

МАТЕМАТИЧЕСКИЕ ЗАДАЧИ СОЗДАНИЯ БОЛЬШИХ АСТРОНОМИЧЕСКИХ КАТАЛОГОВ

М.Е. Прохоров, А.И. Захаров

Сегодня в астрономии существуют сотни каталогов, в которые объекты отбирались разными авторами и по самым разным принципам. Число объектов в них меняется от десятков и сотен до миллиардов объектов. В последнее время появились каталоги, отличающиеся от прочих тем, что наблюдения звезд, собранные в них, проводились на одинаковой аппаратуре (или просто на одном инструменте с одним и тем же фотоприемным устройством) и по одной методике. Данные таких каталогов обладают большей однородностью. В ближайшее десятилетие можно ожидать проведение обзоров неба и, как следствие, появление каталогов содержащих десятки и сотни миллиардов объектов. Далее мы будем рассматривать только большие высокоточные каталоги звезд – самые большие астрономические каталоги относятся именно к этой группе.

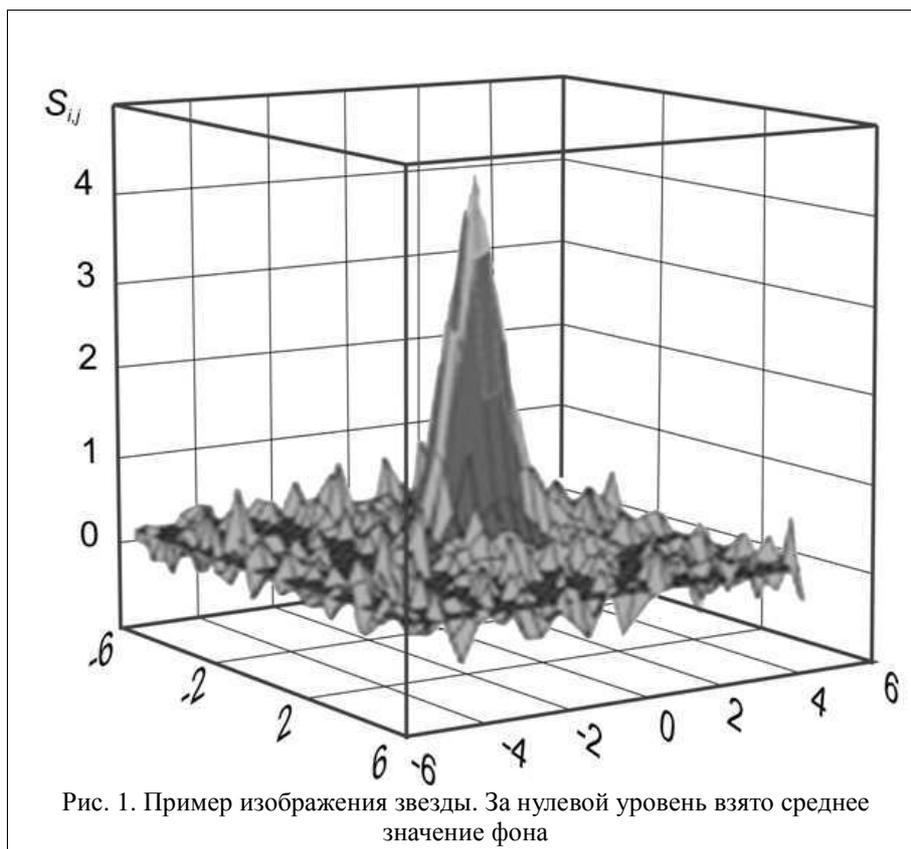
Будем называть каталог большим, если в него входит хотя бы 100 млн. звезд. На сегодня такими каталогами являются каталоги SDSS, 2MASS, UCAC, GSC и USNO. К сожалению, точность измерений параметров звезд в этих каталогах невелика из-за систематических ошибок, которые можно было устранить при правильной организации наблюдений (сноска: но это усложнило бы и замедлило проведение наблюдений, а для целей, которые ставили перед этими каталогами их создатели, систематические ошибки имеющегося в них уровня были не важны).

