

ЭВОЛЮЦИЯ МАГНИТНЫХ ПОЛЕЙ СР-ЗВЕЗД НА ГЛАВНОЙ ПОСЛЕДОВАТЕЛЬНОСТИ. IV

Ю.В.ГЛАГОЛЕВСКИЙ

Поступила 15 марта 2014

Принята к печати 30 апреля 2014

Предлагается один из возможных сценариев происхождения и эволюции магнитных звезд, основанный на накопленных к настоящему времени наблюдательных данных. Объясняется причина значительного различия магнитных структур и проблема преимущественной ориентации магнитных диполей, объяснен механизм отделения 10% магнитных звезд от нормальных, обнаружена причина медленного осевого вращения и недостатка тесных двойных, найдена причина отсутствия сильных магнитных полей у звезд Ae/Be Хербига.

Ключевые слова: *СР-звезды; магнитные поля*

1. *Введение.* В работах [1–4] мы пытались проанализировать наблюдательные данные с целью выяснения особенностей эволюции магнитных звезд. Задача данного исследования состоит в выяснении влияния условий, происходивших в период эволюции до Главной последовательности, на свойства магнитных химически пекулярных (СР) звезд и выработка предварительного сценария формирования и эволюции этих звезд вплоть до момента их выхода на линию нулевого возраста Главной последовательности (ZAMS). Этим мы определяем также план будущих исследований. Основные свойства магнитных звезд, которые пока не совсем понятны с точки зрения гипотезы реликтового механизма [5], состоят в следующем:

а) магнитное поле сжимается вместе с содержащим его газо-пылевым облаком, но у большинства СР-звезд магнитный диполь не лежит в центре звезды, где плотность максимальна;

б) непонятно, почему у большей части СР-звезд магнитные диполи лежат в плоскости экватора вращения (раньше это называлось проблемой β для звезд с центральным диполем, для остальных звезд в первом приближении $\alpha = 90^\circ - \beta$);

в) неизвестно, почему скорости вращения $v \sin i$ у магнитных и химически пекулярных звезд малы;

г) непонятно, почему у звезд Ae/Be Хербига не обнаруживаются сильные магнитные поля;

д) неизвестна причина того, что у 17% звезд магнитная структура описывается комбинацией из нескольких диполей;

е) следует выяснить, чем отличается природа магнитных CP-звезд от немагнитных;

ж) до сих пор не решена проблема, почему только 10% звезд являются магнитными.

2. *Основные этапы начальных стадий эволюции звезд.* Расчеты сферического коллапса протозвездных облаков проводятся обычно с применением идеализированных моделей и при использовании очень неопределенных начальных условий, что приводит к результатам далеким от наблюдаемых. Тем не менее, постараемся оценить путь магнитных звезд на ранних стадиях эволюции в рамках современных представлений. С точки зрения реликтового механизма магнитное поле во время коллапса остается вмороженным в вещество на всех стадиях эволюции. Амбиполярная диффузия и нестационарные процессы сильно уменьшают магнитный поток, но до нас доходит значительная его часть и можно заметить следы длительных преобразований магнитного поля.

На Главной последовательности магнитные звезды наблюдаются с разными структурами магнитных полей, схематически показанными на

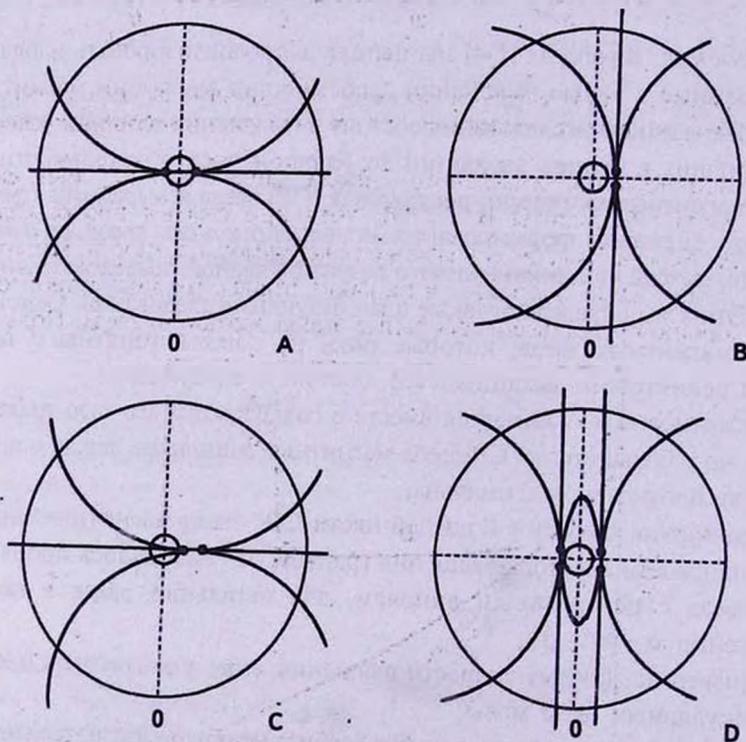


Рис.1. Основные магнитные структуры: А - магнитный диполь находится в центре звезды; В - диполь смещен из центра поперек оси; С - диполь смещен из центра вдоль оси; D - два смещенных поперек оси диполя.

рис.1 [6,7], причем характерным свойством является то, что наклон магнитных диполей к плоскости экватора вращения преимущественно равен $\alpha = 0^\circ - 20^\circ$, как это видно из зависимости распределения звезд по углам α на рис.2 [4,7]. Максимальная напряженность магнитного поля

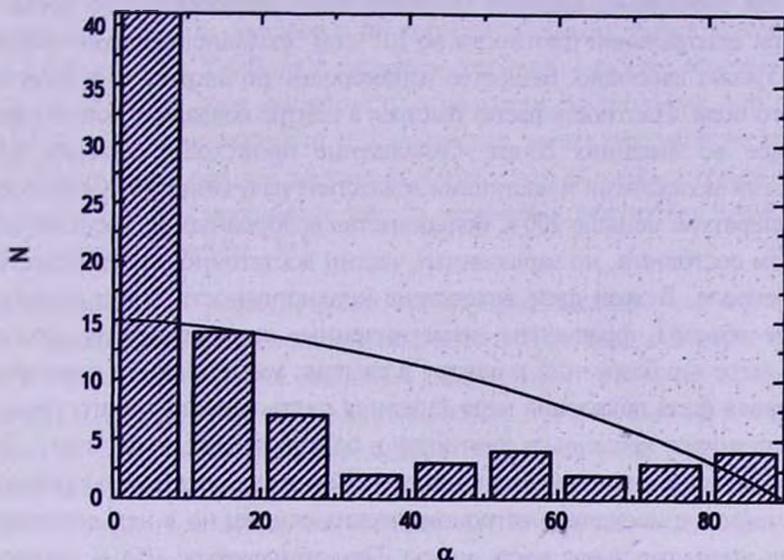


Рис.2. Количество звезд с разным наклоном α магнитных диполей к плоскости экватора. Сплошная линия - распределение звезд при равновероятной ориентации диполей.

