

СПЕКТРОСКОПИЯ В- И Ве-ЗВЕЗД В ОЧЕНЬ МОЛОДОМ РАССЕЯННОМ ЗВЕЗДНОМ СКОПЛЕНИИ IC 1805

© 2024 г. А. Е. Тарасов^{1*}

¹Крымская астрофизическая обсерватория РАН, Научный, Крым, Россия

Поступила в редакцию 12.12.2023 г.

После доработки 27.02.2024 г.; принята к публикации 27.02.2024 г.

По спектрам умеренного разрешения в области 4200–5200 Å исследованы звезды спектральных классов поздние O – ранние B в очень молодом рассеянном звездном скоплении IC 1805. Температуры исследуемых звезд получены дифференциальным методом, в котором выбирались простые параметры для ряда спектральных линий, а затем сравнивались с аналогичными параметрами из обширной выборки O–B звезд. Для них по моделям атмосфер были получены аккуратные оценки T_{eff} . Применение данного метода для исследуемой выборки объектов позволило уверенно определить возраст скопления $t = 2 \pm 0.5$ млн лет и модуль расстояния до скопления $(v - V)_0 = 11.5^m$. Исследована спектральная переменность эмиссионного спектра единственной Ве-звезды раннего спектрального класса B MWC 50, входящей в скопление. Показано, что она является классической Ве-звездой, видимой вероятно с полюса, и не имеет долговременную переменность профилей, характерную для многих классических Ве-звезд.

Ключевые слова: звезды, спектральные наблюдения, рассеянные звездные скопления, Ве-звезды.

DOI: 10.31857/S0320010824040045, EDN: NRQOQI

ВВЕДЕНИЕ

Рассеянные звездные скопления традиционно являются важными объектами при исследовании эволюции звезд различных масс. Однако, несмотря на значительное их количество в Галактике, достаточно уверенное определение возраста, выполненное несколькими методами, остается явно недостаточным. На это есть ряд объективных причин, таких как наличие небольшого количества ярких скоплений, проблема выделения членов скоплений в густонаселенных рукавах Галактики, корректный учет межзвездного поглощения и др. Настоящая работа является продолжением исследования В- и Ве-звезд ранних спектральных классов (B0–B3) в молодых звездных скоплениях с возрастом менее 25 млн лет (Тарасов, Мальченко; 2012; Тарасов, 2017).

Очень молодое рассеянное звездное скопление IC 1805 является частью OB ассоциации Cas OB6 рукава Персея и расположено внутри области H II W4. Центр скопления привязан к массивной двойной системе HD 15558 спектрального класса O5, не являющейся членом данного скопления.

Скопление хорошо изучено фотометрически. В системе *UBV* оно исследовалось Хоаг и др. (1961), что позволило существенно упростить сведения к единой системе последующие наблюдения: Бланко и др. (1968), Ишида (1969), Моффат (1972), Массей и др. (1995) и др. Также выполнены исследования в среднеполосной Вильнюсской системе

(Страйжис и др., 2013). Спектральная классификация для ярких звезд спектральных типов O–B выполнялась неоднократно, например, в работах Морган и др. (1955), Валборн (1972, 1973), Массей и др. (1995), Ши и Ху (1999) и др. Исследование принадлежности звезд к скоплению IC 1805 по их собственным движениям выполнены Василевский и др. (1965) и Сандерс (1972). Было показано, что скопление протяженно, имеет диаметр 20–25 arcmin с низкой концентрацией звезд к центру. Расстояние до скопления, полученное из спектроскопических наблюдений, оценено в 1.9–2.4 кпк. Более аккуратные оценки получены из радио параллаксов мазеров в области молекулярного облака W4 Ху и др. (2006) и Хашисука и др. (2006) и составили 1.95–2.04 кпк.

Из-за того, что большинство объектов скопления слабые, спектральные исследования физических параметров звезд немногочисленны и сосредоточены, в основном, на исследовании атмосфер и их нестационарности у O-звезд. Массовое определение параметров атмосфер В-звезд с высоким спектральным разрешением в ограниченном диапазоне длин волн было выполнено Хуанг и др. (2010). Скорости вращения B0–B3 звезд исследовались Вольф и др. (2007). Рау и Назе (2016) исследовали ряд O и B звезд на предмет двойственности и свойств их рентгеновского излучения.

Возраст скопления IC 1805 определялся в работах, посвященных фотометрическим наблюдениям. Большинство авторов оценивали его в 1–6 млн лет.

* Электронный адрес: aetarasov@mail.ru

Это означает, что только наиболее массивные О-звезды покинули начальную Главную последовательность, остальные О- и ранние В-звезды расположены вблизи линии нулевого возраста, а менее массивные объекты еще не достигли ее и являются либо Ae/Be-звездами Хербига, либо Т Тау объектами. Таким образом, уверенное определение возраста скопления связано, прежде всего, с определением параметров атмосфер наиболее горячих О-звезд с пекулярными атмосферами и протяженными оболочками и уверенными определениями температур поздних спектральных классов О- и ранних В-звезд. До настоящего времени проведено единственное спектроскопическое исследование с высоким спектральным разрешением и с выборкой по значительному количеству звезд. Хунг и др. (2010) определили физические характеристики атмосфер В-звезд по спектрам с высоким разрешением, но в узком спектральном диапазоне $H\gamma - MgII\ 4481\ \text{\AA}$. В остальных случаях физические характеристики В-звезд оценены только по безщелевым спектральным наблюдениям.