Рассмотрим, какие математические и компьютерные задачи возникают в ходе создания высокоточных каталогов звезд на примерах каталогов космических экспериментов «Лира», Gaia и больших наземных обзоров.

Звезда для наблюдателя на Земле или в околоземном космическом пространстве представляется удаленным точечным источником излучения. Различить какую-либо внутреннюю структуру звезды с помощью большинства существующих телескопов невозможно. Поэтому у звезд определяются только потоки излучения и координаты – положения на небесной сфере. Излучение измеряется в тех или иных спектральных интервалах, которые называют спектральными полосами или фильтрами. Отношение потоков в различных фильтрах позволяет сделать вывод о физических характеристиках звезд. Координаты звезд меняются со временем, эти изменения вызываются движением Земли (и наблюдателя) вокруг Солнца (параллаксическое смещение и абберрация света) и движением звезд относительно Солнечной системы (собственные движения). Измерение потоков излучения от звезд называется фотометрией (астрофотометрией), а их положений на небе, собственных движений, лучевых скоростей и параллакс – астрометрией.

В последние десятилетия основными приемниками излучения в астрономии стали матричные ПЗС. Изображение неба, получаемое на них, имеет вид прямоугольного массива пикселей – элементов изображения – в каждом из которых фиксируется сигнал, пропорциональный числу зарегистрированных в пикселе электронов. Электроны, регистрируемые в пикселе, могут иметь различное происхождение. Во-первых, это фотоэлектроны, порожденные квантами света, попавшими в пиксель. Свет может испускаться определенными астрономическими объектами (звездами, галактиками, астероидами и т.д.) или более-менее равномерным фоном неба. Другая часть электронов, так называемые термоэлектроны, возникает из-за тепловых процессов в детекторе. Дополнительный шум возникает при считывании сигналов из пикселей – это шум чтения. Все эти сигналы в пикселе смешаны, и разделить их в одном пикселе невозможно.

Несмотря на то, что звезда является точечным источником света, ее изображение, создаваемое телескопом в фокальной плоскости, точкой не является. Это явление вызывается дифракцией света. Более того, для высокоточного определения блеска и координат звезд совершенно необходимо, чтобы их изображения занимали несколько пикселей. Пример изображения звезды, получаемого матричным приемником излучения, установленным в фокальной плоскости телескопа, показан на рисунке 1.



Отметим, что изображение звезды имеет сложную форму, поэтому определение параметров звезды – блеска и положения на небе является непростой задачей. В некотором приближении можно считать, что профиль изображения звезды имеет колоколообразную форму с максимумом в центре и быстро спадающими крыльями. В каждый пиксель изображения в окрестностях звезды входят:

- сигнал от звезды;
- фон неба ($\sim 21^m$ /кв.сек. дуги на Земле и $\sim 22^m-23^m$ /кв.сек. дуги в космосе);
- тепловой (или темновой) фон (сильно зависит от температуры).

Все эти сигналы флуктуируют по Пуассону (кроме шума чтения – у него закон флуктуаций другой). Помимо этого уровень темнового фона и чувствительность к свету меняется от пикселя к пикселю: темновой фон сильно – на десятки процентов, а чувствительность – на 3–5%. Эти характеристики определяются в ходе исследования приемника излучения, предшествующего проведению наблюдений.

Для определения блеска звезды необходимо найти созданный ею суммарный сигнал. Для этого необходимо определить в каждом пикселе средний уровень темнового фона и вычесть его. Оставшийся сигнал исправить за неоднородность чувствительности пикселей. По пикселям, не содержащим изображения звезды (или содержащим пренебрежимо мало фотоэлектронов от звезды), можно определить сигнал от фона неба, который необходимо вычесть из суммарного сигнала. То, что осталось, – сигнал от звезды. Его необходимо просуммировать. В каждом пикселе сигнал определяется с ошибкой, вызываемой как собственными флуктуациями сигнала, так и флуктуациями (шумами) вычитавшихся из него фонов. Область, по которой производится суммирование, определяется по наилучшему отношению сигнала от звезды к шуму. Однако необходимо следить, чтобы доля отброшенного сигнала была одинаково учтена для всех звезд.

