 суток. Наиболее простое истолкование таково: знак ММП вблизи Земли совпадает со знаком среднего поля пятен на противоположной стороне Солнца (невидимой). Сегодня мы не располагаем конкретными механизмами, объясняющими наблюдаемые факты в рамках этой модели.

чива и на протяжении, по крайней мере, 6 оборотов Солнца. Действительно, если принять в качестве физически значимого (соответствующего транспортному времени ветра) начала отсчета +4 суток, то минимумы будут приходиться на следующие моменты: -56, -28, 0, +28, +55 суток, отстоящие друг от друга примерно на 27-28 суток.

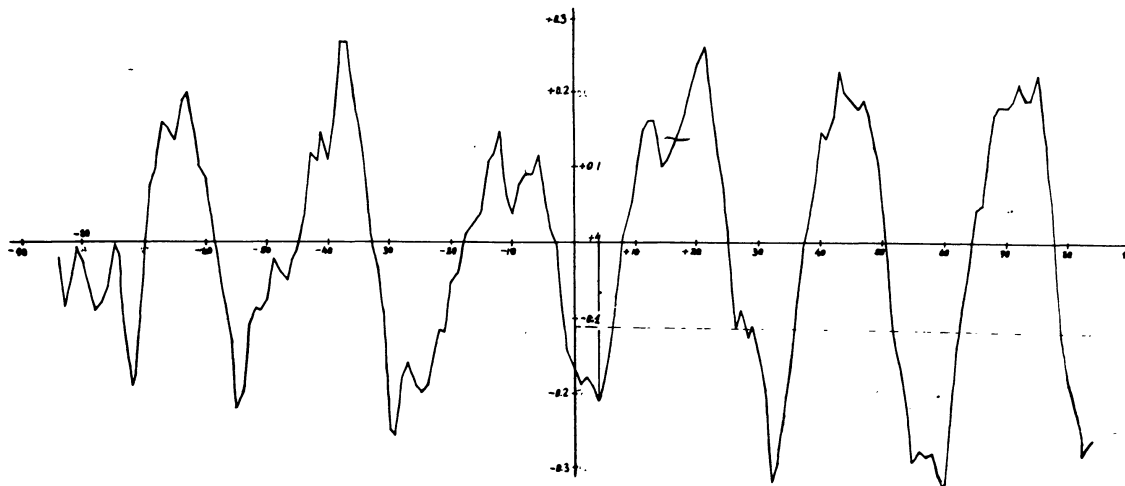


Рис. 2.

Возможна и другая интерпретация 22-дневного запаздывания в терминах времени задержки. Тогда требуется постулировать существование в межпланетном пространстве некоторого процесса переноса возмущений в  $\sim 5$  раз более медленного, чем солнечный ветер. Это невозможно, так как скорость ветра значительно больше, и любое возмущение с меньшей скоростью будет им размазываться, и остается предположить, что данное запаздывание соответствует промежутку от фотосферы до поверхности квазиисточника солнечного ветра, т. е. к области, где происходит переработка локальных полей. О физическом механизме такой переработки нам почти ничего неизвестно. Можно лишь оценить скорость просачивания магнитного поля через эту зону, равную 5-10 км/сек, если размеры зоны порядка 10-20  $R_{\odot}$ .

### Диффузия и трансформация локальных полей

Согласно рис. 2, 27-дневная волна в кросскорреляционной кривой весьма устой-

Это согласуется с общей устойчивостью секторной структуры ММП, сохраняющейся на протяжении не менее 4-5 оборотов [4]. Заметные изменения в секторной структуре происходят только, начиная с 6-го оборота, и к 10-му обороту картина меняется на полностью противоположную [2, 4].

Мы вправе сделать вывод, что, если суммарное поле пятен  $\Sigma HS$  и вносит какой-то вклад в секторную структуру ММП, то этот процесс длится несколько оборотов и приводит к изменению секторной структуры не ранее, чем через 5-6 оборотов после появления локальных магнитных полей в фотосфере.