Поэтому основной целью настоящей работы было аккуратное определение температур поздних О-ранних В звезд скопления, их положения на Главной последовательности и, следовательно, уточнения возраста скопления методом, отличным от фотометрического на основе спектральных наблюдений. Дополнительно исследован спектр единственной Be-звезды скопления MWC 50.

НАБЛЮДЕНИЯ

Все спектральные наблюдения ОВ-звезд скопления IC 1805 выполнены со спектрографом умеренного разрешения, установленным в фокусе Нэсмита 2.6-м телескопа ЗТШ Крымской астрофизической обсерватории РАН. Спектры были получены в области длин волн 4200–5200 \AA с разрешением около 1.5 \AA и отношением сигнал/шум, как правило, лучше 100. Всего были получены спектры для 24 О- и В-звезд скопления и нескольких звезд, которые оказались звездами фона. Последние были исключены при последующем анализе. Дополнительно, с теми же аппаратными установками были получены спектры более 30 В-звезд из списка Любимков и др. (2000, 2002), для которых с высокой точностью определены параметры их атмосфер. Эти спектры в дальнейшем были использованы при определении эффективной температуры T_{eff} для В-звезд скопления.

Последующая обработка спектрограмм выполнялась по стандартной методике, включающей учет плоского поля, вычитание свечения ночного неба и рассеянного света, привязку к шкале длин волн по линиям гелий-неоновой лампы и нормировку к континууму с помощью полиномиального сплайна. Бариецентрические Юлианские даты

приводились на середину каждой экспозиции. Для корректного исключения событий, связанных с попаданием на спектр космических частиц, каждый спектр обычно состоял из двух либо трех экспозиций продолжительностью до 30 мин. Точность привязки спектра к шкале длин волн была не хуже $10\ \text{km}\ \text{s}^{-1}$.

Полный список исследованных В-звезд скопления приведен в табл. 1. В ней представлены названия звезд; звездные величины из базы данных WEBDA (<https://webda.physics.muni.cz/>), основанные на компиляции нескольких литературных источников; барицентрические Юлианские даты на середину каждой экспозиции спектров; определенные в настоящей работе T_{eff} (см. ниже) и параллаксы звезд по данным каталога Gaia-DR2 (Группа Гая и др., 2013).

ОПРЕДЕЛЕНИЕ ТЕМПЕРАТУР В-ЗВЕЗД СКОПЛЕНИЯ

При определении эффективной температуры T_{eff} поздних О- и В-звезд скопления был применен дифференциальный метод. Поскольку возраст скопления приблизительно известен и лежит, по разным оценкам, в пределах 1–6 млн лет, разумно предположить, что все В-звезды спектральных классов В0–В6 являются нормальными карликами. Исходя из этого, нами получены спектры более 30 звезд из списка Любимков и др. (2000, 2002), удовлетворяющие данному критерию, с теми же аппаратными установками спектрографа, которые использовались при наблюдениях звезд скопления.

Поскольку определение параметров атмосфер стандартных звезд выполнено очень аккуратно, по спектрам высокого разрешения, разумно выбрать ряд простых критериев, позволяющих сравнить спектры звезды скопления и стандартных объектов. Проще всего в нашем случае оценить эффективные температуры звезд T_{eff} , что дает возможность исключить цвет звезд (обычно $B - V$) при определении эволюционного статуса членов скопления. Другой важный параметр, $\log g$, напрямую связанный со светимостью звезды, более сложен в определении и по спектрам нашего качества менее предпочтителен определению блеска звезды.

Для определения температуры были выбраны следующие параметры спектров: отношение остаточных потоков линий $F_{HeI4471} / F_{MgII4481}$; эквивалентные ширины линий W_{λ} у $H\beta$ и $H\gamma$, измеренные в спектральном диапазоне $\pm 30\ \text{\AA}$ от центра линии (принято, что все объекты являются нормальными карликами, расположенными в начале Главной последовательности); остаточные потоки линий металлов, таких как OII 4640, 4349, 4367, 4415, 4417, 4642, 4649, 4591, 4661, 4705 \AA , CII 4267, 4735, 4744 \AA , SiIII 4552, 4568 \AA , SiII 5041, 5056

Таблица 1. Физические параметры OB-звезд скопления IC 1805

Звезда	V	JDh (2400000)	T_{eff} , К	π , мкс дуги
LSI +61° 285	10.650	56904.417 58838.227	26000 ± 480	0.518 ± 0.022
BD +60° 496	10.555	56945.201 58157.288 59517.283	26500 ± 450	0.471 ± 0.020
MWC 50	10.880	56537.418 56945.255 58780.251	27000 ± 2300	0.448 ± 0.047
BD +60° 499	10.270	58779.381 59517.405	27100 ± 490	0.487 ± 0.014
LSI +61° 281	11.020	56904.526 58779.284 59514.213	20500 ± 470	0.640 ± 0.119
MASS J02324271+6129345	11.250	58779.214	20000 ± 500	0.441 ± 0.018
MASS J02324603+6127568	12.000	58720.407	18500 ± 520	0.461 ± 0.015
HD 15570	8.111	56780.203	38000	0.442 ± 0.023
MASS J02325494+6129506	12.470	58778.437	15500 ± 470	0.495 ± 0.011
LSI +61° 290	11.565	58719.503 58780.417 59814.471	21000 ± 460	0.486 ± 0.023
BD +60° 506	11.154	58778.256 59486.455 59814.332	21100 ± 480	0.461 ± 0.019
LSI +61° 292	11.562	58777.295 59486.525 59814.423	20500 ± 450	0.414 ± 0.026
HD 15629	8.417	58780.511	40500	0.485 ± 0.018
MASS J02325466+6122533	12.240	59517.548	16700 ± 510	0.473 ± 0.013
MASS J02343148+6130350	11.510	59825.338	20000 ± 500	0.452 ± 0.022
LSI +61° 294	10.890	59825.296	23500 ± 460	0.387 ± 0.116
LSI +61° 288	11.710	59517.456	20000 ± 500	0.485 ± 0.022
LSI +61° 283	11.400	59485.336 59486.318	20500 ± 480	0.432 ± 0.024