Формально это можно записать следующим образом:

$$S^m = \sum_{i=-I}^I \sum_{j=-J}^J (s_{ij} - bg_{ij})^m = F^m(P_k) \cdot (E)^m, \quad \sigma = \sqrt{\frac{F^1(P_k) \cdot (E)}{4I \cdot J - 1}}, \quad (1)$$

здесь S^1 – сигнал от звезды, σ – его погрешность, s_{ij} – отчеты в пикселе с координатами i, j , bg_{ij} – сумма фонов в этом пикселе, E – число фотонов, полученных от звезды, $m = 1$ для линейных и $m = 2$ для квадратичных оценок. Функции F^1 и F^2 отражают модель прибора и зависят от ряда параметров P_k .

При астрометрических измерениях обычно вычисляют суммы вида

$$S_x^m = \sum_{i=-I}^I x_i \sum_{j=-J}^J (s_{ij} - bg_{ij})^m,$$

$$S_y^m = \sum_{j=-J}^J y_j \sum_{i=-I}^I (s_{ij} - bg_{ij})^m.$$

$m = 1$ для линейных и $m = 2$ для квадратичных оценок. Оценками координат являются величины

$$\tilde{x} = S_x^m / S^m, \quad \tilde{y} = S_y^m / S^m \quad (2)$$

Величины

$$S_x^m \quad \text{и} \quad S_y^m$$

также выражаются через модельные функции F^1 и F^2 . Важной особенностью функций F^1 и F^2 является то, что они не известны точно. Это вызывается следующими причинами:

- Они основаны на описании конкретного прибора, характеристики которого измерены приближенно.
- Функции F^1 и F^2 зависят от локальных параметров, значения которых меняются и напрямую не измеряются.
- Функции F^1 и F^2 зависят от спектра звезды.

Далее мы будем опускать индексы в F^m и S^m , поскольку везде далее используются функции с $m = 1$.

Другой важной особенностью (полезной для нас) является то, что мы достаточно хорошо знаем «наш прибор». Это означает, что отклонения модельных функций от истинных малы, составляют проценты или доли процентов, т. е. эти поправки можно искать в линейном приближении.

Приведем несколько примеров причин неточности модельных функций.

1. Характеристики ПЗС зависят от температуры. В ПЗС существует несколько источников тепла, из-за чего температура ПЗС меняется. Однако у нас есть только один датчик температуры, который измеряет ее в одной точке. В других точках мы используем интерполяционную модель, имеющую некоторую погрешность.
2. Чувствительность ПЗС меняется (деградирует) под действием космических условий – в первую очередь ионизирующей радиации. Деградация определяется во время калибровок ПЗС. Ее поведение между сеансами калибровки определяется интерполяцией – естественно с некоторой погрешностью.
3. Характеристики светофильтра, нанесенного на поверхность ПЗС, меняются от точки к точке. Проверить их во всех пикселях – невозможно. Измерения проводятся в нескольких точках, а между ними интерполируются.

Если значения истинной функции –

$$F_i(\{P_k\}_{i,j})$$

и ее приближенного модельного варианта

$$\hat{F}_i(\{P_k\}_{i,j})$$

различаются на величину меньшую той, которую допускают погрешности имеющихся у нас наблюдательных данных – $\sigma_{i,j}$, то можно считать, что эти функции почти совпадают. Здесь i – номер звезды, j – номер наблюдения звезды,

$$\{P_k\}_{i,j}$$

набор измеренных параметров аппаратуры, k – номер параметра. Достичь лучшего совпадения можно путем умножения приближенной функции

$$\hat{F}_i(\{P_k\}_{i,j})$$

на величину близкую к единице, представленную, например, в виде суммы единицы с малым по величине степенным рядом, отражающим малые изменения зависимости отсчетов ПЗС для разных типов спектральных звезд от времени $t_{i,j}$ и положения звезды при измерении $x_{i,j}, y_{i,j}$:

$$F_i(P_{k,i,j}) = \hat{F}_i(\{P_k\}_{i,j}) \left[1 + \sum_{r=0}^R C_r \varphi_r(t_{i,j}, x_{i,j}, y_{i,j}) \right], \quad (3)$$

