

III ЗАСЕДАНИЕ
28 января, утро
ДОКЛАД В. Б. НИКОНОВА (КРЫМ)
ЗАДАЧИ УЗКОПОЛОСНОЙ ФОТОМЕТРИИ ЗВЕЗД
(Тезисы)

1. Для изучения структуры Галактики необходимо определять спектральные классы, светимости и типы населения, а также и эффекты межзвездного поглощения для слабейших звезд. Ввиду недостаточной проникающей способности спектрографических методов, ставится неизбежным применение чисто фотометрических методов, использующих многоцветные фотометрические системы.

2. В настоящее время имеется ряд таких систем, как узкополосных, так и широкополосных (системы Стремгrena - Гильденкера Крауфорда, известные системы *UVB* и *RGU* и некоторые другие). Снако все эти системы не решают полностью поставленной задачи. Кроме того узкополосные системы имеют недостаточную проникающую способность. Применение же широкополосных систем и, в частности, систем *UVB* и *RGU*, вводит осложняющие эффекты (как это показал В. Страйжисом): искривление линий покраснения; изменение наклона этих линий в зависимости от спектрального типа; зависимость фактора γ , переводящего селективное поглощение в общее, от покраснения спектра и т. д. Поэтому возникает сомнение в целесообразности применения этих систем в дальнейшем. Все это ставит чрезвычайно важную задачу создания наиболее рационально выбранной многоцветной фотометрической системы.

3. Чтобы быть свободной от указанных выше систематических эффектов, новая фотометрическая система должна быть квазимагнитической. Для этого достаточно, как это показал В. Страйжис, чтобы полуширина полос спектральной чувствительности не превышала 200 ангстрем. При этом проникающая способность будет еще вполне удовлетворительной.

4. Необходимо чтобы новая система позволяла использовать фотоэлектрический, так и фотографический методы наблюдений, только в таком случае можно будет поставить работы массового характера.

5. Создание новой фотометрической системы должно явиться плодом большого коллективного труда и сопровождаться построением соответствующей системы электрофотометрических фундаментальных стандартов. В первую очередь потребуется получение спектрофотометрического материала, охватывающего звезды с самыми различными характеристиками, чтобы установить необходимые области спектральной чувствительности новой системы.

6. Одновременно с созданием новой фотометрической системы

обходится разработку новой автоматизированной аппаратуры, предназначенной как для получения наблюдательного материала, так и для его измерения и обработки.

Вопросы.

А. Н. Дейч. Охарактеризуйте фотометрическую систему, которую применял Эльвиус. Является ли она узкополосной системой?

В. Б. Никонов. Это, по сути дела, обычная фотографическая система. Получаются спектры с очень малой дисперсией; критерии же взяты по шведской шкале. Эльвиус проводит массовые определения, но отдельные определения большой точности не имеют.

Б. В. Кукаркин. Большого значения, как прецизионная работа, она не имеет. Она носит исключительно разведывательный характер.

С. М. Азимов. Каковы основные недостатки узкополосных систем и область их применения?

В. Б. Никонов. Во-первых, когда мы применяем интерференционные фильтры, то мы не можем пользоваться светосильными телескопами. Как только изменяется апертура пучка, или вы пользуетесь большим полем, меняется эффективная полоса пропускания фильтра. Конечно, здесь можно думать о некоторых ухищрениях. Например, если бы удалось разработать цветовую систему, которая по своей чувствительности позволила бы применять фотографические методы, тогда, может быть, имело бы смысл ставить вопрос о том, что применяемые фильтры были бы не плоские, а соответствующей кривизны. Об этом есть смысл подумать и это тоже входит в нашу задачу. Что касается размеров фильтров, то американцы делают фильтры до 6×6 дюймов.

Почему ставится вопрос о необходимости 100—200 звезд-стандартов на большой площадке? Потому, что сейчас, в основном, определяют фотографические величины на инструментах типа Шмидта и Максутова, а в них велика и нерегулярна ошибка поля. Для того, чтобы все это исключить и нужно большое количество стандартов. Для создания этих стандартов необходимо использовать большие инструменты. Проводить фотометрию, если в исследуемой области нет звезд с фотоэлектрическими определениями, нельзя. Это арханизм.

С. М. Азимов. Существуют ли системы классификации для звезд спектрального класса *M*?

В. Б. Никонов. Существуют как узкополосные, так и широкополосные, но критерии мало. Можно, например, использовать триплет железа. Сейчас в этой области очень активно работает Крауфорд.

Если мы хотим серьезно вести работу по звездной астрономии, перед нашей комиссией стоит задача создания наиболее рациональных, дающих наибольшую информацию фотометрических систем. Может быть она будет шестицветная; но, скажем, если Вы интересуетесь *M*-звездами, Вы используете три цвета; необязательно вести наблюдения во всех цветах.

