

В. А. АМБАРЦУМИАН

О ПОВЕРХНОСТНЫХ ЯРКОСТЯХ В ГАЛАКТИКЕ

§ 1. Полные поверхностные яркости. При изучении строения нашей Галактики мы пользуемся в основном звездными подсчетами. При этом анализ звездных подсчетов, производимый для получения данных о строении нашей звездной системы, связан с рядом трудностей частью принципиального, частью технического характера. В частности, он требует знания функции светимости и ее изменений в пространстве.

Однако некоторые сведения о строении Галактики возможно получить без детального анализа звездных подсчетов. Для этого достаточно использовать поверхностные яркости, обусловленные звездами, т. е. суммарные видимые яркости всех звезд, приходящихся на единичный телесный угол, скажем, на квадратный градус. В дальнейшем мы будем употреблять термин полная поверхностная яркость именно в указанном смысле. Само собою разумеется, что в наши полные поверхностные яркости не входят яркости незвездного происхождения, например, свечение ночного неба, зодиакальный свет и т. д. Мы не будем включать в них также «галактический свет», т. е. свет звезд, рассеянный космической пылью и диффузными туманностями, а также свет от внегалактических источников.

К сожалению, наши данные о полных поверхностных яркостях I должны пока получаться из интегрирования звездных подсчетов по разным величинам согласно формуле

$$I = \int_{-\infty}^{\infty} A(m) 10^{0,4(m_0 - m)} dm, \quad (1)$$

где I выражено в звездах величины m_0 с квадратного градуса, а $A(m)$ число звезд с видимыми величинами между $m - \frac{1}{2}$ и $m + \frac{1}{2}$ на квадратный градус. Величина I есть функция координат на небесной сфере.

Попытка прямых определений I на основании наблюдения яркости неба и исключения посторонних компонент сделана в последней работе Фесенкова [1], и накопление систематических наблюдений подобного типа в высшей степени желательно.

При вычислении I согласно формуле (1) мы встречаемся с двумя трудностями. Иногда слабые звезды, на которые подсчеты еще не распространены (слабее 20.0), вносят значительную долю в величину интеграла (1). Эту долю приходится вычислять путем экстраполяции. Эта трудность имеет значение главным образом для низких галактических широт.

Для очень ярких звезд значение $A(m)$ становится хотя и малым, но неопределенным. Из-за этого происходят флюктуации величины I в зави-

симости от того, попадает или нет в рассматриваемый участок неба одна из немногочисленных ярких звезд,

Несмотря на это, подсчеты Van Rhijn'a [2] и непосредственный учет ярких звезд позволяет с уверенностью определять полную поверхностную яркость I для разных направлений.

§ 2. Парциальные поверхностные яркости. Наряду с полными поверхностными яркостями мы можем рассматривать также парциальные поверхностные яркости, обусловленные звездами того или иного физического типа.

Так, можно говорить о парциальной поверхностной яркости, возникающей от звезд типа F , или о парциальной поверхностной яркости от c звезд и т. д.

Парциальные поверхностные яркости, очевидно, вычисляются по той же формуле (1), с той лишь разницей, что $A(m)$ уже представляют числа звезд данного типа.

Сказанное о трудностях вычисления полных поверхностных яркостей в еще большей мере относится к парциальным поверхностным яркостям вследствие неполноты данных, скажем, о спектральных типах слабых звезд.

Основными данными для вычисления парциальных поверхностных яркостей, обусловленных звездами различных спектральных типов, могут служить подсчеты звезд по HDC , BSD и HDE .

Заметим, что если все звезды поделены на ряд не перекрывающихся с физическими типами (такое разделение может быть произведено различными способами по разным признакам, например, по спектру, по светимости, по признаку переменности и т. д.), то полная поверхностная яркость равна сумме парциальных поверхностных яркостей.

В последнее время часто производится разделение Галактики на ряд взаимно проникающих подсистем по разным физическим признакам (Linblad [3], Кукаркин [4]). Парциальная поверхностная яркость есть поверхностная яркость от звезд рассматриваемой подсистемы.

§ 3. Коэффициенты излучения. При теоретическом расчете поверхностных яркостей нам придется рассматривать полный и парциальные коэффициенты излучения. Под полным коэффициентом излучения η мы будем понимать суммарную яркость всех звезд, приходящихся на один кубический парсек, выраженную в яркостях звезд некоторой абсолютной величины M .

