АСТРОФИЗИКА

ТОМ 34 АПРЕЛЬ, 1991 ВЫПУСК 2

ОБЗОРЫ

УДК: 524.316—337

ПЯТНА И МАГНИТНЫЕ ПОЛЯ НА ЗВЕЗДАХ ПОЗДНИХ ТИПОВ

П. Ф. ЧУГАЙНОВ

Поступила 23 января 1991

В последние 20 лет были предприняты большие усилия, чтобы найти пятна и магнитные поля на звездах спектральных типов F—G—K, которые были известны как звезды с эмиссионными линиями H и K в их спектрах. В этом обзоре представлены результаты по угловым скоростям вращения звезд, размерам и расположению пятен, циклам активности. Наиболее важными достижениями являются соотношение активность—вращение и теория α—ω динамо.

1. *Введение*. В 1970-х годах началось широкое исследование звезд поздних типов, у которых были обнаружены периодические изменения блеска небольшой амплитуды от нескольких сотых до 0.1^m —0.2^m в широкополосной системе *UBV*. Эти изменения были объяснены наличием пятен на поверхности звезды, занимающих до 40—50% поверхности звезды и имеющих температуру более низкую, чем незапятненная часть поверхности.

Исторически для пятнистых звезд поздних типов предлагались два названия: звезды типа BY Dra и звезды типа RS CVn. Оба этих прототипа являются спектрально-двойными звездами. Предлагалось [1] считать активные спектральнодвойные, компоненты которых типов K—M главной последовательности, звездами типа BY Dra, а те из них, компоненты которых типов F—M субгиганты или гиганты, звездами типа RS CVn. Однако в литературе можно встретить обозначения типов BY Dra и RS CVn, применяемые к одиночным звездам, или обозначение типа BY Dra, применяемое к звездам типа G. Часто одну и ту же звезду относят к типу BY Dra и RS CVn. Кроме того, были открыты пятнистые звезды до главной последовательности, и если их отнести к одному из этих типов, то возникнут дальнейшие противоречия. Мы в этом обзоре не употребляем эти обозначения типов, чтобы не поддерживать указанные расхождения.

В настоящее время известно более 200 пятнистых звезд типов F—M: 176 звезд поля, из них 50 одиночных звезд, и 126 двойных систем, 37

звезд типа T Tau и 50 звезд—членов молодых звездных скоплений α Per, Плеяды и Гиады. Часть из них является звездами главной последовательности и до главной последовательности, другая часть—субгигантами и гигантами. Большинство пятнистых звезд, как одиночных, так и двойных, были ранее известны как звезды с эмиссионными линиями H и K CaII в спектрах. Эти сведения были дополнены впоследствии данными об H_α—эмиссии, ультрафиолетовых эмиссионных линиях, регистрируемых космическим аппаратом IUE, рентгеновской и радио эмиссией. Все это привело к представлению о звездной активности, которая порождается магнитным полем и одним из проявлений которой являются звездные пятна. Имеются основания считать, что пятнистость, как и вообще активность звезд поздних типов, связана с осевым вращением и конвективными движениями, приводящими в действие механизм магнитного динамо. Мы рассмотрим соответствующие исследования далее в этом обзоре.

Фотометрические наблюдения пятнистых звезд впервые дали возможность определять период осевого вращения. В ряде случаев спектроскопически бывает определена проекция скорости осевого вращения $v \sin i$, и по ней при некоторых предположениях для индивидуальных звезд или статистически для групп звезд может быть тоже определен период вращения. Однако к данным о скоростях вращения пятнистых звезд, выведенным по контурам спектральных линий, следует относиться с осторожностью, т. к. в отдельных случаях и особенно определенно для звезды BY Dra наблюдения указывают, что расширение линий вызвано не только вращением [2].

Как показано Чугайновым [3], возрасты пятнистых одиночных звезд поздних типов, принадлежащих окрестностям Солнца, в 87% случаев не превышают 10^9 лет, а в 46% случаев возрасты в пределах 10^7—10^8 лет. Это вместе с открытием пятнистых звезд среди звезд типа T Tau дает возможность установить связь звездной активности, неоднородности поверхностной яркости звезд с их молодостью, а также изучить эволюцию углового момента как молодых, так и старых звезд. Однако возрасты пятнистых звезд, являющихся компонентами двойных систем, в общем значительно больше возрастов одиночных пятнистых звезд, что указывает на связь пятнистости и активности с приливными явлениями в двойных системах.

2. *Физические характеристики звездных пятен.* Геометрические размеры звездных пятен и оценки разности температур пятна и фотосферы, составляющей 500—1500 K, получены в основном путем моделирования фотометрических наблюдений [4, 5]. Хотя принято считать, что изменения блеска в оптической области обусловлены наличием темных пятен,

Доррен и Гуинан [6], основываясь на ультрафиолетовых внеатмосферных наблюдениях, показали, что изменения видимого блеска V 711 Tau являются комбинацией вкладов темных пятен и ярких областей (плейдж). Вогт [7] впервые открыл избыточное поглощение полос TiO в спектре II Peg и объяснил его как свидетельство темного, холодного пятна. Впоследствии это было подтверждено Хуенмоердером и др. [8] и было показано, что избыточное поглощение полос TiO возникает в области с температурой, меньшей температуры звезды примерно на 1500 K, и с радиусом 20—40°.

Большие трудности в интерпретации наблюдений связаны с тем, что физические модели звездных пятен остаются пока что довольно неопределенными. Как было отмечено Стемпинем [9] и Мулланом [10], темные пятна, по-видимому, порождаются выходом на поверхность звезды магнитной трубки с напряженностью порядка нескольких тысяч Гаусс. Но при этом сразу же возникает вопрос: как изменится полный поток излучения звезды? Предполагается, что связанный с появлением темного пятна «пропавший поток» может выходить как оптическое излучение той части поверхности звезды, которая не занята пятном, или как невидимые альфвеновские волны, энергия которых выделяется в хромосфере и короне. Влияние магнитного поля на поверхности может быть двояким: в зависимости от напряженности поля яркость поверхности может либо увеличиваться, либо уменьшаться. Таким образом, представляется важным не только зарегистрировать фотометрическую волну, свидетельствующую о неоднородности поверхностной яркости, но также наблюдать полный поток излучения звезды. Второй важный вопрос связан со стабильностью распределения неоднородностей поверхностной яркости, поскольку, вероятно, стабильность поддерживается магнитным полем. У пятнистых звезд наблюдается сохранение когерентности колебаний блеска в течение года и более, а также нарушения когерентности за время порядка нескольких недель. Кроме того, наблюдаются изменения формы и амплитуды колебаний, указывающие на неприемлемость предположения об устойчивом существовании только одного пятна или об изменении формы темной области.

Большое число фотоэлектрических наблюдений получено для двойной пятнистой звезды II Peg. Считается, что изменения блеска вызваны наличием двух темных пятен на поверхности главного компонента (вторичный не виден) спектрального типа K2 IV—V, вращающегося с периодом, почти равным орбитальному периоду 6.7442^d системы II Peg. Как видно из рис. 1, на котором приведены наблюдения II Peg, выполненные в 1974 г. и 1980 г., второе пятно проявляется либо в асимметрии кривой блеска, либо в появлении второго минимума блеска в течение одного орбитального периода.

На рис. 2 представлены пределы изменения блеска и орбитальные фазы прохождения пятен через меридиан. Интересно, что в течение 15 лет изменялся не только средний блеск звезды, но также и амплитуда блеска, размеры и относительное расположение пятен. Возможно, что главное пятно становилось вторичным и наоборот. С 1979 г. по 1986 г. орбитальные фазы пятен изменялись скачкообразно, так что по крайней мере три раза ведущим по фазе становилось то главное, то вторичное пятно. В эти годы средний блеск достиг минимума, амплитуда

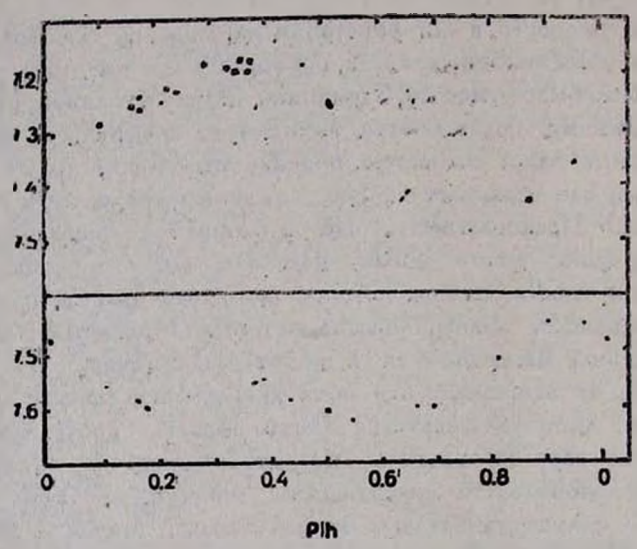

рис 1

Рис. 1. Зависимости визуального блеска V от орбитальной фазы Ph для II Peg. Верхняя часть—наблюдения Чугайнова [11] в 1974 г., нижняя часть—наблюдения Пое и Итона [5] в 1980 г.

