

УДК: 524.31—355.7+543.432

## К ПРОБЛЕМЕ СПЕКТРАЛЬНОЙ КЛАССИФИКАЦИИ СЛАБЫХ ЗВЕЗД

Г. А. ГУРЗАДЯН

Поступила 10 сентября 1984

Принята к печати 8 января 1985

Обсуждаются перспективы спектральной классификации слабых покрасневших звезд с привлечением внеатмосферных наблюдений. Показано, что на основании данных колориметрических наблюдений как в ультрафиолете (2000—3000 Å), так и в сочетании с оптическим диапазоном нельзя провести однозначную спектральную классификацию слабых звезд, испытывающих значительное межзвездное поглощение. Реальную перспективу следует связать с методом «длины спектрограммы», когда классификация осуществляется по двум наблюдаемым параметрам — по длине спектрограммы  $L$  в ультрафиолете и по величине  $U-V$ , графики зависимости между которыми приведены на рис. 3. Метод «длины спектрограммы» позволяет найти однозначно: а) спектральный класс звезды; б) величину межзвездного поглощения до данной звезды; в) класс светимости звезды.

1. *Постановка проблемы.* Проблема спектральной классификации слабых звезд продолжает занимать астрофизиков прежде всего с методологической точки зрения. Факт, ставший уже тривиальным, — трудность получения спектрограмм для слабых звезд — заставляет нас развернуть изыскания в основном в следующих двух направлениях:

а. Отказ от использования спектральных линий вообще в качестве индикатора класса звезды и поиски методов классификации только по непрерывному спектру.

б. Отказ от получения спектрограмм вообще и поиски новых критериев спектрального класса по данным колориметрических измерений.

Если не принимать во внимание единичные случаи установления спектрального класса той или иной звезды путем измерения непрерывного спектра и его сравнение с теоретическими моделями, наземная астрономия не располагает эффективными для массового применения методами спектральной классификации звезд по их непрерывному спектру в оптическом диапазоне. Классификация же на основе данных колориметрических измерений в оптическом диапазоне не обеспечивает требуемого спектрального

разрешения, что следует хотя бы из хорошо известного факта: показатели цвета  $U-B$  для звезд классов от A0 до G0 суть величины почти одного порядка и меньше  $0^m10$ . Положение несколько лучше в случае мультиканальной фотометрии, но и она не является выходом из положения.

Свидетельством того, что наземная астрономия, по-видимому, дошла до предела своих возможностей, может служить, в частности, каталог спектральных классов звезд Абастуманской обсерватории, содержащий 11 тысяч звезд; в нем рабочий предел  $11^m5$  [1]. Становится все более очевидной бесперспективность существенного смещения этого предела при спектральной классификации как по непрерывному спектру, так и по данным колориметрических измерений до тех пор, пока применение обоих этих методов ограничивается оптическим диапазоном.

Иначе обстоит дело, когда мы переходим в ультрафиолетовую область спектра, короче 3000 А и, скажем, до 2000 А. Реальные надежды с развертыванием работ по спектральной классификации слабых звезд, по-видимому, следует возлагать на внеатмосферные наблюдения, и в настоящее время имеются достаточные основания для подобного утверждения. В связи с этим возникает необходимость количественного анализа обоих этих направлений — классификация по колориметрическим данным и классификация по непрерывному спектру с тем, чтобы можно было составить представление о перспективах применения для этой цели столь дорогостоящих и далеко еще не доступных средств — внеатмосферных наблюдений. Настоящая статья ставит перед собой такую задачу.

2. *Спектральная классификация по данным колориметрических измерений в ультрафиолете.* Точность и надежность спектральной классификации по данным колориметрических измерений, очевидно, будет тем больше, чем больше базис длин волн — расстояние между сопоставляемыми между собой точками в спектре звезды. В качестве одной из таких точек мы берем какую-либо из полос в оптическом диапазоне —  $U$ ,  $B$  или  $V$ . По многим соображениям вторую точку целесообразно иметь на  $\lambda = 2200$  А.

Будем исходить пока из некоей условной формы и ширины полосы пропускания фотометрической системы на 2200 А — обозначим ее символом « $Y$ »; численно она представлена в табл. 1. Имея это в виду, можно вывести следующую формулу для показателя цвета  $Y-U$ :

$$(Y-U)_0 = -2.5 \lg \frac{\int Y_\lambda F_\lambda d\lambda}{\int U_\lambda F_\lambda d\lambda} - 0.73, \quad (1)$$

где индекс нуль при  $Y-U$  означает, что речь идет о нормальном показате-

теле цвета, т. е. без влияния межзвездного поглощения;  $F_\lambda$  — поток излучения звезды на длине волны  $\lambda$ ;  $Y_\lambda$  и  $U_\lambda$  — «кривые реакции» соответствующих диапазонов. Формула (1) выведена с соблюдением условия  $(Y-U)_0 = 0$  для спектрального класса A0.

