

УДК 524.7-54

П. П. Берцик, Н. И. Петров

Главная астрономическая обсерватория Национальной академии наук Украины  
03680 Киев, ул. Заболотного 27**Расчет химической эволюции системы  
с единичной звездной популяцией**

*Представлено новое программное обеспечение с публично доступным открытым кодом (на языке ANSI C) для расчета химической эволюции системы с единичной звездной популяцией (SSP). Рассматриваются выходы девяти «тяжелых» элементов:  $^{12}\text{C}$ ,  $^{14}\text{N}$ ,  $^{16}\text{O}$ ,  $^{20}\text{Ne}$ ,  $^{24}\text{Mg}$ ,  $^{28}\text{Si}$ ,  $^{32}\text{S}$ ,  $^{40}\text{Ca}$ ,  $^{56}\text{Fe}$ , а также отдельно выходы водорода  $^1\text{H}$  и гелия  $^4\text{He}$ . Программа является модульной, что позволяет легко использовать расчеты выходов для отдельного SSP в комбинации с другими подпрограммами. В качестве примера в дистрибутиве представлена программа расчета химической эволюции замкнутой системы в рамках «простой модели».*

*РОЗРАХУНОК ХІМІЧНОЇ ЕВОЛЮЦІЇ СИСТЕМИ З ОДИНАРНОЮ ЗОРЯНОЮ ПОПУЛЯЦІЄЮ, Берцик П. П., Петров М. І. — Подається нове програмне забезпечення з публічно доступним відкритим кодом (на мові ANSI C) для розрахунку хімічної еволюції системи з одинарною зоряною популяцією (SSP). Розглядаються виходи дев'яти хімічних елементів  $^{12}\text{C}$ ,  $^{14}\text{N}$ ,  $^{16}\text{O}$ ,  $^{20}\text{Ne}$ ,  $^{24}\text{Mg}$ ,  $^{28}\text{Si}$ ,  $^{32}\text{S}$ ,  $^{40}\text{Ca}$ ,  $^{56}\text{Fe}$ , а також окремо виходи водню  $^1\text{H}$  та гелію  $^4\text{He}$ . Програма є модульною, що дозволяє легко використовувати розрахунки виходів для окремого SSP в комбінації з іншими підпрограмами. Як приклад у дистрибутиві представлено програму розрахунку хімічної еволюції замкненої системи в рамках «простой моделі».*

*CALCULATION OF THE SSP CHEMICAL EVOLUTION, by Berczik P. P., Petrov N. I. — We present a new public access ANSI C software for calculating the chemical evolution of a Single Stellar Population (SSP). We calculate the yields from 9 «heavy» elements:  $^{12}\text{C}$ ,  $^{14}\text{N}$ ,  $^{16}\text{O}$ ,  $^{20}\text{Ne}$ ,  $^{24}\text{Mg}$ ,  $^{28}\text{Si}$ ,  $^{32}\text{S}$ ,  $^{40}\text{Ca}$ ,  $^{56}\text{Fe}$ , as well as the yields for  $^1\text{H}$  and  $^4\text{He}$ . The characteristic feature of the present code is a high modularity, which allows one to use it together with other programs in a user's code. As a test of our code in the distributive we present calculating the chemical evolution of a closed system in the Simple Model approximation.*

## ВВЕДЕНИЕ

Изучение эволюции и происхождения галактик является комплексной проблемой и включает в себя различные аспекты. Наряду с динамической, тепловой и (спектро-) фотометрической эволюцией химическая эволюция является одной из важных частей современной астрофизики галактик. В строгом смысле химическая эволюция галактик только в малой степени имеет отношение непосредственно к химии, а в основном занимается происхождением (синтезом) и распределением химических элементов в звездной и газовой среде галактик. Безусловно, что только понимая и учитывая все вышеназванные аспекты эволюции галактик, мы сможем в деталях понять и описать законы, которые движут эволюцией столь сложной структуры.

Красота и привлекательность моделей химической эволюции состоит именно в том, что даже с простыми и часто очень ограниченными приближениями иногда удается предсказать распределение многих химических элементов в галактиках и их абсолютное и/или относительное содержание. Сложная динамическая система газа и звезд достаточно сильно диссипативна и релаксационна, и в результате лишена «динамической памяти» о начальных условиях формирования системы. Химические же параметры звезд (химический состав, относительное содержание элементов) практически остаются неизменными за все время эволюции объекта.

Таким образом, изучение химического состава звезд может дать информацию об условиях на ранних стадиях эволюции галактик. В этом смысле химические модели позволяют изучить «память» системы, т. е. начальные условия формирования и ход эволюции.

Здесь мы представляем новую программу анализа химических выходов из отдельно взятого SSP. Будут описаны основные компоненты предлагаемого кода химической эволюции, детали ввода основных модельных параметров в программе, а также приведены примеры вычислений.

## ОСНОВНЫЕ КОМПОНЕНТЫ ПРЕДЛАГАЕМОГО КОДА ХИМИЧЕСКОЙ ЭВОЛЮЦИИ

**Единичная звездная популяция (SSP).** Одним из центральных понятий в изучении химической эволюции является понятие единичной звездной популяции SSP (single stellar population). В принципе SSP можно представить как поколение звезд с одинаковой металличностью, родившихся одновременно в системе и эволюционирующих в дальнейшем вместе как некоторая связанная система.

Конечно, понятие SSP является идеализированным описанием некоторого отдельного поколения звезд. В действительности очень сложно представить, чтобы все звезды в какой-то (даже гравитационно сильно связанной) системе рождались в один момент синхронно и формировали одно «четкое» поколение звезд. Но если в какой-то отдельной группе звезд характерные времена выходов тяжелых элементов из этих звезд (изучение которых и является основной задачей химической эволюции) значительно превышают разброс их начальных моментов рождения, то в таком случае эту группу звезд можно считать системой SSP.

Положение о том, что все звезды в отдельном SSP имеют одинаковые металличности, следует рассматривать как некое приближение, хотя при достаточно хорошем перемешивании газа в системе связанное скопление звезд действительно может иметь очень однородный химический состав. Понятно, что чем больше система или чем сильнее она сконцентрирована, то тем больше процессов, которые могут помешать полностью однородному

перемешиванию химических элементов в системе.

Очень часто система звезд, которая формируется как одно поколение и члены которой изначально находятся близко друг к другу, образуя звездное скопление, с течением времени может рассеяться. Такой процесс может происходить за счет, например, взаимодействия с неоднородным гравитационным потенциалом галактики и/или за счет собственной внутренней гравитационной эволюции системы и парных взаимодействий звезд. Потерянные из скопления звезды могут даже полностью уйти из рассматриваемого объема и уже никогда не вернут газ в среду, из которой они изначально сформировались, таким образом «разрушив» целостность SSP.