Å (их потоки существенно меняются в изучаемом диапазоне температур), несколько линий HeI и линия HeII 4686 как индикатор температуры наиболее горячих В- и поздних О-звезд. При измерении W_λ (H γ) фактически измерялась бленда, куда, помимо H γ , входил ряд линий ОП в красном крыле, которые при нашем спектральном разрешении образовывали неразделяемую депрессию. Измерение W_λ (H β) также имело сложности, связанные с удаленностью скопления (~ 2.0 кпк, Ху и др., 2006, Хашисука и др., 2006) и присутствием относительно интенсивной межзвездной депрессии неизвестного происхождения в красном крыле линии (Хербиг, 1975). Она аппроксимировалась профилем Гаусса по красному крылу депрессии и вычиталась (детали методики ее учета более подробно описаны в Тарасов и др., 2016). Точность измерения эквивалентных ширин по линиям HII была ниже еще и вследствие необходимости однородного проведения континуума.

Критерии, выбранные для определения T_{eff} , имеют различную чувствительность в зависимости от температуры звезды. На рис. 1а и 1б приведены в качестве примера полученные зависимости для определения температуры по параметрам $F_{\text{HeI}4471} / F_{\text{MgII}4481}$ и W_λ H γ . На рисунках крестиками отмечены стандартные звезды с известными температурами и измеренными по нашим спектрам параметрами. Непрерывная линия соответствует полученной полиномиальной зависимости, которая в дальнейшем используется для нахождения температуры звезды для каждого параметра. Заполненными кружками отмечены исследуемые объекты, чьи температуры были получены по совокупности критериев. Процедура определения T_{eff} обычно состояла из ее оценки по линиям HII и HeI, отношения $F_{\text{HeI}4471} / F_{\text{MgII}4481}$, наличия линии HeII 4686 и ее интенсивности, интенсивности линий триплета SiIII и затем последовательно оценки потоков в линиях других металлов. Для каждого из измеренных параметров оценивался диапазон погрешностей, сильно зависящий от температуры рассматриваемого объекта. Финальное стандартное отклонение от среднего в измерении T_{eff} рассчитывалось исходя из совокупности погрешностей всех измеренных параметров. В случае получения более одного спектра объекта, оценка температуры производилась независимо для каждого спектра. В табл. 1 приведены полученные оценки T_{eff} вместе со среднеквадратичными погрешностями измерений.

С учетом аккуратного подбора стандартных звезд с ограниченным набором светимостей, соответствующих приблизительно известному возрасту скопления, был получен результат, сопоставимый по точности для случая прямого применения моделей атмосфер к спектрам имеющегося спектрального разрешения. Это позволило заметно упростить работу со значительным количеством

наблюдаемого материала с умеренным спектральным разрешением.

Для каждого из выбранных критериев были получены зависимости их изменения с температурой, которые затем аппроксимировались полиномами. По совокупности перечисленных выше критериев, погрешности при определении T_{eff} для не эмиссионных О-, В-звезд не превышали 500° . Следует учесть, что погрешности в независимых определениях температуры каждой из стандартных звезд из списка Любимков и др. (2000, 2002) лежат в сопоставимых пределах. Наши оценки T_{eff} для звезд скопления IC 1805 представлены в табл. 1. В таблицу добавлены две пекулярные звезды очень раннего спектрального класса HD 15570 (O4If) и HD 15629 (O4V(fc)). Спектры для этих звезд были получены, но температуры не определялись, а взяты из работ Борет и др. (2012) и Пулс и др. (2005) соответственно. Эти единственные две звезды из нашего списка, которые покинули начальную Главную последовательность, и, следовательно, по их температурам можно существенно уточнить возраст скопления. Обе звезды – как минимум, двойные системы с пекулярными эмиссионными спектрами (Пау, Назе, 2016), поэтому определение температуры требует специальных модельных расчетов.

Погрешности в определении T_{eff} для Ве-звезды MWC 50 существенно выше и составляют около 2000° . Это связано с тем, что при оценке T_{eff} использовался, в основном, только параметр $F_{\text{HeI}4471} / F_{\text{MgII}4481}$ и линии HeI. Полученные оценки температуры Ве-звезды также приведены в табл. 1. Детальное исследование атмосфер ряда звезд скопления IC 1805 выполнялось ранее в работе Хуанг и др. (2010). Для определения параметров атмосфер звезд скопления ими использовались только линия H γ и стандартные ЛТР модели Куруца. Звезды, для которых выполнены измерения T_{eff} нами и этими авторами, представлены на рис. 2. Как следует из рисунка, в некоторых случаях расхождения в оценках температуры звезд весьма значительны и существенно превышают приводимые погрешности. На наш взгляд, столь значительные расхождения связаны, прежде всего, с использованием единственной линии H γ при одновременном определении T_{eff} и $\log g$.

