

P10-2001-161

П.Шаланьски¹, М.Стемпиньски¹, А.Малька¹,
Ю.М.Гледенов, П.В.Седышев, Р.Машрафи,
И.Падуреану²

О ВОЗМОЖНОСТИ МОДЕЛИРОВАНИЯ
НУКЛЕОСИНТЕЗА С ПОМОЩЬЮ
КОМПЬЮТЕРНЫХ СИСТЕМ.
ОБРАЗОВАНИЕ ЭЛЕМЕНТОВ В ОБЛАСТИ СЕРЫ
И ХЛОРА ПРИ ГОРЕНИИ ГЕЛИЯ В ЗВЕЗДАХ
МАССОЙ $25M_{\odot}$

¹Лодзинский университет, Польша

²Институт физики и ядерной техники, Бухарест, Румыния

Введение

Вопрос о происхождении химических элементов во Вселенной до сих пор нельзя назвать закрытым. И хотя, начиная с работы [1], несколько поколений исследователей добавляют новые экспериментальные результаты, многие величины, необходимые для анализа нуклеосинтеза в различных звездных средах, известны с большими погрешностями, а для некоторых существуют только теоретические оценки [2].

Особое внимание астрофизиков привлекала в последнее время проблема образования редко встречающегося в природе (0.02%) изотопа ^{36}S [3]. Изначально рассматривалась возможность его образования при взрывном горении углерода в массивных ($M > 10 M_{\odot}$) звездах [4]. Однако дальнейшие исследования [5] не подтвердили реализации условий, принятых в [4]. В качестве альтернативного астрофизического источника образования ^{36}S рассматривалась стадия гидростатического горения гелия в этих звездах [6]. В данном случае ^{36}S и ряд других элементов средних и тяжелых масс могут образовываться путем медленного нейтронного захвата (*s*-процесс). Эти работы продолжаются до сих пор [7-12]. Интенсивно исследуются ядерные реакции, являющиеся источниками нейтронов в звездах такого типа [13,14], и реакции, происходящие под действием нейтронов. За последние 10 лет появилось много новых экспериментальных результатов по сечениям и скоростям нейтронных реакций при звездных температурах [11,12,15-19], причем данные, полученные в работах [12,19], отличаются от теоретических предсказаний в 13 и 22 раза и в случае работы [19] не получили еще полной астрофизической интерпретации.

Для моделирования нуклеосинтеза в различных звездных средах обычно используются программы, созданные специально для анализа конкретного сценария эволюции звезд определенного типа, способные, в частности, решать задачу, заданную в форме набора дифференциальных уравнений. В данной работе мы хотели показать, что в определенных условиях для этого можно успешно использовать готовые, общедоступные математические пакеты, в нашем случае программу «*Математика*» компании Wolfram Research.

Характеристика анализируемой звездной среды

В качестве наиболее представительного источника нуклеосинтеза массивных звезд рассматривают звезды массой $25 M_{\odot}$. В общем случае модель звезды включает в себя рассмотрение энерговыделения в зоне ядерного горения, способы энергопереноса, связывающие процессы в недрах звезды с наблюдаемыми величинами (радиус, масса, температура поверхности, светимость), а также широкую сеть возможных ядерных реакций. При

этом в общем случае необходимо рассматривать эволюцию всех параметров во времени. Однако для решения локальных задач возможны некоторые упрощения.

Горение гелия в звездах массой $25 M_{\odot}$ происходит в относительно стабильных условиях (гидростатическое равновесие), а сам процесс детально описан в работе [9]. На протяжении этой фазы эволюции, длящейся приблизительно 160 тысяч лет, в зоне горения температура практически не меняется и соответствует $kT=30$ кэВ. Первоначальную распространенность изотопов можно принять равной распространенности нуклидов Солнечной системы [3], поскольку рассматриваемые звезды - это звезды второго поколения. Реакции с заряженными частицами при температурах гидростатического горения H и He практически не изменяют распространенность зародышевых элементов (кроме нуклидов CNO-цикла и, естественно, участников и продуктов самого горения - H , 4He , ${}^{12}C$, ${}^{16}O$). Таким образом, изменение содержания ядер, непосредственно не участвующих в горении, обусловлено главным образом реакциями с нейтронами. Для анализа нейтронного нуклеосинтеза кроме рассматриваемых изотопов (рис.1) основное значение имеют только два дополнительных фактора: постоянная, высокая плотность электронов, порядка 10^{27} см^{-3} , которая может существенно менять время жизни нестабильных нуклидов [2,20,21], и увеличивающаяся со временем плотность нейтронов, не превышающая в конце горения гелия 10^6 см^{-3} (рис. 2). Основным источником нейтронов в массивных звездах на стадии горения гелия считается реакция ${}^{22}Ne(\alpha n){}^{25}Mg$. Вообще говоря, астрофизическая скорость этой реакции, а также ряда других реакций, влияющих на нейтронный баланс, определена недостаточно точно и на сегодняшний день является предметом исследований [2,9,13,14]. В данной работе взята зависимость концентрации нейтронов от времени, выведенная в [9].