ДОКЛАД И. М. КОПЫЛОВА (КРЫМ)
СОВРЕМЕННЫЕ ПРОБЛЕМЫ И МЕТОДЫ СПЕКТРАЛЬНОЙ
КЛАССИФИКАЦИИ ЗВЕЗД

Цель нашего доклада — охарактеризовать относительные преимущества и недостатки наиболее употребительных в настоящее время методов спектральной классификации звезд, а также рассмотреть бли-

жайшие перспективы развития и расширения областей приложения методов спектральной классификации звезд.

В истории развития науки можно найти немало случаев, когда правильно выбранная классификация явления или объекта, установление характера изменения внешних или внутренних свойств при переходе от одного объекта к другому очень часто означает значительный шаг к выяснению физической сущности явления или объекта.

Область астрономии не является в этом отношении исключением.

Классификация звезд, в том числе и в особенности — спектральная классификация, к настоящему времени стала одним из основных методов, с помощью которых мы прямо или косвенно изучаем физику и эволюцию звезд, строение и развитие звездных систем.

Ниже я назову несколько наиболее важных направлений в современной астрофизике, звездной астрономии и космогонии, для успешной разработки которых применение методов спектральной (или, если хотите, фотометрической) классификации звезд играет чрезвычайно важную, если не решающую роль.

Очевидно, что при решении каждой такой проблемы требования, предъявляемые к точности определения звездных параметров методами спектральной классификации, будут весьма сильно различаться. Другими словами, выбор той или иной системы или целесообразность применения той или иной системы классификации звезд в каждом данном случае определяется характером поставленной задачи. Такое разнообразие решаемых задач и различие требований к классификационным системам и явилось, естественно, одной из основных причин, предопределивших такое многообразие систем спектральной классификации звезд: многообразие как в отношении принципов и методов, так и в отношении достигаемой точности определения искомых характеристик звезд.

Спектральная классификация широко применяется при изучении следующих проблем. Они перечисляются приблизительно в порядке возрастания требований к используемой для их решения системе классификации звезд.

1. Систематическое изучение структуры, кинематики и динамики Галактики.

2. Анализ населений звездных систем различных масштабов и классификация составных спектров (кратных звезд, различных типов скоплений, галактик и их частей и т. д.).

3. Детальное изучение тонкой структуры диаграммы Рессела, изучение ряда проблем звездной эволюции.

4. Исследования по физике переменных и пекулярных звезд; проверка их генетической связи с «нормальными» звездами.

5. Самые разнообразные прикладные вопросы теории звездных атмосфер.

6. Проблема «космической» (или «естественной») дисперсии — исследование различий во внешних наблюдаемых характеристиках звезд, имеющих одинаковые или очень близкие фундаментальные параметры, такие как масса, светимость, эффективная температура и т. д.

К задачам и методике спектральной классификации звезд, особенно в последние годы, все ближе и ближе примыкают и во многих отношениях тесно переплетаются задачи и методика фотоэлектрической фотометрии и классификации звезд. В последнее время очень часто спектральная классификация звезд довольно успешно проводится чисто фотоэлектрическими методами.

Поэтому, говоря в дальнейшем о различных системах классифи-

кации звезд, я буду исходить из следующих определений.

Собственно спектральная классификация звезд использует в качестве критериев качественные и количественные характеристики тех или иных деталей звездного спектра: полные интенсивности (эквивалентные ширины) линий или их отношения, вид (контуры) линий, скачки интенсивностей, спектрофотометрические градиенты и т. п.

При фотометрической классификации звезд в качестве критериев светимости или температуры используются относительные интенсивности довольно широких участков непрерывного спектра, обычно в форме того или иного набора показателей цвета. Однако такие системы классификации звезд чаще всего калибруются на основе результатов, полученных опять-таки спектральными методами.

Поэтому при разработке любой новой системы классификации звезд мы почти всегда вынуждены опираться на информацию, полученную в первую очередь в результате анализа звездных спектров. К этому вопросу нам еще придется вернуться в конце доклада.

Теперь мы займемся анализом основных требований, которые предъявляются к различным системам классификации звезд (в зависимости от области их применения), к описанию основных преимуществ и недостатков наиболее употребительных из существующих в настоящее время методов классификации.

А. Одномерная качественная классификация звезд по снимкам с объективной призмой (низкая и очень низкая дисперсия, от 100—200 ангстрем на мм до тысяч). Результаты такой классификации обычно широко используются для множества статистических работ, где требуется проанализировать свойства огромной совокупности того или иного типа звезд.

Неоценимые достоинства такой системы: простота получения спектрального материала для большого числа звезд, быстрая определения спектральных характеристик звезды. Это и определяет массовый характер классификации звезд таким методом и широкое применение этого метода для различного рода астрономических задач.