блеска была сравнительно небольшой, в кривых блеска в большинстве случаев были два минимума, мало различающихся по глубине, и мы можем предположить, что два пятна полностью перекрывали всю видимую часть звезды. Отрезок времени с 1986 г. по 1989 г. характеризуется большими амплитудами блеска (за исключением 1987 г.), сравнительно небольшими вторичными минимумами и устойчивым дрейфом орбитальных фаз минимумов. По-видимому, в 1986—1989 гг. около 50% видимой части звезды было покрыто гигантским пятном [21], а вторая половина была мало запятненной, достигался максимум кривой блеска, близкий к наивысшему за 15 лет. Дрейф орбитальных фаз минимумов в 1986—1989 гг. соответствует периоду осевого вращения главного компонента

на 0.02 меньше орбитального, если считать, что средняя долгота главного пятна на звезде не изменялась. Отметим также, что наблюдения 1986—1989 гг., в отличие от наблюдений других лет указывают, что устойчиво сохранялось различие долгот центров пятен на 180°.

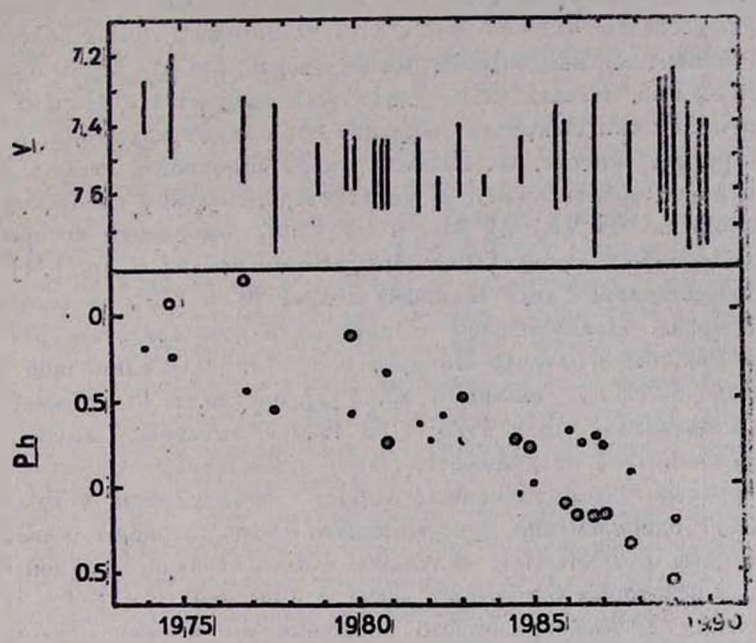

Рис. 2. Изменения визуального блеска и орбитальных фаз пятен у II Peg в 1974—1989 гг. Верхняя часть—пределы блеска *V* по Кутиспото и Родоно [12]. Нижняя часть—орбитальные фазы *Ph* главного пятна (темные кружки) и вторичного пятна (светлые кружки) по наблюдениям Чугайнова [11], Ручински [13], Вогта [7], Нейшинонс, Рамзей [14], Равендрана и др. [15], Пое и Итона [5], Мохина и др. [16], Эндрюса и др. [17], Бирна и др. [18], Аревало и др. [19], Калужны [20], Бирна [21], Бойда и др. [22], Хуенемоердера и др. [8], Кано и др. [23], Кваваса и др. [24], Генри [25], Вальтера, Гуннана [26]. Орбитальные фазы вычислены по элементам Ручински [13].

Систематический дрейф орбитальных фаз минимумов и максимумов фотометрической «мигрирующей» волны наблюдается у ряда спектрально-двойных пятнистых звезд, и он в некоторых случаях сопровождается изменением амплитуды волны, скорости смещения волны и среднего блеска звезды [27, 28]. Мигрирующая волна может быть «наступающей» и «отстающей» по орбитальной фазе, асинхронность осевого и орбитального вращения, о которой свидетельствует эта волна, в большинстве случаев мала. Только у двойной системы BY Dra асинхронность большая:

орбитальный период равен 5.975 , а фотометрический период изменяется в пределах 3.80^{d}—3.90^{d} [29, 30, 31]. Смещения пятна по долготе на поверхности звезды, вероятно вызываемые дифференциальным вращением, у BY Dra происходят с циклом 5—6 лет и достигают ±290°[32].

Понятие «активных долгот» было впервые введено Буссо и др. [33] для двойных систем RU Cnc и CQ Aur, у которых были обнаружены циклы в изменении направления мигрирующей волны. Было предположено, что на этих звездах пятно циклически смещается с высоких широт в низкие, на высоких широтах вращение происходит медленнее, а на некоторой средней широте, называемой «коротационной», период осевого вращения равен орбитальному. У короткопериодических пятнистых спектрально-двойных BH Vir, RT And и SV Cam, компоненты которых вращаются синхронно с орбитальным вращением, Зейлик и др. [34] обнаружили существование двух активных долгот 90° и 270°, на которых образуются пятна. Представление о двух активных долготах, различающихся на 180°, было развито Иннисом и др. [35] для одиночной пятнистой звезды AB Dor. Иннис и др. [35] обсудили 18 кривых блеска AB Dor и показали, что с 1978 г. по 1987 г. активные долготы оставались постоянными, но видимость пятен изменялась, что вызывало изменения кривых блеска. Наблюдательные свидетельства того, что на звезде могут одновременно присутствовать пятна, периоды осевого вращения которых различаются, получены для спектрально-двойной σ Gem [36] и для некоторых одиночных звезд с эмиссией H и K Ca II [37]. Для изучения дифференциального вращения пятен очень важным является определение не только долгот, но также и широт пятен; но такие синоптические карты построены лишь для отдельных спектрально-двойных, для которых достаточно уверенно определен угол наклона орбиты к лучу зрения [5, 38, 39].

Оценки относительных изменений угловой скорости вращения $\Delta\Omega/\Omega$ показывают, что дифференциальное вращение у двойных систем, особенно у короткопериодических, меньше, чем у одиночных звезд. По Каталано [27] у двойных систем $\Delta\Omega/\Omega \approx 10^{-3}$—$10^{-2}$, а по Балиунас и др. [37] у одиночных активных звезд $\Delta\Omega/\Omega$ в пределах 5—21%. Возможно, что эти оценки являются заниженными из-за того, что они основаны на наблюдаемых изменениях фотометрического периода всей звезды и поэтому представляют собой глобальные эффекты. Для сравнения отметим, что у Солнца $\Delta\Omega/\Omega = 40\%$, а согласно Балиунас и др. [37] при наблюдениях Солнца как звезды глобальный эффект изменения периода вращения в течение цикла активности составлял бы 3%.

Цикличность в образовании пятен и эмиссионных областей может быть установлена по изменениям визуального блеска или потока в эмиссионной линии, усредненным за период вращения, а также фотометриче-

ского периода. Имеющиеся данные пока что довольно противоречивы. Так, Филипс и Хартманн [40] по фотографическим наблюдениям блеска BY Dra нашли период 50—60 лет. Кутиспото и Родоно [12] по фотоэлектрическим наблюдениям BY Dra за 1965—1990 гг. нашли циклические флуктуации среднего блеска с периодом 8.5 лет. Кроме того, как уже упоминалось, по изменениям фотометрического периода BY Dra с 1965 г. по 1981 г. Родоно и др [32] нашли 5—6-летнюю цикличность. По Петтерсену и др. [41] цикличность в изменениях периода BY Dra с 1965 г. по 1990 г. составила 13—14 лет. У спектрально-двойной V 711 Tau 5-летняя цикличность заметна в изменениях блеска [12] и в изменениях фотометрического периода [27]. Можно отметить также спектрально-двойные RU Cnc, CQ Aur, RT Lac, AR Lac, у которых найдены цикличности от 4 до 40 лет в изменениях амплитуды и фазы мигрирующей волны [27, 33]. По наблюдениям потоков в линиях H и K Ca II Вилсоном [42], Ваугханом и Престоном [43], Ваугханом [44], Ваугханом и др. [45], обнаружены циклы активности звезд типов F—M от 7 до 14 лет. Мачерони и др. [46] провели статистический анализ циклов различных спектрально-двойных и одиночных активных звезд и определили среднюю длину цикла как 6 лет.

Ланца и др. [47] предположили, что изменения фотометрических периодов пятнистых звезд вызваны тем, что скорость осевого вращения зависит от возраста пятен, причем она у молодых пятен больше, чем у старых. Этот вывод основан на непосредственных наблюдениях движений солнечных пятен. Поскольку во время минимума активности относительное число молодых пятен больше, чем старых, то средняя угловая скорость пятен в минимуме активности может быть больше, чем в максимуме, и таким образом можно объяснить циклические изменения фотометрических периодов звезд, используя аналогию с Солнцем. Наличие больших изменений амплитуды и формы кривой блеска, происходящих иногда всего за один месяц, позволяет предположить, что пятна на звездах обновляются, и связанные с этим изменения фотометрических периодов не обязательно следует считать свидетельством смещения пятен по широте и наличия дифференциального вращения.

3. *Вспышки и рентгеновское излучение.* Наблюдения вспышек и других кратковременных событий у пятнистых звезд в оптической, рентгеновской и ультрафиолетовой областях очень важны для исследования корон и хромосфер этих звезд. Небольшое число пятнистых звезд одиночных и двойных, компоненты которых спектральных типов главной последовательности от K4 до более поздних, например BY Dra и YZ CMi, давно известны как вспыхивающие звезды. Пятнистые звезды более ранних типов в большинстве не известны как вспыхивающие, вероятно

потому, что у них в видимой и ближней ультрафиолетовой областях контраст вспышек по отношению к спокойному излучению невелик. Однако необходимо рассмотреть те вспышки более ранних звезд, которые наблюдались в последнее время.