Если $\Phi(M)$ есть функция светимости, нормированная таким образом, что

$$\int \Phi(M) dM = n, \quad (2)$$

где n —полное число звезд на кубический парсек, то

$$\eta = \int_{-\infty}^{\infty} \Phi(M) 10^{0.4(M_0 - M)} dM. \quad (3)$$

Таким же образом могут быть определены парциальные коэффициенты излучения для звезд, обладающих тем или иным физическим признаком.

Переход от чисел звезд в единице объема и в единичном телесном углу к коэффициентам излучения и поверхностным яркостям является переходом от «микроскопической» точки зрения к «макроскопической».

Такая макроскопическая точка зрения уже давно по существу применяется при изучении внешних Галактик, например, при изучении эллиптических туманностей (сравнить хотя бы работы Oort'a [5] об эллиптических туманностях NGC 3115 и 4494). В галактической же астрономии она была пока использована лишь в отдельных случаях, например, для

решения одной задачи в работе Greenstein'a и Heneуу'a [6] о количестве света, рассеиваемого космической пылью, и в работах автора [7, 8] о флуктуациях в поверхностных яркостях Млечного Пути.

Greenstein'ом и Heneуу'ом была получена в частности формула (9) настоящей работы и проведено сравнение, аналогичное тому, которое у нас дано в таблице 1. Однако они не сделали тех выводов физического характера, касающихся относительного распределения звезд и темной материи, к которым приходим мы, и которые имеют большое принципиальное значение.

Заметим, наконец, что значение полного коэффициента излучения в окрестностях Солнца довольно хорошо определяется из функции светимости Van-Rhijn'a и равна 4.8 звезд с абсолютной величиной 10.0 в фотографических лучах и 6.1 звезд $10^m.0$ в визуальных лучах. Это означает, что колор-индекс среднего излучения звезд в окрестностях солнца равен $+0^m.26$

§ 4. Коэффициент поглощения и оптическое расстояние от плоскости Галактики. В дальнейшем мы отвлечемся от клочковатой структуры поглощающей среды в Галактике и будем рассматривать некоторый непрерывный макроскопический коэффициент поглощения α , который будет непрерывной функцией координат. Для любой точки в Галактике мы можем образовать интеграл от величины α вдоль перпендикуляра, опущенного из этой точки до плоскости симметрии Галактики. Эту величину назовем оптическим расстоянием рассматриваемой точки до плоскости симметрии Галактики и обозначим ее через τ . Имеем

$$\tau = \int_0^z \alpha dz \quad (4)$$

где z — линейное удаление от галактической плоскости,

Когда z стремится к бесконечности, τ стремится к τ_0 , т. е. к полной оптической полутолщине Галактики

$$\tau_0 = \int_0^{\infty} \alpha dz \quad (5)$$

Вообще τ есть функция z , x , y , а τ_0 функция от x и y . Однако в том приближении, в каком можно принять модель плоскопараллельных слоев в Галактике (вблизи Солнца), τ зависит только от z , а τ_0 есть постоянная.

В модели плоскопараллельных слоев η есть функция только z , т. е. она может рассматриваться как функция τ .

Значение τ_0 в фотографических лучах равно $0^m.25$ по Hubble'у [9] и $0^m.34$ по Паренаго [10].

§ 5. Полные поверхностные яркости при плоскопараллельных слоях. Как показали работы Вашакизде [11] и Оорта [12], гипотеза плоскопараллельных слоев довольно хорошо согласуется с распределением звезд по видимым величинам в высоких галактических широтах. Правда, более точное исследование приводит к обнаружению ряда отклонений от этой модели, однако в известном приближении мы можем пользоваться ею. Если в этой модели η , как и α , есть функция τ , то и отношение

$$\frac{\eta}{\alpha} = B(\tau)$$

будет функцией τ .