Недостатки системы.

а) Относительно низкая точность классификации каждой отдельной звезды; ошибки классификации иногда могут достигать трети-половины спектрального класса, что приводит, в частности, к большим ошибкам при определении истинного показателя цвета, поглощения света и расстояния до звезды и лишает нас возможности использовать эти параметры для индивидуальных звезд.

б) Ограниченная, по современным понятиям, проницающая способность. Обычно такие системы дают возможность классифицировать звезды до 12—13, в лучшем случае до 14.5 зв. величины, что для многих статистических задач звездной астрономии является уже далеко не достаточным.

Классический пример такой системы — система каталога *HD*, разработанная в Гарварде в начале XX века. В этой системе классифицировано около 250000 звезд. Во всех последующих бесчисленных системах одномерной качественной классификации звезд используются спектральные критерии *HD*, обычно лишь видоизмененные применительно к имеющимся инструментальным возможностям.

Б. В последние два десятилетия в процессе выяснения общей структуры Галактики все больше и больше вырисовывалась необходимость перехода к более точным и надежным методам определения

спектральных классов и светимостей звезд: это требовалось для задач астрофизики; это было необходимо для более детального изучения Млечного Пути в отношении свойств, распределения и движения звезд и межзвездной среды; это было необходимо и для целого ряда других задач.

Эти растущие требования к точности температурной классификации и настоятельная необходимость введения второго параметра — светимости, который тоже определялся бы столь же быстро и надежно, обусловили создание двумерной качественной спектральной классификации звезд, сначала по щелевым спектrogramмам (система *MK* классификации звезд, сначала в Йеркской обсерватории, 1943 и 1953 гг. [1, 2]), а затем, что весьма важно, и по спектрам, полученным с объективной призмой (например, система, разработанная в последние годы в Абастуманской обсерватории [3]).

Наиболее подходящая дисперсия для разработки таких систем порядка 100—150 ангстрем на мм.

Такие системы можно с успехом применять уже для решения большинства упомянутых выше астрономических проблем.

В самом деле, в случае таких двумерных систем точность классификации по спектру обычно значительно выше, чем в случае одномерных качественных систем, а введение в той или иной форме параметра светимости неизмеримо повышает эффективность таких систем.

Достаточно сказать, что широко известная качественная система *MK* позволяет определять спектральный класс звезды со средней ошибкой всего лишь порядка 0.03 спектрального класса, что уже меньше интервала дробности системы. А средняя квадратичная ошибка с которой для большинства спектральных классов определяется *M* (по классу светимости, находому в системе *MK*), составляет не более 0.3—0.5 величины.

В настоящее время это наиболее рациональные и эффективные качественные системы, особенно если их использовать в комбинации фотометрической системой *UBV*.

Основные недостатки.

а) Требуется более высокое качество спектrogramм и несколько более высокая дисперсия, чем для обычных одномерных качественных систем, поэтому проникающая способность здесь еще меньше, обычна на 1—2 зв. величины.

б) Для некоторых специальных задач сравнительно высокая точность классификации, достигнутая в таких системах, оказывается уже недостаточной.

в) В этой системе трудно поддаются классификации различные типы пекулярных звезд и звезды населения II, т. к. она разработана специально для нормальных звезд населения I.

В. Системы одномерной количественной классификации по щелевым спектrogramмам с умеренной дисперсией (20—100 ангстрем, мм). Классификация или только по спектру, а по светимости — качественная (например, система, разработанная для звезд *F—K* в Крымской астрофизической обсерватории под руководством Э. Р. Мустеля [4] или классификация по светимости, а по спектру — качественная (например, для звезд *O—A3* — система, разработанная Петри [5], для звезд *F5—K1* — система Ока [6]).

Такого рода системы разрабатываются и используются чаще все для решения определенных задач, поэтому не получают широкого распространения.

Г. Двумерная количественная спектральная классификация по щелевым спектrogramмам, обычно с умеренной дисперсией (20—100 ангстрем, мм). Успешно используется для решения практически всех упомянутых проблем. Наиболее типичные образцы таких систем: звезды *O6—B8*, Вильямс, 1936 [7]; звезды *O5—F2*, И. М. Копылов [8, 9]; звезды *O6—F8*, Синнерстад [10]. При классификации звезд в таких системах используются количественные характеристики линейчатого спектра звезд: интенсивности ($W\lambda$) или отношения интенсивностей спектральных линий, измеренных на щелевых спектrogramмах.