Предварительная обработка данных

Предварительная обработка данных для построения фотометрического каталога включает в себя следующие действия.

1. Найти изображения объектов (звезд) в кадре и определить приближенные значения параметров модели прибора.
2. Отождествить друг с другом все наблюдения одного и того же объекта в разных кадрах. Это можно делать напрямую или через внешний стандартный каталог.
3. Исключить из числа обрабатываемых объектов переменные звезды, обладающие собственной физической переменностью с амплитудой значимо выше погрешностей составляемого каталога.

Заметим, что отбор звезд для построения астрометрического каталога (п.3) использует другие критерии.

Сложность перечисленных задач различна. Выделение изображений – наиболее простая процедура. Она выполняется локально, над отдельными фрагментами кадра.

В отождествлении звезд участвуют списки звезд с координатами и потоками из двух и нескольких кадров. Эта процедура должна автоматически обрабатывать большинство спорных случаев, например, выделять и исключать помехи.

Определение переменности звезды тем сложнее, чем меньше амплитуда переменности и выше скважность. Например, считается, что на уровне в несколько тысячных звездной величины переменными могут оказаться почти все звезды, в частности Солнце. В выявлении таких объектов существенную помощь могут оказать многоцветные наблюдения звезд.

Рассмотрим создание каталога на примере космического фотометрического эксперимента «Ли́ра-Б». В этом эксперименте звезды будут измеряться в 10 спектральных полосах (за одно измерение) и за время эксперимента каждая звезда до 16 величины (таких звезд ожидается от 200 до 400 млн.) будет измерена в среднем 100 раз.

Пусть из всех измеренных звезд требованиям создания высокоточного каталога будут удовлетворять только $N = 108$ звезд (эта величина далее используется только для оценок трудоемкости). Нам требуется определить их блеск звезды по имеющимся измерениям сигналов. На этапе предварительной обработки из сигнала, полученного в приборе, вычитают аддитивные добавки. К ним относятся: темновой фон и фон неба. Остаток можно считать сигналом от звезды.

Далее сигнал от звезд преобразуют к звездным величинам (в таких относительных единицах измеряют блеск звезд):

$$M_{i,j,s} = -2,5 \lg S_{i,j,s} - 2,5 \lg F_{i,j,s} + \text{const}_s,$$

где s – номер спектральной полосы измерения, const_s – произвольное число, называемое аппаратурной константой (обычно выбирается таким образом, чтобы звездная величина определенной звезды совпадала с общепринятой). Для непременных звезд $E_{i,j,s} = E_{i,s}$ и $M_{i,j,s} = M_{i,s}$. Далее мы будем опускать индекс s , т.к. будем рассматривать только одну спектральную полосу.

Основная обработка – создание каталога

Рассмотрим создание каталога на примере космического фотометрического эксперимента «Ли́ра-Б». В этом эксперименте звезды будут измеряться в 10 спектральных полосах (за одно измерение) и за время эксперимента каждая звезда до 16 величины (таких звезд ожидается от 200 до 400 млн.) будет измерена в среднем 100 раз.

Пусть из всех измеренных звезд требованиям создания высокоточного каталога будут удовлетворять только $N = 10^8$ звезд (эта величина далее используется только для оценок трудоемкости). Нам требуется определить блеск M_i по имеющимся измерениям сигналов

$$S_{i,j} = F_i \left(\{P_k\}_{i,j} \right) E_i$$

и их погрешностям

$$\sigma_{i,j}^2 = F_{i,j} \left(\{P_k\}_{i,j} \right) E_i$$

здесь i – номер звезды.