Математические формулы

Для решения определенной таким образом задачи надо создать систему дифференциальных уравнений, в которую обязательно должны войти:

- уравнение (или дифференциальные уравнения), описывающее временную зависимость плотности нейтронов;
- дифференциальные уравнения, описывающие изменение содержаний всех рассматриваемых нуклидов под действием возможных реакций:

$$\begin{aligned} \frac{dN_{(A,Z)}(t)}{dt} = & -N(t)_{(A,Z)} n_n(t) v_T \langle \sigma \rangle_{(n,\gamma)} + N(t)_{(A-1,Z)} n_n(t) v_T \langle \sigma \rangle_{(n,\gamma)} + N(t)_{(A,Z-1)} \lambda_{(\beta^-)} - \\ & - N(t)_{(A,Z)} \lambda_{(\beta^-)} - N(t)_{(A,Z)} n_n(t) v_T \langle \sigma \rangle_{(n,p)} + N(t)_{(A,Z+1)} n_n(t) v_T \langle \sigma \rangle_{(n,p)} + \\ & + N(t)_{(A,Z+1)} \lambda_{(\beta^+)} - N(t)_{(A,Z)} \lambda_{(\beta^+)} + N(t)_{(A+3,Z+2)} n_n(t) v_T \langle \sigma \rangle_{(n,\alpha)} - \\ & - N(t)_{(A,Z)} n_n(t) v_T \langle \sigma \rangle_{(n,\alpha)}, \end{aligned}$$

где $N(t)_{(A,Z)}$ - содержание нуклида $N_{(A,Z)}$ в момент времени t ; $n_n(t)$ - концентрация нейтронов в момент времени t ; $\langle \sigma \rangle_{(n,\gamma),(n,p),(n,\alpha)}$ - максвелловское среднее сечение (MACS)

реакций (n,γ) , (n,p) , (n,α) соответственно, определяемое как $\langle \sigma \rangle = \frac{\langle \sigma v \rangle}{v_T}$, где σ - сечение

соответствующей реакции при скорости нейтрона v , $\langle \sigma v \rangle = \int_0^{\infty} \sigma v \Phi(v) dv$,

$$\Phi(v) = \frac{4}{\sqrt{\pi} v_T} \left(\frac{v}{v_T} \right)^2 e^{-\left(\frac{v}{v_T}\right)^2} - \text{максвелловское распределение нейтронов по скоростям,}$$

$$v_T \approx \sqrt{\frac{2kT}{M_n}} - \text{наиболее вероятная скорость нейтронов при температуре } T; \lambda_{(\beta^-),(\beta^+)} -$$

постоянная β^- - или β^+ -распада.

Каждый из членов такого уравнения отвечает за изменение концентрации зародышевого нуклида в результате определенной реакции или распада.

Результаты расчетов

Расчеты проводились в два этапа. Изначально мы хотели повторить моделирование нуклеосинтеза для условий, принятых в работах [11,12], с целью проверки надежности использования программы «Математика» для такого рода задач. В этой части мы использовали данные MACS, указанные в табл. 1.

Расчеты показали, что полученные нами результаты (рис. 3 и 4) очень хорошо совпадают с результатами работ [11,12]. Следует отметить, что для выполнения этих расчетов требуется очень мало времени (менее 3 с на персональном компьютере с процессором Pentium III (866 МГц) и 256 Мб оперативной памяти).

На втором этапе расчетов применялись обновленные на сегодняшний день данные. Используемые нами значения MACS указаны в табл. 2. На рис. 5 представлены рассчитанные содержания для ряда изотопов.

В расчетах мы хотели получить не только распространенность изотопов, но также и исследовать зависимость образования ^{36}S как функции первоначальной распространенности изотопов и возможных изменений, принятых в расчетах величин *MACS*. Для этого было введено два коэффициента:

α - показывает изменение конечного содержания ^{36}S , если одно из значений *MACS* увеличить (+) или уменьшить (-) в два раза;

β - показывает изменение конечного содержания ^{36}S , если в два раза увеличить (+) или уменьшить (-) начальную распространенность одного из изотопов.