Несмотря на все сказанное выше, приближение отдельного SSP является одним из центральных в любой программе химической эволюции.

**Начальная функция масс (IMF).** Начальная функция масс IMF (initial mass function) звездного поколения или группы звезд — еще одно основное понятие в рассмотрении химической эволюции газо-звездной системы. По определению эта функция показывает, сколько новообразованных звезд  $dN$  мы имеем в каждом отдельном SSP в зависимости от начальной массы  $m$  звезды в каком-то фиксированном интервале масс  $dm$ :

$$\Phi(m) \propto dN/dm. \quad (1)$$

Следует отметить, что наряду с вышеуказанным определением IMF иногда используется и понятие начального спектра масс IMS (initial mass spectrum), которое также вводится формулой (1). Ниже мы будем подразумевать, что формула (1) определяет именно функцию IMF.

Данная функция обычно нормализуется из того условия, что конкретное SSP имеет массу, равную единице:

$$\int_{m_{\text{low}}}^{m_{\text{upp}}} m\Phi(m)dm = 1M_{\odot}.$$

Здесь значения  $m_{\text{low}}$  и  $m_{\text{upp}}$  определяют интервал масс, в котором задана функция IMF.

Определение начальной функции масс для звезд является одной из фундаментальных задач астрофизики и связано с весьма сложными наблюдательными и теоретическими проблемами звездной эволюции. Вопросы об универсальности и постоянстве во времени этой функции также являются дискуссионными. Здесь мы не будем анализировать в деталях эту проблематику, но приведем несколько различных IMF и покажем, что в зависимости от вида этой функции химическая эволюция SSP может существенно различаться.

Одной из первых попыток определения этой функции в солнечных окрестностях можно считать работу [15], где на основе анализа функции светимости звезд, зависимости масса-светимость и приближения для времени жизни звезд на главной последовательности было получено простое выражение для IMF:

$$\Phi(m) = Am^{-\gamma}. \quad (2)$$

В качестве показателя степени предложено значение  $\gamma = 2.35$ . Постоянная  $A$  является нормирующей константой и зависит от интервала масс в котором определяется IMF. В случае  $m_{\text{low}} = 0.1M_{\odot}$  и  $m_{\text{upp}} = 100M_{\odot}$  мы имеем значение  $A = 0.171636$ .

Несмотря на простоту приближений [15], эта функция и по сей день используется в моделях химической эволюции.

Более современной и точной можно считать начальную функцию масс, предложенную в работе [16]. В этой работе интервал масс разбивается на

четыре подынтервала, и в каждом из них используется степенная зависимость:

$$\Phi(m) = A \begin{cases} 1.09m^{-0.85}, & 0.10 \leq m < 0.50, \\ 0.55m^{-1.85}, & 0.50 \leq m < 1.00, \\ 0.55m^{-3.40}, & 1.00 \leq m < 3.16, \\ 0.25m^{-2.70}, & 3.16 \leq m < 100. \end{cases} \quad (3)$$

Константа нормировки равна  $A = 0.846109$ .

Еще одним вариантом IMF является функция, предложенная в работах [7, 8]:

$$\Phi(m) = A \begin{cases} 2^{0.9} m^{-1.3}, & 0.1 \leq m < 0.5, \\ m^{-2.2}, & 0.5 \leq m < 1.0, \\ m^{-2.7}, & 1.0 \leq m < 100, \end{cases} \quad (4)$$

где  $A = 0.310146$ .

При анализе свойств галактик с активным звездообразованием (Star Burst) [17, 22] иногда предлагают использовать функцию

$$\Phi(m) = Am^{-1.5}, \quad (5)$$

где  $A = 0.051633$ .

Безусловно, такой тип IMF совсем не подходит для анализа длительной эволюции объектов с обычными темпами звездообразования. Скорее всего, он применим только для объектов с активным звездообразованием на первых стадиях формирования.

Чтобы проиллюстрировать, насколько сильно может зависеть химическая эволюция системы от принимаемого вида IMF, приведем анализ количества  $R_*$  звезд (для SSP с массой  $1M_\odot$ ), которые имеют массу, большую некоторой предельной массы  $m_*$ . По определению

$$R_*(m > m_*) \equiv \frac{\int_{m_*}^{m_{\text{upp}}} \Phi(m) dm}{\int_{m_{\text{low}}}^{m_{\text{upp}}} m \Phi(m) dm}.$$

Например, для  $m_* = 8M_\odot$ , которое обычно принимают граничным для звезд, оканчивающих свою жизнь как Сверхновые второго типа (SNII) и которые являются одним из важнейших источников тяжелых элементов, мы имеем значения, приведенные в табл. 1. Видно, что для разных IMF (даже если не учитывать достаточно экзотичный IMF типа (5)) количества звезд с массой больше чем  $8M_\odot$  сильно различаются. Различия для IMF типа (3) и (2) более чем в два раза. В этом смысле можно говорить, что IMF типа (4) занимает промежуточное положение между IMF типа (2) и (3).

Время жизни звезд. Чтобы описать эволюцию отдельного SSP с течением времени, необходимо учитывать также зависимость времени

Таблица 1. Количества  $R_*$  звезд, полученные для разных типов IMF

Тип IMF	Литературный источник	$R_*$ ( $m > m_*$ )
(2)	[15]	0.007421
(3)	[16]	0.003578
(4)	[8, 9]	0.005246
(5)	[17, 22]	0.026183

жизни различных звезд от массы и металличности. В нашей программе мы можем использовать по выбору одну из двух функций зависимости времени жизни звезд от их массы и металличности.

Первая функция основывается на расчетах падуанской группы [1, 3, 4]. По результатам этой группы была построена аппроксимационная формула [14], которую мы используем как один из вариантов:

$$\lg t_{\text{dead}} = a_0(Z) - a_1(Z) \lg m + a_2(Z) (\lg m)^2. \quad (6)$$

Здесь время жизни звезды  $t_{\text{dead}}$  вычисляется в годах, масса звезды  $m$  задана в единицах массы Солнца ( $M_{\odot}$ ), а металличность звезды  $Z$  задана в абсолютных значениях (например, для звезды с солнечной металличностью  $Z = 0.02$ ). Коэффициенты  $a_0$ ,  $a_1$ ,  $a_2$  в этой формуле вычисляются из выражений

$$\begin{aligned} a_0(Z) &= 10.130 + 0.0755 \lg Z - 0.0081 (\lg Z)^2, \\ a_1(Z) &= 4.4240 + 0.7939 \lg Z + 0.1187 (\lg Z)^2, \\ a_2(Z) &= 1.2620 + 0.3385 \lg Z + 0.0542 (\lg Z)^2. \end{aligned}$$

Эти аппроксимационные формулы очень хорошо согласуются с расчетами падуанской группы в интервале масс от  $0.6M_{\odot}$  до  $120M_{\odot}$  и для металличностей от  $Z = 7 \cdot 10^{-5}$  до 0.03.