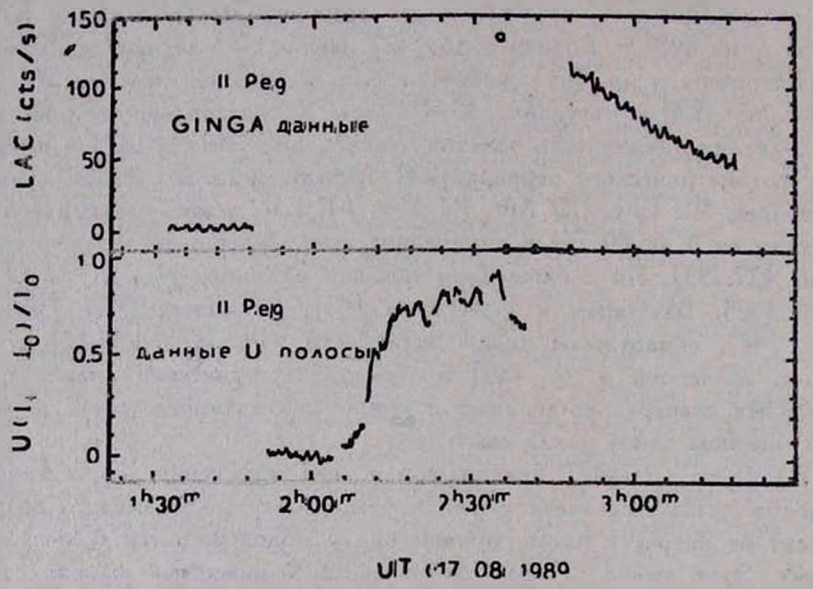

Рис. 3. Рентгеновские (*GINGA*) и оптические (полоса *U*) наблюдения вспышки II Peg 17 августа 1989 г. по Дойлу и др. [48].

Дойл и др. [48], Бирн и др. [49] наблюдали рентгеновскую, ультрафиолетовую и оптическую вспышки II Peg, спектральный тип главного компонента которой K2 IV—V. Рентгеновские вспышки наблюдались Тальяферри и др. [50] у звезды типа G5Ve, Атравалом и Ваидыа [51] у пятнистой спектрально-двойной V 711 Tau, в спектре которой видны линии компонентов G5IV и K1 IV. Жанг и др. [52] сообщили о наблюдениях вспышки V 711 Tau, проводившихся в полосах *UBV*, в линиях H_α и H_β. Продолжительность этой вспышки составила более четырех часов, ее амплитуды были 0.61^m в *U*, 0.27^m в *B*, 0.16^m в *V*. По показателям цвета вспышечного излучения вспышка V 711 Tau, а также вспышки других пятнистых звезд не отличаются от вспышек звезд типа UV Cet. Следует, однако, отметить, что некоторые вспышки пятнистых звезд отличаются большой длительностью и полной энергией, сложной временной структурой [49, 52, 53]. На рис. 3 приведены наблюдения вспышки II Peg.

Характерная особенность звездных корон—спокойное рентгеновское излучение—известна главным образом для спектрально-двойных звезд [1, 54]. С другой стороны, открытие по наблюдениям обсерваторий Einstein и EXOSAT точечных рентгеновских источников, отождествленных со звездами типов F—M, привело к открытию спектрально-двойных и одиночных пятнистых звезд, неизвестных ранее [50, 55]. Несколько известных пятнистых звезд отождествляется с F—M звездами, для которых Стьюартом и др. [56] было измерено радиоизлучение на частоте 8 ГГц.

4. *Вращение, активность и возрасты пятнистых звезд.* 1) *Звезды типа T Tau.* Сводки определений периодов вращения около 40 пятнистых звезд типа T Tau приведены Буви [57] и Чугайновым [3]. Врба и др. [58, 59] показали, что вращательная модуляция у звезд типа T Tau с сильными эмиссионными линиями вызвана яркими пятнами, а у звезд типа T Tau со слабыми эмиссионными линиями она вызвана темными пятнами. Периоды осевого вращения составляют несколько дней. Буви [57], Дамиани и др. [60] нашли обратную корреляцию между рентгеновской светимостью и периодом вращения. Как видно из рис. 4 по Буви [57], существует общее соотношение между рентгеновской светимостью и скоростью вращения для звезд типа T Tau и других пятнистых звезд. Другие показатели активности—эмиссии в H_α, H и K Ca II, h и k Mg II, которые у обычных звезд связаны с излучением хромосферы, согласно Буви [57], у звезд типа T Tau не коррелируют с осевым вращением. Буви [57] объясняет это тем, что у звезд типа T Tau рентгеновское корональное излучение, как и у обычных звезд, вызвано магнитным динамо, а хромосферное излучение звезд типа T Tau с сильными эмиссионными линиями возникает в околозвездных дисках, обладающих дополнительным притоком энергии, кроме энергии магнитного динамо. У звезд типа T Tau со слабыми эмиссионными линиями зависимость между хромосферной эмиссией и вращением такая же, как у активных карликов поздних типов.

2) *Одиночные звезды в окрестностях Солнца и в молодых звездных скоплениях.* Как это видно из исследований Паллавичини и др. [61]. Нойеса и др. [62], Марилли и др. [63], Симона и др. [64], пятнистые одиночные звезды карлики окрестностей Солнца удовлетворяют общим корреляциям между эмиссиями хромосферы, переходного слоя и короны и периодом или скоростью вращения для звезд-карликов. В указанные исследования были включены звезды с возрастами от 10^3 лет до $5 \cdot 10^9$ лет и было показано, что эмиссии уменьшаются с уменьшением угловой скорости вращения, а последняя уменьшается с увеличением возраста. Для звезд солнечного типа (F7—G2 главной последовательности) по

Симону и др. [64] период осевого вращения равен 4^d при возрасте 10^8 лет и 22^d при возрасте $4 \cdot 10^9$ лет.

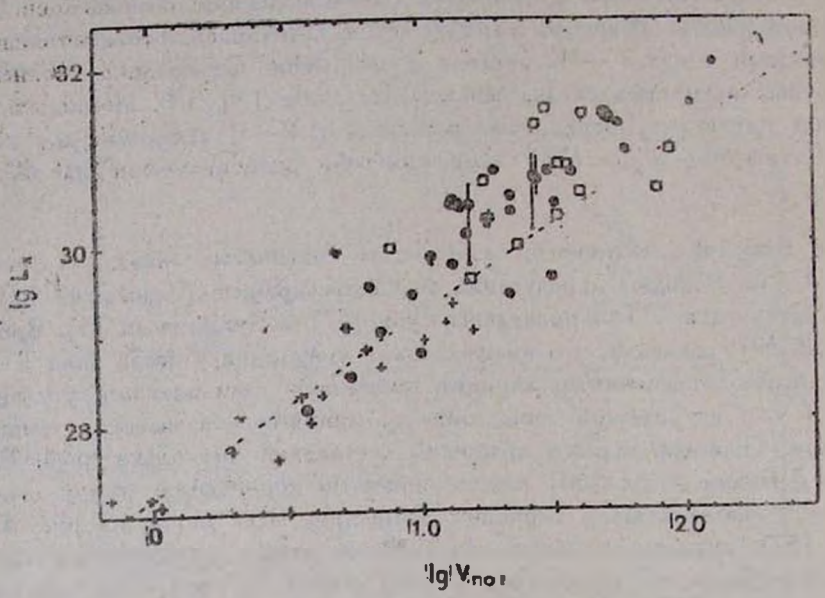

Рис. 4. Зависимость между рентгеновской светимостью L_x и скоростью вращения v_{rot} по Буви [57] для звезд типа T Tau (⊙), звезд-карликов поздних типов (+), звезд dKe-dMe (⊕), систем типа RS CVn (□).

Как уже отмечалось [3], возрасты 46% пятнистых звезд-карликов окрестностей Солнца (т. е. примерно 20 звезд) не превышают 10^7—10^8 лет, и пятнистые звезды такого же возраста обнаружены в скоплениях α Per и Плеяды [65, 66]. У звезд с возрастами 10^7—10^8 лет Иннисом и др. (1986), Стауффером и др. [66], Ван Лееувеном и др. [67] были открыты замечательные различия фотометрических периодов при почти одинаковых спектральных типах и светимостях. Это интересное явление было интерпретировано как кратковременное закручивание звезды в стадии эволюции, близкой к главной последовательности. Наиболее короткие периоды в звездных скоплениях составляют около 0.2^d. Среди пятнистых звезд окрестностей Солнца наиболее быстро вращаются HK Aqr типа dM 1.5 с периодом 0.43^d, AB Dor типа G8V с периодом 0.51^d и PZ Tel типа K0Vp с периодом 0.94^d. Можно отметить также две одиночные звезды, гиганта или субгиганта: FK Com типа G2 III—IV с периодом 2.4^d и V 1794 Cyg типа G5 III—IV с периодом 3.34^d. Как показано Чугайновым [3], FK Com и V 1794 Cyg принадлежат к

звездному населению окрестностей Солнца с возрастом 10^7—10^8 лет. Их периоды меньше, чем период 4^d звезд солнечного типа с возрастом 10^8 лет [64]. Вероятно, FK Com и V 1794 Cyg являются не проэволюционировавшими звездами, а еще не достигшими главной последовательности.