в месте расположения магнитного диполя чаще всего не совпадает с центром звезды (варианты В, С, D), хотя при сжатии протозвездных облаков она должна была бы совпадать с максимумом плотности. Интересно посмотреть при каких условиях, и на каких этапах это могло произойти.

В [8] хорошо представлены основные этапы эволюции звезд. Пользуясь

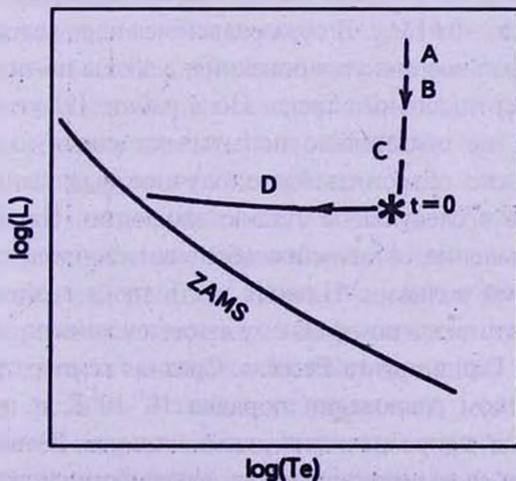


Рис.3. Схема эволюционного трека (описание в тексте).

их описанием, попробуем качественно выяснить основные условия эволюции магнитных полей звезд. Магнитные звезды имеют массы $M > 2M_{\odot}$, а эволюционные треки таких протозвезд имеют вид, показанный на рис.3 [9].

А. Фаза свободного падения (верхняя часть вертикального трека на рис.3). При центральной плотности до 10^{-13} г см⁻³ коллапс изотермический и вещество падает свободно. Вещество неоднородно по плотности и величине магнитного поля. Плотность растет быстрее в центре коллапсирующей сферы и медленнее во внешних слоях. Охлаждение происходит сильнее всего водородными молекулами и частицами вследствие излучения в ИК-диапазоне. Пока температура меньше 200 К большинство водородных молекул остается в основном состоянии, но заряженных частиц достаточно, чтобы сохранять магнитное поле. В этой фазе вследствие неоднородности могут возникать обширные объемы, фрагменты, намагниченные сильнее других, которые затем, по мере приближения к центру и сжатия, уменьшаются в размерах.

В. Первая фаза появления ядра (средняя часть вертикального трека на рис.3) происходит, как только плотность в центре превысит 10^{-13} г см⁻³. Температура в центре и давление увеличиваются. Возникает достаточно стабильное ядро диаметром в несколько астрономических единиц, но в нем содержится пока лишь незначительная часть массы. При температуре 1000 К молекулы водорода возбуждены полностью вращательно и колебательно. Магнитные фрагменты продолжают уменьшаться в размерах, и приближаются к центру.

С. В фазе неустойчивости (нижняя часть вертикального трека на рис.3) температура внутри достигает 2000 К, молекулы водорода начинают диссоциировать, что вызывает второй коллапс, потому что внутренний градиент давления не достаточно крутой, чтобы противостоять увеличивающемуся гравитационному давлению. Несколько циклов сжатия происходит затем вследствие ионизации He и легких элементов. Масса ядра к этому моменту оказывается порядка $\sim 0.01M_{\odot}$. В образовавшемся ядре вследствие сильной непрозрачности может возникнуть конвекция, а звезда по-прежнему эволюционирует вдоль вертикального трека. Но в работе [9] утверждается, что звезды с $M > 2M_{\odot}$ не обязательно испытывают сильную конвективную стадию и этим можно объяснить благополучное выживание магнитного поля и переход его в следующую стадию эволюции. На образовавшееся ядро происходит падение оставшейся оболочки, сопровождаемое аккреционными ударными волнами. Нижняя часть трека возникает в адиабатической фазе и протозвезда по-прежнему движется вниз по эволюционному треку на диаграмме Гершпрунга-Рессела. Средняя температура внутри при квазигидростатическом равновесии порядка 10^4 - 10^5 К и практически не зависит от массы, а непрозрачность очень высока. В таком состоянии протозвезда начинает свою четвертую жизнь, аккреционную стадию эволюции

на горизонтальном участке трека.

Д. В аккреционной фазе (горизонтальная ветвь на рис.3) ядро становится оптически толстым. Этот момент принимают за нулевой возраст звезды ($t=0$), причем начинает развиваться аккреционный диск и наблюдения показывают существование протозвезды. Возникает лучистое ядро без конвекции и звезда движется по горизонтальному треку вплоть до ГП. Это стадия Ae/Be Хербига с сильным активным аккреционным диском.

У звезд малых масс аккреция прекращается до того, как они достигнут Главной последовательности и обнаженная звезда продолжает сжиматься до тех пор, пока она не достигнет ZAMS, когда начнет гореть водород. Промежуточные и массивные звезды, вероятно, достигают ZAMS все еще в состоянии аккреции [10].

3. Поведение магнитного поля в разных фазах эволюции. В А и В фазах сжатие происходит спокойно. Некоторые авторы отмечают, что в начальных стадиях коллапса эффективно магнитное торможение облака [11,12], но уже при концентрациях $\sim 10^4$ в более поздних стадиях эволюции оно становится менее эффективным, причем в начальных фазах оно происходит одинаково для будущих нормальных и магнитных звезд. Но облака с моментом вращения больше критического, вероятно, потеряют полоидальную структуру магнитного поля вследствие вытягивания силовых линий по поверхности. Из таких облаков впоследствии возникнут "нормальные" звезды. Окончательное разделение их происходит, скорее всего, позднее, в 4-й фазе, когда звезда сформировалась. До момента разделения путь нормальных и магнитных звезд одинаков.