В качестве второй функции для расчета времени жизни звезд в коде можно использовать аппроксимационную формулу, предложенную в работе [2] и основанную на расчетах женевской группы [5, 18—20]:

$$\lg t_{\text{dead}} = (3.79 + 0.24Z) - (3.1 + 0.35Z) \lg m + (0.74 + 0.11Z) (\lg m)^2. \quad (7)$$

В этой формуле время жизни звезды выражено в  $10^6$  лет, масса звезды в массах  $M_{\odot}$ , а металличность звезды в единицах солнечной металличности  $Z_{\odot}$ .

В большом диапазоне металличностей обе эти формулы дают приблизительно одинаковый результат. Для металличностей менее  $0.1Z_{\odot}$  или более  $2Z_{\odot}$  вторая формула для времен жизни (особенно маломассивных звезд) дает систематически немного завышенные значения.

**Выходы химических элементов.** В данной работе основное внимание было уделено вычислению количества химических элементов, поставляемых в межзвездную среду единичной звездной популяцией со временем. При составлении программы мы использовали наиболее современные данные по синтезу различных элементов звездами разных масс и металличностей [11, 13, 24, 26]. В программном обеспечении рассчитываются выходы для 11 химических элементов:  $^1\text{H}$ ,  $^4\text{He}$ ,  $^{12}\text{C}$ ,  $^{14}\text{N}$ ,  $^{16}\text{O}$ ,  $^{20}\text{Ne}$ ,  $^{24}\text{Mg}$ ,  $^{28}\text{Si}$ ,  $^{32}\text{S}$ ,  $^{40}\text{Ca}$ ,  $^{56}\text{Fe}$ . Код построен таким образом, что в него легко добавить данные по синтезу и других химических элементов. При этом необходимо будет найти для них подходящие модели синтеза, которые будут согласованы с синтезом уже перечисленных выше элементов. Также отличительной особенностью данного программного обеспечения является учет зависимости выходов от химического состава (металличности) звездного поколения, формирующего данное SSP.

Как базовое приближение, мы рассматриваем три механизма возврата в межзвездную среду химических элементов, синтезированных в звездах. Все они имеют достаточную энергетику, чтобы в большом объеме межзвездной среды перемешать газ. Массивные звезды заканчивают свою жизнь вспышками, которые мы описываем как Сверхновые второго типа (SNII), — энергия одной вспышки порядка  $10^{44}$  Дж. Звезды промежуточных масс заканчивают жизнь как планетарные туманности (PN) — энергия одной

вспышки  $10^{40}$  Дж. Часть двойных звезд, которые формируются из звезд промежуточных и малых масс, могут закончить свою эволюцию как сверхновые первого типа «а» (SNIa), — энергия одной вспышки  $10^{44}$  Дж.

Для упрощения мы также считаем, что звезды возвращают в межзвездную среду все синтезированные ими тяжелые элементы не постепенно, а в последний момент, а именно во время вспышек SNII, SNIa или акта PN.

**Вспышки SNII.** Мы считаем, что все звезды из отдельного SSP, массы которых лежат в интервале между  $8M_{\odot}$  и  $40M_{\odot}$ , заканчивают свою жизнь как SNII [14]. Количество этих процессов для конкретного SSP за время от  $t$  до  $t + \Delta t$  можно легко определить:

$$\Delta N_{\text{SNII}} = \int_{m_{\text{dead}}(t+\Delta t)}^{m_{\text{dead}}(t)} \Phi(m) dm.$$

Здесь  $m_{\text{dead}}(t)$  и  $m_{\text{dead}}(t + \Delta t)$  — массы звезд, которые заканчивают свою жизнь на начало и конец выбранного временного интервала (см. формулы (6) или (7)). Мы считаем, что звезды с массами более  $40M_{\odot}$  заканчивают свою жизнь как черные дыры, и не обогащают межзвездную среду тяжелыми элементами.

В программе предусмотрено два варианта расчета выходов химических элементов за счет этих процессов. В первом варианте мы используем выходы, представленные в работе [26], где детально рассчитывается синтез химических элементов на стадии взрывного нуклеосинтеза. Используя таблицы [26], мы сконструировали аппроксимационные формулы для выходов интересующих нас химических элементов.

В качестве второго варианта для синтеза химических элементов во время вспышек SNII мы использовали таблицы, представленные в работе [13], где наравне с самими процессами взрывного нуклеосинтеза (взятыми из работы [26]), также детально учитывались эффекты звездной эволюции, в первую очередь потеря массы звездами на различных стадиях их эволюции. Из этой работы мы напрямую использовали просчитанные таблицы и путем аппроксимации определяли выходы для конкретных звезд с заданной массой и металличностью (этот вариант используется в программе как базовый).

Альтернативным вариантом для выходов в результате процессов SNII можно рассматривать, например, работу [10]. Ввиду того, что в этой работе не учитывалась зависимость синтеза элементов от первоначальной металличности звезд, а также полученные результирующие выходы не очень хорошо согласовывались (особенно для железа) с работой [26], мы их не учитывали в нашей программе.

**Акты PN.** Чтобы учесть PN, мы использовали идею о том, что как PN заканчивают жизнь звезды промежуточных масс от  $0.8M_{\odot}$  до  $8M_{\odot}$  [24]. Количество таких событий для отдельного SSP за время от  $t$  до  $t + \Delta t$  также можно легко определить, используя IMF:

$$\Delta N_{\text{PN}} = \int_{m_{\text{dead}}(t+\Delta t)}^{m_{\text{dead}}(t)} \Phi(m) dm.$$

Выходы химических элементов для этих звезд мы взяли из работы [24]. Мы также напрямую использовали просчитанные таблицы и путем аппроксимации определяли выходы для конкретных звезд с заданной массой и металличностью. Следуя этой работе, при рассмотрении PN мы учитывали производство только пяти основных химических элементов:  $^1\text{H}$ ,  $^4\text{He}$ ,  $^{12}\text{C}$ ,  $^{14}\text{N}$ ,  $^{16}\text{O}$ .