Таблица 1  
ПРОПУСКАНИЕ СВЕТОФИЛЬТРОВ (В ПРОИЗВОЛЬНЫХ ЕДИНИЦАХ) ДЛЯ ФОТОМЕТРИЧЕСКИХ СИСТЕМ  $Y (\lambda_{\max} = 2200 \text{ \AA})$  И  $Z (\lambda_{\max} = 2600 \text{ \AA})$ .

Длина волны $\text{\AA}$	$Y_\lambda$	Длина волны $\text{\AA}$	$Z_\lambda$
1900	0.2	2350	0.2
1950	0.5	2400	1.7
2000	1.7	2450	4.3
2050	4.3	2500	7.2
2100	7.2	2550	8.2
2150	8.2	2600	8.3
2200	8.3	2650	8.0
2250	8.0	2700	6.4
2300	6.4	2750	2.5
2350	2.5	2800	0.5
2400	0.5	2850	0
2450	0.1		
2500	0		

Числовые значения  $(Y-U)_0$ , найденные с помощью (1), приведены в табл. 2 (третий столбец). При вычислениях в качестве функции  $F_\lambda$  использованы результаты модельных расчетов Куруча [2] для звезд главной последовательности ( $\lg g = 4.0$ ) и при заданной эффективной температуре  $T$ . Для сравнения в табл. 2 приведены также нормальные для тех же звезд значения  $(U-B)_0$  [3].

Обращают на себя внимание очень быстрые изменения числовых значений  $(Y-U)_0$  как у горячих, так и в особенности холодных звезд. Большой градиент изменения  $(Y-U)_0$  означает вместе с тем высокое спектральное разрешение при классификации. Так, разница в величинах  $(Y-U)_0$  при переходе, например, от G0 к G5 составляет  $1^m16$  или  $0^m23$  на один подкласс; это исключительно высокое разрешение, если иметь в виду, что изменение на один подкласс в том же интервале

G0—G5 составляет  $0^m03$  в величинах  $U—B$  и  $0^m024$  в величинах  $B—V$ .

Таблица 2

НОРМАЛЬНЫЕ ПОКАЗАТЕЛИ ЦВЕТА В РАЗНЫХ ФОТОМЕТРИЧЕСКИХ СИСТЕМАХ ДЛЯ ЗВЕЗД ГЛАВНОЙ ПОСЛЕДОВАТЕЛЬНОСТИ

Спектр. класс	$T, K$	$(Y-U)_0$	$(U-B)_0$	$(Y-B)_0$	$(Y-V)_0$	$(Z-U)_0$	$(Y-Z)_0$
O5	40000	$-1^m50$	$-1^m15$	$-2^m65$	$-3^m00$	$-1^m15$	$-0^m35$
B0	25000	$-1.27$	$-1.06$	$-2.33$	$-2.64$	$-1.04$	$-0.23$
B5	15000	$-0.70$	$-0.55$	$-1.25$	$-1.41$	$-0.58$	$-0.12$
A0	10000	0	$-0.02$	$-0.02$	0	0	0
A5	8500	$+0.37$	$+0.10$	$+0.47$	$+0.60$	$+0.30$	$+0.07$
F0	7500	$+0.88$	$+0.07$	$+0.95$	$+0.22$	$+0.66$	$+0.22$
F5	6500	$+1.86$	$+0.03$	$+1.89$	2.31	1.22	0.64
G0	6000	$+2.57$	$+0.05$	$+2.62$	3.20	1.54	1.03
G5	5500	$+3.73$	$+0.19$	$+3.92$	4.62	1.95	1.78

Как видим, разрешение фотометрической системы  $Y—U$  исключительно высокое — на порядок больше, чем в случае  $U—B$ , и поэтому эта система в принципе может быть использована для целей спектральной классификации слабых звезд. Широкоугольный менисковый телескоп с диаметром входного отверстия 30 см, выведенный за пределы земной атмосферы, может зафиксировать на фотопленке точечные изображения звезд до  $19—20^m$ . Не представляет никаких трудностей фиксация обоих изображений звезд в  $Y$  и  $U$  лучах рядом, слегка смещенными друг относительно друга, на одном и том же кадре. Тогда каждый такой кадр станет полноценным источником информации, по крайней мере в принципе, для спектральной классификации звезд до  $19—20^m$  с разрешением не хуже одного подкласса.

Все это относится, однако, к случаю, когда мы пренебрегаем влиянием межзвездного поглощения. Между тем речь идет о фотометрической системе  $Y$ , на которой ( $\lambda = 2200 \text{ \AA}$ ) кривая межзвездной экстинкции достигает своего максимума. Найденный таким путем спектральный класс может оказаться заметно, а в некоторых случаях существенно более поздним, чем истинный спектральный класс рассмотренной звезды. В этом случае можно говорить лишь об однопараметровой зависимости спектрального класса (эффективной температуры) от фотометрической системы  $Y—U$ . Кривая этой зависимости приведена на рис. 1.