Возможные причины возникновения сложных структур магнитного поля заключаются в следующем. На рис.4 схематически показаны разные варианты коллапса протозвездных облаков с разным распределением магнитного поля в нем.

1) Если протозвездное облако достаточно однородно по плотности и величине магнитного поля, то магнитное поле усиливается в центре, где возникает максимальная плотность (рис.4А).

2) В случае неоднородного поля вблизи центра может возникнуть область ("магнитный фрагмент") с повышенным магнитным полем. При коллапсе этот фрагмент приближается к центру и уменьшается в объеме, сохраняя преимущественное направление силовых линий. Таким путем возникает "смещенный диполь". Вероятно, магнитное поле сдерживает аккрецию и усиливает величину смещения "магнитного фрагмента". Некоторые авторы считают, что аккрецирующее вещество имеет тенденцию коллапсировать вдоль силовых линий, в результате чего возникает псевдодиск [12,13]. Однако наблюдаемые сейчас магнитные конфигурации не показывают никаких признаков существования псевдодиска. Возможно, в момент появ-

ления конвективного ядра псевдодиск разрушается. На рис.4В показан вариант, когда область с повышенной напряженностью находится справа вверху. В результате мы получим структуру диполя, смещенного вдоль оси.

3) На рис.4С показан вариант, когда "магнитный фрагмент" смещен из центра поперек силовых линий. В дальнейшем такая структура будет описываться диполем, смещенным поперек силовых линий.

4) На рис.4D показан вариант, когда магнитное поле будет описываться двумя смещенными поперек оси диполями, расположенными по разные стороны от центра. Таким способом можно получить и другие конфигурации. Как будет показано ниже, рассмотренные крупные структуры являются долгоживущими, поэтому мы наблюдаем их в настоящее время.

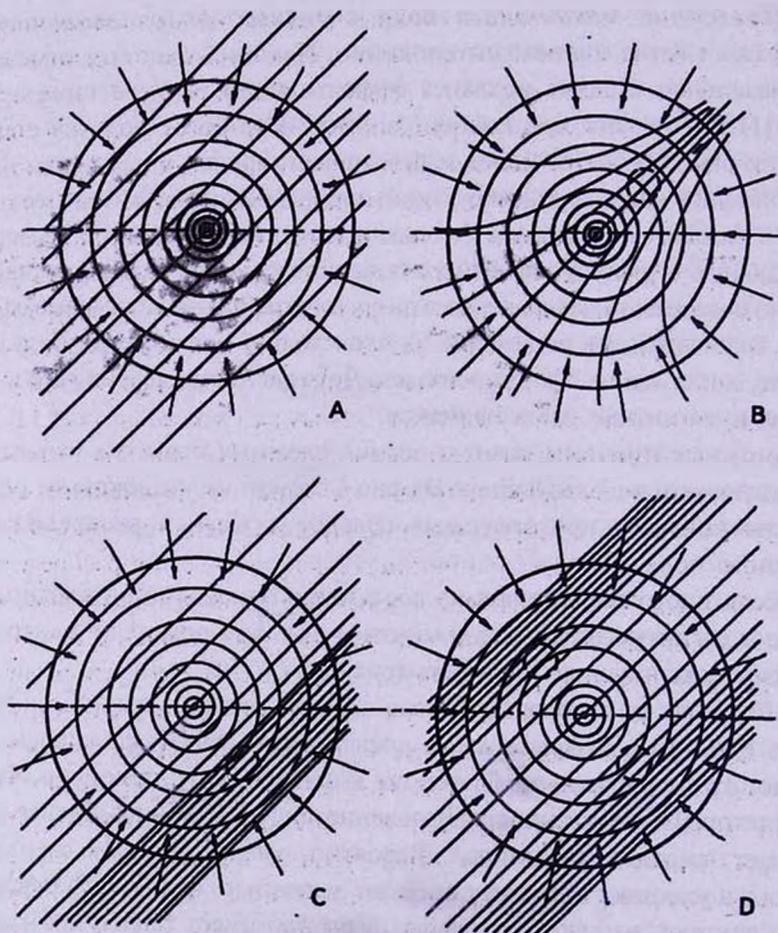


Рис.4. Сжатие намагниченных протозвездных облаков. А - сжатие равномерно намагниченного облака; В - максимальная напряженность поля справа вверху от центра сжатия; С - максимальная напряженность справа внизу; D - две области с максимальным полем.

В нестационарной С фазе любая структура магнитного поля претерпевает сложные преобразования нестационарными процессами, после чего силовые линии оказываются запутанными. Нестационарные процессы не в состоянии существенно изменить крупные магнитные структуры, и они сохраняются, но силовые линии внутри них, по-видимому, приобретают сложный, запутанный вид, но с равнодействующей, соответствующей начальной реликтовой ориентации. Полный вектор магнитного поля $\mathbf{B} = \mathbf{B}_0 + \Sigma \mathbf{v}_i$, где \mathbf{B}_0 - реликтовая полоидальная составляющая магнитного поля, а \mathbf{v}_i - поле отдельных мелких неоднородностей, фрагментов, возникших после действия неустойчивости. Кроме того, поле упрощается вследствие натяжения вдоль силовых линий (натяжение силовой трубки поперечного сечения A с силой $T = A \cdot H^2 / 4\pi$ [14], где H - напряженность поля). Такие намагниченные фрагменты неизмеримо меньше основных глобальных магнитных конфигураций, поэтому последние остаются в тех же объемах, а основная их реликтовая ориентация по-прежнему равна $\alpha \sim 0^\circ$ (см. раздел 7), потому что по четкому виду зависимости на рис.2 не заметно, чтобы она была сильно размыта. Крупные магнитные конфигурации изменяются медленно (см. раздел 4), а чтобы их исказить, нужны катастрофические события. На Солнце поверхностная структура магнитных полей очень сложная, но дипольная составляющая отчетливо фиксируется. Такая же ситуация происходит и с магнитными звездами после нестационарного этапа эволюции.