ВОЗРАСТ СКОПЛЕНИЯ IC 1805

Скопление IC 1805 достаточно удалено и расположено на краю внутренней стороны рукава Персея. В этом направлении расположено относительно немного фона этого рукава, но присутствует заметное количество звезд рукава Ориона, что подтверждается детальными среднелосными

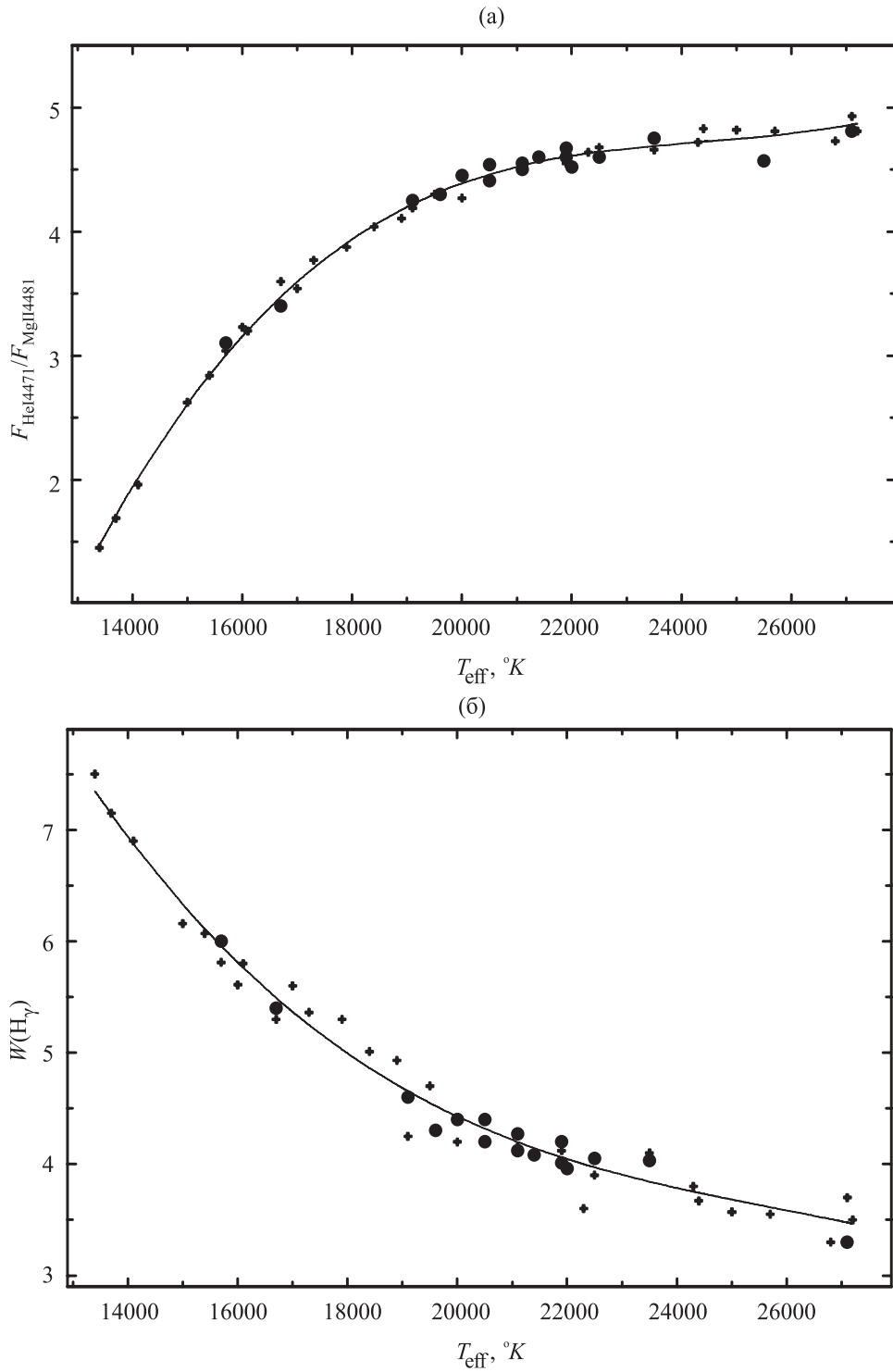


Рис. 1. Примеры зависимостей, используемых для определения T_{eff} из наблюдаемых параметров спектральных линий, $F_{\text{HeI4471}} / F_{\text{MgII4481}}$ (а) и $W_{\lambda} \text{H}\gamma$ (б). Крестиками отмечены параметры стандартных звезд из списка Любимков и др. (2000, 2002), полученные в данной работе с теми же аппаратными установками, как и для исследуемых объектов; непрерывная линия — полиномиальная зависимость, построенная по этим данным; заполненные кружки — найденные оценки температуры исследуемых звезд по совокупности нескольких критериев, список которых приведен в тексте.