Для этого необходимо решить задачу линейной регрессии очень большой размерности.

В нулевом приближении в качестве функции F используется модельная функция

$$\hat{F}$$

без дополнительных поправок (без суммы в правой части выражения (3)). В этом случае решаемая система уравнения выглядит следующим образом:

$$\begin{pmatrix} 1 & 0 & \dots & 0 \\ 1 & 0 & \dots & 0 \\ \dots & \dots & \dots & \dots \\ 1 & 0 & \dots & 0 \\ 0 & 1 & \dots & 0 \\ 0 & 1 & \dots & 0 \\ \dots & \dots & \dots & \dots \\ 0 & 1 & \dots & 0 \\ \vdots & & & \\ 0 & 0 & \dots & 1 \\ 0 & 0 & \dots & 1 \\ \dots & \dots & \dots & \dots \\ 0 & 0 & \dots & 1 \end{pmatrix} \begin{pmatrix} M_1|_{(0)} \\ M_2|_{(0)} \\ \dots \\ M_N|_{(0)} \end{pmatrix} = \begin{pmatrix} -2,51g S_{1,1} + 2,51g \hat{F}_1(\{P_k\}_{1,1}) \\ -2,51g S_{1,2} + 2,51g \hat{F}_1(\{P_k\}_{1,2}) \\ \dots \\ -2,51g S_{1,L_1} + 2,51g \hat{F}_1(\{P_k\}_{1,L_1}) \\ -2,51g S_{2,1} + 2,51g \hat{F}_2(\{P_k\}_{2,1}) \\ -2,51g S_{2,2} + 2,51g \hat{F}_2(\{P_k\}_{2,2}) \\ \dots \\ -2,51g S_{2,L_2} + 2,51g \hat{F}_2(\{P_k\}_{2,L_2}) \\ \vdots \\ -2,51g S_{N,1} + 2,51g \hat{F}_N(\{P_k\}_{N,1}) \\ -2,51g S_{N,2} + 2,51g \hat{F}_N(\{P_k\}_{N,2}) \\ \dots \\ -2,51g S_{N,L_N} + 2,51g \hat{F}_N(\{P_k\}_{N,L_N}) \end{pmatrix}, \quad (4)$$

здесь первый индекс соответствует номеру звезды, а второй – номеру измерения звезды.

Система содержит примерно $N = 10^8$ независимых переменных и около

$$L = \sum_{i=1}^N L_i = 10^{10}$$

уравнений. Матрица уравнений предельно разреженная – в каждой строке (в каждом уравнении) содержится только один ненулевой коэффициент. Система распадается на независимые группы уравнений для каждой звезды, в среднем по 100 уравнений на звезду. Решение системы для одной звезды сводится к усреднению наблюдений отдельной звезды, возможно с использованием различных весов. Значения

$$M_i|_{(0)}$$

как решения системы (4), служат начальными приближениями для решения системы на следующем шаге.

Следующий шаг состоит в добавлении к приближенной функции

$$-2,51g \hat{F}$$

суммы малых поправок по параметрам C_r в правой части выражения (3). Значения параметров C_r становятся добавочными независимыми переменными. Функции

$$\varphi_r(t_{i,j}, x_{i,j}, y_{i,j}) \equiv \varphi_{r,i,j}$$

рассчитываются на основе модели прибора. Значения параметров C_r , одновременно со значениями блеска звезд M_i , находятся, как решения задачи линейной регрессии. Система регрессионных уравнений имеет вид:

$$\begin{pmatrix} 1 & 0 & \dots & 0 & \varphi_{1,1,1} & \varphi_{2,1,1} & \dots & \varphi_{R,1,1} \\ 1 & 0 & \dots & 0 & \varphi_{1,1,2} & \varphi_{2,1,2} & \dots & \varphi_{R,1,2} \\ \dots & \dots \\ 1 & 0 & \dots & 0 & \varphi_{1,1,L_1} & \varphi_{2,1,L_1} & \dots & \varphi_{R,1,L_1} \\ 0 & 1 & \dots & 0 & \varphi_{1,2,1} & \varphi_{2,2,1} & \dots & \varphi_{R,2,1} \\ 0 & 1 & \dots & 0 & \varphi_{1,2,2} & \varphi_{2,2,2} & \dots & \varphi_{R,2,2} \\ \dots & \dots \\ 0 & 1 & \dots & 0 & \varphi_{1,2,L_2} & \varphi_{2,2,L_2} & \dots & \varphi_{R,2,L_2} \\ \vdots & & & & \vdots & & & \\ 0 & 0 & \dots & 1 & \varphi_{1,N,1} & \varphi_{2,N,1} & \dots & \varphi_{R,N,1} \\ 0 & 0 & \dots & 1 & \varphi_{1,N,2} & \varphi_{2,N,2} & \dots & \varphi_{R,N,2} \\ \dots & \dots \\ 0 & 0 & \dots & 1 & \varphi_{1,N,L_N} & \varphi_{2,N,L_N} & \dots & \varphi_{R,N,L_N} \end{pmatrix} \begin{pmatrix} M_1 \\ M_2 \\ \dots \\ M_N \\ C_1 \\ C_2 \\ \dots \\ C_R \end{pmatrix} = \begin{pmatrix} -2,51g S_{1,1} + 2,51g \hat{F}_1(\{P_k\}_{1,1}) \\ -2,51g S_{1,2} + 2,51g \hat{F}_1(\{P_k\}_{1,2}) \\ \dots \\ -2,51g S_{1,L_1} + 2,51g \hat{F}_1(\{P_k\}_{1,L_1}) \\ -2,51g S_{2,1} + 2,51g \hat{F}_2(\{P_k\}_{2,1}) \\ -2,51g S_{2,2} + 2,51g \hat{F}_2(\{P_k\}_{2,2}) \\ \dots \\ -2,51g S_{2,L_2} + 2,51g \hat{F}_2(\{P_k\}_{2,L_2}) \\ \vdots \\ -2,51g S_{N,1} + 2,51g \hat{F}_N(\{P_k\}_{N,1}) \\ -2,51g S_{N,2} + 2,51g \hat{F}_N(\{P_k\}_{N,2}) \\ \dots \\ -2,51g S_{N,L_N} + 2,51g \hat{F}_N(\{P_k\}_{N,L_N}) \end{pmatrix}. \quad (5)$$

На этом шаге система уравнений приобретает более сложную структуру. Число уравнений не изменяется и остается равным 10^{10} . Число независимых переменных возрастает: к 10^8 значениям блеска звезд M_i добавляются неизвестные значения параметров C_r . Их число по оценкам может меняться от 10^2 до 10^4 . Матрица уравнений (5) состоит из двух частей. В левой части присутствует только неизвестный блеск звезд. Эта часть предельно разрежена – в каждом уравнении фигурирует только одно значение $\varphi_{r,i,j}$. Вторая часть матрицы, которая содержит в качестве переменных параметры C_r , также является разреженной, доля ненулевых коэффициентов в этой части, скорее всего, не превышает 1% (т.е. число ненулевых коэффициентов в системе (5) не превышает 10^{12}).

Решение этой является самой сложной математической задачей в ходе создания высокоточного звездного каталога. Разреженную матрицу с 10^{12} ненулевыми коэффициентами можно разместить в памяти современного компьютера. Существуют методы (а именно, метод сопряженных градиентов), решения таких систем, в ходе которых структура разреженной матрицы не меняется. Однако, этот метод не пригоден для плохо определенных систем. Строгого доказательства плохой определенности системы типа (5) нет, но из-за большого числа входящих в систему переменных, скорее всего это так.

Для создания каталогов *крайне необходим метод решения плохо определенных разреженных систем большой размерности* – это задача для разработчиков алгоритмов (вероятнее всего, параллельных).