В фазе D образуется молодая звезда с лучистым переносом. В этот момент концентрация частиц $>10^4$ и магнитное торможение становятся менее эффективными, чем в самых начальных фазах коллапса [11,12], тем более что нет магнитосферы. Некоторые авторы [13] считают, что когда возникает плотное лучистое центральное ядро, то дальнейшее сжатие происходит крайне неоднородно и анизотропно. Неоднородность может возникать вследствие начальной неоднородной плотности и распределения магнитного поля. Тем не менее, современные данные показывают, что в центре молодой звезды условия уже достаточно стабильны и начинает происходить медленная релаксация (см. раздел 4) магнитного поля и звезда выходит на ZAMS, имея уже заметную дипольную структуру [15,16]. Мелкие магнитные структуры v_i расходуют энергию на джоулевы потери быстрее крупных структур. На протозвезду могут по-прежнему выпадать новые массы с фрагментами усиленного магнитного поля, которые могут корректировать начальные конфигурации. Если бы мы могли в этой фазе измерить сильное продольное магнитное поле, то мы не обнаружили бы его ввиду сложнейшей поверхностной структуры. Внешняя нестационарная зона препятствует магнитному полю, находящемуся внутри, выход наружу [17]. В центре должно сохраниться основное, "реликтовое", направление силовых линий и его полный вектор \mathbf{B}_0 .

Если в фазе эволюции D возможно выпадение достаточно крупных аккреционных масс, то возможны искажения уже начавшегося формироваться дипольного магнитного поля. Такие события должны нарушать начавшуюся релаксацию магнитного поля и она будет продолжаться на Главной последовательности. Возможно, в некоторых случаях поздние выпадения крупных аккреционных масс являются дополнительной причиной возникновения несимметричных относительно центра магнитных структур.

В результате действия перечисленных механизмов возникают основные типы структур магнитных полей, а доля звезд с разными структурами приведена в табл.1 [18]. Эти данные в свою очередь демонстрируют вероятность

Таблица 1

КОЛИЧЕСТВО ЗВЕЗД С РАЗНЫМИ СТРУКТУРАМИ
МАГНИТНОГО ПОЛЯ

Структура	Доля звезд
Центральный диполь	17%
Смещенный диполь вдоль оси	32
Смещенный диполь поперек оси	9
Сложная структура	20
Неизвестная структура	20

различных протозвездных ситуаций. В разряд неизвестных структур входят те объекты, для которых либо мало данных, либо наблюдается слишком большой разброс точек на фазовых зависимостях изменений магнитного

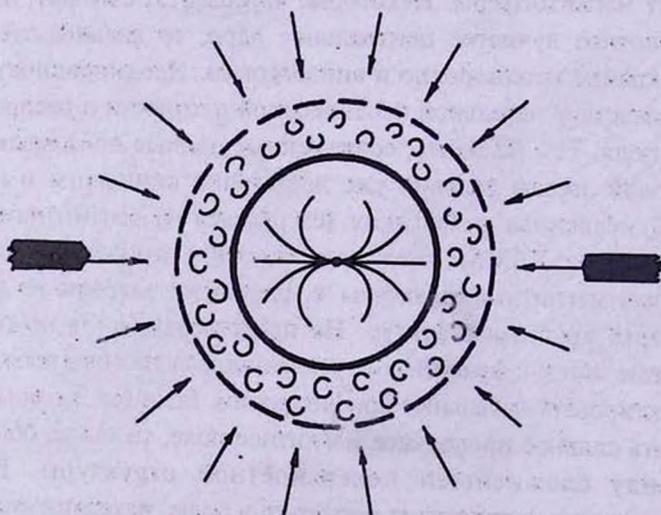


Рис.5. В момент $t=0$ в центральной части звезды возникает лучистый перенос и начинается релаксация магнитных неоднородностей, возникших в фазе неустойчивости. Возникает диск. Внешняя часть возмущена аккреционными процессами.

поля. Тем не менее, среди них, по-видимому, большинство звезд либо с центральным диполем, либо со слабо смещенным диполем. Обращает на себя внимание большое число случаев со смещением диполя вдоль оси и малое число смещений поперек оси. Скорее всего, это объясняется тем, что вдоль силовых линий коллапс происходит легче, а поперек оси труднее. Достаточно большое число звезд с центральным диполем свидетельствует о том, что звезды формируются в основном из однородных облаков.

Таким образом, в отсутствие конвекции в фазе D начинается медленная релаксация магнитного поля в центральных областях звезды, где нет аккреционных возмущений. При этом поверхностные слои остаются нестабильными, вследствие продолжающейся аккреции и взаимодействия их с активным аккреционным диском [19]. Магнитные силовые линии в момент $t=0$ на поверхности сильно запутаны (рис.5). Поэтому поля после вскрытия звезды оказываются небольшими, либо вообще не обнаруживаются. Только после потери звездой основной массы окружающего облака и диска возможно обнаружить слабое реликтовое дипольное поле.

4. *Скорость релаксации сложных структур.* На основании сказанного выше видно, что протозвезда по мере эволюции претерпевает сложные нестационарные процессы, протозвездные облака имеют изначально большой диапазон плотностей и величин магнитного поля. В результате наблюдаемые магнитные звезды имеют большое разнообразие величин магнитного поля и структур. В процессе изучения различных корреляций приходится сталкиваться с большим рассеянием точек и, вследствие этого, с недостаточной надежностью результатов. В первую очередь следует иметь в виду, что после нестационарного периода C, когда молодая звезда вступила в стадию лучистого переноса, релаксация магнитного поля происходит быстро только вначале, когда "выгорают" мелкие фрагменты. Затем процесс замедляется и нельзя ждать появления магнитосфер с сильным дипольным полем в конце стадии эволюции D (Ae/Be Хербига). Нами неоднократно делались попытки найти сильные поля у звезд этого типа, такого же порядка, как у обычных магнитных звезд, но они оказались безуспешными [16,20-22], потому что таких звезд среди них нет.