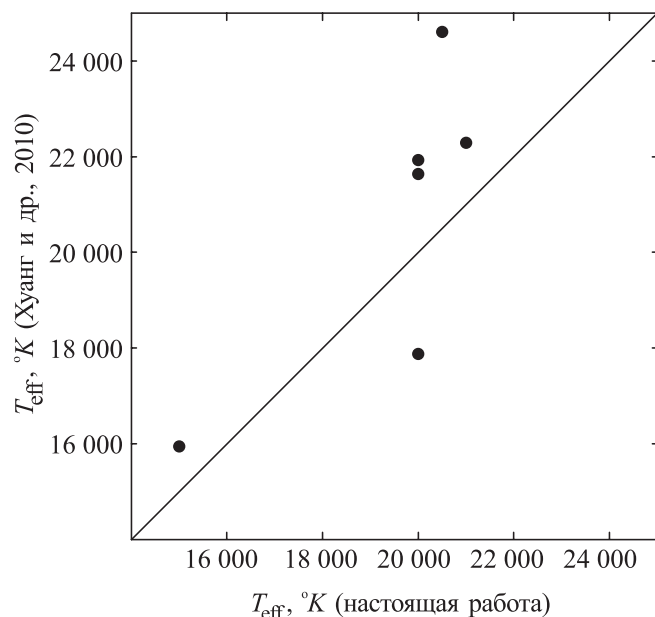


Рис. 2. Сопоставление полученных оценок T_{eff} для V-звезд скопления IC 1805 в настоящей работе и данных, взятых из работы Хуанг и др. (2010).

фотометрическими исследованиями в видимой и ближайшей инфракрасных областях (Страйжис и др., 2013). Тем не менее, расположение скопления внутри полости III молекулярного облака W4 затрудняет определение принадлежности звезд к скоплению и, соответственно, нахождение его базовых параметров. Идентификация членов скопления выполнялась в нескольких работах, во всех случаях за основу брались результаты широкополосной фотометрии. Наиболее детальными можно считать исследования, выполненные Массей и др. (1995). Вместе с исследованиями собственных движений, выполненными Василевским и др. (1965) и Сандерс (1972), этими авторами созданы наиболее обширные списки звезд-членов скопления и определены базовые параметры скопления.

При определении возраста скопления нами использовались наблюдения в фильтре V , взятые из базы данных WEBDA, а также определенные выше значения T_{eff} , которые приведены в табл. 1. Межзвездное поглощение A_V в направлении на скопление детально исследовано в работе Страйжис и др. (2013) и составляет около 2.5^m . На рис. 3 изображены полученные результаты. Как следует из рисунка, нам удалось уверенно оценить возраст скопления, используя эффективную температуру как независимый от фотометрических наблюдений параметр. Изохрона, приведенная на рисунке, построена по эволюционным моделям Брессан и др. (2012) для солнечной металличности. Наилучшее согласие наблюдаемых данных с теоретическими расчетами получено для возраста скопления $t = 2.0 \pm 0.5$ млн лет и модуля расстояния $(v - V)_0 = 11.5^m$.

Последний параметр совпадает с оценкой Страйжис и др. (2013). Как видно на рисунке, все исследуемые объекты, поздние O – ранние B звезды, расположены вблизи начальной Главной последовательности. Более точной оценки возраста скопления препятствует точность в определении температур наиболее горячих звезд спектрального класса O4 HD 15570 и HD 15620. Оба объекта обладают peculiar спектрами, поэтому определение их температур объективно затруднено.

Дополнительными аргументами в пользу верности найденного возраста скопления является отсутствие Be-звезд Херbiga с температурами $15\,000^\circ\text{K} - 19\,000^\circ\text{K}$. Для них характерен эмиссионный спектр, как минимум, в линиях H I и значительные избытки цвета в инфракрасной области, вызванные пылевыми оболочками. Этот тип звезд присутствует в скоплении у звезд с существенно более низкими температурами и спектральным классом поздний B. Be-звезды Херbiga в исследуемом нами интервале температур должны отсутствовать при возрасте скопления IC 1805 менее 1.5 млн лет, что является нижней границей при определении возраста. На рис. 3 нижняя штриховая изохрона построена для возраста 1 млн лет, для которой наиболее холодные звезды нашей выборки должны быть Be-звездами Херbiga. Верхняя граница возраста определяется менее уверенно и зависит в большей степени от точности определения возраста наиболее горячих O-звезд скопления, но не может превышать 2.5 млн лет. На рис. 3 верхняя штриховая изохрона построена для возраста скопления 3 млн лет.

Параллаксы исследуемых звезд скопления, полученные с помощью телескопа Gaia, взяты из каталога DR2 (Группа Гая и др., 2018) и приведены в табл. 1. Как видно из таблицы, параллаксы подтвержденных членов скопления демонстрируют заметное рассеяние данных в диапазоне 0.39–0.64 мкс, что соответствует среднему по исследуемым звездам расстоянию до скопления 2.13 кпк. Определение расстояния до скопления по фотометрическим данным дает 2.0 кпк (Страйжис и др., 2013). Параллаксы, полученные по CH_3OH и H_2O мазерам газопылевого комплекса W4 по данным VLBA составляют 1.95–2.04 кпк (Ху и др., 2006; Хашисука и др., 2006). Таким образом, расстояние до скопления IC 1805, полученное как прямыми в оптическом и радиодиапазонах, так и по фотометрическим данным, указывает на хорошее согласие между собой.