Стабильность секторной структуры, устойчивость вида кросскорреляционной функции на протяжении 4-5 оборотов можно было бы объяснить диффузией локальных магнитных полей.

Оценки, выполненные в [8], дают для коэффициента диффузии магнитных полей, случайного блуждания силовой линии, величину  $2 \cdot 10^7$  км<sup>2</sup>/час (по супергранулам). Перемещение силовой линии оценивается по соотношению  $l = \sqrt{2Dt}$ . Принимая за характерное расстояние, проходимое силовой линией при транс-

формации, предельный размер активной области или размер гигантской ячейки, имеющее порядок  $(3-4) \cdot 10^5$  км, мы получим характерное время порядка 100–160 суток (4–6 оборотов). Следовательно, время трансформации и диффузии локальных магнитных полей довольно велико и сравнимо с наблюдаемой продолжительностью существования неизменной секторной структуры или устойчивой корреляции ММП –  $\Sigma HS$ .

### Роль вкладов отдельных полушарий и центральной зоны

При сопоставлении ММП с  $\Sigma HS$ , вычисленным лишь для центральной зоны, шумы в автокорреляционной функции возросли, а максимальные значения кросскорреляционной функции упали до 0,15–0,20 (рис. 3). Это вполне понятно, поскольку в центральной зоне наблюдается меньшее число групп, чем на всем диске, и флуктуации возрастают примерно в 2 раза. Результаты вычислений по полушариям заметно разнятся. В южном полушарии автокорреляционная функция  $\Sigma HS$  показывает четкие пики на +28, +59 и +78 сутках, свидетельствующие о регулярном распределении по долготе солнечных пятен в южном полушарии

(рис. 4). В северном же полушарии картина более искажена и нерегулярна. Аналогичные выводы можно сделать и по кросскорреляционным функциям. Объяснение этого различия несложно: развитие 20-го цикла в южном полушарии запоздало на 1–1,5 года и в 1968 году там картина соответствовала фазе роста, а не максимума. Уменьшение же объемов выборок в обоих полушариях увеличило шумы и уменьшило ординаты пиков до 0,15–0,20.

### Спектры ММП и $\Sigma HS$

Спектральный анализ временных рядов позволяет установить некоторые важные закономерности, присущие изучаемым процессам. Так, например, поскольку Солнце вращается с периодом 27 суток, присутствие в спектре некоторого параметра 27-дневной составляющей означает тесную связь с вращающимся Солнцем.

Вычисленные спектры ММП и  $\Sigma HS$  приведены на рис. 5. В спектре ММП имеется сильная узкая линия, соответствующая периоду 27 суток, как и следовало ожидать. Существенны и пики с периодами 81 и 13,5 суток. На промежуточных частотах спектральная плотность близка к нулю. Следовательно, секторная