Поверхностная яркость на галактической широте b в рассматриваемой модели тогда представится формулой:

$$I(b) = \int_0^{\tau_0} e^{-\frac{\tau}{\sin b}} B(\tau) \frac{d\tau}{\sin b} \quad (6)$$

Впрочем, эта формула соответствует лишь тому случаю, когда все звезды погружены в поглощающий слой. Если часть звезд настолько удалена от галактической плоскости, что находится вне поглощающего слоя, то для $I(b)$ будем иметь

$$I(b) = \int_0^{\tau_0} e^{-\frac{\tau}{\sin b}} B(\tau) \frac{d\tau}{\sin b} + C e^{-\frac{\tau_0}{\sin b}} \frac{1}{\sin b}. \quad (7)$$

Второй член соответствует звездам, лежащим вне поглощающего слоя, и обращается в нуль при $b=0$, т. е. эти звезды ничего не прибавляют к яркости экватора Млечного Пути.

Остановимся пока на случае формулы (6), т. е. примем, что все звезды погружены в поглощающий слой. Это будет в частности при условии, что η убывает при возрастании τ относительно быстрее, чем α . При этом последнем условии введем следующую приближенную схему

$$B(\tau) = B_0 = \text{const} \quad \text{при} \quad \tau < \tau_1 < \tau_0 \quad (8a)$$

и

$$B(\tau) = 0 \quad \text{при} \quad \tau_1 < \tau < \tau_0 \quad (8b)$$

где τ_1 некоторая постоянная. Принятие формул (8a, b) означает, что мы допускаем постоянство отношения коэффициента излучения к коэффициенту поглощения до некоторого расстояния от плоскости Галактики, а далее считаем коэффициент излучения равным нулю.

Тогда (6) дает

$$I(b) = B_0 (1 - e^{-\tau_1 \cos b}) \quad (9)$$

Очевидно, что B_0 есть яркость галактического экватора и может быть взята из наблюдений. Спрашивается, можно ли подобрать τ_1 таким, чтобы вычисленные из (9) поверхностные яркости оказались в согласии с поверхностными яркостями, вычисленными на основании данных Ван-Райна об усредненных по долготам значениях A_m .

Во втором столбце таблицы 1 приведены $I(b)$ для разных b , вычисленные по (9) в предположении $B_0 = 220$ звезд десятой величины (фотограф.), с квадратного градуса и $\tau_1 = 0.12$. В третьем столбце той же таблицы даны значения I_1 в тех же единицах, полученные по указанным выше звездным подсчетам.

Таблица 1

b	I_c	I_{obs}
0°	220	220
10°	108	104
20°	65	66
30°	46	47
40°	37	37
90°	26	25

Сравнение обоих столбцов показывает, что принятая модель хорошо соответствует усредненному по долготам распределению яркостей звезд. Таким образом, звезды, лежащие вне поглощающего слоя, не влияют на распределение поверхностных яркостей. Поэтому второй член в формуле (7) является излишним. Более того, оптическая толщина в формуле (9) оказывается равной только $I_1 = 0.12$, т. е. эффективная оптическая полу-

толщина того поглощающего слоя, в котором расположены звезды, равна 0.12. С другой стороны, поскольку минимальное значение τ_0 равно 0.23 (или 0.25 в звездных величинах), то не остается никаких сомнений, что значительная часть поглощающего слоя расположена в области, где звезд очень мало, или, что η убывает быстрее, чем α .

К этому выводу другими путями приходили и другие авторы, например, Аллер и Тремилер [13]. Точно так же Оорт [14] отмечал, что большую концентрацию к плоскости Галактики показывает лишь селективно поглощающая материя, в то время как материя, обладающая нейтральным поглощением, более рассеяна.

§ 5. Уточненное толкование полученного результата. Теперь, когда путем сравнения с наблюдениями вновь подтверждена некоторая применимость модели плоскопараллельных слоев, мы можем остановиться на толковании полученных численных значений параметров B_0 и τ_1 .

Для этого заметим, что вследствие малости τ_1 формула (9) для высоких галактических широт может быть написана в форме:

$$I(b) = B_0 \tau_1 \operatorname{cosec} b \quad (10)$$

или, при $b = \frac{\pi}{2}$

$$I\left(\frac{\pi}{2}\right) = B_0 \tau_1, \quad (11)$$

а при $b = 0^\circ$

$$I = B_0.$$

С другой стороны, более общая формула (6) дает для $b = \frac{\pi}{2}$ при малых τ_1

$$I\left(\frac{\pi}{2}\right) = \int_0^{\tau_0} B(\tau) d\tau \quad (12)$$

и для $b = 0^\circ$

$$I(0) = B(0). \quad (13)$$

Из (12) и (13) получаем

$$\frac{I\left(\frac{\pi}{2}\right)}{I(0)} = \frac{\int_0^{\tau_0} B(\tau) dz}{B(0)},$$