Как отмечено Чугайновым [3], большинство одиночных пятнистых звезд с периодами 0.2^d - 0.9^d, испытывающих фазу закручивания, имеет спектральные типы G8—K7, а в группе G0—G6 присутствует только одна быстровращающаяся звезда с периодом 0.6^d. У звезд типа T Tau с возрастами 10^6—10^7 лет периоды наиболее быстро вращающихся звезд $\approx 3^d$. Таким образом, у звезд типа T Tau и одиночных звезд поля G0—G6 с возрастом 10^7—10^8 лет либо закручивание не происходит, либо закручивание невозможно наблюдать вследствие того, что эти звезды окружены непрозрачными, медленно вращающимися оболочками.

Вилху и Вальтером [68] была выдвинута концепция существования верхнего предела зависимостей рентгеновской эмиссии и других показателей хромосферно-корональной активности от осевого вращения. Основным ее аргументом является ограниченная площадь звездной поверхности. С увеличением вращения увеличивается площадь, занятая активными областями, и достигается точка, где звездная поверхность полностью покрыта активными областями, рентгеновская светимость достигает максимума. Нойесом и др. [62] впервые было предложено рассматривать зависимость показателя активности—эмиссии H и K Ca II не только от периода вращения, но и от спектрального типа звезды. Если эта эмиссия выражена как отношение хромосферного потока к болометрическому, то она коррелирует с числом Россби P/τ_c, где P—наблюдаемый период осевого вращения и τ_c—время конвективного оборота, зависящее от спектрального типа. Зависимости поверхностных потоков, излучаемых хромосферой в линиях Mg II 2800, переходным слоем в линии C IV 1550, короной в рентгене 0.2—4 кэВ, от спектрального типа звезд были рассмотрены Вилху и Вальтером [68], Вилху [69], Вилху и Лински [70], и было показано, что их верхние границы, соответствующие насыщению, определяются быстровращающимися звездами, таким, как G—K звезды поля AB Dor, FK Com и молодых звездных скоплений [71], dMe-карлики окрестностей Солнца.

Между различными исследователями существуют значительные расхождения в методике определения эмиссионных потоков, характеризующих звездную активность, и в выборе эмпирических соотношений активность—вращение. Как отмечено Цвааном [72], следует выражать эмиссии как разности поверхностных плотностей потоков $\Delta F = F - \Phi$, в которых составляющая F—наблюдаемый поток, а составляющая Φ—

часть потока F, зависящая от показателя $(B—V)$. При этом корреляции между различными эмиссиями хромосферы, переходного слоя и короны получаются очень уверенными. Связь ΔF с периодом вращения P оказывается не зависящей от светимости звезды, но зависящей от показателя $(B—V)$ (рис. 5). Выдвигаются, однако, возражения, что эффекты возраста по-разному влияют на зависимость активность—вращение, и поэтому единой такой зависимости не существует [73]. Цваан [72] при обсуждении зависимости активность—вращение отмечал дефициты потоков в хромосферных линиях у карликов K—M. Позднее Дойл и Матиоудакис [74] отметили, что корреляция между потоками в Mg II h, k и в рентгене у dK, dM звезд отсутствует, а у dKe, dMe звезд она есть. По Дойлу и Матиоудакису [74] светимости dKe, dMe звезд в Mg II и рентгене представляют верхнюю границу в группе dKe, dMe, dK, dM звезд, которая зависит от звездных радиусов. Вилху [69] обратил внимание на различия отношения хромосферной и корональной эмиссий особенно активных и мало активных звезд: у последних хромосферная эмиссия относительно сильнее.

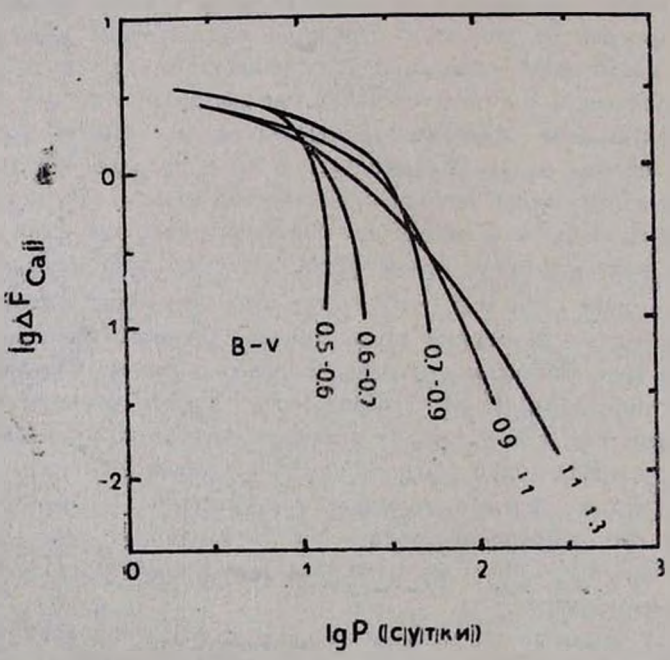

Рис. 5. Зависимость между избыточной плотностью потока ΔF_{CaII} и периодом вращения P для различных показателей $(B—V)$ по Цваану [72].

Остается дискуссионным вопрос о том, каково функциональное соотношение между активностью и вращением. Паллавичини и др. [61]

выразил его как $L_x \sim (v\sin i)^2$, где L_x—светимость в рентгене и $v\sin i$—проекция скорости вращения звезды. Буви [57] нашел почти такое же соотношение $L_x \sim v^2$, где v—экваториальная скорость вращения (рис. 4). Марилли и Каталано [75] выразили его как $L_x = 5.69 \cdot 10^{29} \cdot 10^{-P/10.43}$, где P—период вращения. Мангенай и Прадери [76] получили степенную зависимость между L_x и числом Россби. Вальтер [77] отметил, что у карликов типов F8—G2 эмпирическая зависимость между L_x и P хотя и может быть представлена степенным законом, но она имеет излом, который, по-видимому, вызван обнаруженным позднее явлением насыщения. Флеминг и др. [78], рассмотрели рентгеновские светимости L_x выборки F—M звезд, включающей карлики и гиганты. Флеминг и др. [78] нашли корреляцию между L_x и проекцией скорости вращения $v\sin i$, однако оказалось, что L_x не коррелирует с проекцией угловой скорости вращения $\Omega\sin i$, и поэтому найденная корреляция, вероятно, является корреляцией L_x с радиусами звезд. Хотя может показаться, что результаты Флеминга и др. [78] противоречат результатам других авторов, связывающих L_x со скоростью или периодом вращения или числом Россби, на самом деле все они могут быть непротиворечивыми, поскольку выбор объектов был сделан по-разному. Вероятно, в других исследованиях, например, у Марилли и Каталано [75], Буви [57] были представлены объекты с различными уровнями активности, а Флеминг и др. [78] рассматривали объекты с высокой рентгеновской светимостью, находящиеся вблизи предела насыщения.

В общем, исследование звездной активности сильно осложнилось после того, как была выяснена важность того, какова эволюционная стадия рассматриваемой группы звезд, что считается показателем и источником энергии активности, и каков уровень насыщения для данной группы. В целом вряд ли можно усомниться в существовании зависимости активность—вращение, но, вероятно, еще многое нужно сделать, чтобы учесть ряд эффектов, влияющих на вид этой зависимости.

3) *Двойные пятнистые звезды.* Различные показатели корональной и хромосферной активности компонентов двойных систем по Буви [57] удовлетворяют зависимости активность—вращение, одинаковой для одиночных и двойных звезд. Каталог Штрассмайера и др. [1] содержит 168 хромосферно-активных спектрально-двойных звезд, из них для 126 установлена принадлежность к пятнистым звездам. Возрасты этих пятнистых звезд, как можно судить по их кинематическим характеристикам, приведенным в каталоге [1], в общем значительно больше возрастов пятнистых одиночных звезд окрестностей Солнца.

У одиночных и двойных звезд, за исключением звезд типа T Tau, источником активности и пятнистости, вероятно, является взаимодействие осевого вращения и конвекции, приводящее в действие механизм магнитного динамо. У одиночных звезд с этим связана потеря углового момента, а у двойных звезд за счет приливного трения часть орбитального момента переходит в момент вращения звезды, и замедления ее вращения не происходит. Как показано Тассулем [79], Фекелем и Эйттером [80], в двойных системах вследствие приливных явлений происходит синхронизация осевого и орбитального вращений, и по этой причине почти все системы с периодами менее 30^d синхронизованы. Можно предположить, что синхронизация устраняет замедление осевого вращения, происходящее с увеличением возраста у одиночных звезд. Вследствие синхронизации в двойных системах в течение более продолжительного времени поддерживается звездная активность и наличие пятен, которые зависят от осевого вращения.

Однако существует двойная система BY Dra с орбитальным периодом 5.97^d, которая не синхронизована (период осевого вращения 3.8^d) и, более того, она имеет эксцентриситет орбиты 0.3. Согласно вычислениям Петтерсена [81] время синхронизации вращения для BY Dra $2 \cdot 10^4$ лет, а время округления орбиты $4 \cdot 10^8$ лет. Эти значения противоречат тому, что BY Dra принадлежит к населению с возрастом 10^9—10^{10} лет по кинематическим характеристикам. Но возможно, что последнее заключение связано с ошибками в определении параллакса и собственного движения. Если все же считать, как считали Вогт и Фекель [82], что BY Dra лишь недавно миновала стадию T Tau, то аномалии ее осевого и орбитального вращений показывают необходимость проверки предположений о процессах, происходящих в молодых двойных системах.