Найти точный спектральный класс звезды с использованием системы  $Y-U$  и с учетом влияния межзвездного поглощения, оказывается, можно. Для этого достаточно привлечь еще одну фотометрическую систему, на этот раз в оптическом диапазоне, скажем,  $U-V$  или  $U-V$ . Не

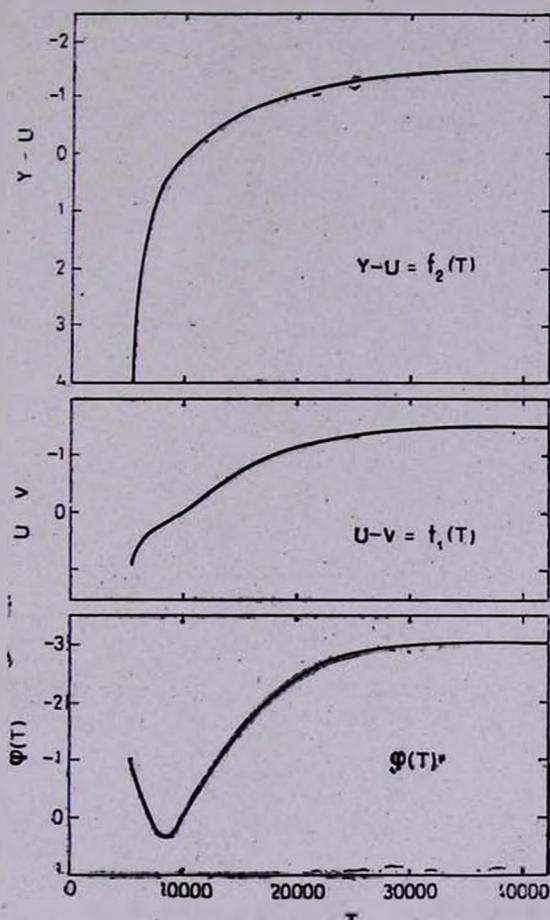


Рис. 1. Расчетные ( $Y-U$ ) и эмпирические ( $U-V$ ) кривые функций  $f_1(T)$ ,  $f_2(T)$  и  $\Phi(T)$  в зависимости от эффективной температуры звезды  $T$ .

трудно убедиться, что каждой комбинации  $Y-U$  и  $U-V$  или  $Y-U$  и  $U-V$  должен соответствовать определенный спектральный класс, свободный от влияния межзвездной экстинкции. В этом случае речь будет идти о двухпараметровой зависимости спектрального класса — от  $Y-U$  и  $A_U$ , где  $A_U$  — полное межзвездное поглощение до данной звезды в полосе  $U$ .

С учетом межзвездной экстинкции будем иметь для  $Y-U$ , взамен (1):

$$Y-U = -2.5 \lg \frac{\int Y_{\lambda} F_{\lambda} e^{-A_{\lambda}} d\lambda}{\int U_{\lambda} F_{\lambda} e^{-A_{\lambda}} d\lambda} - 0.73, \quad (2)$$

где  $A_{\lambda}$  — полное межзвездное поглощение до данной звезды на длине волны  $\lambda$ . Можно несколько упростить задачу, вынеся экспоненциальные члены из под знака интеграла и заменяя  $A_{\lambda}$  средним значением  $A_U$  и  $A_Y$  для соответствующих полос. Тогда будем иметь:

$$\begin{aligned} Y-U &= -2.5 \lg \frac{\int Y_{\lambda} F_{\lambda} d\lambda}{\int U_{\lambda} F_{\lambda} d\lambda} \cdot e^{-(A_Y - A_U)} - 0.73 = \\ &= (Y-U)_0 + 1.08 A_U \left( \frac{A_Y}{A_U} - 1 \right). \end{aligned} \quad (3)$$

Имеем из кривой межзвездной экстинкции в ультрафиолете [4]:  $A_Y/A_U = 2.026$ . Тогда найдем окончательно:

$$Y-U = (Y-U)_0 + 1.11 A_U. \quad (4)$$

Аналогичным способом найдем для  $U-B$  и  $U-V$ , приняв  $A_U/A_B = 1.17$  и  $A_U/A_V = 1.52$ :

$$U-B = (U-B)_0 + 0.185 A_U, \quad (5)$$

$$U-V = (U-V)_0 + 0.370 A_U. \quad (6)$$

Рассмотрим комбинацию между  $Y-U$  и  $U-V$ . Нормальные показатели цвета  $(Y-U)_0$  и  $(U-V)_0$  зависят только от эффективной температуры  $T$ . Обозначим поэтому:

$$(U-V)_0 = f_1(T), \quad (7)$$

$$(Y-U)_0 = f_2(T). \quad (8)$$

Тогда из (4) и (6) будем иметь систему:

$$f_1(T) = (U-V) - 0.37 A_U, \quad (9)$$

$$f_2(T) = (Y-U) - 1.11 A_U. \quad (10)$$

В этой системе величины  $U-V$  и  $Y-U$  известны — они берутся из прямых наблюдений, неизвестными же являются температура  $T$ , т. е. спектральный класс, и  $A_U$ . В этом и заключается сущность двухпараметрового представления спектрального класса. Графически оно приводит к появлению семейства кривых на координатной плоскости  $Y-U$  и  $U-V$ . Эти кривые изображены на рис. 2, построены они для трех значений  $A_U$ : 0, 1 и 2 и для спектральных классов от O5, B0... до G5, соответствующие величины эффективных температур которых приведены в табл. 2.