Наиболее сильное среднее поверхностное поле B_s с дипольной структурой было найдено у звезд HD 101412, 200775, V381 Ori, в среднем равное $B_s = 2165$ Гс [1,15]. Эти звезды уже подходят к ZAMS, но их поле в среднем в три раза меньше среднего поля магнитных звезд V класса светимости и в 15-16 раз меньше максимальных величин. Дело в том, что время жизни намагниченного объемного элемента в звезде вследствие омических потерь ограничено и равно $t = 4\pi\sigma l^2$, где l - характерный размер элемента, σ - электропроводность [23]. При тех диаметрах, которые имеют магнитные звезды, величина $t = 10^{10} - 10^{11}$ лет. Из этой формулы следует, что релаксация

неоднородностей магнитного поля быстрее происходит среди мелких структур, крупные структуры появляются только перед выходом звезд на ZAMS. Кроме того, поле упрощается вследствие натяжения вдоль силовых линий (натяжение силовой трубки поперечного сечения A с силой $T = A \cdot H^2 / 4\pi$ [14], где H - напряженность поля). По нашему мнению, процесс избирательной релаксации является одним из *фундаментальных* свойств магнитных звезд. На примере указанных выше объектов время появления заметной дипольной структуры около $t = 0.5 \cdot 10^7$, 10^6 и $0.5 \cdot 10^7$ лет, соответственно. Это значит, что при выходе на ZAMS на звезде сохраняются магнитные фрагменты размером $l > 0.01$ диаметра звезды. Магнитные поля мелких фрагментов направлены произвольно, они маскируют глобальное поле основной дипольной структуры. По мере исчезновения мелких структур, магнитное поле после ZAMS быстро увеличивается, затем скорость изменения по мере исчезновения мелких структур замедляется. Это увеличение происходит, по-видимому, вплоть до ухода звезды с Главной последовательности [1]. Рассматриваемое свойство магнитных полей приводит к тому, что в течение всего времени нахождения звезды на Главной последовательности на крупномасштабные дипольные структуры накладываются мелкомасштабные, которые присутствуют даже у самых старых объектов [1-4]. Это же свойство приводит к тому, что для появления дипольного магнитного поля необходимо присутствие в протозвезде некоторого достаточно крупного фрагмента, который намагничен сильнее, чем объем всей звезды и у которого имеется преобладающий вектор магнитного поля. Может ли он возникнуть в процессе неустойчивой фазы? По-видимому, нет, так как для этого необходимы слишком мощные процессы, охватывающие большой объем, асимметричный по отношению к центру звезды. Нестационарные процессы имеют скорее слоевой характер. Те структуры, которые мы наблюдаем сейчас - реликтовые.

5. *Разделение звезд.* Это самая интересная проблема. Разделение звезд на магнитные (и химически пекулярные без поля) и нормальные исследовалось нами в работах [5,16,24]. Совершенно определенно можно сделать вывод о том, что величина момента вращения является фундаментальным фактором, отделяющим магнитные (и немагнитные CP-звезды) от "нормальных". Зависимость относительного числа магнитных звезд N/N (попм) - $\cos i$ (рис.6) с очевидностью показывает, что чем медленнее звезда вращается, тем больше вероятность стать магнитной (или химически пекулярной без поля). Этот же эффект является аргументом против гипотезы динамо, требующей обратной зависимости. Очевидно, что разделение происходит после потери момента вращения (см. раздел 6). Выше мы упоминали, что уже на ранних фазах эволюции А и В вращение протозвездного облака, превышающее критическое, приводит к закручиванию силовых линий и уничтожению поло-

идальной структуры. Таким образом, уже на ранних стадиях эволюции можно ожидать процесс предварительного разделения звезд на магнитные и нормальные (т.е. на звезды с не полоидальной структурой поля).

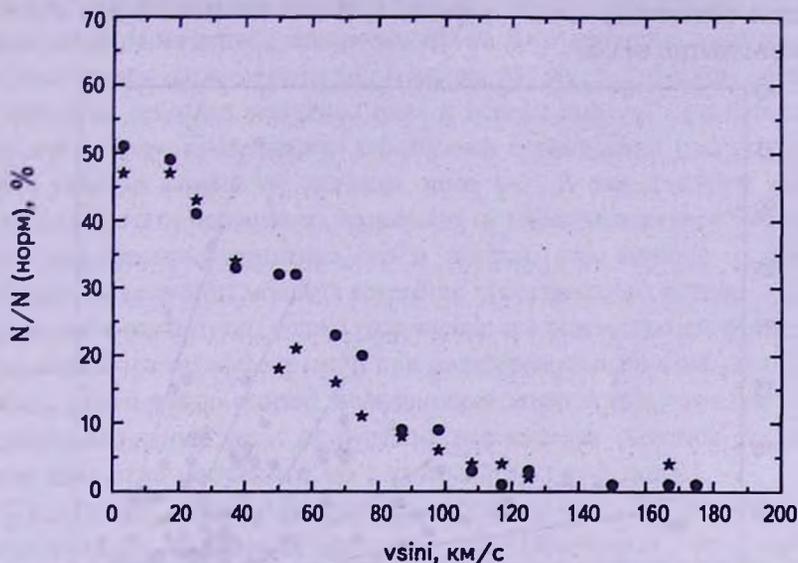


Рис.6. Зависимость доли магнитных (точки) и химически пекулярных звезд (звездочки) от скорости вращения $v \sin i$.

В указанных выше работах сделано предположение, что формирование нормальных звезд без поля может происходить вследствие действия дифференциального вращения, возникающего при скоростях вращения звезд больше критических, которое закручивает силовые линии в невидимую тороидальную форму (фактически "нормальные звезды" это тоже магнитные звезды, но с другой структурой магнитного поля). То, что форма зависимости на рис.6 для магнитных и немагнитных звезд одинаковая, свидетельствует о том, что магнитное поле непосредственно не участвует в механизме разделения звезд на "нормальные" и магнитные (плюс немагнитные химически пекулярные), и действует только фактор медленного вращения. Магнитное поле "готовит" объекты для процесса разделения уже на самых ранних стадиях эволюции (см. далее). Немагнитные Am, HgMn объекты должны происходить из облаков с наименьшим моментом вращения, как говорят, из "хвоста" распределения. Из рис.6 видно также, что процесс разделения звезд начинается при $v \sin i < 100-120$ км/с, т.е. при периодах вращения $P > 1^d$, когда начинает исчезать дифференциальное вращение. Это же видно и на рис.7, представляющем положение магнитных звезд в поле координат $B_s - \log P$ (величины B_s приведены к моменту $R/R_z = 1.4$, чтобы исправить их за изменение при эволюционном движении поперек полосы Главной

последовательности). Действительно, магнитные звезды с $\log P < 0$ полностью отсутствуют. О влиянии дифференциального вращения можно говорить только при рассмотрении звезд в стадии эволюции D. Так когда же происходит разделение звезд - в фазах A, B или D? Пока будем считать, что равновероятно везде.