а из (10) и (11) смысл условного числа τ_1

$$\tau_1 = \frac{I\left(\frac{\pi}{2}\right)}{I(0)}. \quad (14)$$

Из сопоставления этих двух равенств имеем:

$$\tau_1 = \frac{\int_0^{\tau_0} B(\tau) d\tau}{B(0)}, \quad (15)$$

или поскольку

$$\int_0^{\tau_0} B(\tau) d\tau = \int_0^{\infty} \eta dz \quad \text{и} \quad B(0) = \frac{\eta(0)}{\alpha(0)}, \quad (16)$$

то

$$\tau_1 = \alpha(0) \frac{\int_0^{\infty} \eta dz}{\eta(0)} = \alpha(0) z_1. \quad (17)$$

Таким образом, τ_1 представляет собою оптическую толщину слоя, обладающего таким же коэффициентом поглощения, какой имеется в плоскости симметрии Галактики, и линейной толщиной, равной

$$z_1 = \frac{\int_0^{\infty} \eta dz}{\eta(0)}. \quad (18)$$

Последняя же величина есть не что иное как «линейная полутолщина однородной светящейся Галактики около Солнца», т. е. если бы на протяжении такой высоты от плоскости Галактики η была постоянной и равнялась $\eta(0)$, то произведение $z_1 \eta(0)$ было бы равно $\int_0^{\infty} \eta dz$.

Из формулы (17) можно получить значение z_1 , если только известно значение $\alpha(0)$.

§ 6. Определение $\alpha(0)$. Из (13) и (16) непосредственно следует, что

$$I(0) = \frac{\eta(0)}{\alpha(0)}. \quad (19)$$

Формула (19) дает нам возможность определения значения $\alpha(0)$ коэффициента поглощения в плоскости Галактики в окрестностях Солнца, так как $I(0)$ известно из наблюдений, а $\eta(0)$ может быть вычислено из известной для окрестностей Солнца функции светимости по формуле (3).

Мы уже видели, что $I(0)$ равняется 220 звезд десятой величины с квадратного градуса. Ту же самую величину можно выразить в звездах десятой абсолютной величины с квадратного парсека. Для этого указанное численное значение нужно помножить на 33. Получится $7.3 \cdot 10^3$ звезд десятой абсолютной фотограф. величины с квадратного парсека. С другой стороны, на основании функции светимости Ван-Райна нетрудно подсчитать, что $\eta(0)$ равно 0.048 звезд десятой абсолютной фотографической величины с кубопарсека. Произведя деление, получаем $\alpha(0) = 0,66$ на килопарсек.

Но это есть значение коэффициента поглощения, определяемое обычным образом. Переходя к звездным величинам, получаем коэффициент поглощения, равный $0^m.72$ на килопарсек.

К сожалению, пока мы мало что можем сказать о степени точности этого результата. Это связано прежде всего с тем, что мы ничего не знаем пока о степени точности значения $\eta(0)$. Кроме того, отклонения от положенной нами в основу гипотезы плоскопараллельных слоев также могут играть известную роль. В частности возможна небольшая положительная поправка к полученному значению $\alpha(0)$, если Солнце расположено в разрежении и окружено более густо населенными областями.

Наконец, поскольку для вычисления $I(0)$ нами использованы числа звезд, усредненные по долготам, и поскольку $I(0) = \frac{\eta(0)}{\alpha(0)}$, полученное значение $\alpha(0)$ есть среднее гармоническое. При значительных флюктуациях действительной величины $\alpha(0)$ в зависимости от направления среднее гармоническое и среднее арифметическое должны отличаться друг от друга, причем среднее арифметическое должно быть больше. Поэтому среднее арифметическое поглощение должно быть больше, чем 0.72 звездной величины на килопарсек. По предварительной оценке поправка может достигать 0.10 звездной величины. Поэтому для среднего арифметического значения коэффициента поглощения мы будем иметь

$$\alpha(0) = 0,82 \frac{\text{звездной величины}}{\text{килопарсек}}$$

Необходимо вновь подчеркнуть, что все полученные здесь по новому методу цифры для коэффициента поглощения являются совершенно предварительными.