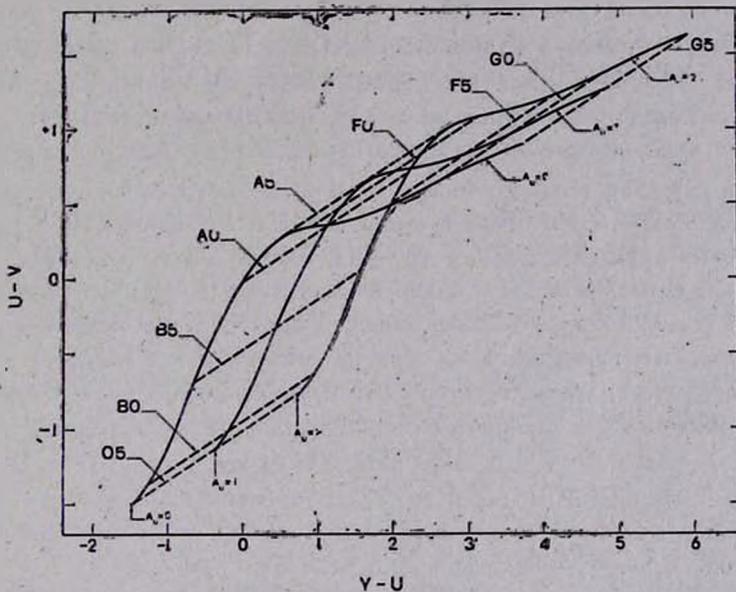


Рис. 2. Колориметрическая диаграмма  $Y-U \sim U-V$ , построенная для разных спектральных классов, от O5 до G5, и при трех значениях полного межзвездного поглощения  $A_U$  в полосе  $U$ : 0, 1 и 2.

Таким образом, имея наблюдаемые величины  $Y-U$  и  $U-V$  для данной звезды и нанося точку с такими координатами на график рис. 2, нетрудно найти, путем графической интерполяции, искомую величину  $A_U$  и искомый спектральный класс звезды. Впрочем, интерполяцию можно осуществить и аналитическим способом. Так, исключая  $A_U$  из (4) и (6), найдем:

$$3(U-V) - (Y-U) = \varphi(T), \quad (11)$$

где

$$\varphi(T) = 3f_1(T) - f_2(T). \quad (12)$$

График функции  $\varphi(T)$  в зависимости от  $T$  изображен на рис. 1. Левая часть соотношения (11) известна из наблюдений и, следовательно, известно числовое значение  $\varphi(T)$ . Пользуясь рис. 1, можно найти  $T$ , а из табл. 2 — искомый спектральный класс. По известному спектральному классу, т. е. по нормальным цветам  $(U-V)_0$  или  $(Y-U)_0$ , находим числовые значения второго параметра —  $A_U$ , с помощью одной из следующих формул:

$$A_U = 2.70[(U - V) - (U - V)_0], \quad (13)$$

$$A_U = 0.90[(Y - U) - (Y - U)_0]. \quad (14)$$

К сожалению, форма функции  $\varphi(T)$  (рис. 1) такова, что в интервале температур 5500—13000 К она приводит к двум значениям  $T$ , т. е. к двум определениям спектрального класса при заданном значении  $\varphi(T)$ . Очевидно одно из этих определений лишнее, и здесь требуется дополнительное условие. В качестве такового можно использовать требование, чтобы  $A_U$  была положительной величиной, найденной с помощью (13) или (14), тогда одно из двух определений  $(U-V)_0$  или  $(Y-U)_0$  будет исключено. Впрочем, как показывает анализ, какой-то отрезок вокруг классов A5—F0 все-таки остается зоной с двойной оценкой спектрального класса (область переплетения или перекрытия кривых на рис. 2) и эта неопределенность является существенным недостатком рассматриваемого метода. Область перекрытия расширяется, дрейфуя в сторону поздних спектральных классов, по мере увеличения  $A_U$ , т. е. по мере перехода ко все более слабым звездам.

Описанным способом были проанализированы шесть комбинаций между показателями цвета, в том числе и с привлечением еще одной фотометрической системы — полосы «Z» с центром пропускания на длине волны 2600 А. Результаты оказались неутешительными: ни в одной комбинации не удается избежать эффекта перекрывания, т. е. эффекта двузначной оценки спектрального класса. В лучшем случае мы можем в каждой из этих комбинаций выделить лишь «рабочую область», свободную от эффекта перекрывания, в пределах которой классификация будет однозначной. Эти комбинации и их рабочие области следующие:

Комбинация	Рабочая область
$U - V \sim Y - U$	O5—A0
$U - B \sim Y - U$	O5—B8
$Z - U \sim Y - U$	B5—A5
$Y - B \sim Y - U$	O5—A0
$Y - V \sim Y - U$	B5—A0
$Y - Z \sim Y - V$	B0—A0
$Y - Z \sim Z - U$	B1—F0