Неоценимое достоинство таких систем — весьма высокая точность классификации звезд по обоим параметрам, позволяющая изучать «естественную дисперсию» звезд. Другими словами, формальная внутренняя ошибка классификации звезд в таких системах оказывается значительно меньше дисперсии в тех редукционных графиках, с помощью которых по спектральным критериям определяется спектр или абсолютная величина. Создание таких систем классификации имеет решающее значение также и для успешной разработки многих проблем физики звездных атмосфер, для изучения тонкой структуры различных последовательностей на диаграмме Рессела и т. п.

Основной недостаток таких систем, препятствующий их широкому распространению: большая трудоемкость метода (получение спектров звезд в индивидуальном порядке со щелевыми спектroграфами, большой объем лабораторной обработки спектров) и малая проникающая способность (с телескопами средних размеров обычно классифицируются звезды не слабее 7—8 зв. величины).

Однако эти системы чрезвычайно важны в том отношении, что они, благодаря своей высокой точности и многочисленности используемых критериев, являются фактически фундаментальными, опорными системами классификации звезд, учитывающими все особенности спектра каждой данной звезды и позволяющие, в силу этого, без значительных трудностей классифицировать любой тип пекулярных звезд и выделять те основные, наиболее сильные критерии, которые можно в дальнейшем использовать или учитывать при разработке других систем классификации, как спектральных, так и фотометрических.

Ниже мы еще будем об этом говорить.

Д. Узкополосная количественная одно-двух- или трехмерная классификация звезд с интерференционными фильтрами (или диафрагмами), выделяющими спектральную полосу шириной 20—100 ангстрем, и фотоэлектрической регистрацией света. Это, по существу, системы — гибриды, т. к. в основу их положены принципы спектральной классификации (использование интенсивностей сильных линий, полос, скачков и т. д.), а для их практического осуществления применяются методы фотоэлектрической фотометрии.

Классический образец — система Стремгрена-Гильденкерна-Краффорда [11—16]. Такие системы, разрабатывающиеся в последние годы, могут оказаться весьма эффективными для изучения всех упомянутых проблем, но наибольшее применение они находят пока в области изучения «естественной дисперсии» (см., к примеру, [17]) и структуры диаграммы Рессела.

Основное преимущество таких систем — сочетание высокой, фотоэлектрической точности и простоты определения классификационных параметров со сравнительно высокой проникающей способностью.

Недостатки.

а) Необходимость во многих случаях калибровать, и иногда довольно сложным образом, полученные критерии в обычно употребляемых терминах, таких как Sp и M_{ν} .

б) Фотоэлектрический метод построения таких систем, связанный с наблюдением звезд в индивидуальном порядке, препятствует использованию его для большого количества звезд и, следовательно, для обширных статистических работ.

Е. Спектрофотометрическая система трехмерной классификации Φ , λ , D , предложенная и детально разработанная Д. Шалонжем [18, 19]. Эффективна для изучения некоторых вопросов физики звезд, для исследования особенностей межзвездного поглощения света.

Недостатки: сравнительно малая проникающая способность, трудности воспроизведения системы.

Нет необходимости останавливаться на основных характеристиках чисто фотометрических широкополосных систем классификации звезд, используемых в основном для статистических проблем (ширина полос 500—1000 ангстрем, наиболее употребительные сейчас системы UVB , RGU , шестицветная и т. п.). Об этом достаточно подробно говорилось в докладе В. Б. Никонова.

Мы видим, таким образом, что к настоящему времени предложено и разработано (вплоть до практического применения к тем или иным задачам) огромное количество самых различных систем спектральной классификации звезд: различных как по принципам, так и по методам, как по эффективности, так и по проникающей способности. Обзор современной астрономической литературы показывает, что число систем спектральной классификации звезд продолжает непрерывно возрастать.

В связи с этим возникает резонный вопрос: а нельзя ли разработать на основе тщательного учета накопленного опыта классификации некую единую универсальную систему спектральной многомерной классификации звезд, одинаково эффективную для решения всех или большинства упомянутых выше проблем, с достаточной проникающей способностью и пригодную для массовой классификации звезд.

К сожалению, на этот вопрос приходится ответить отрицательно.

Проблемы, для решения которых большое и часто решающее значение имеет спектральная классификация звезд, настолько многочисленны, настолько разнообразны по характеру, что попытки создания единой системы собственно спектральной классификации звезд будут обречены, по-видимому, на неудачу. Более того, представляется наиболее вероятным, что должна происходить все большая и большая дифференциация принципов и методов спектральной классификации в соответствии с увеличением числа и разнообразия астрофизических и звездно-astrономических задач, требующих для своего решения той или иной формы классификации звезд.

Проанализируем в связи с этим те основные направления, в которых будет, по-видимому, разрабатываться проблема классификации звездных спектров. На первый взгляд, некоторые из моих утверждений могут показаться недостаточно обоснованными. Однако я надеюсь, что те астрономы, которые занимаются разработкой различных вопросов классификации звезд или используют результаты спектральной классификации в своей работе и хорошо представляют возможности этого метода, сочтут возможным во многом со мной согласиться.