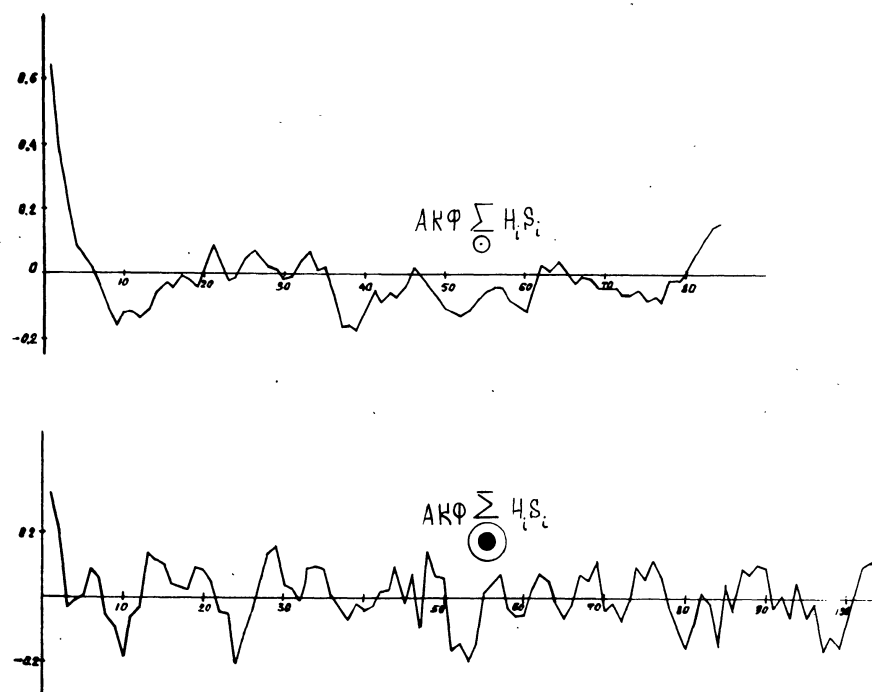


Рис. 3.

структура ММП имеет крупномасштабный характер, связана с вращающимся Солнцем и довольно устойчива (малая ширина линии).

В кросс-спектре, являющемся Фурье-преобразованием четной части кросскорреляционной функции, мы также прослеживаем присут-

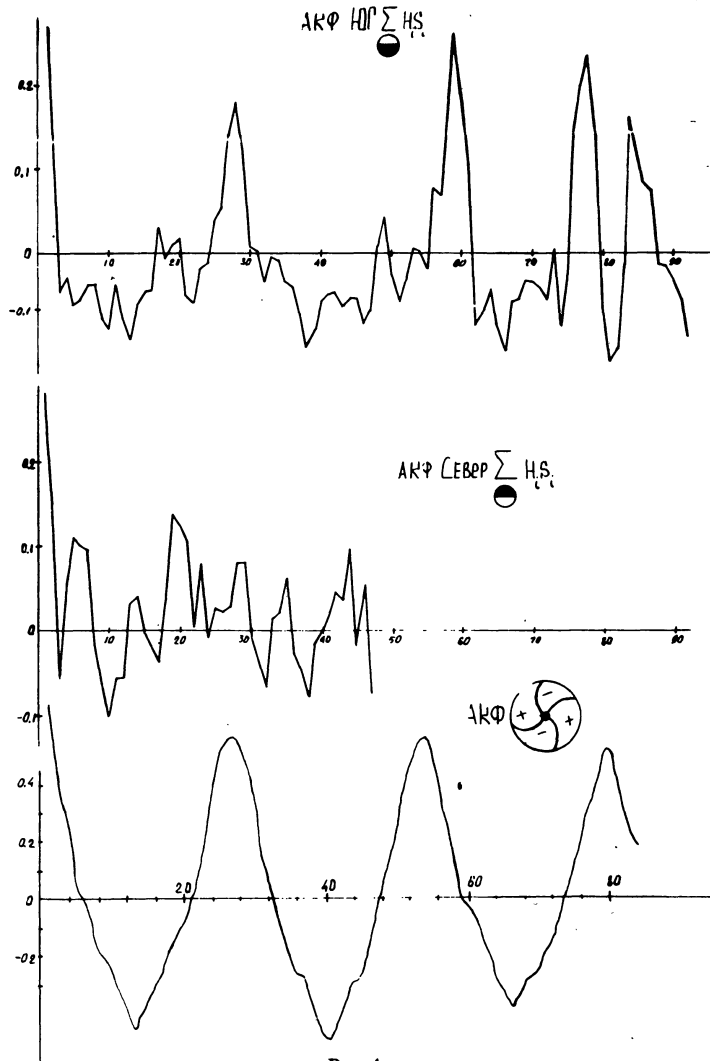


Рис. 4.