**Вспышки SNIa.** В отличие от уже выше перечисленных эффектов (SNII и PN) проблема определения количества вспышек SNIa не такая тривиальная. До сих пор теоретическое моделирование вспышек SNIa является дискуссионным. Нет однозначного мнения и по поводу прародителей SNIa, хотя по современным данным самым вероятным является сценарий, в котором в качестве прародителя рассматривается двойная звездная система. При рассмотрении SNIa мы использовали идеологию предложенную в работе [6], чтобы учесть то количество двойных звезд, которые могут быть прародителями SNIa. В этой работе использована самая «популярная» модель для SNIa [25] и сделана попытка на основе идеи о функции распределения двойных звезд аналитически оценить количество событий SNIa.

Значение массы для второго (маломассивного) компонента в такой двойной системе должно лежать в пределах  $0.8M_{\odot} - 8M_{\odot}$ . Время его жизни в данной модели и определяет, когда произойдет вспышка SNIa. Количество этих процессов для отдельного SSP за время от  $t$  до  $t + \Delta t$  в этом случае определяется выражением [14]

$$\Delta N_{\text{SNIa}} = \int_{m_{\text{dead}}(t+\Delta t)}^{m_{\text{dead}}(t)} \Phi_2(m_2) dm_2,$$

где  $\Phi_2(m_2)$  — начальная функция масс для второго компонента. Она включает в себя и распределение масс вторичного компонента по сравнению с полной массой двойной системы  $m_B$  [9]:

$$\Phi_2(m_2) = A_2 \int_{m_{\text{inf}}}^{m_{\text{sup}}} \left(\frac{m_2}{m_B}\right)^{\xi} m_B^{-\gamma-1} dm_B,$$

где  $m_{\text{inf}} = \max(2m_2, 3M_{\odot})$  и  $m_{\text{sup}} = m_2 + 8M_{\odot}$ . Параметр  $\xi$  мы полагаем равным 2, согласно работе [6]. Величина  $A_2$  является константой нормировки и определяется через нормировочный коэффициент  $A$  функции IMF и параметр  $\xi$ :

$$A_2 = \zeta \cdot 2^{1+\xi} (1+\xi) \cdot A,$$

Доля  $\zeta$  двойных звезд, которые в конце концов вспыхнут как SNIa, составляет 0.05. Этот параметр не определяется напрямую из теории, и обычно его подбирают таким образом, чтобы согласовать наблюдаемое соотношение числа SNII к числу SNIa в нашей Галактике [6, 9].

В качестве модели нуклеосинтеза для вспышек SNIa мы приняли самую современную модель («updated W7»), представленную в работе [11]. Она является продолжением известной работы [23]. В новой работе также учтены самые последние известные сечения ядерных реакций.

**Технические детали.** Опишем основные входные данные, которые задаются в нашей программе для расчета химических выходов из отдельно взятого SSP, а также при построении простой замкнутой модели химической эволюции. В случае с анализом для отдельно взятого SSP, эти параметры можно задать как в самом тексте программы, так и в командной строке запуска программы. По умолчанию в программе принимаются следующие значения:

```
m_l           = 0.1;           /* нижний предел IMF */
m_u           = 100.0;         /* верхний предел IMF */
m_sn2_l       = 8.0;           /* нижний предел для SNII */
m_sn2_u       = 40.0;         /* верхний предел для SNII */
m_pn_l        = 0.8;           /* нижний предел для PN */
```

```

m_pn_u      = 8.0;      /* верхний предел для PN */
m_sn1_l     = 0.8;      /* нижний предел для SNIa */
m_sn1_u     = 8.0;      /* верхний предел для SNIa */
imf_type    = 1;        /* тип IMF: */
                /* 1 - Salpeter 1955; gamma = 2.35 */
                /* 2 - Solar vicinity; gamma = 2.7 */
                /* 3 - SB galaxies; gamma = 1.5 */
                /* 4 - Kroupa et al. 1993 */
                /* 5 - Scalo 1986 */
m_star = 1.0E+04;      /* масса SSP */
Z_star = 2.0E-02;      /* металличность SSP */
dm = 0.01;            /* шаг по массе */

```

Здесь IMF типа 1 соответствует выражению (2), типа 3 — выражению (5), типа 4 — выражению (4), типа 5 — выражению (3).

Например, если необходимо просчитать эволюцию такого же SSP, но с IMF типа 4 и с металличностью  $Z = 0.0004$ , то программу следует запустить с такими опциями:

```
ssp.exe 0.1 100.0 8.0 40.0 0.8 8.0 0.8 8.0 4 1.0E+4 4.0E-4 0.01
```

Для изменения параметров задачи при просчете эволюции простой модели необходимо редактировать конфигурационный файл задачи (по умолчанию это файл sm.cfg). Здесь большинство параметров имеют тот же смысл, что и в предыдущем случае. Этот файл имеет следующий вид:

```

m_l m_u      /* masses in M_sol */
m_sn2_l m_sn2_u acc_sn2 /* masses in M_sol & account SNII */
m_pn_l m_pn_u acc_pn    /* masses in M_sol & account PN */
m_sn1_l m_sn1_u acc_sn1 /* masses in M_sol & account SNIa */
imf_type     /* 1 - Salpeter 1955; gamma = 2.35 */
                /* 2 - Solar vicinity; gamma = 2.70 */
                /* 3 - SB galaxies; gamma = 1.5 */
                /* 4 - Kroupa et al. 1993 */
                /* 5 - Scalo 1986 */
MASS_0 Z_0   /* initial MASS in M_sol & metallicity */
                /* i.e. Z_sol = 0.02 */
t_max N_pok SFE /* max. time of evol. in Myr & */
                /* Number of generation N_pok_max = 1000 & */
                /* Star Formation Efficiency */
ww95 t_type  /* SNII yields; */
                /* 1 - Woosley & Weaver, 1995 data */
                /* 2 - Portinari, Chiosi & Bressan, 1998 */
                /* t_dead type; */
                /* 1 - Raiteri, Villata & Navarro, 1996 */
                /* 2 - Argast et al., 2000 */

```

Дистрибутив программы, т. е. исходный код на языке ANSI C, начальные данные, а также конфигурационные файлы в одном архивном tar-файле, упакованном программой gzip, доступен по адресу

<http://www.mao.kiev.ua/staff/berczik/>

При проблемах с загрузкой дистрибутив доступен и по e-mail-требованию с адреса [berczik@mao.kiev.ua](mailto:berczik@mao.kiev.ua). Исходный код программы может быть модифицирован и/или использован частично и в других программах без согласия авторов. При этом просьба ссылаться на данную статью.