Уменьшение размерности системы

Если решение полной системы (5) невозможно, можно попытаться уменьшить ее размер исходя из «физических» соображений.

Погрешность определения характеристик звезды тем меньше, чем ярче эта звезды. Это связано с уменьшением относительной величины флуктуаций, вызываемых дискретной (квантовой) природой света. С другой стороны число ярких звезд быстро уменьшается с увеличением их блеска.

Тогда мы можем включить в систему (5) не все звезды, выбрав их следующим образом. Разделим звезды на равные интервалы по логарифму блеска (потока излучения). В самом ярком интервале оставляем все звезды, в остальных – примерно столько же, как и в самом ярком. Звезды, из интервалов меньшего блеска, включаемые в уменьшенную систему (5*) должны образовывать представительную выборку (по распределению по небесной сфере, по спектральным классам и т.д.). Процедура отбора звезд требует разработки и отдельного исследования.

При решении системы (5*) определяют блеск M_i той части звезд, которые вошли в систему (5*), и значения всех параметров C_r . Блеск остальной части звезд определяется введением поправок, для которых используются полученные в системе (5*) значения параметров C_r . Размер системы уменьшается с $10^8 \times 10^{10}$ до $10^6 \times 10^8$ (т.е. на 4 порядка величины), а при необходимости еще сильнее. Систему такого размера уже можно решать «обычными» методами.

Создание каталогов при наземных наблюдениях

При наблюдениях с поверхности Земли очень сильное влияние, как на блеск, так и на положение звезд, оказывает атмосфера. В отличие от характеристик приборов, которые меняются медленно, а контролируются регулярно, свойства атмосферы определяются недостаточно хорошо, а изменяются сильно и быстро. Для максимального устранения этого влияния используют дифференциальные наблюдения – измеряется не блеск отдельной звезды (как это делается при космических наблюдениях), а отношение блеска двух достаточно близко расположенных на небе звезд. Помимо близкого расположения желательно, чтобы эти звезды не слишком сильно различались по блеску и по спектральному классу («цвету»). При широкопольной фотографии, когда в кадре одновременно регистрируются тысячи звезд, выбор таких пар для дифференциальных измерений практически всегда возможен.

В этом случае система (5) приобретает следующий вид.

$$\sum_{i=1}^N M_i (\delta_{i,P^+} - \delta_{i,P^-}) + \sum_{r=1}^R C_r (\varphi_{r,P^+(j),Q^+(j)} - \varphi_{r,P^-(j),Q^-(j)}) = -2,5 \lg \left(\frac{S_{P^+(j),Q^+(j)}}{S_{P^-(j),Q^-(j)}} \right) + 2,5 \lg \left(\frac{\hat{F}_{P^+(j),Q^+(j)}}{\hat{F}_{P^-(j),Q^-(j)}} \right). \quad (6)$$

Число уравнений в этой системе на единицу меньше, чем в (5) и индекс j пробегает значения от 1 до $L-1$. Вектора P^+ и P^- определяют пары звезд в уравнении, а вектора Q^+ и Q^- – номера уравнений (наблюдений) из системы (5), образующих разностное уравнение. Длины всех этих векторов равны $L-1$, а их элементы могут принимать следующие значения:

$$P^+(j), P^-(j) \in \{1 \dots N\}, \quad Q^+(j), Q^-(j) \in \{1 \dots N\},$$

причем

$$Q^+(j) \cup Q^-(j) = \{1 \dots N\}$$

а

$$Q^+(j) \cup Q^-(j) = \{1 \dots L\}$$

Помимо этого, для

$$\forall j \quad P^+(j) \neq P^-(j)$$

и

$$Q^+(j) \neq Q^-(j)$$

Поскольку в эту систему входят только разности звездных величин M_i , то система оказывается недоопределенной – ее ранг на единицу меньше числа переменных. Чтобы решить такую систему к ней необходимо добавить еще одно формальное уравнение:

$$M_{\text{std}} = \text{const} \quad (6^*)$$

После решения системы (6)+(6*) ко всем найденным блескам звезд M_i можно прибавить одну и ту же константу, для лучшего соответствия с величинами этих звезд в других (более ранних) каталогах.