Согласно Вогту и Фекелю [82] эффективные температуры компонентов BY Dra 4100 K и 3800 K, их спектральные типы dM0e и dMe, болометрические светимости 6.8 и 7.5. При этих значениях оба компонента оказываются на 0.35^m выше главной последовательности, и их можно считать молодыми объектами, недавно закончившими стадию T Tau. Спектральные типы компонентов BY Dra Вогт и Фекель (1979) определили по красной области спектра, а по линиям в синей области для главного компонента Кинан и Мак Нейл [83] нашли спектральный тип K4 V. Расхождение спектральных типов показывает, что в красной области спектра звезда холоднее, чем в синей, и это подтверждается тем, что эффективная температура главного компонента, полученная в основном по распределению энергии в красной и инфракрасной областях спектра, больше соответствует типу M0, чем тику K4. Возможно, что эти аномалии распределения энергии характерны не только для BY Dra, но

и для других пятнистых звезд, и они объясняются наличием темных пятен, как это отметил Ручински [84].

5. *Проблема лития.* У звезд типов G—K—M вследствие наличия протяженных конвективных зон литий должен выгорать в шкале времени порядка 10^8—10^9 лет, и поэтому наличие лития в спектрах считается свидетельством молодости этих звезд [85]. Проблема лития состоит главным образом в том, что у сравнительно молодых звезд G—M главной последовательности наблюдается очень большая дисперсия содержаний лития, свидетельствующая, что выгорание происходит неодинаково. Такая дисперсия установлена для K-карликов в Плеядах [86]. Представляют интерес несколько K-гигантов поля, у которых обнаружение лития не коррелирует с активностью, оцениваемой по интенсивности эмиссий H и K Ca II. Положение этих богатых литием гигантов на диаграмме ГР таково, что теоретически литий у них должен был полностью выгореть [87].

Кроме пятнистых звезд типа T Tau и K-карликов в Плеядах до 1990 г. было известно 8 пятнистых звезд поля с высоким содержанием лития: BE Cet, VY Ari, V1005 Ori, AB Dor, LQ Hya, ξ Boo A, PZ Tel, V 815 Her, V 478 Lyr. Хотя эта выборка небольшая, она все же дает указание на возможную дисперсию возрастов литиевых звезд: из 8 звезд только 3 имеют возрасты, не превышающие 10^7—10^8 лет.

В 1990 г. появились первые сообщения об открытии большого ряда активных звезд поля с высоким содержанием лития. Для исследования Рандик и Паллавичини [88], Паллавичини и др. [89] было выбрано 60 одиночных и спектрально-двойных звезд G—K карликов, субгигантов и гигантов, для которых либо было известно об эмиссиях H и K Ca II, либо была обнаружена или заподозрена фотометрическая волна, свидетельствующая о пятнистости. Сильная линия лития обнаружена у одной трети этих звезд, у другой трети эта линия слаба или отсутствует, и для остальной трети результаты по литию неуверенные, и они не доказывают отсутствия лития. В целом содержание звезд с уверенно обнаруженным или возможным большим обилием лития высокое, и особенно интересно то, что было найдено несколько звезд, у которых обилие лития исключительно велико—выше, чем космическое. Тальяферри и др. [50] исследовали 16 звезд G—K, известных как рентгеновские источники, у 13 из них обнаружили литий. По спектрам, полученным по программе поиска лития, было обнаружено также быстрое вращение звезд по скоростям $v\sin i$ 10—15 км/с. Из 20 рентгеновских источников, входивших в программу Тальяферри и др. [50], у 13 были найдены периодические изменения блеска, свидетельствующие, что эти звезды являются пятнистыми. Программы Рандик и Паллавичини [88], Тальяферри и др. [50]

показывают, что среди звезд, известных как пятнистые или активные, часто встречаются звезды, богатые литием, но дисперсия содержания лития, вероятно, велика—от низкого до исключительно высокого. Решение обратной задачи, являются ли звезды G—K, богатые литием, непременно молодыми, быстровращающимися, активными и пятнистыми, в настоящее время едва ли возможно из-за того, что возможности наблюдений лития, требующих высокого разрешения, довольно ограничены.

Весьма актуальным является проведение теоретических исследований по проблемам выгорания лития, взаимосвязи конвекции, магнитного поля и углового момента в одиночных и двойных звездах и сравнение предсказаний теории с наблюдениями. Теория Зана [90] турбулентности, индуцированной вращением, предсказывает выгорание лития в быстровращающихся F-звездах и объясняет «литиевый провал» в Гиадах [91] и дисперсию в содержании лития у молодых G—K звезд [92]. Шацман [93] показал, что такие проблемы лития, как его дефицит в Гиадах и отсутствие корреляции между угловой скоростью вращения и содержанием лития в «провале», вызывают сомнения в предположениях относительно того, что генерация турбулентности вызвана вращательными нестабильностями, и последние, вероятно, вообще не возникают. Шацманом [93] предложен новый подход к турбулентности, объясняющий соотношение между переносом углового момента и изменениями в содержании лития. Как отметили Рандик и Паллавичини [88], высокое содержание лития, во-первых, подтверждает, что приливное трение в короткопериодических двойных препятствует потере углового момента внешних слоев звезды и, во-вторых, для некоторых активных звезд требует некоторого ядерного механизма, приводящего к образованию лития в атмосферах этих звезд.

6. *Звездная активность и пятнистость.* Наряду с рентгеновским излучением, ультрафиолетовыми эмиссиями Mg II выделен целый ряд оптических показателей активности: H_α, HeI D3, H и K Ca II, TiO и инфракрасный триплет Ca II [94]. Поведение этих показателей довольно сложное, но все же можно отметить их общую зависимость от вращения звезды [94] и наличие предела насыщения [68]. Стемпинь [95] ввел параметр f_x, обозначающий долю звездного диска, покрытого активными областями, излучающими в рентгене, и показал, что предельное значение, определенное сравнением наблюдаемых и теоретических значений потоков рентгеновского излучения, $f_x \approx 0.1$. Но эта величина найдена неуверенно, и в действительности доля активных областей может быть порядка 0.5—1.0.

Как мы омечали в разделе 2, доля поверхности звезды, покрытой пятнами, может достигать 0.5—1.0. Амплитуда изменений блеска зависит от размеров и неоднородностей распределения пятен, а также раз-

ности температур пятна и фотосферы, и она не может быть большой, если пятна занимают лишь небольшую часть поверхности звезды или почти всю звезду. Эти соображения приводят к выводу, что при обычной точности фотометрических данных порядка 0.01^m амплитуда фотометрической волны не может рассматриваться как количественный показатель активности, хотя в большинстве случаев открытия пятнистости и активности звезды совпадают. Для небольшого числа активных двойных систем установлено отсутствие фотометрической волны [1], но оно может быть объяснено тем, что пятна расположены на той части поверхности звезды, которая не наблюдается, например, на экваторе или полюсе. В связи с этим представляет интерес открытие того, что темные и светлые пятна располагаются в противоположных по долготе областях звезды [96].

7. *Околозвездные газопылевые диски.* Рассмотрение результатов наблюдений IRAS привело Цикоуди [97, 98], Чугайнова и Ловкую [99] к выводу, что распределение энергии в области от 12 мкм до 100 мкм у нескольких пятнистых звезд и звезд с эмиссиями H и K Ca II соответствует температурам абсолютно черного тела, не превышающим 1500 K, и поэтому оно, вероятно, свидетельствует о наличии околозвездных газопылевых оболочек. Свидетельства существования холодных дисков у звезд главной последовательности по данным IRAS впервые были найдены для четырех звезд-прототипов: Веги, β Pic, α PsA и ε Eri (Джиллетт и др. [100]), а затем Уолкером и Волстенкрофтом [101] аналогичное открытие было сделано и для ряда других звезд. Оценки температуры газопылевого вещества дисков довольно сильно различаются: у звезд типа β Pic они около 100 K, у звезд, рассмотренных Уолкером и Волстенкрофтом [101], в пределах 50—650 K, у пятнистых и активных звезд в пределах 100—1500 K.

Необходимо учитывать возможное влияние наблюдательной селекции, связанной с ограниченной чувствительностью IRAS в инфракрасной области, а также возможность того, что вообще все звезды от типа A до самых поздних обладают избытками излучения в инфракрасной области, вызываемыми околозвездными дисками. Однако некоторые пятнистые звезды по светимости в инфракрасной области явно отличаются от других звезд. Например, у VY Ari отношение светимости на 12 мкм к болометрической светимости значительно больше, чем у других звезд таких же спектральных типов [98]. VY Ari известна тем, что является пятнистой звездой, имеет высокое содержание лития и напряженность ее магнитного поля составляет 2000 Гс [107]. Такими же, как VY Ari, являются BE Cet, AB Dor и ξ BooA [99]. Особенностями этих четырех пятнистых звезд является наличие лития в атмосферах и то, что инфракрасный избыток излучения у них заметен уже начиная с 12 мкм. Как

известно, такими же особенностями обладают звезды типа T Tau, и хотя у последних инфракрасные избытки намного больше, все же можно предположить, что процессы аккреции и истечения вещества, обнаруженные у звезд типа T Tau, в меньшей степени присущи также и некоторым пятнистым звездам главной последовательности. По-видимому, сходства со звездами типа T Tau у VY Ari и AB Dor больше, чем у BE Cet и ξ Boo A, т. к. по кинематическим характеристикам возраст VY Ari ч AB Dor 10^7—10^8 лет, а возраст BE Cet и ξ Boo A 10^8—10^9 лет, и можно отметить также, что избытки лития и инфракрасного излучения у первых двух звезд больше, чем у последних двух.