Результаты этих расчетов (для данных табл. 2) показаны в табл. 3 и 4.

Проведено также несколько расчетов для разных временных зависимостей плотности нейтронов на стадии горения гелия. При условии, что суммарная экспозиция не менялась, большой разницы для конечной распространенности изотопа ^{36}S не было, что совпадает с выводами других авторов [11]. Однако для других изотопов, как и следовало ожидать, наблюдается заметная разница. На рис. 6 показаны распространенности ряда изотопов, полученные нами для данных, доступных на сегодняшний день, при постоянной плотности нейтронов и при условии сохранения суммарной экспозиции.

Выводы

Проделанная нами работа показывает, что использование интегрированных математических систем, в нашем случае программы «*Математика*», вполне позволяет решать физические задачи, которые можно поставить в форме системы дифференциальных уравнений. В частности, с помощью данной программы можно успешно моделировать нуклеосинтез во время горения гелия в звездах массой $25 M_{\odot}$.

Использование системы «*Математика*», в частности функции *NDSolve*, выполняющей численное решение дифференциальных уравнений, позволяет не только не беспокоиться о точности вычислений (*machine precision* или заданная другая), но также исключает возможность других ошибок, которые могут возникать при использовании специальных численных процедур (*DIV/0*, *Overflow* и т. д.). Результатом вычисления функции *NDSolve* является интерполяционная функция (или интерполяционные функции в случае системы дифференциальных уравнений) – специальный объект *InterpolatingFunction* – полностью определяющий аппроксимацию искомого решения дифференциального уравнения. Выходная форма этого объекта имеет сокращенный вид *InterpolatingFunction* [{{a,b}}, \diamond], где \diamond - вложенный список основных табличных значений результата аппроксимации. Интерполяционную функцию можно затабулировать, а также построить ее график.

Кроме того, язык программы «Математика» довольно прост, что позволяет пользоваться ею человеку, который не имеет большого опыта в программировании. Основные части программы, использованной в данной работе, представлены в приложении 1.

Результаты нашей работы в основном совпадают с выводами работ [11,12], в частности, подтверждают, что:

— наиболее влияющим на образование изотопа ^{36}S фактором является величина $MACS$ для реакции $^{34}\text{S}(n,\gamma)^{35}\text{S}$. С этой точки зрения очень полезно повторное проведение измерений для этой реакции, поскольку единственный экспериментальный результат оказался приблизительно в 13 раз меньше предсказываемого теоретическими расчетами [23]. Также имеется значительная неопределенность сечения реакции $^{35}\text{Cl}(n,\gamma)^{36}\text{Cl}$, что может существенно влиять на конечную распространенность ^{36}S (см. табл. 4). Новые экспериментальные значения $MACS$ для реакций $^{37}\text{Ar}(n,p)^{37}\text{Cl}$ и $^{37}\text{Ar}(n,\alpha)^{34}\text{S}$, полученные в работе [19], практически не влияют на образование изотопа ^{36}S во время горения гелия в звездах массой $25 M_{\odot}$;

— выход ^{36}S на стадии горения гелия очень чувствителен к первоначальной распространенности ^{35}Cl (см. табл. 5). Поэтому необходимо провести анализ нейтронного нуклеосинтеза с учетом имеющихся данных наблюдений по содержанию ^{35}Cl в массивных звездах и/или более аккуратно проследить возможное изменение первоначальной распространенности ^{35}Cl в реакциях с заряженными частицами в процессе горения H и He ;

— на образование изотопа ^{36}S во время горения гелия в рассматриваемых звездах практически не влияет функция плотности нейтронов, т.е. изотопа ^{36}S образуется столько же, если только не меняется суммарная экспозиция.

Основной вывод: в отличие от работы [11], выполненной в 1995 г., расчеты, использующие обновленные данные по нейтронным сечениям, не дают какого-либо значительного усиления выхода ^{36}S на стадии горения гелия в звездах массой $25 M_{\odot}$ (см. табл. 3).