Существует большой произвол в составлении системы уравнений (6), заключенный в выборе пар наблюдений для составления разностей (т.е. в задании векторов P^+ , P^- , Q^+ и Q^-). Например, если в кадре содержатся изображения N звезд, то число возможных разностей составляет $N(N-1)/2$ из которых в систему (6) войдет только $N-1$ пара.

Достаточно очевидны правила «локальной» оптимизации структуры системы (6). Они рекомендуют для максимального снижения плохо определенного влияния атмосферы составлять разности для наиболее близких пар звезд в кадре, а также стараться составлять разности для звезд близких по величине и спектральному классу. С другой стороны, не рекомендуется составлять разностные уравнения для звезд из разных кадров, в особенности, если они сделаны через большие промежутки времени.

Помимо таких простых правил существуют методы «глобальной» оптимизации структуры системы (6), которые приводят к снижению суммарной невязки ее решения. Обсуждение этого направления исследований выходит за рамки данной работы.

Заметим, также, что структура системы уравнений (6) отличается от структуры системы (5), поэтому для ее решения могут потребоваться другие методы.

Разностная система уравнений для «Лиры»

Предварительные оценки показывают, что заданный уровень систематических погрешностей фотометрического каталога «Лиры» может быть достигнут путем решения системы простых (не разностных) уравнений (5). Однако, сведение задачи к разностному виду (6), может заметно упростить эту задачу.

Одним из наиболее существенных источников погрешности в эксперименте «Лиры» связан с мелкомасштабной абсолютной и спектральной неоднородностью чувствительности ПЗС. Составление разностных уравнений для звезд, проходивших через один и тот же столбец ПЗС, может существенно снизить вклад неоднородности чувствительности в погрешность.

Оценим, возможно ли это. В эксперименте «Лиры» будет зарегистрировано около 10^8 неперемешанных звезд, т.е. в среднем по 2400 звезд на квадратный градус. За время типичного сеанса наблюдений сканируется полоса размером $1^\circ \times 180^\circ$, в которой содержится примерно 430 тыс. звезд. Эта полоса сканируется ПЗС с суммарной длиной строки 4500 пикселей. Таким образом за один сеанс через каждый столбец ПЗС проходит около 100 звезд. Это делает применение разностного метода возможным, более того, возникает проблема оптимизации структуры разностной системы уравнений, аналогичная описанной выше.

Общие сведения о состоянии подготовки эксперимента «Лиры»

Космический эксперимент «Лиры» был включен в долгосрочную программу исследования космического пространства в части касающейся МКС в 1999 г. Реальная подготовка эксперимента началась в 2008 г. К настоящему времени выполнены и успешно завершены аван- и эскизный проекты. В настоящий момент достигнут переломный момент подготовки: если в конце этого или в начале 2013 г. будет начата РКД, то эксперимент может быть начат в 2016 г.

Сведения о применении алгоритмов при составлении высокоточных каталогов

Алгоритм, наиболее близкий к описанному, был использован для создания высокоточного Алма-Атинского каталога WBVR-величин ярких звезд северного неба а ГАИШ МГУ [1]. Отличия состояли в следующем: 1) при наблюдениях этого каталога использовались не матричные фотоприемники, а фотоэлектронные умножители, т.е. наблюдения велись последовательно по одной звезде; 2) объем данных для каталога составлял всего около 40 тыс. наблюдений и не требовал применения специальных методов решения составленных систем уравнений.

При создании более поздних каталогов, имеющих существенно больший объем, использовались гораздо более простые редуцированные методы обработки.

ЛИТЕРАТУРА:

1. В.Г. Корнилов, И.М. Волков, А.И. Захаров и др. "Каталог WBVR-величин ярких звезд северного неба" // Труды ГАИШ. 1991. Т. 63. С. 1-400