§ 7. О п р е д е л е н и е z_1 . Из формулы (17) имеем для z_1

$$z_1 = \frac{\tau_1}{\alpha(0)}.$$

Используя полученные значения τ_1 и $\alpha(0)$, получаем

$$z_0 = 160 \text{ парсек.}$$

Поэтому полная толщина однородно светящейся Галактики в районе Солнца составляет около 320 парсек.

§ 8. О п р е д е л е н и е τ_1 для отдельных типов звезд. Используя парциальные поверхностные яркости для отдельных классов звезд, мы можем определить соответствующее им значение τ_1 , подобно тому как это мы сделали для совокупности всех звезд.

Однако вследствие недостаточности наших данных о спектральных типах и других характеристиках слабых звезд мы можем получить более или менее реальные данные о парциальных поверхностных яркостях только тех типов, у которых эта яркость определяется в основном звездами высокой видимой яркости,

к числу таких классов звезд относятся В-звезды и цефеиды.

Нами было произведено определение α_1 следующим образом: Если взять поверхностную яркость в высоких галактических широтах, то, вследствие малости τ_1 , из формулы (9) будем иметь

$$I(b) = B_0 \tau_1 \operatorname{cosec} b,$$

а у экватора Галактики

$$I(0) = B_0.$$

Откуда

$$\tau_1 = \frac{I(b)}{I(0)} \sin b. \quad (20)$$

В частности

$$\tau_1 = \frac{I\left(\frac{\pi}{2}\right)}{I(0)}. \quad (20')$$

Для рассматриваемых классов число их представителей в высоких галактических широтах очень мало, поэтому для получения надежного значения поверхностной яркости нужно взять весьма обширную околополярную область (например, иногда область от $\pm 30^\circ$ до $\pm 90^\circ$). Однако в этой области сама широта b меняется тогда в значительных пределах. Но мы можем проинтегрировать (20) по некоторому телесному углу ω и разделить на ω . Тогда получим

$$\tau_1 = \frac{1}{\omega I(0)} \int I(b) \sin b \, d\omega. \quad (21)$$

И так как на самом деле рассматриваемая яркость состоит из свечения отдельных звезд, то интеграл сводится к сумме

$$\tau_1 = \frac{1}{\omega I(0)} \sum i \sin b, \quad (22)$$

где i — яркости отдельных звезд. При этом суммирование распространено на все звезды рассматриваемого типа, расположенные в области ω .

Вместе с тем отметим, что сравнение (20') и (22) дает

$$I\left(\frac{\pi}{2}\right) = \frac{1}{\omega} \sum i \sin b. \quad (23)$$

Формула (23) дает нам возможность определять $I\left(\frac{\pi}{2}\right)$ даже для тех случаев, когда в непосредственной близости от полюса нет или почти нет звезд рассматриваемого типа.

Что касается до $I(0)$, то оно может быть определено путем суммирования яркостей звезд в какой-либо узкой экваториальной зоне, например, в пределах между $\pm 5^\circ$ галактической широты,

Вычисления, основанные на известных каталогах фотографических яркостей, дали следующие результаты:

а) Средняя парциальная визуальная поверхностная яркость для звезд типов $O-B_0-B_1-B_2$ при $b=0^\circ$ равна 2.7 звезды десятой величины на 1 квадратный градус.

б) Средняя парциальная визуальная поверхностная яркость для звезд типов $O-B_0-B_1-B_2$ при $b=90^\circ$ равна 0.23 звезды десятой величины на 1 квадратный градус.

Эти два результата получены по данным HDC, который надо считать в данном случае исчерпывающим, так как звезды типа B , слабее $8^m.0$, дают совместно очень малую долю суммарной яркости.

На основании (22) для звезд $O-B_2$ из приведенных цифр получается

$$\tau_1 = 0.01.$$

Однако необходимо указать здесь на один источник возможных ошибок при определении τ_1 . Дело в том, что при малочисленности звезд данного типа в высоких галактических широтах возможны широкие флуктуации при определении величины $I\left(\frac{\pi}{2}\right)$ по формуле (23). Иными словами, в зависимости от случайного наличия или отсутствия вблизи Солнца той или иной звезды рассматриваемого класса может получиться различное значение поверхностной яркости.