Итак, ближайшие задачи спектральной классификации звезд состоят в следующем.

I. Дальнейшее усовершенствование методов быстрой качественной одно- и двухмерной классификаций звезд по снимкам с объективной призмой, в основном для статистических целей. Принципиальных изменений в методике классификации здесь едва ли приходится ожидать.

Важнейшая задача — поиски более сильных критериев классификации в более широком интервале длин волн. Другими словами, необходимо распространить подбор критериев спектрального класса и светимости на ультрафиолетовую область спектра короче 3900 ангстрем вплоть до 3200—3000, что до сих пор практически не делалось, и продолжать поиски классификационных критериев в красной и инфракрасной областях спектра. Переход к более коротковолновой или более длинноволновой области спектра находится в прямой зависимости от спектрального класса исследуемых звезд; это продиктовано особенностями линейчатого и непрерывного спектра звезд при различных температурах и стремлением сохранить максимальную проникающую способность. У горячих звезд коротковолновый участок спектра содержит большое количество необходимой нам информации и более интенсивен; у холодных звезд — картина обратная.

II. Разработка методики количественной двумерной спектральной классификации и количественного анализа составных и интегральных спектров двойных и кратных звезд, скоплений и галактик. Это способствовало бы более успешному исследованию весьма важной для космогонии проблемы звездных населений. Некоторые попытки в этом направлении уже делались, однако в целом задача практически не решалась.

III. Дальнейшая разработка весьма многообещающей методики количественной двумерной спектральной классификации звезд по снимкам с объективной призмой. Преимущества такой методики перед многими другими вполне очевидны. Здесь, по существу, сохранится масловый характер классификации звезд, что при значительном повышении точности определения Sp и M_{ν} намного расширит область применения такой системы.

Рассмотрим один такой пример. Система MK и весьма успешно применяющаяся в настоящее время в Абастумани система двумерной качественной классификации звезд да 13 зв. величины в комбинации с UVB -фотометрией этих же звезд открыли принципиально новые возможности в детальном исследовании крупномасштабной структуры Галактики на больших расстояниях вплоть до нескольких килопарсек. Однако при качественной классификации звезд ошибки в определении M_{ν} и Sp все еще остаются сравнительно большими, что заметно затрудняет исследование структуры Галактики на больших расстояниях от Солнца. При качественной классификации ошибки в спектральном классе (около 0.1 спектрального класса) приводят к ошибкам в $(B-V)_0$ порядка 0.03, зв. вел., т. е. к ошибкам около 0.1 в $Avis$ и, в свою очередь, ошибки в M_{ν} порядка $\pm 0.3 - 0.5$ являются довольно обычными. Таким образом, общая ошибка в $M_{\nu} - M \sim 0.5$, что соответствует минимальной неточности до 25% в расстоянии до отдельных звезд. Очевидно, что при расстояниях 5—10 кпс это будет соответствовать ошибкам порядка 1—2 кпс, что фактически лишает нас возможности изучать спиральную структуру Галактики на таких рас-

стояниях (обычно поперечные размеры спиральных ветвей несколько сотен парсек).

Переход к количественной двумерной классификации по снимкам с объективной призмой позволит, по-видимому, уменьшить эту ошибку примерно в 2 раза, что будет очень существенным вкладом в развитие наших методов анализа структуры Галактики. Дальнейшего повышения точности уже практически невозможно будет добиться из-за наличия естественной дисперсии в зависимостях интенсивностей линий и полос от светимости и спектрального класса звезды.

IV. Каковы ближайшие задачи, которые надо в первую очередь иметь в виду при разработке новых систем многомерной (скажем, двух-трехмерной) количественной спектральной классификации звезд по щелевым спектрограммам?

Одна из ближайших задач здесь — дальнейшее повышение точности и упрощение методики классификации. Первого следует добиваться за счет применения новых методов определения интенсивностей линий и за счет поисков новых, более сильных критериев, в частности в ультрафиолетовом и инфракрасном участках спектра; второго — за счет усовершенствования и ускорения методики обработки спектров; использование микрофотометров в прямых интенсивностях, применение быстродействующей счетной техники и т. п. Это позволит придать таким системам более массовый характер, обеспечивающий их применение и для отдельных статистических работ.

Наиболее эффективным образом такие высокоточные системы могут быть применены при исследовании многих проблем, еще далеких от своего окончательного разрешения. Назовем некоторые проблемы физики звездных атмосфер, где необходима точная, по крайней мере двухмерная (Sp и M_r) классификация звезд:

а) Установление шкалы звездных температур — одна из фундаментальных задач астрономии вообще, до сих пор не разработанная дальше первого приближения. Совершенно очевидна важность более полного решения этой задачи буквально для всех областей физики Космоса.