В спектре  $\Sigma HS$  также имеется максимум, центрированный на частоту с  $T=27$  суток, но эта деталь спектра уже значительно уширена. Это нетрудно понять, так как поток  $\Sigma HS$  является весьма динамичным параметром с сильными флуктуациями. Наряду с долгоживущими группами, ответственными за 27-дневные вариации, имеются короткоживущие группы. Распределение их по долготе может быть более или менее равномерно. В результате возникает уширение пика с  $T=27$  суток и увеличивается вклад на более низких частотах. Спектр принимает вид, характерный для случая «красного шума». Именно таким и является спектр  $\Sigma HS$ .

стве 27-дневной вариации и ее более высоких гармоник (рис. 6).

Можно предложить следующую формальную модель. Пусть зона между фотосферой и поверхностью квазиисточника солнечного ветра, где происходит переработка локальных полей, рассматривается как некоторая динамическая система, порядок которой уточняется в решении. На вход системы (в фотосферу) поступает суперпозиция «белого» или «красного» шума и некоторого сигнала с основной частотой, соответствующей угловой скорости вращения Солнца. На выходе системы (ММП) мы получаем сигнал, весьма сконцентрированный около основной частоты и ее гармоник.

Амплитудно-частотная и фазовая характеристики этой системы могут быть определены хорошо развитыми методами теории динамических систем на основе результатов спектрального анализа. В частности:

аппроксимация частотной характеристики дробно-рациональной функцией вида

$$H(\omega) = e^{-i\omega\tau} \frac{\sum_k \beta_k (i\omega)^k}{\sum_m \alpha_m (i\omega)^m},$$

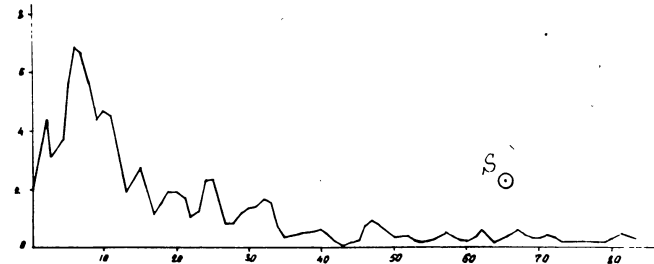
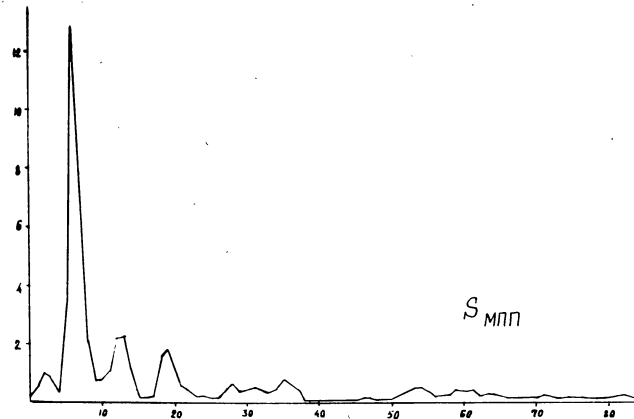


Рис. 5.