Конкретно в данном случае звезда α Virginis дает почти столько же при вычислении суммы (23), сколько остальные 26 звезд типа $O-B_2$, имеющие $[b] > 20^\circ$. Поэтому откидывание одной этой звезды дает $\tau_1 = 0.05$.

К счастью, отбрасывание других звезд не сказывается на результате. Поэтому мы решили принять для $O-B_2$ значение $\tau_1 = 0.07$

с) Средняя парциальная фотографическая поверхностная яркость, обусловленная цефеидами (классическими) при $b=0$, равна 0.14 звезд десятой величины на квадратный градус.

д) Средняя парциальная фотографическая поверхностная яркость, обусловленная классическими цефеидами при $b=90^\circ$ равна 0.006 звезд десятой величины на квадратный градус.

Из этих двух цифр мы получаем $\tau_1 = 0.04$

К сожалению, на этот раз звезда δ Serphei определяет собой значительную долю яркости экваториальной зоны. Если отбросить ее, то для τ_1 получится значение $\tau_1 = 0.07$ и в среднем мы имеем $\tau_1 = 0.06$

Таким образом, мы принимаем

$$\text{для звезд } O-B_2 \quad \tau_1 = 0.07,$$

$$\text{для цефеид} \quad \tau_1 = 0.06.$$

Хотя, как мы видим, полученные для этих классов объектов значения τ_1 заключают известную неопределенность, все же порядок их определен довольно хорошо. Малость значений τ_1 для этих категорий объектов не является неожиданной, так как они обладают сильной галактической концентрацией и, следовательно, сосредоточены в средней части поглощающего слоя.

§ 9. П л а н е т а р н ы е т у м а н н о с т и. Изучение распределения суммарных яркостей планетарных туманностей по небу приводит к столь неожиданному результату, что на них стоит остановиться особо.

Нами были подсчитаны суммарные фотографические яркости этих объектов по галактическим поясам и получены для различных галактических широт средние поверхностные яркости, выраженные в звездах двадцатой величины с квадратного градуса, приведенные во втором столбце табл. 2. При этом были использованы данные каталога планетарных туманностей, приложенного к книге Воронцова-Веляминова: «Новые звезды и планетарные туманности».

Как легко видеть, наличие минимума $I(b)$ не позволяет удовлетворительно представить наблюдательные данные с помощью формулы (9). Поэтому мы вернулись к формуле (7) и приняли в ней, что $V(\tau)$ имеет некоторое значение V_0 в интервале от $\tau=0.0$ до $\tau_1=0.04$. Далее вне этого интервала $V(\tau)$ настолько мало, что интеграл от $\tau=0.04$ до $\tau=\tau_0$ не имеет существенного значения. С другой стороны, мы приняли, что C отлично от нуля, что означает наличие большого числа туманностей вне поглощающего слоя.

Такая картина эквивалентна представлению о том, что планетарные туманности состоят из двух групп, из которых одна чрезвычайно сильно сконцентрирована около плоскости Галактики, а другая настолько рассеяна, что подавляющее большинство ее членов находится вне поглощающего слоя,

Тогда имеем формулу:

$$I = B_0 (1 - e^{-\frac{\tau_1}{\sin b}}) + C e^{-\frac{\tau_0}{\sin b}} \quad (24)$$

Значения I , вычисленные при наилучших значениях постоянных: $B_0=40$ звезд 20-й величины с квадратного градуса, $\tau_1=0.04$, $\tau_0=0,3$ и $C=20$ звезд 20-й величины с квадратного градуса, приводятся в третьем столбце табл. 2.

Таблица 2

b	I_{obs}	I_c
0°	44	40
7°	22	25
12°	46	30
20°	15	29
32°	15	25
60°	21	18

Мы видим, что, несмотря на вхождение в формулу (24) трех параметров, согласие между наблюдаемыми и вычисленными значениями не вполне удовлетворительное. Тем более замечательно согласие, получившееся для случая всех звезд в табл. 1.