б) Проверка степени соответствия теоретических моделей звездных атмосфер атмосферам реальных звезд путем сопоставления вычисленных и измеренных интенсивностей и контуров линий для звезд с известными спектральным классом и светимостью.

в) Исследование влияния осевого вращения, химического состава на характер звездного спектра и т. д.

Интереснейшая, по существу тоже мало разработанная область звездной астрономии и астрофизики — это количественная высокоточная многомерная классификация различного рода пекулярных и переменных звезд. Решение этой задачи чрезвычайно важно и для изучения многих космогонических проблем.

Основные характеристики пекулярных звезд, такие как Sp и M_r , количественную оценку степени пекулярности, место пекулярных звезд среди прочих, так сказать, «нормальных» звезд, выяснение их эволюционной роли — все же без особых принципиальных трудностей можно исследовать путем разработки системы количественной спектральной классификации. Причем следует особо оговориться, что здесь, вообще говоря, не требуется больших телескопов, скажем 1 м и больше, и спектрограмм высоких дисперсий. Здесь в первую очередь нужно самым тщательным образом разработать соответствующую методику классификации. К примеру, в Крымской астрофизической обсерватории

тории количественная классификация и анализ многих любопытных спектральных особенностей так называемых «металлических» звезд выполнены по щелевым спектрограммам с дисперсией всего лишь 150 ангстрем/мм [20].

Вот некоторые конкретные типы пекулярных звезд, для которых по тем или иным соображениям весьма и весьма желательна двухмерная количественная спектральная классификация: определение спектрального класса, светимости и, что особенно важно, классификация звезд по степени пекулярности:

а) Звезды Вольф-Райе. Возможно использование снимков с объективной призмой при дисперсии порядка 100—150 ангстрем на мм. Никакой количественной классификации этих звезд сейчас не существует.

б) Магнитные звезды и звезды Ar . Ввиду слабости всех линий (кроме водородных) необходимы щелевые спектрограммы с дисперсией 20—50 ангстрем. Количественной классификации этих звезд также нет.

в) Звезды со слабыми и сильными линиями. Звезды самых различных спектральных классов и светимостей, однако термин преимущественно относится к звездам в интервале $A-K$ [21, 22].

Количественная классификация этих звезд сыграла бы большую роль при решении многих космогонических задач. Однако таких работ до сих пор не проводилось. Для классификации необходимы щелевые спектрограммы звезд с дисперсией 20—50 ангстрем на мм. Звезды таких типов довольно яркие. Наибольшую трудность будет представлять выбор критериев «слабости» или «силы» спектральных линий.

г) Для большинства звезд Be имеются только качественные оценки спектральных классов и классов светимости. Для количественной классификации звезд Be желательно получение спектрограмм на панхроматических пластинах (для оценки интенсивности линии Ha). Возможно использование снимков с объективной призмой (дисперсия 100—200 ангстрем/мм). Количественная классификация звезд Be чрезвычайно важна для изучения распределения звезд Be по спектральным классам и светимостям, для изучения характера взаимосвязи звезд Be с абсорбционными звездами B и т. п.

д) Звезды населения II. Соображения те же, что и для звезд со слабыми и сильными линиями.

е) Нестационарные звезды самых различных типов. Методика количественной классификации в каждом случае будет определяться характером спектра данного типа звезд, степенью переменности и т. п.

Классификация поможет в первую очередь решить вопрос о характере взаимосвязи того или иного типа переменных звезд со звездами постоянного блеска в той же области диаграммы Герцшпрунга-Ресселя и о характере изменения спектральных особенностей переменной звезды с изменением блеска.

Наиболее интересными типами здесь могут быть звезды RV Тельца, классические цефеиды и цефеиды населения II, звезды типа RR Лиры, различные типы эруптивных звезд и т. п.

V. И, наконец, одна из важнейших задач количественной спектральной классификации звезд заключается в разработке новой, физически обоснованной, максимально эффективной системы электрофотометрической многомерной узкополосной классификации звезд, о необходимости создания которой говорилось в предыдущем докладе.

С этой целью количественная спектральная классификация совместно с электрофотометрией непрерывного спектра звезд должна

эмпирически подобрать и физически обосновать те критерии (полосы), которые в дальнейшем будут использоваться в узкополосной многоцветной фотометрии и классификации звезд.

Создание такой узкополосной многоцветной фотометрической системы для многомерной классификации звезд, исследование свойств межзвездной среды и решение широкого круга других вопросовзвездной астрономии и астрофизики является насущной задачей, требующей самого всестороннего изучения и детальной разработки.

Спектральная классификация звезд должна внести в решение этой важной задачи свой посильный вклад.