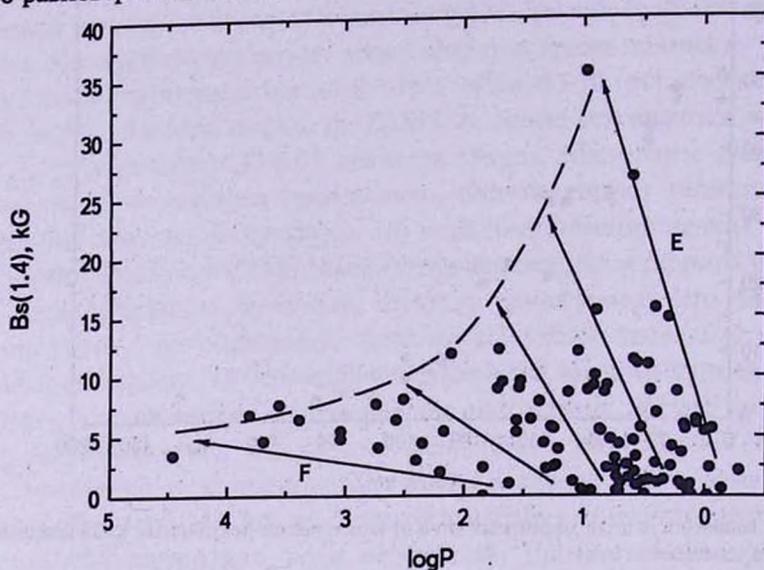


Рис.7. Зависимость среднего поверхностного магнитного поля от скорости вращения. Область $\log P = 0 - 1$ представляет собой зону возникновения дифференциального вращения.

На рис.7 обнаруживается интересная деталь, а именно наличие максимума магнитного поля на $\log P = 0 - 1$. В ранних исследованиях мы пытались найти прямые зависимости скорости вращения от магнитного поля (по усредненным зависимостям), но полученные зависимости не удавалось интерпретировать однозначно. Ситуация оказалась много сложнее. На рис.7 хорошо видны четкие границы области, занимаемой магнитными звездами. Правая граница, обозначенная на рисунке как *E*, наклонена, т.е. разделение звезд на магнитные и нормальные происходит не строго при $\log P = 0$, или 1, но при разных скоростях вращения, зависящих от величины магнитного поля. Самые намагниченные звезды отделяются от нормальных на $\log P = 1$, а не на $\log P = 0$. Однако дифференциальное вращение (или турбулентия) должно было бы подавляться магнитным полем и зависимость должна быть наклонена скорее в обратную сторону. Следовательно, для объяснения наклона границы *E* надо учитывать еще какой то неизвестный эффект.

Из рисунка видно, что левая граница зависимости нелинейная, причем, чем больше период вращения, тем меньше максимальное наблюдаемое поле. Это может указывать на то, что величина магнитного поля облаков, из

которых формировались эти звезды, зависит от их момента вращения. Чем больше момент вращения, тем больше поле. Такая зависимость, вероятно, связана с тем, что наиболее быстрые движения в облаках генерируют более сильное поле. Максимальное поле у звезд с $\log P = 1$ происходит из облака с максимальным моментом вращения. Но на распределение звезд на данном графике влияет также эффект торможения. На рис. 7 стрелками обозначены направления действия величины поля и потери момента вращения под его действием. Точно также эффект торможения поворачивает правую границу E влево, поэтому справа от границы звезд нет. В таком случае отделение магнитных звезд от нормальных происходит не только вследствие возникновения дифференциального вращения, но и потому, что, начиная с некоторой критической величины момента вращения протозвездного облака, происходит закручивание магнитного поля и разрушение его полоидальной структуры, т.е. наблюдается тот же эффект как и при дифференциальном вращении. Таким образом, уже на ранних стадиях эволюции происходит предварительное отделение будущих магнитных звезд от будущих нормальных объектов (которые на самом деле тоже магнитные, но с другой структурой поля).

Существует еще одна граница, обозначенная на рисунке как F , показывающая, что левее нее звезд нет. Получается, что, начиная с некоторого малого момента вращения (соответствует $\log P > 2$), магнитное поле в протозвездных облаках не генерируется. Это предварительный вывод, который надо подтвердить после пополнения наблюдательных данных. Таким образом, приходится принять два способа разделения звезд на магнитные и нормальные, это ранний, когда происходит искажение полоидального поля при быстром вращении протозвездного облака и более поздний, когда разделение дифференциальным вращением происходит среди молодых звезд. Важно отметить, что слабомагнитные химически пекулярные звезды типа Am, HgMn и др. можно отделить только путем медленного вращения, при котором возникают благоприятные условия для диффузии химических элементов. Таким образом, вид зависимости на рис. 6 можно объяснить только процессами на ранних стадиях эволюции. Интересно то, что оба механизма действуют в периоды существенно разных фаз эволюции, хотя это выглядит искусственно. Поскольку мы используем параметры уже сформировавшихся звезд - это скорости вращения, периоды вращения, среднее поверхностное магнитное поле, то вероятнее всего разделение дифференциальным вращением произошло в четвертой, лучистой фазе перед выходом звезды на Главную последовательность. Окончательный ответ можно надеяться получить после накопления дополнительных данных.

Средний угол α для медленных ротаторов равен $38^\circ \pm 9^\circ$, тогда как для быстрых ротаторов он равен $15^\circ \pm 3^\circ$. Это говорит о том, что медленно

вращающиеся магнитные звезды, соответственно с более слабым полем, не испытывали сильного замедления.

Из приведенных выше данных видно, что разделение звезд на магнитные и "нормальные" происходит при очень небольших скоростях вращения, доля звезд, попадающих в этот диапазон, составляет только 10% от общего количества. Это обстоятельство и решает "проблему 10%" магнитных звезд.

6. *Потеря момента вращения.* В работах [5,13] высказывалось предположение, что причину медленного вращения надо искать в самых начальных А и В фазах эволюции. Наши ранние исследования потери момента вращения магнитных звезд с участием их предполагаемых магнитосфер [5,16,25] не приводили к положительным результатам. В D-фазе эволюции, когда образуется молодая звезда с лучистым переносом, концентрация частиц $>10^4$ и магнитное торможение становится менее эффективным [12,13], чем в самых начальных фазах коллапса. Кроме того, вследствие испытания звездами нестационарной С-фазы нет причин ожидать наличия у них достаточно мощной магнитосферы. Поэтому вероятнее всего период потери момента вращения приходится на начальные фазы коллапса.