Соответствующие цветовые уравнения, в дополнение к (4), (5) и (6) имеют следующий вид:

$$Y - Z = (Y - Z)_0 + 0.45 A_U, \quad (15)$$

$$Z - U = (Z - U)_0 + 0.73 A_U, \quad (16)$$

$$Y - B = (Y - B)_0 + 1.27 A_U, \quad (17)$$

$$Y - V = (Y - V)_0 + 1.48 A_U. \quad (18)$$

Как видим, теоретически не существует комбинации, если, конечно, не ставить ограничений относительно величины межзвездного поглощения  $A_U$ , при которой можно будет охватить всю спектральную последовательность, от O5 до G5, без перекрывания. Любая комбинация фотометрических систем вне своей рабочей области дает больше одного определения спектрального класса звезды по наблюдаемым значениям показателей цвета.

Таким образом, мы приходим к фатальному выводу о том, что данные колориметрических измерений как в ультрафиолете (до 2000 Å) в чистом виде, так и в сочетании с оптическим диапазоном не дают нам информации, адекватной для однозначной спектральной классификации слабых звезд, испытывающих значительное межзвездное поглощение, во всей спектральной последовательности — от O до M.

Обзор методов спектральной классификации звезд, основанных на исключительно наземных колориметрических данных, сделан в монографии В. Страйжиса [5]. Приведенный в ней материал свидетельствует, в частности, о невозможности классификации звезд, испытывающих значительное межзвездное поглощение, если мы опираемся только на колориметрические данные (в оптическом диапазоне) в любых комбинациях.

3. Спектральная классификация по длине спектрограммы в ультрафиолете. В астрофизике спектральная классификация звезд осуществляется, как правило, на основе данных о линейчатой структуре их спектров. Что касается непрерывных спектров, то они даже в фотографическом диапазоне не были признаны достаточно чувствительными к спектральному классу, чтобы стать индикаторами для спектральной классификации звезд.

Иначе обстоит дело, когда мы переходим в область ультрафиолета — короче 3000 Å и до 2000 Å. Здесь общий характер непрерывного спектра и, в первую очередь, длина самой спектрограммы сильно зависят от спектрального класса звезды. Очевидно, такие спектральные снимки могут быть использованы в целях спектральной классификации звезд даже в том случае, когда линии в них будут совершенно не видны. Если к тому же мы располагаем ультрафиолетовыми снимками спектров для большого количества звезд, полученными массовым способом и достаточно однородно-

ми, то подобный метод спектральной классификации может оказаться весьма эффективным именно для слабых звезд. Имея в виду трудности получения индивидуальных спектрограмм слабых звезд с помощью щелевых спектрографов, спектральная классификация на основе данных одних только непрерывных спектров в ультрафиолете, без привлечения линий, может оказаться чуть ли не единственным выходом из положения.

Возможность осуществления спектральной классификации звезд по длине их ультрафиолетовых спектров впервые была продемонстрирована на наблюдательном материале, полученном с помощью космической обсерватории «Орион-2» [6]. Уже при первых просмотрах этого материала обратило на себя внимание резкое отличие длины спектральных снимков у звезд разных классов — существенно длинее у ранних классов и существенно короче у поздних. Так возникла идея об использовании линейной длины спектрограммы, полученной с помощью объективной призмы, в качестве индикатора спектрального класса; построив своего рода характеристическую кривую типа «длина спектрограммы—спектральный класс» с помощью звезд известных классов, можно, после надлежащей калибровки, найти искомые спектральные классы неизвестных звезд.

В первоначальном варианте разработки этого метода не было учтено, однако, влияние межзвездного поглощения. Межзвездное поглощение приводит к укорачиванию спектрограммы с ее ультрафиолетового конца, причем тем сильнее, чем больше расстояние звезды от нас и чем более раннему спектральному классу принадлежит она. В результате найденный таким путем спектральный класс всегда будет позднее истинного класса. В связи с этим возникает задача о разработке теоретической основы спектральной классификации звезд по длине их спектральных снимков в ультрафиолете и с учетом влияния межзвездной экстинкции. Здесь мы займемся решением этой задачи.

Проблему спектральной классификации звезд по длине их ультрафиолетовых спектрограмм, оказывается, можно решить однозначно и с абсолютной точностью; для этого достаточно привлечь, в качестве дополнительного параметра, один из показателей цвета в оптическом диапазоне —  $U-V$  или  $B-V$ . При отсутствии межзвездного поглощения мы будем иметь для данной звезды определенную длину  $L_0$  ее спектрограммы в ультрафиолете и определенную величину нормального показателя цвета  $(U-V)_0$  или  $(B-V)_0$ . При наличии межзвездного поглощения *наблюдаемая длина спектрограммы  $L$  будет меньше  $L_0$ , а цвет станет краснее* В результате для каждого спектрального класса будет существовать диаграмма зависимости между  $U-V$  и  $L$  в виде трека, по которому должна перемещаться звезда данного класса по мере увеличения межзвездного поглощения. Этот трек и представит собой характеристическую кривую, с помощью которой можно будет найти спектральный класс звезды по на-

блюдаемым величинам  $L$  и  $U-V$ . Нашей задачей является построение таких характеристических кривых для всей последовательности спектральных классов. Ниже будет описан принцип их построения.