Пятнистые dMe-звезды YZCMi, AU Mic и V 1285 Aql, показывающие инфракрасные избытки [97, 99], имеют возрасты 10^7—10^8 лет. Остальные пятнистые звезды и звезды с эмиссиями H и K Ca II, у которых отмечены инфракрасные избытки, имеют возрасты не менее 10^9 лет, и, по-видимому, они не отличаются существенно по свойствам их дисков от звезд таких же возрастов, не известных как пятнистые или имеющие эмиссии H и K Ca II. У звезд с возрастом не менее 10^9 лет, составляющих большинство в выборке F, G, K звезд, рассмотренной Цикоуди [98], среднее значение отношения потоков на 12 мкм и 25 мкм для активных и неактивных звезд одинаково, и оно соответствует температуре абсолютно черного тела 2500 K, что, по-видимому, указывает на слабость инфракрасных избытков в этой области. Отметим пятнистые звезды ε Eri и 61 Cyg A. Их инфракрасное излучение имеет избытки на 60 мкм и 100 мкм [98], то есть температура дисков около 100K. Возрасты обеих звезд около 10^9 лет, на что указывают их кинематические характеристики, а также периоды вращения, равные 11.3^d у ε Eri и 37.9^d у 61Cyg A (Нойес [62] и др. 1984).

8. *Магнитные поля звезд и теория магнитного динамо.* Напряженности магнитных полей измерены у примерно 30 карликовых звезд G—K, большинство из которых известны как пятнистые звезды. Напряженности составляют от 500 до 3000 Гаусс, а площади, покрываемые полями, от 20% до 80% площади поверхности звезды [102—108]. Саар [109] заключил, в частности, что магнитные поля увеличиваются к поздним спектральным типам и с увеличением скорости вращения коррелируют с эмиссиями, в частности в рентгене, изменяются со временем. Относительная величина площади поверхности, покрытой магнитным полем (филлинг-фактор f), пропорциональна угловой скорости при $\Omega < 0.25\ d^{-1}$ с некоторым свидетельством насыщения ($f \approx 0.80$) при больших значениях Ω. Магнитный поток ($\sim fB$) коррелирует с Ω в соответствии с теориями динамо. Наибольшие магнитные поля—у звезд типа BY Dra и dMe, а у звезд dM они необнаружимы.

Как было показано впервые Вайаной и Рознером [110], рентгеновская эмиссия звезд поздних типов, обнаруженная по наблюдениям обсерватории Einstein, является свидетельством превращения магнитной энергии в тепловую. Механизм генерации магнитного поля у звезд поздних типов был рассмотрен Бельведере и др. [111—114]. Как показал анализ, проведенный вначале для Солнца, взаимодействие конвекции и вращения является главным механизмом образования дифференциального вращения. По так называемой теории α-ω динамо наличие дифференциального вращения приводит к образованию тороидального поля (α-эффект) с последующим его превращением в полоидальное вследствие скручивания под воздействием силы Кориолиса (ω-эффект). На Солнце полный цикл преобразования полоидального и тороидального полей составляет 11-летний цикл активности, и предполагается, что такие же циклы сравнимой продолжительности существуют и на звездах. Вследствие напряжения магнитных трубок, вызываемого поверхностной турбуленцией, магнитная энергия переходит в тепловую и излучается в виде рентгеновской эмиссии. Обзоры теорий звездных динамо даны Бельведере [115, 116].

Гилман [117] выдвинул следующую концепцию «обратной связи» в механизме динамо. Вероятно, всякое усиление магнитного поля уменьшает дифференциальное вращение и подавляет конвекцию, вследствие чего должно происходить ослабление магнитного поля. Вилху [69] отметил, что эта обратная связь и ограниченность звездной поверхности объясняют найденные из наблюдений предельное значение филлинг-фактора 0.80 и напряженности магитного поля порядка 2 кГс.

Подтверждением теории α-ω динамо было открытие корреляций между показателями звездной активности—рентгеновской светимостью, потоками в H и K Ca II и периодами осевого вращения [62, 75]. Стьюарт и др. [56] для объяснения найденной ими связи радиосветимости на частоте 8 ГГц со скоростью осевого вращения звезд F, G, K предложили модель гиросинхротронного источника с различным филлинг-фактором, который увеличивается с увеличением скорости вращения. Предполагается, что напряженности звездных магнитных полей не превышают нескольких тысяч Гаусс.

Теория α-ω динамо предсказывает, что у активных звезд дифференциальное вращение не меньше, чем у Солнца, а продолжительности циклов превращения тороидальных и магнитных полей увеличиваются от 1 года для звезд F5 до 40 лет у звезд M0. Как мы уже отмечали, наблюдения показывают, что и дифференциальное вращение, и продолжительности циклов действительно могут быть такими, как предсказывает теория, причем Мачерони и др. [46] даже отмечена корреляция между спектральным типом и продолжительностью цикла. Необходимо, однако,

указать, что согласие между наблюдениями и теорией может быть лишь кажущимся, во-первых, из-за трудности интерпретации наблюдений и, во-вторых, потому, что выводы теории α-ω динамо относятся пока только к одиночным звездам, а для двойных звезд, составляющих значительную часть изученных активных звезд, теория дифференциального вращения усложняется [118, 119], но все же показывает, что оно должно быть меньше, чем у одиночных звезд.

Большое число работ посвящено проблеме так называемого магнитного торможения осевого вращения звезд. Как было показано впервые Шацманом [120], вращение конвективной оболочки звезды замедляется звездным ветром, поддерживаемым сильным магнитным полем и выносящим в пространство угловой момент. В последнее время [121] предложены три модели магнитного торможения, применяемые к стадиям эволюции на главной последовательности, характеризующимся существенно различными угловыми скоростями Ω. Первая из них описывает потерю углового момента при непрерывном звездном ветре, текущем вдоль осесимметричной открытой конфигурации магнитного поля, вращающегося с той же угловой скоростью, что и поверхность звезды. Эта модель применима к звездам с возрастом не менее 10^8 лет, и она согласуется с наблюдаемым у них замедлением вращения по закону $\Omega \sim t^{-1/2}$. Вторая модель относится к быстровращающимся звездам, только что закончившим стадию T Tau, и она предсказывает спорадические выбросы (не коронального) плотного газа, которые под воздействием центробежной силы преодолевают «мертвую зону» закрытого магнитного поля. Наконец, третья модель объясняет резкое замедление вращения со 100 км/с до 10 км/с, наблюдаемое у звезд с возрастом порядка $(3—5)\cdot 10^7$ лет, которое может происходить в режиме насыщенного магнитного динамо. Для звезд типа T Tau Хартманном [122] предложена модель взаимодействия магнитосферы с околозвездным диском, приводящего к ускорению вращения звезды.

Для разработки концепции закрытой магнитной конфигурации и протяженной околозвездной оболочки с радиусом порядка 5—10 радиусов звезды важное значение имеют многочисленные наблюдения профиля линии H_α у пятнистых звезд FK Com, AB Dor и HK Aqr, показавшие очень сложный характер происходящих процессов [123—129]. Как было впервые показано Чугайновым [123], у FK Com профиль H_α-эмиссии, полуширина которого 20 A, свидетельствует о коротации, т. е. твердотельном вращении протяженной оболочки, вероятно, поддерживаемом закрытой конфигурацией магнитного поля, способной даже на значительных расстояниях от звезды противодействовать центробежной силе. Гипотеза Боппа и Стенсела [130] о том, что FK Com представляет собой слившуюся двойную систему типа W UMa, не нашла под-

тверждения в дальнейших исследованиях. Нейшионс и др. [127] показали, что изменения фиолетового и красного пиков H_2-эмиссии у FK Com объясняются неоднородностями оболочки, большую ширину H_2-эмиссии невозможно объяснить без предположения о коротации оболочки. Большой интерес представляют также наблюдавшиеся у AB Dor и HK Aqr выбросы неионизованного водорода [128, 129].

9. *Заключение.* Открытие и исследование пятнистых и других активных звезд явилось продолжением и развитием исследований вспыхивающих звезд. Значительно увеличилось число звезд поздних типов, которые наряду со вспыхивающими следует считать активными. Выяснилось, что основной причиной активности звезд поздних типов является осевое вращение. С другой стороны, теория α-ω динамо дала возможность понять связь звездной активности с конвекцией, осевым вращением и магнитными полями звезд. С открытием очень быстро вращающихся пятнистых К-карликов в Плеядах, различий скорости вращения между молодыми и сравнительно старыми звездами главной последовательности стали актуальными проблемы эволюции углового момента, магнитного торможения осевого вращения. Многие замечательные открытия у пятнистых звезд заслуживают того, чтобы и в дальнейшем на них было сосредоточено внимание как наблюдателей, так и теоретиков. Среди них можно назвать активные долготы и изменения расположения активных областей, дифференциальное вращение, очень быстрое осевое вращение таких звезд, как К-карлики в Плеядах, протяженные оболочки FK Com и AB Dor, исключительно высокое содержание лития у некоторых звезд, структура околозвездных дисков.