Найденный нами возраст скопления $t = 2.0 \pm 0.5$ хорошо согласуется с более ранними оценками. Так, Пэнвар и др. (2017), исследуя наименее массивные звезды в области скопления в оптическом, инфракрасном и рентгеновском диапазонах, оценивают возраст в 2.5 млн лет. Результатом глубокого фотометрического обзора в видимой и умеренной инфракрасных областях в области

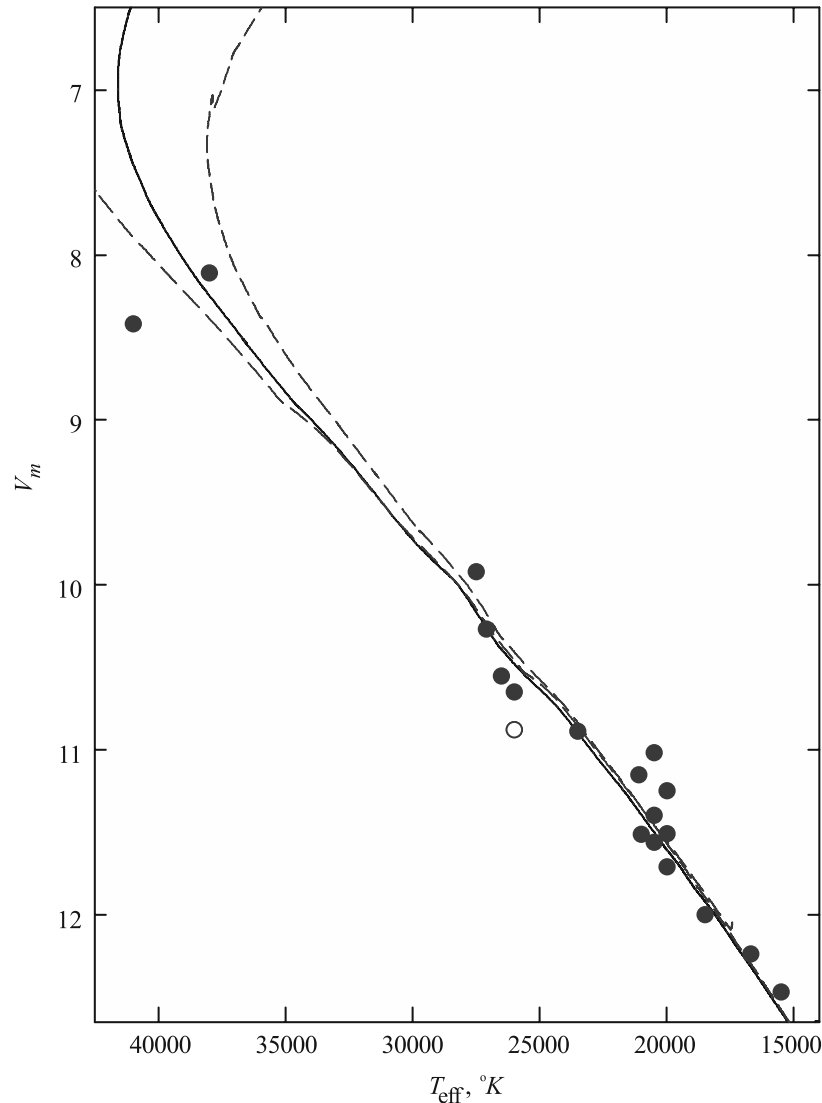


Рис. 3. Диаграмма $T_{\text{eff}} - V$, построенная по звездам скопления IC 1805. Кружки – OB-звезды; незаполненный кружок – Ве-звезда MWC 50. Непрерывная линия – изохрона, построенная для скопления с возрастом $t = 2$ млн лет, металличностью $Z = 0.02$ и модулем расстояния $(v - V)_0 = 11.5^m$. Изохроны, отмеченные штриховыми линиями, соответствуют возрасту 1 и 3 млн лет соответственно.

W4, выполненные Сунг и др. (2017), как для массивных, так и для маломассивных звезд, стала оценка возраста 3.5 млн лет и модуля расстояния $(m - M)_0 = 11.9^m \pm 0.2^m$, что не противоречит нашим оценкам этих величин.

Ве-ЗВЕЗДА MWC 50

В очень молодых рассеянных звездных скоплениях Ве-звезды встречаются крайне редко (Тарасов, 2017). Скопление IC 1805, в этом смысле, является характерным примером. В нем обнаружена единственная Ве-звезда раннего типа В MWC 50. Нами получено четыре спектра этого объекта в период с 2013 по

2019 г. Спектр звезды, несмотря на ее относительно высокую яркость ($V = 10.88^m$), практически не исследовался с умеренным или высоким разрешением. На рис. 4 представлен один из характерных спектров звезды. Как видно на рисунке, в спектре доминируют эмиссионные профили линий водорода $H\beta$ и $H\gamma$, наблюдаются также ряд слабых эмиссионных линий ионизированных металлов. Эмиссионные линии $H\beta$ оставались однокомпонентными в течение всего периода наблюдений и уширенными (с ширинами на середине интенсивности $FWHM$ 260 и 250 km s^{-1} для $H\beta$ и $H\gamma$ соответственно). Нами не обнаружено заметной переменности профилей и потоков эмиссионного спектра в течение всего периода наблюдений.