Полезным дополнением к настоящему докладу могут служить материалы дискуссии по спектральной классификации, имевшей место в обсерватории Китт Пик в декабре 1961 г. [23].

ОСНОВНАЯ ЛИТЕРАТУРА

1. Morgan W. W., Keenan P. C., Kellman E. An atlas of stellar spectra, Chicago, 1943
2. Morgan W. W., Johnson H. L. Ap. J. 1953, 117, 313
3. Харадзе Е. К., Бартая Р. А., Абастуми Б. 1960, 25, 139
4. Мустель Э. Р., Галкин Л. С., Кумайгородская Р. Н., Боярчук М. Е. Крым. Изв. 1958, 18, 3
5. Petrie R. M., Maunsell C. D. Publ. Dom. Astrophys. obs. 1950, 8, 253
6. Oke J. B. Ap. J. 1957, 126, 509
7. Williams E. G. Ap. J. 1936, 83, 279
8. Копылов И. М. Крым. Изв. 1958, 20, 156
9. Копылов И. М. Крым. Изв. 1960, 23, 148
10. Sinnerstad V. Stockholm obs. Ann. 1961, 22, N. 2
11. Stromgren B., Gyldenkerne K. Ap. J. 1955, 121, 43
12. Stromgren B. Proc. of the Third Berkely Symp. 1956, III, 49
13. Stromgren B. Vistas in Astronomy 1956, 2, 1336
14. Stromgren B. Observatory 1958, 78, 137
15. Gyldenkerne K. Ann. d'Ap. 1958, 21, 26
16. Crawford D. L. Ap. J. 1958, 128, 185
17. Stromgren B. The Hertzsprung-Russell Diagram, IAU Symp. 1959, N. 10, Suppl. Ann. d'Ap. N. 8
18. Barbier D., Chalonge D. Ann. d'Ap. 1941, 4, N. 1
19. Chalonge D., Divan L. Ann. d'Ap. 1952, 15, 201
20. Копылов И. М., Белякина Т. С., Витриченко Э. А. Крым. Изв., 1963, 29, 181.
21. Roman N. G. Ap. J. 1950, 112, 554
22. Roman N. G. Ap. J. 1952, 116, 122
23. Abt H. A. (ed.) Ap. J. Suppl. 1963, 8, 99

Вопросы.

П. Г. Куликовский. Вы употребляете выражение «космическая дисперсия»; с исторической точки зрения этот термин закрепляется за другим понятием. С другой стороны на равных правах Вы употребляете понятие «истинная дисперсия» или «естественная». Нельзя ли ограничиться термином «естественная», не говоря об «истинной», так как мы ее никогда точно не знаем, а «естественная» — ясно, что тут накладывается какая-то другая дисперсия, все-таки не космическая.

Председательствующий Б. В. Кукаркин. Я вполне понимаю Вашу

опасения, но стоит ли сегодня вести терминологическую дискуссию? Давайте вести дискуссию по существу. Я тоже считаю, что это неудачный термин, но мы понимаем, что под ним подразумевается.

П. Г. Куликовский. Я понимаю, что существует специальная комиссия по терминологии, пусть она и занимается этим. У меня второй вопрос — по поводу попыток найти единую универсальную фотометрическую систему классификации. Вы не распространяете несколько пессимистический или осторожный взгляд на возможность создания единой спектральной классификации? Фотометрическая система стремится к тому, чтобы найти экстраполирование спектральной характеристики, но надо ли быть и там в этом смысле осторожным?

И. М. Копылов. Я думаю, что некоторый пессимизм в этом отношении, вероятно, проявлен. Известно, что для различных спектральных классов, в видимой части спектра, допустим от 3 тыс. до 6 тысяч ангстрем, — различные критерии. Для горячих звезд это в одной области спектра, для более холодных звезд — они находятся в другой области. Поэтому, эта будущая универсальная система, по-видимому, будет состоять из набора индексов. Некоторые комбинации будут использоваться для горячих звезд, некоторые — для холодных, другие будут общие, но система будет универсальной в том смысле, что построена по единому принципу и будет использоваться по единой методике. Поэтому я думаю, что задача всегда будет одного типа. Допустим, будет 10 фильтров (или больше), но для звезд определенных классов должны быть одни комбинации, для других классов — другие. Так что в этом отношении она будет тоже довольно сложной, но будет однородной.

В. Б. Никонов. Одна система будет прецизионно точная, другая — грубая, но массовая.

С. М. Азимов. Меня интересует, какие критерии Вы берете для классификации звезд типа Вольф-Райе и магнитных звезд и не чувствуется ли здесь попытка найти критерии в системе трехмерной классификации, чтобы эта классификация охватывала все звезды? Что можно выбрать в качестве третьего параметра?