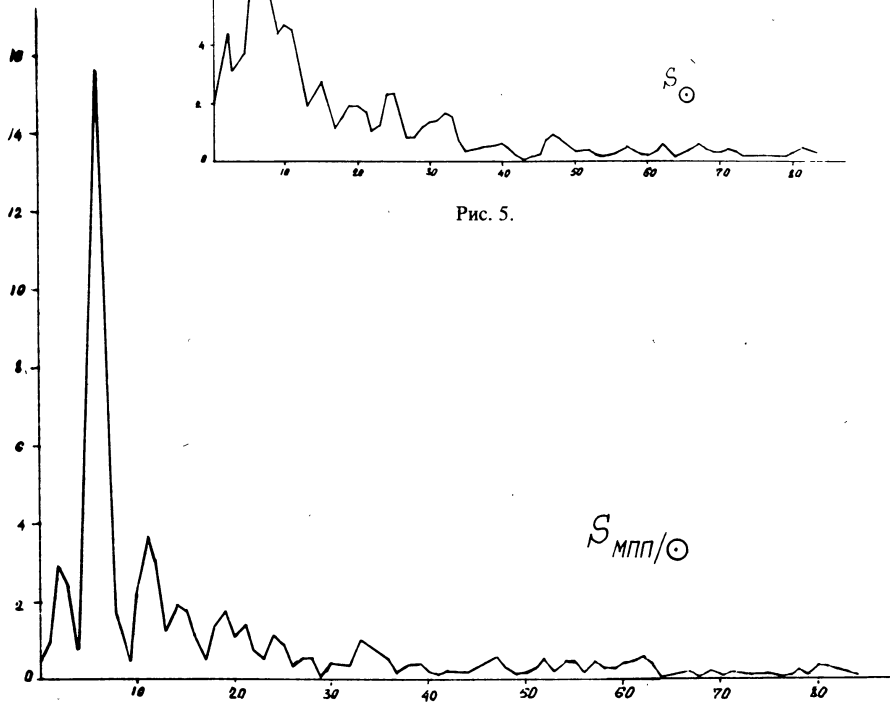


Рис. 6.

$$H(\omega) = S_{xy}(\omega) / S_{xx}(\omega),$$

где  $H(\omega)$  — комплексная частотная характеристика системы,  $S_{xx}(\omega)$  — автоспектр входного сигнала  $X$  и  $S_{xy}(\omega)$  — кросс-спектр входного и выходного сигналов  $X$  и  $Y$ . Если возможна

то динамическая система может быть описана дифференциальным уравнением следующего общего вида:

$$\sum_m \alpha_m \frac{d^m}{dt^m} y(t) = \sum_k \beta_k \frac{d^k}{dt^k} x(t - \tau).$$

Естественно, что коэффициенты  $\alpha_m$  и  $\beta_k$ , вообще говоря, не будут постоянными и могут изменяться от года к году или даже от оборота к обороту, т. е. динамическая система нестационарна. Мы можем рассматривать это дифференциальное уравнение как результат линеаризации и упрощения исходной системы нелинейных дифференциальных уравнений, описывающих совокупность процессов в излучаемой зоне: диффузия локальных полей в фотосфере, просачивание их через корональные слои и пр. Таким образом, можно получить информацию об усредненных в некотором смысле характеристиках зоны. Анализ же фазовых характеристик позволяет оценить ти-

точные времена субпроцессов в зоне.

Необходимо отметить, что в нашем случае важную роль играет близость скоростей вращения короны и нижележащих слоев. Если это не соблюдается, то в спектре выходного сигнала пики расширятся, сдвинутся и понизятся, т. е. вынос поля затруднится. Как мы видим по спектру ММП, степень такой синхронизации достаточно велика.

Вычисления были выполнены на ЭВМ БЭСМ-4 по программам одного из авторов (Г. К.). Авторы признательны В. Е. Степанову за внимание к работе и Н. П. Попову за помощь в обработке данных.

## Литература

1. WILCOX, I. M., HOWARD, R. (1968): *Solar Phys.*, 5, 564.
2. WILCOX, I. M. (1970): *J. Geophys. Res.*, 75, 2587.
3. WILCOX, I. M., NESS, N. F. (1967): *Solar Phys.*, 1, 437.
4. SEVERNY A. B. et al. (1970): *Solar Phys.*, 15, No. 1.
5. TUOMINEN, J. (1971): In: R. Howard (Ed.), *Solar Magnetic Fields*, p. 754. Dordrecht.
6. S. T. P. Notes, Inter-union Commission on Solar-Terr. Phys., May 1970, No. 7.
7. Магнитные поля солнечных пятен (приложение к бюлл. Солнечные данные) I—VIII, 1968. М.-Л., Наука 1968.
8. КАСИНСКИЙ, В. В. (1969): *Солнечные данные*, №№ 4, 5.