Исходным является допущение, что блеск всех звезд рассматриваемой совокупности один и тот же на некоей длине волны, скажем, на  $\lambda_0 = 4000 \text{ \AA}$ , откуда отмеряется длина спектрограммы. Далее, нужно условиться, что считать концом спектрограммы. Приняв интенсивность излучения на  $\lambda_0 = 4000 \text{ \AA}$  за 10 единиц, т. е.  $\lg J_{4000} = 1$ , мы можем зафиксировать конец спектрограммы там, где  $\lg J_\lambda = -1$ , т. е. на однопроцентном уровне интенсивности.

Линейная длина спектрограммы  $L$  определяется еще двумя факторами — общей чувствительностью  $\delta_\lambda$  телескопа с приемником излучения (фотоэмульсия) и дисперсионной кривой объективной призмы  $D_\lambda$ . Наконец, надо учесть главное — межзвездное поглощение, полную величину — оптическую толщину — которого до данной звезды обозначим через  $A_\lambda$ . В результате будем иметь для относительного потока излучения  $F_\lambda$ , зафиксированного на фотоэмульсии:

$$F_\lambda = \frac{J_\lambda}{J_{\lambda_0}} \delta_\lambda e^{-a_\lambda A_U}, \quad (19)$$

где  $a_\lambda = (A_\lambda - A_{\lambda_0})/A_U$ . Масштаб длин волн нелинейный, по которому будет раскладываться  $F_\lambda$ , определится дисперсионной кривой  $D_\lambda$ .

Вычисления произведены для следующей схемы:

1. Интенсивность излучения звезды  $J_\lambda(T)$  в интервале  $\lambda\lambda$  2000—4000  $\text{\AA}$  представляется формулой Планка при заданной эффективной температуре  $T$ .

2. Для функций  $\delta_\lambda$  и  $D_\lambda$  используются их числовые значения, найденные ранее для менискового телескопа с объективной призмой „Орион-2“ [7].

3. Вычисления проводятся для трех значений  $A_U$ : 0, 1 и 2.

4. Величины  $U-V$  в зависимости от  $A_U$  находятся с помощью формулы (6).

Результаты вычислений представлены в табл. 3. В ней  $\lambda_{пр}$  есть длина волны, соответствующая уровню интенсивности  $\lg F_\lambda = -1$ , а  $L$  — длина спектрограммы (в условных миллиметрах), считая от  $\lambda_0 = 4000 \text{ \AA}$  до точки  $\lambda_{пр}$ ; она была найдена с помощью дисперсионной кривой  $D_\lambda$ . Числовые величины как  $\lambda_{пр}$ , так и  $L$  находятся путем графических построений.

По данным табл. 3 построена диаграмма зависимости  $U-V$  от  $L$  для каждого спектрального класса в отдельности, эти графики показаны на рис. 3. Нанося точку с наблюдаемыми координатами  $U-V$  и  $L$  на эту диаграмму мы тут же найдем, очевидно путем тщательной интерполяции, искомым спектральный класс звезды и полное межзвездное поглощение  $A_U$  до данной звезды.

Таблица 3

РАСЧЕТНЫЕ ДАННЫЕ ( $\lambda_{\text{пр}}$ ,  $L$  и  $U-V$ ) ДЛЯ ПОСТРОЕНИЯ ХАРАКТЕРИСТИЧЕСКОЙ КРИВОЙ СПЕКТРАЛЬНОЙ КЛАССИФИКАЦИИ ПО МЕТОДУ «ДЛИНЫ СПЕКТРОГРАММЫ В УЛЬТРАФИОЛЕТЕ» (СМ. В ТЕКСТЕ), НАЙДЕННЫЕ ПРИ ТРЕХ ЗНАЧЕНИЯХ  $A_U = 0, 1$  И  $2$

Спектр. класс	$A_U = 0$			$A_U = 1$			$A_U = 2$		
	$\lambda_{\text{пр}}$ А	$L$ мм	$U-V$	$\lambda_{\text{пр}}$ А	$L$ мм	$U-V$	$\lambda_{\text{пр}}$ А	$L$ мм	$U-V$
O5	1950	9.60	$-1^m.50$	2220	7.10	$-1^m.13$	2430	5.20	$-0^m.76$
B0	1970	9.25	$-1.37$	2270	6.55	$-1.00$	2480	5.00	$-0.63$
B5	2160	7.70	$-0.71$	2400	5.50	$-0.34$	2570	4.50	$+0.03$
A0	2300	6.30	0.0	2520	4.65	$+0.35$	2660	3.80	$+0.72$
A5	2370	5.75	$+0.23$	2570	4.30	$+0.60$	2700	3.60	$+0.97$
F0	2420	5.40	$+0.34$	2600	4.20	$+0.71$	2740	3.35	$+1.08$
F5	2500	4.75	$+0.45$	2660	3.80	$+0.82$	2780	3.20	$+1.19$
G0	2540	4.50	$+0.63$	2700	3.60	$+1.00$	2820	3.00	$+1.37$
G5	2600	4.1	$+0.89$	2740	3.35	$+1.26$	2850	2.85	$+1.63$