Для завершения анализа образования ^{36}S на стадиях гидростатического горения необходимо провести подобные расчеты для условий горения углерода. Однако из выводов работ [11,12] видно, что заметного изменения содержания нуклидов, образующихся под действием нейтронов, во время горения C не происходит. Возможно изменение концентрации нуклидов на последующих стадиях горения (если они реализуются, что зависит от рассматриваемой звездной модели) и при взрыве сверхновой, в условиях высокой температуры и плотности из-за включения каналов реакций с заряженными частицами и γ -квантами (не исключено заметное влияние реакций с лептонами - ν -процессе). Тем не менее

пока нет оснований считать массивные звезды главным поставщиком ^{36}S . Для полного анализа образования изотопа ^{36}S в природе надо также проанализировать нейтронный нуклеосинтез в области *S-CI-Ar* с использованием обновленных данных по нейтронным сечениям для звезд типа *AGB* (*Asymptotic Giant Branch*) [12], достоверно установленных на сегодняшний день поставщиков тяжелых элементов (главная компонента *s*-процесса). Кроме того, сами звездные модели, определяющие главные параметры нуклеосинтеза, еще страдают значительными неопределенностями, непрерывно исследуются и совершенствуются. Выбранная нами модель из [9] также не является окончательно установленной, но послужила хорошим тестом нашей программы.

Мы надеемся продолжать моделирование нуклеосинтеза с помощью программы «*Математика*», в частности, планируем адаптировать представленный в этой работе метод для более сложных условий, в которых во время рассматриваемой фазы эволюции звезды значительно меняется температура и вместе с ней большинство учитываемых параметров, таких как плотность частиц или *MACS*. Наш опыт работы с программой «*Математика*» показывает, что это вполне возможно, а в итоге это позволило бы исследовать нуклеосинтез при других интересных с точки зрения ядерной астрофизики условиях. Технически подобная методика может быть распространена и для решения других задач, таких как активационный анализ и трансмутация элементов.

Настоящая работа выполнена благодаря частичному финансированию Европейской комиссии, грант *CEX-IDRANAP № ICA1-CT-2000-70023*.

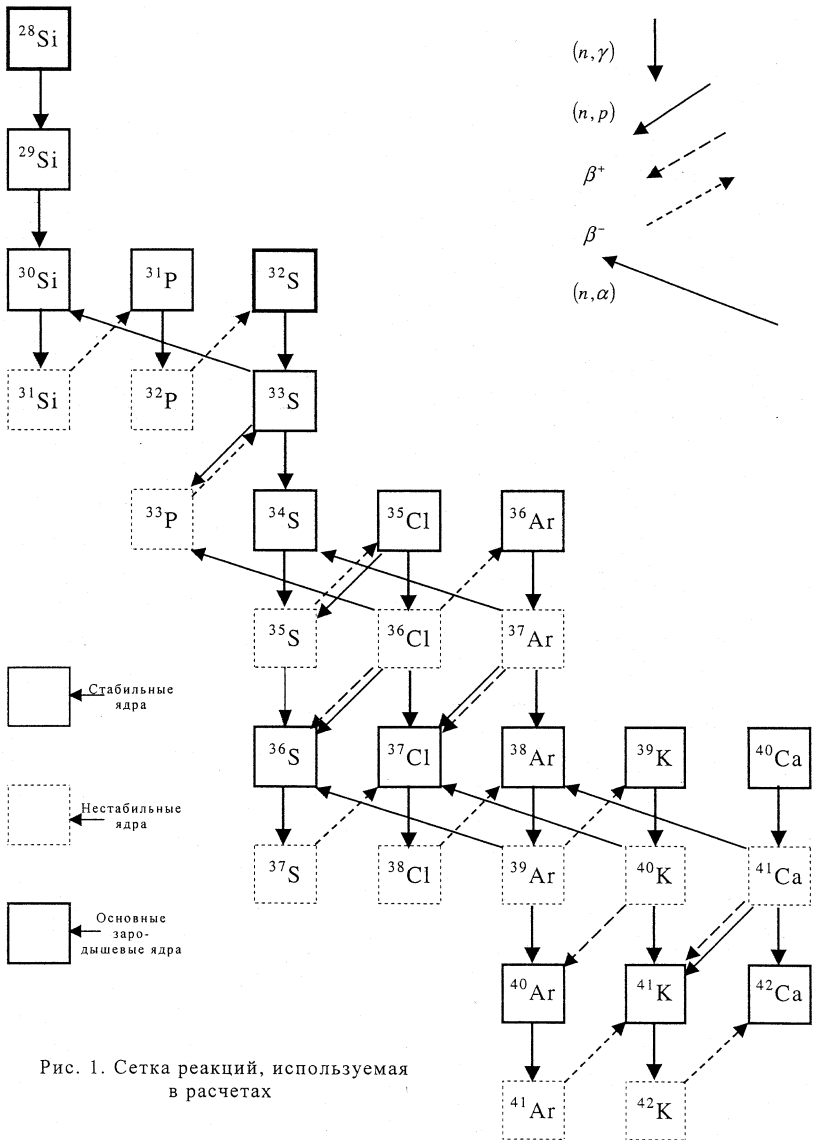


Рис. 1. Сетка реакций, используемая в расчетах

Таблица 1.