Впрочем часть расхождений табл. 2 должна быть отнесена за счет малочисленности планетарных туманностей и, следовательно, больших флюктуаций,

§ 10. Цвет Галактики. Если представим себе наблюдателя, расположенного вне Галактики в направлении ее оси вращения, то мы можем попытаться рассчитать поверхностную яркость, которую он измерит в том месте Галактики, где находится наше Солнце. Известно, что эта поверхностная яркость, если только пренебречь дифференциальным влиянием космического поглощения, равна удвоенному значению той поверхностной яркости, которую мы наблюдаем в направлении полюса Галактики, в том смысле, как это понимается в настоящей статье. Это справедливо как в отношении фотографической, так и в отношении визуальной поверхностной яркости. Поэтому и колор-индекс Галактики в том месте, где находится Солнце, определяется значением колор-индекса того суммарного звездного излучения, которое исходит от полюса Галактики.

Поскольку согласно существующим данным (см. например, работу Seyfert'a [15]) цвет рукавов и остальной части внегалактических систем весьма заметно отличается друг от друга, то это дало бы возможность косвенного суждения о том, где расположено Солнце в Галактике, в рукаве или вне рукава*.

Цвет полного звездного излучения из полюсов Галактики мог бы быть легко определен, если бы мы знали цвета всех звезд до достаточно слабых величин. Хотя некоторые данные по этому вопросу имеются [16], мы все же далеки от обладания полными, а тем более точными сведениями.

Однако, если имеющиеся данные позволят определить хотя бы некоторую нижнюю границу для колор-индекса, уже это будет иметь большое значение.

Так, например, если будет установлено, что для общего звездного излучения полюсов $c > 0^m.50$, то тем самым вопрос, поставленный выше, решается, так как для рукавов наверняка $c < 0^m.50$. Как мы увидим, такое определение некоторой нижней границы для c вполне возможно.

Обозначим через i_k парциальную визуальную поверхностную яркость полюса Галактики, обусловленную звездами k -го спектрального типа, выраженную в звездах некоторой величины. Фотографическая поверхностная яркость, обусловленная теми же звездами, выраженная в звездах той же величины, будет равна $i_k \cdot 10^{-0.4c_k}$, где c_k — колор-индекс, соответствующий данному типу. Очевидно, что колор-индекс смешанного излучения будет равен:

$$c = -2.5 \lg \frac{\sum i_k 10^{-0.4c_k}}{\sum i_k} \quad (25)$$

Для определения нижней границы c мы поступаем следующим образом: возможны два предположения: 1) либо $c \geq 0^m.6$ либо 2) $c < 0^m.6$. Если справедливо первое предположение, то уже имеется нижняя граница колор-индекса, равная 0,6. Покажем, однако, что во втором предположении наблюдения позволяют также определить некоторую другую нижнюю границу. Для этого введем вместо i_k некоторые другие величины i'_k , которые равны i_k для спектр. типов B , A и F , и меньше i_k для поздних типов G , K , M . Очевидно, что

$$\frac{\sum i'_k 10^{-0.4c_k}}{\sum i'_k} > \frac{\sum i_k 10^{-0.4c_k}}{\sum i_k},$$

ибо среднее взвешенное значение величины $10^{-0.4c_k}$, определенное левой частью, получается путем замены весов i_k для поздних спектральных типов (для которых колор-индекс больше 0,6, т. е. больше среднего взвешенного) меньшими весами. Поэтому если введем величину c_1 .

$$c_1 = -2.5 \lg \frac{\sum i'_k \cdot 10^{-0.4c_k}}{\sum i'_k} < -2.5 \lg \frac{\sum i_k 10^{-0.4c_k}}{\sum i_k} = c \quad (26)$$

т. е. c_1 будет нижней границей для c .

С другой стороны, данные НДС позволяют довольно точно определить значения i_k для типов B , A , F , так как для определения суммарных яркостей звезд этих типов в направлении полюса Галактики этот каталог можно считать достаточно полным. Небольшие поправки могут быть внесены путем использования данных подсчетов по BSD.

Мы использовали для этой цели статистику звезд НДС, данную

* Вопрос о цвете Галактики посвящена также часть работы В. А. Домбровского, которая была закончена им до написания настоящей статьи и которая появится в печати в ближайшее время.

Charlier [17], и подсчеты звезд в BSD, приведенные в предисловии ко второму тому этого каталога.

Что касается до звезд типов *G*, *K*, *M*, то по отношению к ним HDC и даже BSD не может считаться полным. Поэтому мы не можем определить i_k для них, но мы можем, подсчитав суммарные яркости для более ярких звезд этих типов, содержащихся в этих каталогах, определить некоторые цифры i'_k , которые меньше i_k .