Суммарные выходы для SSP с массой  $M_{SSP} = 10^4 M_{\odot}$  за все время эволюции  $T_{evol} = 15 \cdot 10^9$  лет

Вспышка	$N_{TOT}$	$M_{TOT}$	$M_C$	$M_N$	$M_O$	$M_{Ne}$	$M_{Mg}$	$M_{Si}$	$M_S$	$M_{Ca}$	$M_{Fe}$
IMF типа (2); $Z = 0.0004$											
SNII	67.88	838.5	12.59	0.5270	84.39	7.491	2.618	8.808	4.708	0.5959	9.810
PN	1612	1910	4.380	1.490	0.5705	0	0	0	0	0	0
SNIIa	11.68	16.47	0.5642	1.355E-5	1.670	0.0236	0.0993	1.752	0.9824	0.1436	7.160
IMF типа (2); $Z = 0.0040$											
SNII	67.88	838.9	14.52	1.374	83.53	7.573	2.573	9.270	5.029	0.6413	10.03
PN	1612	1910	5.675	1.998	4.358	0	0	0	0	0	0
SNIIa	11.68	16.47	0.5642	1.355E-5	1.670	0.0236	0.0993	1.752	0.9824	0.1436	7.160
IMF типа (2); $Z = 0.0080$											
SNII	67.88	838.5	14.50	3.058	82.41	8.599	2.483	9.354	5.392	0.7201	8.239
PN	1612	1910	7.114	2.562	8.567	0	0	0	0	0	0
SNIIa	11.68	16.47	0.5642	1.355E-5	1.670	0.0236	0.0993	1.752	0.9824	0.1436	7.160
IMF типа (2); $Z = 0.0200$											
SNII	67.88	874.0	19.40	7.167	85.65	10.69	2.870	10.47	5.994	0.8503	7.432
PN	1388	1839	10.75	4.028	20.28	0	0	0	0	0	0
SNIIa	11.42	16.10	0.5516	1.324E-5	1.633	0.0231	0.0971	1.713	0.9605	0.1404	7.001
IMF типа (2); $Z = 0.0500$											
SNII	67.88	874.1	19.45	7.212	85.79	10.70	2.876	10.51	6.004	0.8517	7.440
PN	1014	1670	19.80	6.964	45.51	0	0	0	0	0	0
SNIIa	10.53	14.85	0.5087	1.221E-5	1.506	0.0213	0.0895	1.579	0.8858	0.1295	6.456
IMF типа (4); $Z = 0.0004$											
SNII	49.63	582.1	8.682	0.3643	54.37	4.848	1.713	5.880	3.171	0.4128	7.321
PN	2514	2547	6.992	1.697	0.8429	0	0	0	0	0	0
SNIIa	12.08	17.03	0.5835	1.401E-5	1.727	0.0244	0.1026	1.812	1.016	0.1486	7.406
IMF типа (4); $Z = 0.0040$											
SNII	49.63	582.3	10.30	0.9485	54.04	4.949	1.697	6.198	3.389	0.4467	7.431
PN	2514	2547	8.610	2.396	5.928	0	0	0	0	0	0
SNIIa	12.08	17.03	0.5835	1.401E-5	1.727	0.0244	0.1026	1.812	1.016	0.1486	7.406
IMF типа (4); $Z = 0.0080$											
SNII	49.63	582.3	10.26	2.118	53.37	5.608	1.619	6.289	3.741	0.5176	5.975
PN	2514	2547	10.40	3.171	11.57	0	0	0	0	0	0
SNIIa	12.08	17.03	0.5835	1.401E-5	1.727	0.0244	0.1026	1.812	1.016	0.1486	7.406
IMF типа (4); $Z = 0.0200$											
SNII	49.63	601.5	12.65	4.907	56.17	7.040	1.881	7.147	4.262	0.6204	5.232
PN	2119	2421	14.60	5.100	26.92	0	0	0	0	0	0
SNIIa	11.78	16.61	0.5692	1.367E-5	1.685	0.0238	0.1001	1.767	0.9911	0.1449	7.224
IMF типа (4); $Z = 0.0500$											
SNII	49.63	601.5	12.68	4.941	56.27	7.054	1.886	7.181	4.269	0.6215	5.238
PN	1451	2120	24.97	8.616	58.02	0	0	0	0	0	0
SNIIa	10.77	15.18	0.5202	1.249E-5	1.540	0.0217	0.0915	1.615	0.9058	0.1324	6.602
IMF типа (3); $Z = 0.0004$											
SNII	33.85	397.0	5.921	0.2484	37.08	3.306	1.168	4.010	2.162	0.2815	4.993
PN	3030	2497	8.641	1.305	0.9540	0	0	0	0	0	0
SNIIa	32.96	46.47	1.592	3.823E-5	4.713	0.0666	0.2801	4.944	2.772	0.4054	20.20
IMF типа (3); $Z = 0.0040$											
SNII	33.85	397.1	7.031	0.6469	36.85	3.375	1.158	4.227	2.311	0.3046	5.068
PN	3030	2497	10.05	2.036	5.995	0	0	0	0	0	0
SNIIa	32.96	46.47	1.592	3.823E-5	4.713	0.0666	0.2801	4.944	2.772	0.4054	20.20
IMF типа (3); $Z = 0.0080$											
SNII	33.85	397.1	7.002	1.444	36.40	3.825	1.104	4.289	2.552	0.3530	4.075
PN	3030	2497	11.63	2.848	11.59	0	0	0	0	0	0
SNIIa	32.96	46.47	1.592	3.823E-5	4.713	0.0666	0.2801	4.944	2.772	0.4054	20.20
IMF типа (3); $Z = 0.0200$											
SNII	33.85	410.2	8.630	3.346	38.31	4.801	1.283	4.875	2.907	0.4231	3.568
PN	2469	2319	14.66	4.718	26.11	0	0	0	0	0	0
SNIIa	32.15	45.33	1.552	3.729E-5	4.597	0.0649	0.2732	4.822	2.704	0.3954	19.70
IMF типа (3); $Z = 0.0500$											
SNII	33.85	410.2	8.653	3.370	38.38	4.811	1.286	4.898	2.912	0.4239	3.573
PN	1494	1880	21.96	7.475	51.79	0	0	0	0	0	0
SNIIa	29.38	41.43	1.419	3.408E-5	4.201	0.0593	0.2497	4.407	2.471	0.3614	18.01

## АНАЛИЗ ВЫХОДОВ ИЗ ОТДЕЛЬНО ВЗЯТОГО SSP

В качестве одного из результатов работы программы мы представляем сводную таблицу вычисленных полных выходов из отдельного SSP с различными IMF и с различными значениями металличности (табл. 2). Масса звездного ансамбля здесь фиксировалась и равнялась  $M_{\text{SSP}} = 10^4 M_{\odot}$ . Эволюция системы рассматривалась до конечной точки по времени  $T_{\text{evol}} = 15 \cdot 10^9$  лет.