Обращает на себя внимание исключительно большой интервал между кривыми, соответствующими классами A0 и B0, а следовательно, исключительно высокое разрешение, которое можно иметь при нахождении спектрального класса в этом интервале. Найти наблюдаемую величину  $U-V$  с точностью  $0^m.1$  не представляет труда, между тем этой точности соответствует, оказывается, разница в один подкласс. Стало быть, методом «длины спектрограммы» мы можем надеяться на определение спектрального класса звезды с точностью не хуже одного подкласса, по крайней мере в интервале A0—B0. Так ли это?

В первой статье [6], посвященной методу спектральной классификации звезд по длине их ультрафиолетовых спектрограмм, были приведены подборки «орионовских» снимков спектров звезд одного и того же блеска, но разных классов. Одна из этих подборок заслуживает того, чтобы повторно воспроизвести ее и здесь, на рис. 4, и на нем четко видна, даже на глаз, разница в длине спектрограммы двух звезд классов B9 и A0, т. е. отличающихся друг от друга всего на один подкласс. Раньше этот факт

рассматривался как свидетельство реально возможной чувствительности самого метода, выявленной чисто эмпирическим путем. Этот факт получил теперь свою теоретическую интерпретацию.

Нахождение числовых величин показателя цвета  $U-V$  с точностью  $0^m1$ , по-видимому, нельзя считать пределом. В тех случаях, когда можно иметь  $U-V$  с точностью до  $0^m05$ , спектральная классификация в интервале A0—B0 может быть осуществлена описанным методом с разрешением до половинного подкласса! Это тот предел, которого может достичь лишь изредка наземная астрономия, и то при наличии высококачественных щелевых спектрограмм.

Чувствительность описанного метода несколько ниже для звезд поздних классов. Однако по мере накопления опыта, приобретения навыков и совершенствования процедуры измерения следует думать, что и точность нахождения спектрального класса таких звезд можно будет довести до одного подкласса. Для этого имеются реальные резервы. Например, характеристическая кривая (трек) для класса F0 на рис. 3 в промежутке

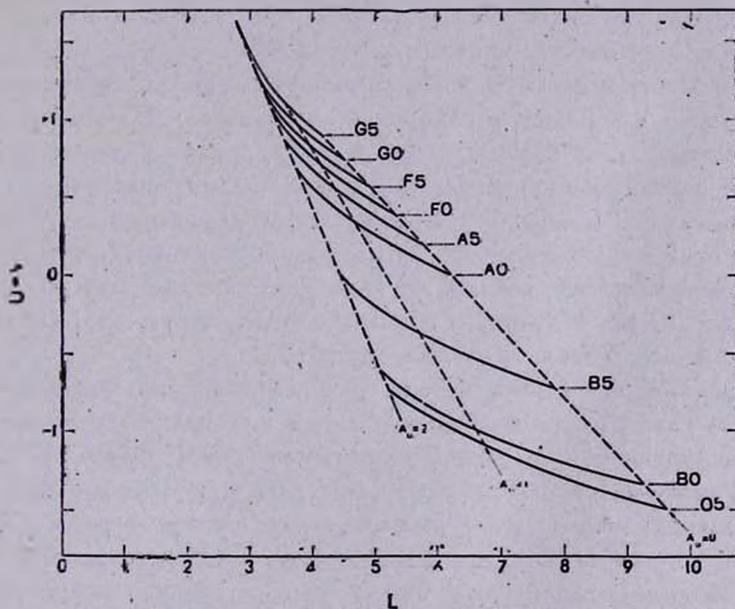


Рис. 3. Характеристическая кривая — зависимость между длиной спектрограммы  $L$  в ультрафиолете и показателем цвета  $U-V$ . Кривые построены для спектральных классов от O5 до G5 при трех значениях  $A_U$ : 0, 1 и 2.

от  $A_U = 0$  до  $A_U = 2$  охватывает интервал  $U-V$  в размере  $0^m65$ , а изменение длины спектрограммы  $L$  составляет  $\sim 30\%$  — и то и другое не малые величины.

Метод «длины спектрограммы» позволяет найти, помимо спектрального класса, также величину полного межзвездного поглощения  $A_U$  до данной звезды. Зная  $A_U$ , можно оценить по крайней мере в принципе, светимость звезды — по видимой величине и по среднему значению поглощения на единичное расстояние. Достоверность найденного таким путем класса светимости звезды может оказаться даже выше той, что мы имеем при обычном методе (по ширине контрольной спектральной линии), где определение класса светимости носит сугубо оценочный характер.