Таким образом, мы получили следующие значения i'_k для разных спектральных классов:

<i>Sp</i>	<i>B</i>	<i>A</i>	<i>F</i>	<i>G</i>	<i>K</i>	<i>M</i>
i'_k	1	4	5	12	7	0

звезд десятой визуальной величины с квадратного градуса.

Откуда по формуле (26) получилось $c_1 = 0^m.55$.

Таким образом, в первом предположении нижней границей c является 0.6, а во втором предположении 0.55. Так как других предположений не может быть, то нужно принять, что

$$c > 0^m.55.$$

Это служит хотя и косвенным, но весьма сильным аргументом в пользу того, что Солнце не находится в рукаве Галактики.

Заметим, что вследствие малости селективного поглощения в направлении полюсов Галактики мы имели право в формуле (26) использовать нормальные цвета соответствующих спектральных классов.

§ 11. Сравнение парциальных поверхностных яркостей для различных галактик. Представляет значительный интерес вопрос о сравнении парциальных поверхностных яркостей, обусловленных звездами какого-либо физического типа во внешних галактиках и в нашей Галактике, когда она наблюдается снаружи и под тем же углом, что и данная внешняя галактика. Такое предварительное сравнение нами произведено для одного случая, но мы не будем останавливаться здесь на этом вопросе, так как результат сравнения уже опубликован в другом месте [18].

§ 12. Заключение. Мы видим, что изучение поверхностных яркостей, обусловленных звездами нашей Галактики, приводит к ряду интересных выводов. Главные из них следующие: а) значительно меньшая концентрация темной материи у плоскости Галактики по сравнению с звездами, чем это принималось до сих пор, и б) желтый цвет того места Галактики, в котором расположено Солнце, когда это место наблюдается из внегалактического пространства.

Само собою разумеется, все данные настоящей работы, так же как ее выводы, являются предварительными. Нам хотелось только указать на новый путь исследования, который хотя и должен иметь ограниченное применение (так как подробные подсчеты звезд должны в принципе давать более точную картину), но весьма прост и до сих пор, повидимому, был мало использован.

Литература—Literature

1. Фесенков. Астрон. журнал, 22, 271, 1945.
2. Van-Rhijn. Groningen Publ. No 43, 1929.
3. Lindblad. Handbuch der Astrophysik, Bd. 5, 1933.
4. Кукаркин. (неопубликованная рукопись).
5. Oort. Aph. J. 91, 273, 1940.
6. Непуеу and Greenstein. Ap. J. 93, 70, 1941.
7. Амбарцумян. ДАН, 44, 244, 1944.
8. Амбарцумян. Доклады Академии Наук Арм. ССР (ДАН Арм.), 1, 9, 1944.
9. Hubble. Mt. Wilson Contr. No. 485, 1934.
10. Паренаго. Астрон. журнал, 17, 1, 1940; 22, 129, 1945.
11. Вашакидзе. Bull. Abast. Obs. 1, 87, 1937.
12. Oort. Bull. Astr. Inst. Netherlands, 8, 245, 1938.
13. Aller and Trumpler. PASP, 50, 275, 1938.
14. Oort. Annales d'Astrophysique, 1, 71, 1938.
15. Seyfert. Ap. J. 91, 528, 1940.
16. Malmquist. Lund Med. No 37, 1927.
17. Charlier. Lund Med. No 34, 1926.
18. Амбарцумян. ДАН Арм., 3, 39, 1945.

V. A. AMBARZUMIAN

ON THE SURFACE BRIGHTNESS WITHIN THE GALAXY

Summary

An analysis of the surface brightness of the sky, caused by the light of galactic stars is given. The values of the surface brightness are calculated from the results of counts of stars of different apparent magnitudes. A model of planeparallel layers for the neighbourhood of the Sun is used. This gives the possibility of finding the relative distribution of stars and of dark matter in dependence on the distance from the galactic plane. The data under consideration show definitely that the stars, on the average, are more concentrated towards the plane of the Galaxy than the absorbing matter.

The colour of the place of the Galaxy where the Sun is situated is discussed, supposing that the observer is placed outside the system. The calculated value of the lower limit of the colour-index disagrees with the hypothesis that the Sun is situated within a spiral arm.