На рис.8 показаны схемы взаимодействия углового момента вращения протозвездного облака и его магнитного поля в двух крайних случаях - когда вращение происходит в плоскости силовых линий, и когда оно перпендикулярно линиям. Очевидно, что их взаимодействие в этих случаях различно. Внутренние плотные области вращаются быстрее внешних, магнитное поле препятствует вращению сильнее вследствие взаимодействия с внешней медленной оболочкой [26]. Угловой момент может уменьшиться на несколько порядков величины. Во втором случае передача углового

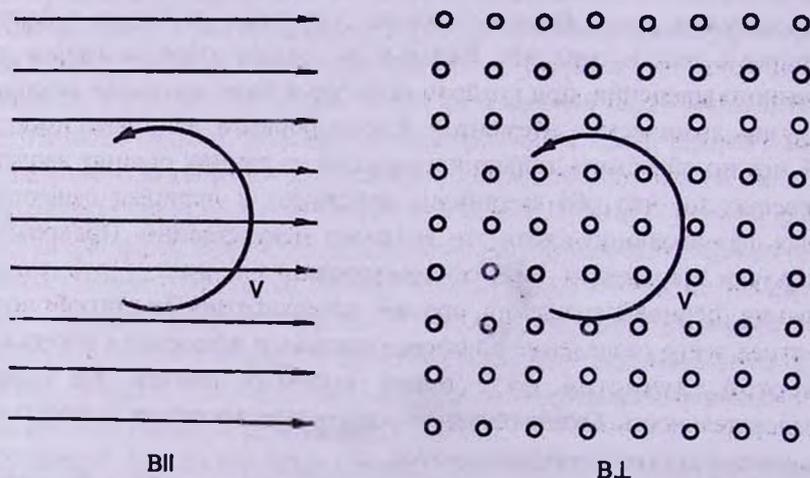


Рис.8. Схема торможения протозвездного облака. BII - силовые линии в плоскости экватора ($\alpha = 0^\circ$), B.I - силовые линии перпендикулярны плоскости экватора ($\alpha = 90^\circ$).

момента окружающей среде существенно меньше. В среднем эффективность торможения их различается в 10 раз. В результате такого избирательного торможения получается, что все самые замедленные ротаторы будут иметь направление силовых линий параллельное плоскости вращения. Но в разделе 5 было показано, что чем медленнее звезда вращается, тем больше вероятность стать магнитной, а это приводит к тому, что среди магнитных звезд оказывается большое количество объектов с $\alpha = 0^\circ - 20^\circ$ (рис.2). Это довольно убедительный механизм, но и он имеет на первый взгляд трудности. Должна была бы наблюдаться зависимость $\log P - B_s$ для звезд, имеющих $\alpha = 0^\circ - 20^\circ$, которая на самом деле не намечается вообще. Построенная зависимость фактически повторяет рис.7 со средним полем $B_s \sim 5$ килогаусс. В области больших полей и в диапазоне $\log P = 0 - 1$ наблюдается большое количество звезд со слабым полем. Очевидно искомая зависимость определяется не только величиной магнитного поля, но и величинами начальных периодов.

Другая ожидаемая зависимость это $\alpha - \log P$, потому что чем меньше угол наклона, тем эффективнее торможение. Но оказалось, что средняя величина $\log P$ для звезд с $\alpha = 0^\circ - 20^\circ$ равна 0.69 ± 0.12 , а для $\alpha > 20^\circ$ равна 0.97 ± 0.21 , т.е. обратная ожидаемой. Но различие находится в пределах ошибок. В данном примере тоже возможен эффект начальных периодов вращения звезд. Таким образом, очевидны очень сложные переплетения разных свойств звезд на разных этапах эволюции. Не учет всех факторов увеличивает разброс точек. Не исключено также, что более поздние процессы, особенно в фазе нестационарности, сильно искажают величины магнитного поля как в сторону уменьшения, так и в сторону увеличения, но не заметно, чтобы изменились углы α . На углы α ничто не повлияло, судя по резкости зависимости $N - \alpha$ в пределах $\alpha = 0^\circ - 20^\circ$.

Для прояснения проблемы необходимо дополнительное накопление наблюдательного материала. Возможно, дополнительным аргументом в пользу механизма избирательного торможения является наличие бимодальности распределения скоростей вращения, найденное в работах [27,28].

Таким образом, сильно замедленные звезды с $\alpha \sim 0^\circ$ составляют большинство, а менее замедленные, с $\alpha > 0^\circ$ оказываются в меньшем количестве и большая их часть уходит в "нормальные" объекты. Очевидно, что протозвезды со слабым магнитным полем практически не тормозятся, но они происходят в "хвосте" распределения и посредством механизма "разделения" они тоже отделяются от общей массы звезд. Это те звезды, которые потом становятся металлическими, HgMn и другими со слабым полем. По-видимому потеря момента вращения магнитных звезд приводит также к известному дефициту тесных двойных среди них. В то же время нормальное число тесных двойных среди металлических звезд показывает,

что они не были заторможены магнитным полем и произошли из "хвоста" распределения. Очевидно, что отделение должно было произойти в той же начальной фазе коллапса или тогда, когда возможно активное дифференциальное вращение, скорее в D-фазе, в которой уже организовалась молодая звезда. Таким образом эффект разделения, по-видимому, может происходить в течение всего времени эволюции звезды до ZAMS.

7. Заключение. Таким образом, в результате данного анализа мы наметили пути, по которым следует идти дальше и окончательно решить проблему происхождения и эволюции магнитных звезд. Фактически материалы, изложенные в этой статье, являются попыткой обоснования реликтовой гипотезы формирования магнитных и немагнитных химически пекулярных звезд. Предполагаемый следующий сценарий, на наш взгляд, в случае подтверждения, в состоянии объяснить основные задачи исследования магнитных звезд, перечисленные вначале, поэтому имеет приоритет.