И. М. Копылов. Для звезд Вольф-Райе критерии найдены довольно просто, так как ветви WN и WC четко разделяются. Важно перейти от визуальных оценок интенсивностей к количественным, точным измерениям спектрограмм. Что касается магнитных звезд, там дело сложней, потому что это звезды A . Там, кроме водородных линий, все остальные линии более слабые. Но мы должны искать критерии. Одним из таких критериев может быть скачок D . Он может служить одним из таких явно хороших критериев выявления магнитных звезд, тем более, что он независим от межзвездного поглощения. А вторым критерием должно быть отношение каких-нибудь линий — стронция, магния, т. е. линий, которые ведут себя особым образом. Но нужна именно количественная классификация, потому что надо будет оценивать интенсивности довольно слабых линий.

Третий параметр для каждого типа звезд должен быть свой. Для металлических звезд это — металличность. Почему звезды различаются по своей степени металличности? Причина этого неясна. Это может быть особенностями структуры атмосферы, или влияния вращения звезды, или влияния химического состава. Для пекулярных звезд это будет пекулярность спектрального типа, которую можно связать с мощностью магнитного поля. Поэтому для каждого типа звезд третий параметр, по-видимому, будет свой.

А. А. Киселев. Какие сейчас возможности спектральной классифи-

кации двойных звезд, в частности тесных и различающихся сильно по блеску. Не ставятся ли такие задачи?

И. М. Копылов. Все зависит от относительной яркости компонентов и расстояния между ними. Вообще, такие работы производятся. Количественная классификация не проводилась, но классификация в системе *MK* проводилась.

В 138-ом томе «Астрофизикал Джорнал» помещена классификация звезд примерно около 120 пар, т. е. около 250 звезд, так что в принципе эта задача вполне разрешимая, но имеются ограничения в смысле яркости. В некоторых случаях, если звезды расположены по склонению, можно разделить очень тесные пары. Если расстояние порядка 2–3 секунд, то уже разделить звезды трудно, или нужно иметь очень длиннофокусный телескоп. Аналогичное ограничение накладывается и на относительную яркость. Слабую звезду трудно выделять из-за контраста.

СООБЩЕНИЕ В. СТРАЙЖИСА И К. ЗДАНАВИЧЮСА (ВИЛЬНЮС)
О ВЫБОРЕ СПЕКТРАЛЬНЫХ РАЙОНОВ ДЛЯ
ГЕТЕРОХРОМНОЙ ФОТОМЕТРИИ

В предыдущем исследовании (Вильнюс. Бюлл. 1963, № 6; Астрон. Ц. 1963, № 254) было показано, что трехцветная система, включающая узкополосные величины X и Y около 4000 и 4500 ангстрем, соответственно, является весьма полезной для определения межзвездного поглощения чисто фотометрическим путем. При этом предполагалось, что подходящий выбор третьей величины Z в районе спектра 5000–6000 ангстрем может уменьшить разделение классов светимости на диаграмме $X-Y$, $Y-Z$.

С целью проверки последнего предположения и уточнения положений полос реакции X и Y было произведено численное интегрирование кривых распределения энергии $J(\lambda)$ в спектрах следующих непокрасневших звезд: $B0V$, $A0V$, $F0V$, $G0V$, $O9.5Ib$, $B0Ia$, $A2Ia$ и $F5Ib$. Во всех кривых $J(\lambda)$ учитывался эффект линий поглощения. Ширины всех полос реакции — 400 ангстрем.

Оказалось, что при изменении λ_{eff} от 5000 до 6500 ангстрем нельзя найти такого положения полосы реакции величин Z , которое в комбинации с X и Y давало бы совпадение карликов и сверхгигантов. Однако почти на всех диаграммах $X-Y$, $Y-Z$ звезда $F5Ib$ лежит почти точно на линии главной последовательности. Это дает возможность по диаграмме $X-Y$, $Y-Z$ однозначно отделить звезды более ранние, чем $F5$ (с различными межзвездными покраснениями) от более поздних звезд (рис. 1). Они будут представлять смесь звезд различных светимостей для определения которых необходимы другие диаграммы, о которых речь будет идти ниже. Здесь же рассмотрим другие свойства, которыми обладают диаграммы типа $X-Y$, $Y-Z$.

Главная последовательность на некоторых из них имеет слабый изгиб в районе спектрального класса A , который является весьма желательным, так как уменьшает точность определения фотометрического спектрального класса. Оказалось, что уменьшить изгиб можно сдвигами полос реакции X и Z при постоянном Y . На рис. 2 показано изменение угла β между линией $B0V-A0V$ и продолжением линии $L0V-F0V$ в зависимости от положения средних длин волн величин X и Z . При положении средней волны X на 4025 ангстрем имеется лише

X-Y