При изучении пятен и других неоднородностей звездной поверхности неоднократно использовались накопленные знания для Солнца и проводились аналогии между Солнцем и другими звездами. Такой подход оправдан тем, что Солнце, особенно его поверхность, является гораздо более доступным для наблюдений астрофизическим объектом. Однако при сравнении Солнца и звезд оказалось, что Солнце—сравнительно мало активная звезда, и причиной тому является очень медленное осевое вращение. Но, обращаясь к активным звездам, мы, несомненно, получаем гораздо больший выбор и новые возможности для исследования поверхностных неоднородностей, их связи с внутренним строением и эволюцией звезд.

Крымская астрофизическая обсерватория

SPOTS AND MAGNETIC FIELDS ON LATE-TYPE STARS

P. F. CHUGAINOV

In the last 20 years many efforts have been devoted to find out spots and magnetic fields on stars of G—K—M spectral types which were known to possess H and K emission lines in their spectra. In this review the results are presented on stellar angular velocities, spot dimensions and locations, and activity cycles. The most important establishments are activity-rotation relation and α-ω dynamo theory.

ЛИТЕРАТУРА

1. *K. G. Strassmeier, D. S. Hall, M. Zeilik, E. Nelson, Z. Eker, F. C. Fekel*, Astron. and Astrophys. Suppl. Ser, 72, 291, 1988.
2. *P. B. Lucke, M. Mayor*, Astron. and Astrophys., 92, 182, 1980.
3. *P. F. Chugainov*, in "Angular Momentum Evolution of Young Stars" (in press).
4. *S. S. Vogt*, in „Activity in Red-Dwarf Stars", Eds. P. B. Byrne, M. Rodono, Reidel Publ. Comp., 1983, p. 137.
5. *C. H. Poe, J. A. Eaton*, Astrophys. J., 289, 694, 1985.
6. *J. D. Dorren, E. F. Guinan*, Astrophys. J., 348, 703, 1990.
7. *S. S. Vogt*, Astrophys. J., 247, 975, 1981.
8. *D. P. Huenomoerder, L. W. Ramsey, D. L. Buzasi*, Astron. J., 98, 2264, 1989.
9. *K Stepien*, in „Flare Stars, Fuors and Herbig-Haro Objects", Ed. L. V. Mirzoyan. Armenian Acad. Sci., 1980, p. 181.
10. *D. J. Mullan*, in „Activity in Red-Dwarf Stars", Eds P. B. Byrne, M. Rodono Reidel. Publ. Comp., 1983, p. 527.
11. *П. Ф. Чугайнов*, Изв. Крым. астрофиз. обсерв., 54, 89, 1976.
12. *G. Cutispoto, M. Rodono*, Catania Observ. Prepr., N 16/1990.
13. *S. M. Rucinski*, Publ. Astron. Soc. Pacif., 89, 280, 1977.
14. *H. L. Nations, L. W. Ramsey*, Astron. J., 86, 433, 1981.
15. *A. V. Ravsendran, S. Mohin, M. V. Meccaden*, Mon. Notic. Roy. Astron. Soc., 196, 289, 1981.
16. *S. Mohin, A. V. Ravsendran, M. V. Meccaden*, in „Instrumentation and Research Programmes for Small Telescopes„, Eds. J. B. Hearnshaw, P. L. Cottrell, Reidel Publ. Comp., 1986, p. 309.
17. *A. D. Andrews, M. Rodono, J. L. Linsky, A. Brown, C. J. Butler, S. Catalano, F. Scaltriti, M. Busso, Il-Seong Nha, J. I. Oh, M. C. D. Henry, J. L. Hopkins, H. J. Landis, S. Engelbrekston*, Astron. and Astrophys., 204, 177, 1988.
18. *P. B. Byrne, P. Panagi, J. G. Doyle, C. A. Engelbrecht, R. McMahan, F. Marang, G. Wegner*, Astron. and Astrophys., 214, 227, 1989.
19. *M. J. Arevalo, C. Lazaro, J. J. Fuensalida*, Inform. Bull. Var. Stars, N 2840, 1985.
20. *J. Kaluzny*, Inform. Bull. Var. Stars, N 2627, 1984.
21. *P. B. Byrne*, Inform. Bull. Var. Stars, N 3043, 1986.
22. *P. T. Boyd, K. R. Garlow, E. F. Guinan, G. P. McCook, J. P. McMullin, S. W. Wacker*, Inform. Bull. Var. Stars, N 3089, 1987.

23. *J. A. Cano, R. Casas, C. Gallart, J. M. Gomez, E. Jartod, M. Percaula*, Inform. Bull. Var. Stars, N 3107, 1987.
24. *R. Casas, J. M. Gomez-Forrellad, Ll. Tomas*, Inform. Bull. Var. Stars, N 3330, 1989.
25. *G. W. Henry*, Inform. Bull. Var. Stars, N 2970, 1983.
26. *G. W. Wacker, E. F. Guinan*, Inform. Bull. Var. Stars, N 2970, 1986.
27. *S. Catalano*, in „Activity in Red-Dwarf Stars", Eds. P. B. Byrne, M. Rodono, Reidel Publ. Comp., 1983, p. 343.
28. *C. Blanco, S. Catalano, E. Marilli, M. Rodono*, in „Activity in Red-Dwarf Stars", Eds. P. B. Byrne, M. Rodono, Reidel Publ. Comp., 1983, p. 379.
29. *Н. Ф. Чугайнов*, Изв. Крым. астрофиз. обсерв., 48, 3, 1973.
30. *Н. Ф. Чугайнов*, Изв. Крым. астрофиз. обсерв., 52, 3, 1974.
31. *S. Cristaldi*, Astron. and Astrophys. Suppl. Ser., 59, 187, 1985.
32. *M. Rodono, V. Pazzani, G.Cutispoto*, in „Activity in Red-Dwarf Stars", Eds. P. B. Byrne, M. Rodono, Reidel Publ. Comp., 1983, p. 175.
33. *M. Busso, F. Scaltriti, C. Blanco, S. Catalano, E. Marilli, V. Pazzani, M. Rodono*, Astron. and Astrophys., 135, 255, 1984.
34. *M. Zetlik, M. Ledow, M. Rhodes, M. J. Arevalo, E. Budding*, Astrophys. J., 354, 352, 1990.
35. *J. L. Innis, K. Thompson, D. W. Coates, T. Lloyd, Evans*. Mon. Notic. Roy. Astron. Soc., 233, 887, 1988.
36. *K. Olah, V. P. Panov, B. R. Pettersen, E. Valtaoja, L. Valtaoja*, Astron. and Astrophys., 218, 192, 1989.
37. *S. L. Baliunas, J. H. Horne, A. Porter, D. K. Duncan, J. Frazer, H. Lanning, A. Mitch, J. Mueller, R. W. Noyes, D. Soymer, A. H. Vaughan, L. Woodard*, Astrophys. J., 294, 310, 1985.
38. *S. S. Vogt, G. D. Penrod*, Publ. Astron. Soc. Pacif., 95, 565, 1983.
39. *K. G. Strassmeier*, Astrophys. J., 348, 682, 1990.
40. *M. J. Philipps, L. Hartmann*, Astrophys. J., 224, 182, 1978.
41. *B. R. Pettersen, K. Olah, W. H. Sandmann*, in „Surface Inhomogeneities in Late-Type Stars" (in press).
42. *O. C. Wilson*, Astrophys. J., 226, 379, 1978.
43. *A. H. Vaughan, G. W. Preston*, Publ. Astron. Soc. Pacif., 92, 385, 1980.
44. *A. H. Vaughan*, Publ. Astron. Soc. Pacif., 92, 392, 1980.
45. *A. H. Vaughan, S. L. Baliunas, F. Middlekoop, L. Hartmann, D. Mihalas, R. W. Noyes, G. W. Preston*, Astrophys. J., 250, 276, 1981.
46. *C. Maceroni, A. Bianchini, M. Rodono, F. Vant Veer, R. Vio*, Catania Observ. Prepr. N 16/1990.
47. *A. F. Lanza, M. Rodono, R. A. Zappala*, in „Angular Momentum Evolution of Young Stars" (in press).
48. *J. G. Doyle, S. Avgoloupis, G. E. Bromage, B. J. Kellett, L. N. Mavridis, T. Tsuru, I. M. McHardy, P. B. Byrne, J. H. Seriadakis, K. Makishima*, Mon. Notic. Roy. Astron. Soc. (in press).
49. *P. B. Byrne, J. G. Doyle, T. Tsuru, S. Avgoloupis, L. N. Mavridis, J. H. Seriadakis, D. W. Kilkenny, J. D. Laing, F. Marang*, Irish Astron. J. (in press).
50. *G. Tagliaferri, G. Cutispoto, P. Giommi, R. Pallavicini, M. Rodono*, Catania Observ. Prepr., N 16/1 90.
51. *P. C. Agrawal, J. Vaidya*, Mon. Notic. Roy. Astron. Soc., 235, 239, 1988.