В табл. 2 приведены полные выходы (в единицах  $M_{\odot}$ ) разных химических элементов синтезированных различными звездами, которые заканчивают свою жизнь как SNII, PN и SNIa. В первой колонке также приводим полное количество этих событий ( $N_{\text{TOT}}$ ) в системе отдельного SSP проэволюционировавшего до времени  $T_{\text{evol}}$ .

На рис. 1 приведены графики эволюции синтеза полной массы и некоторых химических элементов для тестового SSP с массой  $M_{\text{SSP}} = 10^4 M_{\odot}$  и с металличностью  $Z_{\text{SSP}} = 0.02$  для IMF типа (4).

Как видно из табл. 2 и рис. 1, основным источником возвращаемой массы из звездного компонента SSP в окружающую среду являются планетарные туманности, которыми заканчивают свою жизнь звезды промежуточных масс, и этот процесс довольно длителен (до  $10 \cdot 10^9$  лет). Звезды больших масс, которые заканчивают свою жизнь как SNII, также возвращают в среду существенную часть этой массы, но их вклад, даже для IMF типа (2), где количество таких звезд завышено, остается не больше чем 30 % от полной выброшенной массы. Также видно, что эти высокомассивные звезды возвращают в среду массу (вместе с синтезированными тяжелыми элементами) за очень короткое время —  $(30-40) \cdot 10^6$  лет.

Анализ табл. 2 также показывает, что роль SNIa, которые производят химические элементы (особенно железо) на длительной временной шкале, при переходе от IMF типа (2) к (4) и (3) существенно увеличивается. Эта тенденция легко объяснима, так как с изменением IMF изменяется и относительное количество звезд промежуточных и малых масс, которые и есть «прародителями» процессов SNIa [6].

Из рис. 1 можно увидеть еще одну особенность синтеза химических элементов отдельного SSP. Как видно, углерод и азот в основном синтезируются звездами большой и промежуточной массы. Первые из них заканчивают свою эволюцию как SNII, а вторые — как PN. Причем их суммарные вклады за время эволюции  $15 \cdot 10^9$  лет примерно равны (для выбранного «среднего» IMF типа (4)). Вклад маломассивных звезд, которые входят в двойные системы и заканчивают свою жизнь как SNIa, в производство углерода и азота ничтожно мал. Большая часть кислорода синтезируется массивными звездами, и только 20 % его синтезируется звездами промежуточных масс. В синтезе железа в основном принимают участие только массивные звезды (SNII) и двойные звезды с малой массой (SNIa). Вклад от процессов SNIa уже и для IMF типа (4) заметно превышает вклад от SNII.

Из всего сказанного выше можно сделать вывод, что если ограничиваться изучением только содержания кислорода, то с хорошей точностью можно считать, что в процессе синтеза участвуют только массивные звезды. При изучении содержания железа, наоборот, основным источником следует считать маломассивные двойные звезды. А при анализе обилия углерода и азота примерно в равной мере участвуют как звезды больших, так и промежуточных масс, поэтому анализ этих обилий необходимо делать с учетом как событий SNII, так и PN.

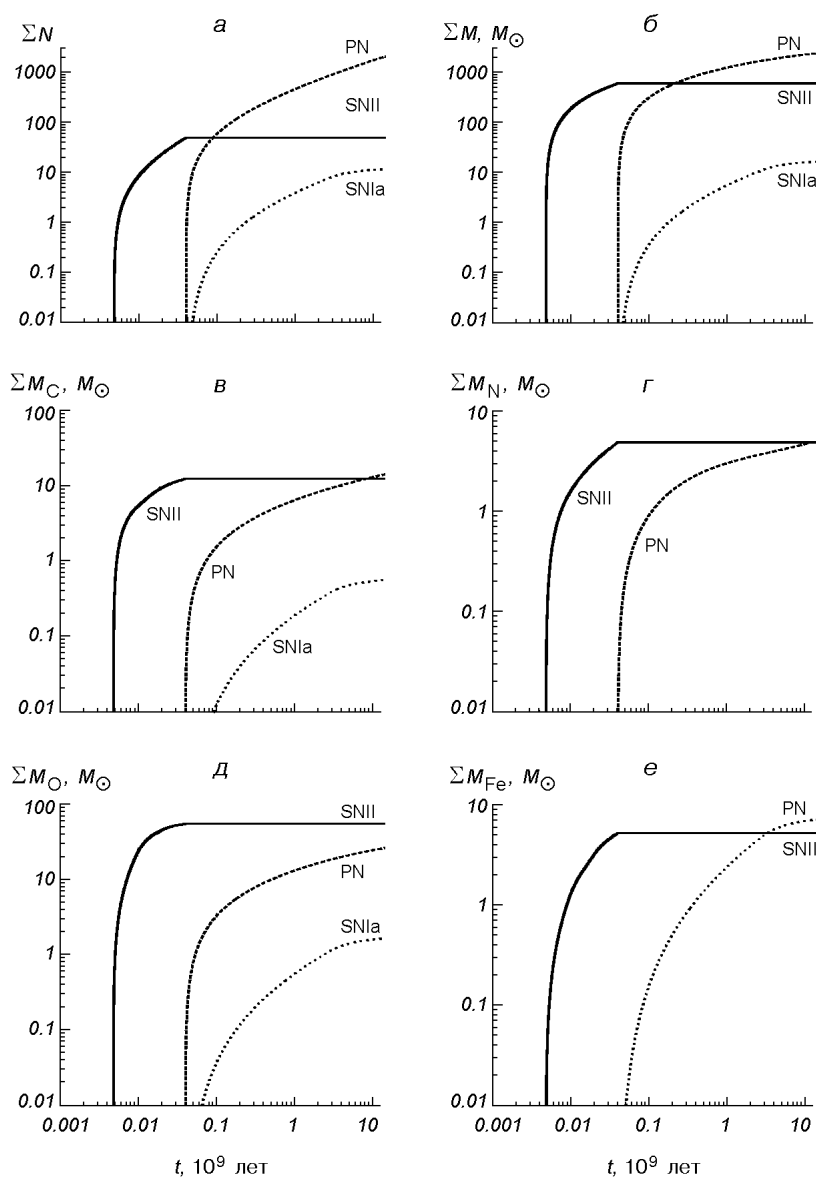


Рис. 1. Эволюция полного количества  $N$  событий в отдельном SSP, полной массы  $\Sigma M$ , которая выбрасывается в окружающее пространство, и полные количества синтезированного и выброшенного обратно в систему углерода  $M_C$ , азота  $M_N$ , кислорода  $M_O$  и железа  $M_{Fe}$ . При расчетах принято  $M_{SSP} = 10^4 M_\odot$ ,  $Z_{SSP} = 0.02$ ; использована IMF типа (4)