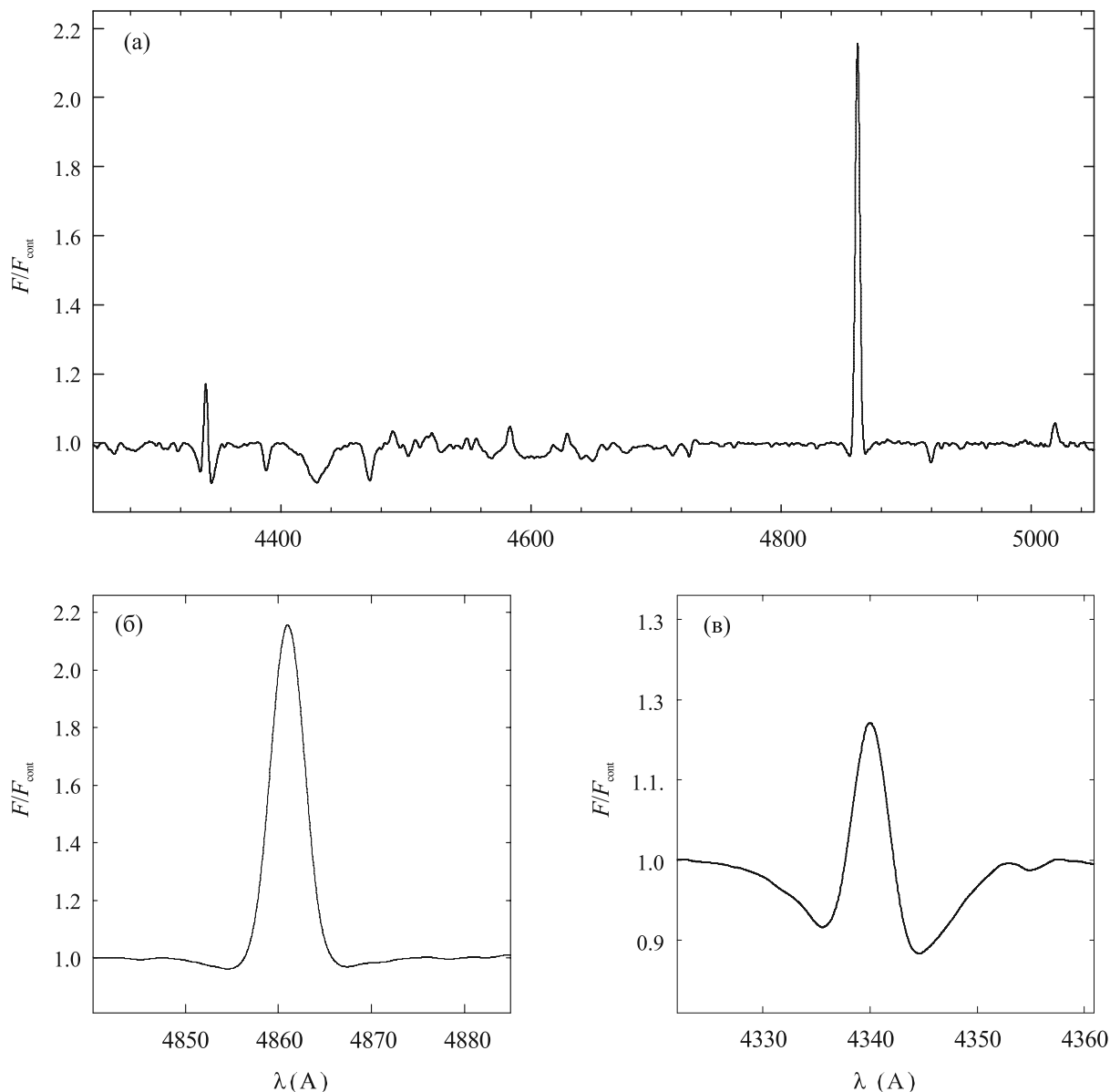


Рис. 4. Один из полученных спектров Be-звезды MWC 50 (JDh 2456945.255): (а) — спектр звезды в области длин волн 4250–5050 Å, (б) — профиль линии H β , (в) — профиль линии H γ .

Линия H β имела нормированный поток в центре $F = 2.13$ и эквивалентную ширину $W_{\lambda} = -4.68$ Å, для линии H γ те же величины составили 1.134 и +1.005 Å (фотосферный компонент доминировал) соответственно. Отношение интенсивностей линий также характерно для дисков Be-звезд, а не газовых оболочек. Таким образом, MWC 50 является единственной классической Be-звездой в очень молодом скоплении IC 1805.

ЗАКЛЮЧЕНИЕ

Рассеянное звездное скопление IC 1805, несмотря на относительно высокую яркость горячих звезд,

остается все еще недостаточно исследованным. Поскольку скопление входит в редкую группу экстремально молодых звездных группировок, точное определение его возраста позволяет исследовать начальную эволюцию и физические параметры ранних B-звезд при их выходе на Главную последовательность, исследовать эволюцию массивных O-звезд сразу после Главной последовательности, определить физические параметры многочисленных поздних Be–Ae звезд Хербига, Т Тау и др. Возраст скопления до настоящего времени определялся только фотометрическими методами. В настоящей работе он получен на основе спектральных наблюдений с умеренным разрешением для 24 O–B звезд. Для определения эффективной температуры

данных объектов применен метод, основанный на точном определении физических параметров атмосфер стандартных звезд и построении простых зависимостей изменения ряда спектроскопических параметров с изменением их температуры в предположении, что параметр $\log g$ известен и примерно соответствует возрасту, определенному из фотометрических наблюдений. Данная методика позволила с хорошей точностью ($\sim 500^\circ$) определить температуры В-звезд и оценить с более низкой точностью ($\sim 2000^\circ$) температуру Ве-звезд. Подобная методика в определении температур звезд с приблизительно известным эволюционным статусом оказалась простой и пригодной для массового определения температуры большого количества звезд при незначительном увеличении погрешностей в ее определении. Найденные значения T_{eff} для В-звезд скопления позволили с высокой точностью определить возраст скопления $t = 2.0 \pm 0.5$ млн лет и модуль расстояния $(v - V)_0 = 11.5^m$. Последняя оценка совпадает с полученной ранее по результатам среднеполосной фотометрии (Страйжис и др., 2013).