52. *R.-X. Zhang, D.-S. Zhai, X.-B. Zhang J. T. Zhang*, Inform. Bull. Var. Stars, N 3456, 1990.
53. *П. Ф. Чугайнов*, Изв. Крым. астрофиз. обсерв., 76, 54, 1987.
54. *L. Pasquini, G. H. M. M. Schmitt, K. Pallavicini*, Astron. and Astrophys., 226, 225, 1989.
55. *E. Poretti, L. Mantegazza, E. Antonello*, Inform. Bull. Var. Stars, N 2807, 1985.
56. *R. T. Stewart, J. L. Innis, O. B. Slee, G. I. Nelson, A. E. Wright*, Astron. J. 96, 371, 1988.
57. *J. Bouvier*, Astron. J., 99, 946, 1990.
58. *F. J. Vrba, A. E. Rydgren, P. F. Chugainov, N. I. Shakovskaya, D. S. Zak*, Astrophys. J., 306, 199, 1986.
59. *F. J. Vrba, A. E. Rydgren, P. F. Chugainov, N. I. Shakovskaya, W. B. Weaver*, Astron. J., 97, 483, 1989.
60. *F. Damiani, G. Micela, G. S. Vaiana*, in „Angular Momentum Evolution of Young Stars" (in press).
61. *R. P. Pallavicini, L. Golub, R. Rosner, G. S. Vaiana, T. Ayres, J. L. Linsky*, Astrophys. J., 248, 279, 1981.
62. *R. W. Noyes, L. V. Hartmann, S. L. Baliunas, D. K. Duncan, A. H. Vaughan*, Astrophys. J., 279, 763, 1984.
63. *E. Martilli, S. Catalano, C. Triglio*, Astron. and Astrophys., 167, 297, 1986.
64. *T. Simon, G. H. Herbig, A. M. Boesgaard*, Astrophys. J., 293, 551, 1985.
65. *F. van Leeuwen, P. Alphenaar*, ESO Messenger, 28, 1982.
66. *J. R. Stauffer, L. W. Hartmann, J. N. Burnham*, Astrophys. J., 289, 247, 1985.
67. *F. van Leeuwen, P. Alphenaar, J. J. M. Meys*, Astron. and Astrophys. Suppl. Ser., 67, 483, 1987.
68. *O. Vilhu, F. M. Walter*, Astrophys. J., 321, 958, 1987.
69. *O. Vilhu*, in „Cool Stars, Stellar Systems, and the Sun", Eds. J. L. Linsky, R. E. Stencel, Springer-Verlag, 1987, p. 110.
70. *O. Vilhu, J. L. Linsky*, Publ. Astron. Soc. Pacif., 99, 1071, 1987.
71. *T. Simon*, Astrophys. J., 359, L51, 1990.
72. *C. Zwaan*, in „Cool Stars, Stellar Systems, and the Sun", Eds. M. Zeilik, D. M. Gibson, Springer-Verlag, 1986, p. 19.
73. *M. Rodono*, in „Angular Momentum Evolution of Young Stars" (in press).
74. *M. Mathioudakis, J. G. Doyle*, Astron. and Astrophys., 224, 179, 1989.
75. *E. Martilli, S. Catalano*, Astron. and Astrophys., 133, 57, 1984.
76. *A. Mangenay, F. Praderie*, Astron. and Astrophys., 130, 143, 1984.
77. *F. M. Walter*, Astrophys. J., 253, 745, 1982.
78. *T. A. Fleming, I. M. Giola, T. Maccacaro*, Astrophys. J., 340, 1011, 1989.
79. *J. L. Tassoul*, Astrophys. J., 322, 856, 1987.
80. *F. C. Fekel, J. J. Eitter*, Astron. J., 97, 1139, 1989.
81. *B. R. Pettersen*, Astron. and Astrophys., 209, 279, 1989.
82. *S. S. Vogt, F. C. Fekel*, Astrophys. J., 234, 958, 1979.
83. *P. C. Keenan, R. C. Mc Neil*, Astrophys. J. Suppl. Ser., 71, 245, 1989.
84. *S. M. Rucinski*, Publ. Astron. Soc. Pacif., 99, 288, 1987.
85. *A. Skumanich*, Astrophys. J., 171, 265, 1972.
86. *D. R. Soderblom, J. D. Hudon, B. F. Jones, J. R. Stauffer*, in „Angular Momentum Evolution of Young Stars" (in press).
87. *C. A. Pilachowski, G. Sneden, D. Hudek*, Astron. J., 99, 1225, 1990.

88. *S. Randich, R. Pallavicini*, in „Angular Momentum Evolution of Young Stars" (in press).
89. *R. Pallavicini, S. Randich, M. S. Giampapa*, in „Surface Inhomogeneities in Late-Type Stars" (in press).
90. *J.—P. Zahn*, in „Stellar Instability and Evolution", Eds. P. Ledoux, A. Noels, A. W. Rodgers, Reidel Publ. Comp., 1974, p. 185.
91. *C. Charbonnel, S. Vauclair*, in "Angular Momentum Evolution of Young Stars" (in press).
92. *M. H. Pinnsonneault*, in „Angular Momentum Evolution of Young Stars" (in press).
93. *E. Schatzman*, in „Angular Momentum Evolution of Young Stars" (in press).
94. *B. W. Bopp*, Mem. SAI (in press).
95. *K. Stepien*, Acta Astron., 39, 209, 1989.
96. *G. Cutispoto, R. Pallavicini*, Catania Observ. Prepr. N 16/1990.
97. *V. Tsikoudi*, Astron. J., 95, 1797, 1988.
98. *V. Tsikoudi*, Astrophys. Space Sci., 170, 69, 1990.
99. *П. Ф. Чугайнов, М. Н. Ловкая*, Астрофизика, 30, 243, 1989.
100. *F. C. Gillett, H. H. Aumann, F. J. Low*, Paper Presented at the Meeting on Protorstars and Planets, Univ. Arizona, 1984.
101. *H. J. Walker, R. D. Wolstencroft*, Publ. Astron. Soc. Pacif., 1[illegible]0, 1509, 1988.
102. *G. W. Marcy*, Astrophys. J., 276, 286, 1984.
103. *S. H. Saar, J. L. Linsky*, Astrophys. J., 299, L47, 1985.
104. S. *H. Saar, J. L. Linsky*, in "Cool Stars, Stellar Systems, and the Sun", Eds. M. Zeilik, D. M. Gibson, Springer-Verlag, 1986, p. 278.
105. *S. H. Saar, J. L. Linsky*. Astrophys. J., 302, 777, 1986.
106. *S. H. Saar*, Astrophys. J., 324, 441, 1988.
107. *B. W. Bopp, S. H. Saar, C. Ambruster, P. Feldman, K. Dempsey, M. Allen, S. P. Barden*, Astrophys. J., 339, 1059, 1989.
108. *D. H. Bruning, R. E. Chenoweth, G. W. Marcy*, in „Cool Stars, Stellar Systems, and the Sun", Eds. J. L. Linsky, R. E. Stencel, Springer-Verlag, 1987, p. 36.
109. *S. H. Saar*, in „Cool Stars, Stellar, Systems, and the Sun", Eds. J. L. Linsky, R. E. Stencel, Springer-Verlag, 1987, p. 10.
110. *G. S. Vaiana, R. Rosner*, Ann. Rev. Astron. and Astrophys., 1[illegible] 3[illegible]3, 1978.
111. *G. Belvedere, L. Paterno, M. Stix*, Astron. and Astrophys., 88, 240, 1980.
112. *G. Belvedere, L. Paterno, M. Stix*, Astron. and Astrophys., 91, 328, 1980.
113. *G. Belvedere, C. Chiuderi, L. Paterno*, Astron. and Astrophys., 96, 369, 1981.
114. *G. Belvedere, C. Chiuderi, L. Paterno*, Astron. and Astrophys., 105, 133, 1982.
115. *G. Belvedere*, in „Activity in Red-Dwarf Stars", Eds. P. B. Byrne, M. Rodono, Reidel Publ. Comp., 1983, p. 579.
116. *G. Belvedere*, Astron. Nachr., 305, 237, 1984.
117. *P. Gilman*, Astrophys. J. Suppl. Ser., 53, 243, 1983.
118. *E. T. Scharlemann*, Astrophys. J., 246, 305, 1981.
119. *E. T. Scharlemann*, Astrophys. J., 253, 298, 1982.
120. *E. Schatzman*, Ann. Astrof., 25, 18, 1962.
121. *A. C Cameron, L. Mestel*, in "Angular Momentum Evolution of Young Stars" (in press).
122. *L. Hartmann*, in „Angular Momentum Evolution of Young Stars" (in press).
123. *П. Ф. Чугайнов*, Изв. Крым. астрофиз. обсерв., 57, 31, 1977.

124. *L. W. Ramsey, H. L. Nations, S. C. Barden*, Astrophys. J., 251, L101, 1981.
125. *F. M. Walter, G. S. Basri*, Astrophys. J., 260, 735, 1982.
126. *J. K. Mc Carthy, L. W. Ramsey*, Astrophys. J., 283, 200, 1984.
127. *H. L. Nations, D. L. Buxast, D. P. Huenemoerder*, Astrophys. J.; C. W. Ramsey BAAS, 20, 1023, 1988.
128. *A. C. Cameron, R. D. Robinson*, Mon. Notic. Roy. Astron. Soc., 238, 657, 1989.
129. *J. G. Doyle, A. C. Cameron*, Mon. Notic. Roy. Astron. Soc. (in press).
130. *B. Bopp, R. Stencel*, Astrophys. J., 247, L131, 1981.

Сдано в набор 25.05.1991 г. Подписано к печати 3.12.1991 г.
Бумага № 1, 70×100 1/16. Высокая печать. Печ. лист. 9,25. Усл. печ. лист. 12,95
учет.-изд. 9,95. Тираж 770. Заказ 143. Издат. 7953. Цена 3 р.

Адрес редакции: 375019, Ереван, пр. Маршала Баграмяна, 24, 27-34-52.
Типография Издательства АН Армении, Ереван-19, пр. Маршала Баграмяна 24.