Практическое применение описанного метода спектральной классификации требует, однако, выполнения одной подготовительной работы. Дело в том, что приведенные на рис. 3 характеристические кривые построены, как было отмечено выше, для группы звезд одного и того же блеска на маркированной длине волны ( $\lambda_0 = 4000 \text{ \AA}$ ). Для другой группы звезд с другим маркированным блеском калибровка осей  $U-V$  и  $L$  будет иная. Чтобы каждый раз не прибегать к этому и чтобы можно было работать с одной характеристической кривой, достаточно осуществить пересчет длины спектрограмм всех звезд разных блесков к единому блеску. Для этого, разумеется, надо знать некоторые характеристики использованной фотоэмульсии (в частности, числовое значение показателя Шварцшильда  $\rho$  в законе взаимозаменяемости). После построения самой характеристической кривой типа рис. 3 следует ее еще и откалибровать. Для этой цели следует использовать яркие звезды с нулевым или почти нулевым показателем цвета и накладывать спектральный класс и длину спектра  $L$  этих звезд по осям  $U-V$  и  $L$  на рис. 3. Впрочем, при надлежащей разработке метода всю процедуру нахождения спектрального класса и полного межзвездного поглощения  $A_U$ , начиная от измерения спектрограмм на микрофотометре всех видов редуций и кончая выдачей окончательных результатов, можно будет осуществить с помощью ЭВМ.

Теоретическая основа метода спектральной классификации звезд по длине их ультрафиолетовых спектрограмм, как видим, представляется достаточно прочной и лишенной внутреннего противоречия. Трудно усомниться, поэтому, что именно этот метод рано или поздно найдет применение в астрофизике, по мере развертывания внеатмосферных наблюдений. На фоне того неблагоприятного заключения, к которому мы пришли в предыдущем разделе в отношении метода спектральной классификации на основе данных колориметрических измерений, метод классификации по длине спектрограммы представляет собой реальный выход из положения. Вынос широкопольного менискового телескопа с объективной призмой умеренной и даже низкой дисперсии за пределы земной атмосферы позволит нам получить массовым способом ультрафиолетовые спектральные снимки слабых звезд и на основе такого материала развернуть их классификацию в сочетании с наземными наблюдениями ( $U-V$  величины), про-

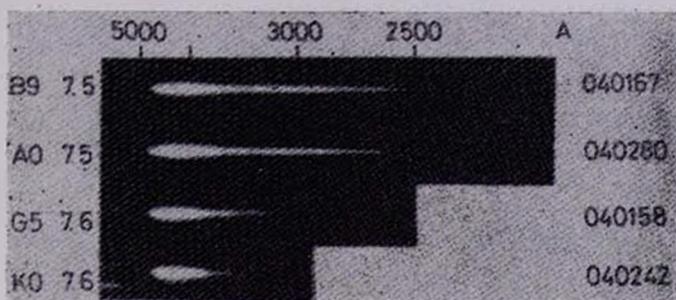


Рис. 4. Подборка (монтаж) из четырех «орионовских» спектрограмм, принадлежащих звездам разного класса, но почти одного и того же блеска ( $7.5^m$ ). Заметна разница между длинами двух первых сверху спектрограмм звезд, отличающихся друг от друга на один подкласс (B9 и A0).

К ст. Г. А. Гурздяня

ведение которых, кстати, не требует никакой перестройки уже освоенной методики. Уместно будет подчеркнуть в связи с этим, что в данном случае — осуществление спектральной классификации по двум параметрам (по длине ультрафиолетовых спектрограмм и по  $U-V$  величине) — мы можем иметь сочетания обеих категорий наблюдений — наземных и внеатмосферных — для практического решения одной из важных проблем астрофизики.

Бюраканская астрофизическая  
обсерватория

## ON THE SPECTRAL CLASSIFICATION OF FAINT STARS

G. A. GURZADYAN

The perspectives of spectral classification of faint stars using space observations are examined. The impossibility of a simple spectral classification of faint redened stars is shown on the basis of colorimetric data in ultraviolet (2000—3000 Å), as well as with the combination of ground-based observations. The actual perspectives must be connected with the "spectrogram length" method, when the classification is realized by two observational parameters — the spectrogram's length,  $L$ , in ultraviolet, and the  $U-V$  value (see Fig. 3). With the help of this method the following may be obtained; a) The spectral class of the star; b) The complete interstellar absorption for a given star; c) The luminosity class of the star.

### ЛИТЕРАТУРА

1. Р. А. Бартая, Бюлл. Абастуманской обс., 50, 3, 1979.
2. R. L. Kurucz, *Ap. J. Suppl. ser.*, 40, 1, 1979.
3. C. W. Allen, *Astrophysical Quantities*, 3th Ed., London, 1973.
4. K. Nandy, G. J. Thompson, G. Jamer, A. Monfils, R. Wilson, *Astron. Astrophys.*, 44, 195, 1975.
5. В. Страйжис, Многоцветовая фотометрия звезд, Мокслас, Вильнюс, 1977.
6. G. A. Gurzadyan, *Astron. Astrophys.*, 39, 213, 1975.
7. Г. А. Гурзядян, Р. А. Епремян, Дж. Б. Оганесян, С. С. Рустамбекова, *Астрофизика*, 18, 398, 1982.