**ТЕСТИРОВАНИЕ ПРОГРАММНОГО ОБЕСПЕЧЕНИЯ. «ПРОСТАЯ МОДЕЛЬ»**

Одним из стандартных тестов для программы расчета химической эволюции можно считать так называемую «простую модель» [12]. При этом считается, что эволюция двухфазной системы, состоящей из компонентов «газ» + «звезды», проходит по такой упрощенной схеме:

- система является замкнутой (полная масса системы не изменяется);
- газ в системе полностью перемешан в любой момент времени;
- начальная металличность системы нулевая, и система в начале полностью состоит только из газа;
- IMF, время жизни звезд и выходы тяжелых элементов из звезды с фиксированной массой не зависят от металличности.

В такой системе легко определить, как себя ведет «металличность» газа, а также средняя «металличность» звезд в зависимости от параметра «содержания газа»  $\mu$  системы:

$$\mu \equiv \frac{M_{\text{gas}}}{M_{\text{gas}} + M_{\text{star}}}, \quad (8)$$

$$Z_{\text{gas}} = -p \ln(\mu), \quad (9)$$

$$\langle Z_{\text{star}} \rangle = -p \left[ 1 + \frac{\mu \ln(\mu)}{1 - \mu} \right]. \quad (10)$$

Параметр  $p$  определяет массу синтезированных элементов, выбрасываемых в межзвездную среду звездами популяции, на единицу массы, заключенной в звездных остатках и долгоживущих звездах. Эти уравнения в таком виде были впервые выведены в работе [21].

Мы в качестве теста для своей программы также просчитали эволюцию изолированной системы с полной массой  $M_{\text{TOT}} = 10^{10} M_{\odot}$  в течение времени  $T_{\text{evol}} = 15 \cdot 10^9$  лет. С начального момента в системе через каждые  $\Delta t_{\text{gen}} = 15 \cdot 10^6$  лет образовывалось новое поколение звезд, т. е. за все время эволюции появилось 1000 поколений звезд. Каждое поколение звезд имело IMF типа (2). При каждом акте звездообразования мы переводили фиксированную долю газа ( $\epsilon = 0.01$ ) в звезды. В качестве начальной металличности системы мы взяли значение  $Z_0 = 0.0001$ .

В программе были специально выключены эффекты PN и SNIa, т. е. в выходах учитывались только вклады массивных звезд (процессы SNII), и для их выходов использовались аппроксимационные формулы полученные на основании работы [26]. Тем самым мы старались искусственно свести к минимуму влияние зависимости металличности на химические выходы. Кроме этого, предполагалось, что все массивные звезды, независимо от массы и металличности, имеют время жизни  $10 \cdot 10^6$  лет. Построенная таким образом модельная система, как показывают наши расчеты, ведет себя очень близко к «простой модели».

На рис. 2 показано поведение масс газового и звездного компонентов, а также «темпа звездообразования» (SFR) со временем. Как и предполагается в «простой модели», SFR уменьшается почти экспоненциально со временем, а количество газа в конце расчета уменьшается до 0.01 %.

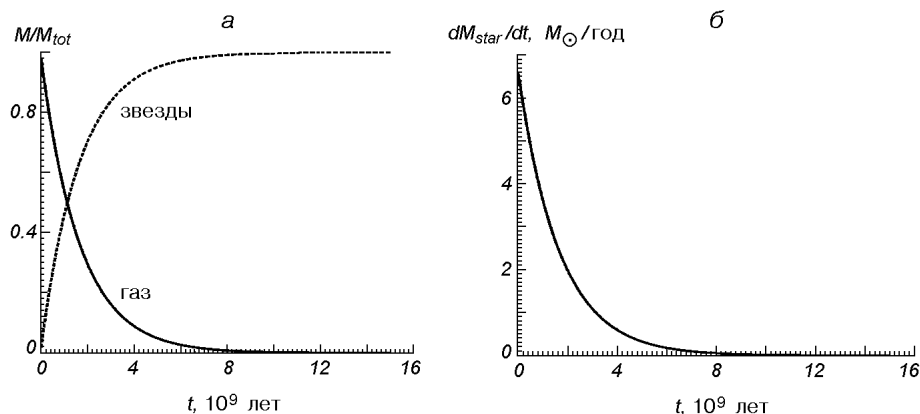


Рис. 2. Временная эволюция массы газа и звезд (слева), а также и «темпа звездообразования» (справа) в тестовой системе «простая модель»

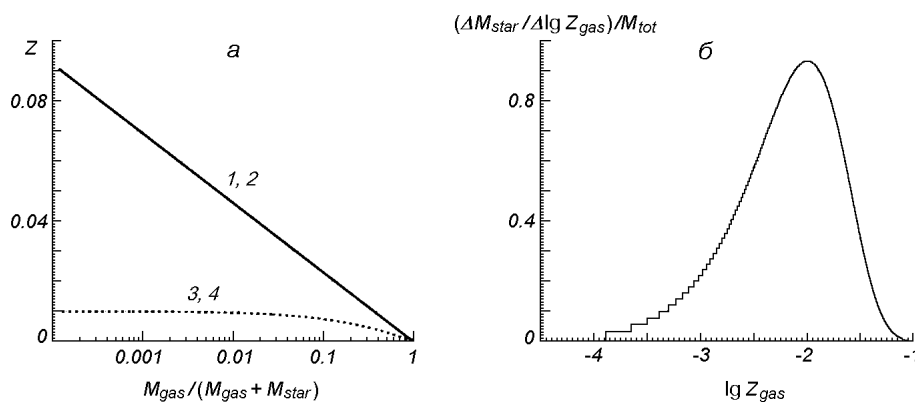


Рис. 3. а — Эволюция металличности газа (1) и средней металличности звезд (3) в тестовой системе «простая модель» в зависимости от уровня газа в системе; кривые 2 и 4 — теоретические значения металличностей, описываемые формулами (9) и (10). б — функция распределения звезд по металличностям для этой же модели

На рис. 3 показаны теоретические и расчетные зависимости металличности газа ( $Z_{\text{gas}}$ ) и средней металличности звезд ( $\langle Z_{\text{star}} \rangle$ ) в зависимости от уровня  $\mu$  газа в системе, а также функция распределения этих звезд по металличностям.