Исследованная нами нестационарность эмиссионного спектра единственной Ве-звезды скопления MWC 50 не выявила значительных аномалий в поведении эмиссионного спектра объекта. Исследование долговременной переменности профилей ярких эмиссионных линий указывает на их высокую стационарность как по потокам, так и по эквивалентным ширинам.

Автор выражает глубокую благодарность анонимным рецензентам за детальный анализ текста статьи, существенно повлиявший на качество представления материала и сделанные выводы.

СПИСОК ЛИТЕРАТУРЫ

1. Бланко и др. (V.M. Blanco, S. Demers, G.G. Douglass, and M.P. Fitzgerald), *Publ. Naval. Observ.* **21**, 1 (1968).
2. Борет и др. (J.-C. Bouret, D.J. Hillier, T. Lanz, and A.W. Fullerton), *Astron. Astrophys.* **544**, A67 (2012).
3. Брессан и др. (A. Bressan, P. Marigo, L. Girardi, B. Salasnich, C. Dal Cero, S. Rubele, and A. Nanni), *MNRAS* **427**, 127 (2012).
4. Валборн (N.R. Walborn), *Astron. J.* **77**, 312 (1972).
5. Валборн (N.R. Walborn), *Astron. J.* **78**, 1067 (1973).
6. Василевскис и др. (S. Vasilevskis, W.I. Sanders, and W.F. Van Altena), *Astron. J.* **70**, 806 (1965).
7. Вольф и др. (S.C. Wolff, S.E. Strom, D. Dror, and K. Venn), *Astron. J.* **133**, 1092 (2007).
8. Группа Гая и др. (Gaia Collaboration, A.G.A. Brown, A. Vallenari, T. Prusti, J.H.J. de Bruijne, C. Babusiaux, et al.), *Astron. Astrophys.* **616**, A1 (2018).
9. Ишида (K. Ishida), *MNRAS* **144**, 55 (1969).
10. Любимков и др. (S.L. Lyubimkov, D.L. Lambert, T.M. Rachkovskaya, S.I. Rostopchin, A.E. Tarasov, D.B. Poklad, V.M. Larionov, and L.V. Larionova), *MNRAS* **316**, 19 (2000).
11. Любимков и др. (S.L. Lyubimkov, T.M. Rachkovskaya, S.I. Rostopchin, and D.L. Lambert), *MNRAS* **333**, 9 (2002).
12. Массей и др. (P. Massey, K.E. Johnson, and K. DeGioia-Eastwood), *Astrophys. J.* **454**, 151 (1995).
13. Морган и др. (W.W. Morgan, A. D. Code, and A.E. Whitford), *Astrophys. J. Suppl. Ser.* **2**, 41 (1955).
14. Моффат (A.F.J. Moffat), *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.* **7**, 355 (1972).
15. Пулс и др. (J. Puls, M.A. Urbaneja, R. Venero, T. Repolust, U. Springmann, A. Jokuthy, and M.R. Mokiem), *Astron. Astrophys.* **435**, 669 (2005).
16. Пэнвар и др. (N. Panwar, M.R. Samal, A.K. Panday, J. Jose, W.P. Chen, D.K. Ojha, K. Ogura, H.P. Singh, and R.K. Yadav), *MNRAS* **468**, 2684 (2017).
17. Пау, Назе (G. Rauw and Y. Naze), *Astron. Astrophys.* **594**, A82 (2016).
18. Сандерс (W.I. Sanders), *Astron. Astrophys.* **16**, 58 (1972).
19. Страйжис и др. (V. Straižys, R.P. Boyle, R. Janusz, V. Laugalys, and A. Kazlauskas), *Astron. Astrophys.* **554**, A3 (2013).
20. Сунг и др. (H. Sung, M.S. Bessel, M.-Y. Chun, J. Yi, Y. Naze, B. Lim, R. Karimov, G. Rauw, B.-G. Park, and H. Hur), *Astrophys. J. Suppl. Ser.* **230**, 3 (2017).
21. Тарасов (А.Е. Тарасов), *Астрофизика* **60**, 291 (2017).
22. Тарасов А.Е., Мальченко С.Л., Письма Астрон. журн. **38**, 486 (2012) [Тарасов А.Е. and Malchenko S.L., *Astron. Lett.* **38**, 428 (2012)].
23. Тарасов (А.Е., Мальченко С.Л., Якут К., Письма Астрон. журн. **42**, 674 (2016) [Тарасов А.Е., Malchenko S.L., Yakut K, *Astron. Lett.* **42**, 674 (2016)].
24. Ши, Ху (H.M. Shi and J.Y. Hu), *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.* **136**, 313 (1999).
25. Хашисука и др. (K. Hachisuka, A. Brunthaler, K.M. Menten, M.J. Reid, H. Imai, Y. Hagiwara, M. Miyoshi, S. Horiuchi, and T. Sasao), *Astrophys. J.* **645**, 337 (2006).
26. Хербиг (G.H. Herbig), *Astrophys. J.* **196**, 129 (1975).
27. Хоаг и др. (A.A. Hoag, H.L. Johnson, B. Iriarte, R.I. Mitchell, K.L. Hallam, and S. Sharpless), *Publ. Naval. Observ.* **17**, 346 (1961).
28. Ху и др. (Y. Xu, M.J. Reid, X.W. Zheng, and K.M. Menten), *Science* **311**, 54 (2006).
29. Хуанг и др. (W. Huang, D.R. Gies, and M.V. McSwain), *Astrophys. J.* **722**, 605 (2010).