Магнитные и нормальные звезды формируются из намагниченных протозвездных облаков, которые обладают значительной неоднородностью величин магнитного поля, плотностей протозвездных облаков и моментов вращения. Среди этих объектов сильнее тормозятся те, которые имеют магнитное поле с силовыми линиями перпендикулярными плоскости вращения. Эти объекты дополняют количество медленных звездных ротаторов без поля. В результате такого "магнитного" отбора уже многие протозвезды имеют магнитные поля с преимущественным направлением силовых линий в плоскости экватора вращения, которое мы отмечаем у магнитных звезд как α -эффект. Рассматриваются два периода, в которые проходит разделение звезд на магнитные и нормальные, хотя вернее можно их объединить в один общий. Предварительное разделение происходит в период магнитного торможения протозвездных облаков. Из них формируются медленно вращающиеся магнитные звезды. Нормальные в будущем звезды образуются из облаков, скорость которых превышает критическую величину, при которой магнитные силовые линии накручиваются и растягиваются, формируя другую, не полоидальную структуру поля. Второй период разделения происходит, вероятнее всего, после нестационарной фазы на горизонтальном эволюционном треке, в зависимости от скорости их осевого вращения в соответствии с зависимостью на рис.6. В диапазоне периодов $P > 1^d$ дифференциальное вращение не возникает и магнитное поле сохраняется. Медленные ротаторы без поля остаются после процедуры разделения без всяких изменений. Общее свойство их с магнитными звездами заключается в стабильности атмосферы, которая возникает при медленном вращении, приводящей к диффузионным процессам и химическим аномалиям. Основное различие между ними состоит в том, что диффузия химических элементов у магнитных звезд происходит под управлением магнитного поля, а у химически пекулярных звезд без его

участия. Небольшая доля магнитных и пекулярных звезд, составляющая 10%, объясняется тем, что разделение происходит при самом слабом вращении, а относительное количество таких звезд невелико.

Неоднородность магнитных полей протозвездных облаков приводит к тому, что конфигурации поля у магнитных звезд не симметричны относительно центра звезды, а избирательность магнитного торможения приводит к избытку звезд с диполями, параллельными экваториальной плоскости звезд. Протозвезды с другими углами не затормозились в достаточной степени и остались в числе быстрых ротаторов, поэтому механизм разделения по скоростям отнес их в группу "нормальных" звезд.

Очевидно, что основа структур магнитного поля, заложенного в начальных фазах коллапса, сохраняется после прохождения нестабильной фазы. В начале фазы лучистого переноса в момент $t=0$ магнитное поле после прохождения нестабильной фазы оказывается по всему объему сложным, запутанным, но остается преимущественный реликтовый вектор, обеспечивающий в дальнейшем дипольную структуру поля. С этого момента начинается релаксация поля внутри лучистой части звезды, мелкие структуры начинают быстро исчезать, остаются основные крупномасштабные долгоживущие структуры, которые становятся заметными при выходе звезды на ZAMS. Для этого необходимо время порядка 10^7 лет. Поверхностная структура перед выходом на ZAMS остается сложной вследствие продолжающейся аккреции, начиная вплоть до того момента, когда звезда полностью освобождается от газопылевого облака и диска. Только после этого становится заметным поле, находящееся во внутренних областях звезды.

Все перечисленные варианты требуют просчета.

Специальная астрофизическая обсерватория РАН,
Россия, e-mail: glagol@sao.ru

THE EVOLUTION OF MAGNETIC FIELDS OF CP-STARS ON THE MAIN SEQUENCE. IV

Yu.V.GLAGOLEVSKIY

One of possible scenarios of the origin and evolution of the magnetic stars, based on the seven observation data accumulated by now, is proposed. The reason of the considerable distinction of magnetic structures and the problem of the primary orientation of magnetic dipoles are explained, the mechanism of separation of 10% of magnetic stars from normal stars is elucidated, the

reason of the slow rotation of magnetic stars the lack of the close binary systems is discovered, reason of the absence of the strong magnetic fields on Ae/Be Herbig stars is found.

Key words: *CP-stars: magnetic fields*

ЛИТЕРАТУРА

1. Ю.В.Глаголевский, *Астрофизика*, **56**, 189, 2013.
2. Ю.В.Глаголевский, *Астрофизика*, **56**, 441, 2013.
3. Ю.В.Глаголевский, *Астрофизика*, **57**, 217, 2014.
4. Ю.В.Глаголевский, *Астрон. ж.*, 2014, (в печати).
5. Ю.В.Глаголевский, *Астрофизика*, **48**, 229, 2005.
6. Ю.В.Глаголевский, *Астрофиз. Бюлл.*, **66**, 158, 2011.
7. Yu.V.Glagolevskij, E.Gerth, *Magnetic stars*, Nizhny Arkhyz, 2011, p.117.
8. N.S.Schulz, *From Dust to Stars*, Chichester, 2004 (Capters 5-7).
9. F.Palla, S.W.Stahler, *Astrophys. J.*, **418**, 414, 1993.
10. F.Palla, S.W.Stahler, *In The Nature and Evolutionary Status of Herbig Ae/Be Stars*, ASP Conf. Ser., **62**, 1994, p.391.
11. T.Mouchovias, *Protostars and Planets* (Tucson, Arizona, 1980, Chapter III).
12. А.Е.Дудоров, А.В.Тутуков, *Астрон. ж.*, **67**, 342, 1990.
13. B.Larson, *Protostars and Planets* (Tucson, Arizona, 1980, Chapter 1).
14. Е.Паркер, *Космические магнитные поля*, 1, М., Мир, с.186, 1982.
15. Ю.В.Глаголевский, *Астрофизика*, **55**, 189, 2012.
16. Yu.V.Glagolevskij, G.A.Chountonov, *Bull. SAO*, **51**, 88, 2001.
17. L.Mestel, *Mem. Roy. Soc. Sci. Liege*, **8**, 79, 1975.
18. Ю.В.Глаголевский, *Астрофиз. Бюлл.*, **66**, 158, 2011.
19. A.S.Miroshnichenko et al., *Publ. Astron. Soc. Pacif.*, **110**, 883, 1998.
20. Yu.V.Glagolevskij, *Bull. SAO*, **41**, 80, 1996.
21. Yu.V.Glagolevskij, G.A.Chountonov, *Stellar Magnetic Fields*, (M., 1997), p.116.
22. Yu.V.Glagolevskij, G.A.Chountonov, *Bull. SAO*, **54**, 105, 1998.
23. T.G.Cowling, *The Sun*, ed. G.P.Kuiper (Univ. of Chikago press, Chicago, 1953, Chapter 8).
24. Yu.V.Glagolevskij, E.Gerth, *Bull. SAO*, **55**, 38, 2003.
25. Ю.В.Глаголевский, *Астрофизика*, **46**, 319, 2003.
26. T.Ch.Mouschovias, E.V.Paleologou, *Astrophys. J.*, **230**, 204, 1979.
27. H.A.Abt, N.I.Morrell, *Astrophys. J. Suppl. Ser.*, **99**, 135, 1995.
28. H.A.Abt et al., *Astrophys. J.*, **573**, 359, 2002.