Видно, что наша программа воспроизводит теоретически полученные распределения как для средней металличности звезд в системе (формула (10)), так и для металличности газа (9) в зависимости от содержания газа в системе.

#### ЗАКЛЮЧЕНИЕ

В статье представлено программное обеспечение с публично доступным открытым кодом на языке ANSI C для расчета химической эволюции единичной звездной популяции. Как тестовое приложение данной программы, в дистрибутиве приведена программа расчета химической эволюции замкнутой системы для «простой модели».

Авторы благодарны С. Г. Кравчуку и Л. С. Пилюгину за ценные замечания, сделанные к рукописи этой статьи.

П. Берцик благодарит специальный фонд Венгерской академии наук (Domus Hungarica Scientiarum et Artium) а также Центральную астрономическую обсерваторию (Konkoly Observatory, Budapest) Венгерской академии наук за предоставленный грант.

1. Alongi M., Bertelli G., Bressan A., et al. Evolutionary sequences of stellar models with semiconvection and convective overshoot. I —  $Z = 0.008$  // *Astron. and Astrophys. Suppl. Ser.*—1993.—97, N 4.—P. 851—871.
2. Argast D., Samland M., Gerhard O. E., Thielemann F.-K. Metal poor halo stars as tracers of ISM mixing processes during halo formation // *Astron. and Astrophys.*—2000.—356, N 3.—P. 873—887.
3. Bertelli G., Bressan A., Chiosi C., et al. Theoretical isochrones from models with new radiative opacities // *Astron. and Astrophys. Suppl. Ser.*—1994.—106, N 2.—P. 275—302.
4. Bressan A., Fagotto F., Bertelli G., Chiosi C. Evolutionary sequences of stellar models with new radiative opacities. II —  $Z = 0.02$  // *Astron. and Astrophys. Suppl. Ser.*—1993.—100, N 3.—P. 647—664.
5. Charbonel C., Meynet G., Maeder A., Schaller G., Schaerer D. Grids of Stellar Models — Part Three — from 0.8 to 120 SOLAR-MASSSES at  $Z = 0.004$  // *Astron. and Astrophys. Suppl. Ser.*—1993.—101, N 2. P. 415—419.

6. *Greggio L., Renzini A.* The binary model for type I supernovae: theoretical rates // *Astron. and Astrophys.*—1983.—**118**, N 1.—P. 217—222.
7. *Kroupa P., Tout C. A., Gilmore G.* The low-luminosity stellar mass function // *Mon. Notic. Roy. Astron. Soc.*—1990.—**244**, N 1.—P. 76—85.
8. *Kroupa P., Tout C. A., Gilmore G.* The distribution of low-mass stars in the Galactic disc // *Mon. Notic. Roy. Astron. Soc.*—1993.—**262**, N 3.—P. 545—587.
9. *Matteucci F., Greggio L.* Relative role of type I and II supernovae in the chemical enrichment of the interstellar gas // *Astron. and Astrophys.*—1986.—**154**, N 1.—P. 279—287.
10. *Nomoto K., Hashimoto M., Tsujimoto T., et al.* Nucleosynthesis in type II supernovae // *Nucl. Phys. A.*—1997.—**616**.—P. 79—90.
11. *Nomoto K., Iwamoto K., Nakasato N., et al.* Nucleosynthesis in type Ia supernovae // *Nucl. Phys. A.*—1997.—**621**.—P. 467—476.
12. *Pagel B. E. J.* Chemical Evidence on Galaxy Formation and Evolution // *The Formation and Evolution of Galaxies.* —Cambridge University Press, 1994.—P. 149—229.
13. *Portinari L., Chiosi C., Bressan A.* Galactic chemical enrichment with new metallicity dependent stellar yields // *Astron. and Astrophys.*—1998.—**334**, N 2.—P. 505—539.
14. *Raiteri C. M., Villata M., Navarro J. F.* Simulations of Galactic chemical evolution // *Astron. and Astrophys.*—1996.—**315**, N 1.—P. 105—115.
15. *Salpeter E. E.* The luminosity function and stellar evolution // *Astrophys. J.*—1955.—**121**, N 1.—P. 161—167.
16. *Scalo J. M.* The stellar initial mass function // *Fund. Cosmic Phys.*—1986.—**11**, N 1.—P. 1—278.
17. *Scalo J. M.* Top-Heavy IMFs in Starburst Galaxies — Dordrecht: Kluwer, 1990.—**160**.—P. 125.
18. *Schaerer D., Charbonel C., Meynet G., Meader A., Schaller G.* Grid of stellar models. II. From 0.8 to 120  $M_{\odot}$  at  $Z = 0.040$  // *Astron. and Astrophys. Suppl. Ser.*—1993.—**102**, N 2.—P. 339—342.
19. *Schaerer D., Meynet G., Meader A., Schaller G.* Grid of stellar models. II. From 0.8 to 120  $M_{\odot}$  at  $Z = 0.008$  // *Astron. and Astrophys. Suppl. Ser.*—1993.—**98**, N 3.—P. 523—527.
20. *Schaller G., Schaerer D., Meynet G., Meader A.* New grids of stellar models from 0.8 to 120  $M_{\odot}$  at  $Z = 0.020$  and  $Z = 0.001$  // *Astron. and Astrophys. Suppl. Ser.*—1992.—**96**, N 2.—P. 269—331.
21. *Searle L., Sargent W. L. W.* Inferences from the composition of two dwarf blue galaxies // *Astrophys. J.*—1972.—**173**, N 1.—P. 25—33.
22. *Silk J. I.* Star Formation in the Largest Systems // *The feedback of chemical evolution on the stellar content of galaxies.* — Publication de L'Observatoire de Paris, 1993.—P. 299.
23. *Thielemann F.-K., Nomoto K., Yokoi K.* Explosive nucleosynthesis in carbon deflagration models of Type I supernovae // *Astron. and Astrophys.*—1986.—**158**, N 1.—P. 17—33.
24. *van den Hoek L. B., Groenewegen M. A. T.* New theoretical yields of intermediate mass stars // *Astron. and Astrophys. Suppl. Ser.*—1997.—**123**, N 2.—P. 305—328.
25. *Whelan J., Iben I.* Binaries and Supernovae of Type // *Astrophys. J.*—1973.—**186**, N 2.—P. 1007—1014.
26. *Woosley S. E., Weaver T. A.* The evolution and explosion of massive stars. II. Explosive hydrodynamics and nucleosynthesis // *Astrophys. J. Suppl. Ser.*—1995.—**101**, N 1.—P. 181—235.

Поступила в редакцию 20.12.02