Значения *MACS* для сравнения с расчетами работы [11]

| № | Тип реакции | σ , мб | Литература |
|----|--|---------------|-----------------------------------|
| 1 | ${}_{14}^{28}\text{Si} + n \rightarrow {}_{14}^{29}\text{Si} + \gamma$ | 2,9±0,3 | Z.Bao <i>et al.</i> 1987 [22] |
| 2 | ${}_{14}^{29}\text{Si} + n \rightarrow {}_{14}^{30}\text{Si} + \gamma$ | 7,8±0,9 | Z.Bao <i>et al.</i> 1987 [22] |
| 3 | ${}_{14}^{30}\text{Si} + n \rightarrow {}_{14}^{31}\text{Si} + \gamma$ | 6,3±0,6 | Z.Bao <i>et al.</i> 1987 [22] |
| 4 | ${}_{15}^{31}\text{P} + n \rightarrow {}_{15}^{32}\text{P} + \gamma$ | 1,74±0,09 | Z.Bao <i>et al.</i> 1987 [22] |
| 5 | ${}_{16}^{32}\text{S} + n \rightarrow {}_{16}^{33}\text{S} + \gamma$ | 4,7±0,2 | Z.Bao <i>et al.</i> 1987 [22] |
| 6 | ${}_{16}^{33}\text{S} + n \rightarrow {}_{16}^{34}\text{S} + \gamma$ | 7,4±1,5 | Z.Bao <i>et al.</i> 1987 [22] |
| 7 | ${}_{16}^{34}\text{S} + n \rightarrow {}_{16}^{35}\text{S} + \gamma$ | 2,93 | S.Woosley <i>et al.</i> 1978 [23] |
| 8 | ${}_{16}^{35}\text{S} + n \rightarrow {}_{16}^{36}\text{S} + \gamma$ | 3,9 | S.Woosley <i>et al.</i> 1978 [23] |
| 9 | ${}_{16}^{36}\text{S} + n \rightarrow {}_{16}^{37}\text{S} + \gamma$ | 0,31 | S.Woosley <i>et al.</i> 1978 [23] |
| 10 | ${}_{17}^{35}\text{Cl} + n \rightarrow {}_{17}^{36}\text{Cl} + \gamma$ | 10,0±0,3 | Z.Bao <i>et al.</i> 1987 [22] |
| 11 | ${}_{17}^{36}\text{Cl} + n \rightarrow {}_{17}^{37}\text{Cl} + \gamma$ | 11,9 | S.Woosley <i>et al.</i> 1978 [23] |
| 12 | ${}_{17}^{37}\text{Cl} + n \rightarrow {}_{17}^{38}\text{Cl} + \gamma$ | 2,15±0,08 | Z.Bao <i>et al.</i> 1987 [22] |
| 13 | ${}_{18}^{36}\text{Ar} + n \rightarrow {}_{18}^{37}\text{Ar} + \gamma$ | 8 | Z.Bao <i>et al.</i> 1987 [22] |
| 14 | ${}_{18}^{37}\text{Ar} + n \rightarrow {}_{18}^{38}\text{Ar} + \gamma$ | 7 | S.Woosley <i>et al.</i> 1978 [23] |
| 15 | ${}_{18}^{38}\text{Ar} + n \rightarrow {}_{18}^{39}\text{Ar} + \gamma$ | 2,6 | S.Woosley <i>et al.</i> 1978 [23] |
| 16 | ${}_{18}^{39}\text{Ar} + n \rightarrow {}_{18}^{40}\text{Ar} + \gamma$ | 8,11 | S.Woosley <i>et al.</i> 1978 [23] |
| 17 | ${}_{18}^{40}\text{Ar} + n \rightarrow {}_{18}^{41}\text{Ar} + \gamma$ | 2,33±0,15 | Z.Bao <i>et al.</i> 1987 [22] |
| 18 | ${}_{19}^{39}\text{K} + n \rightarrow {}_{19}^{40}\text{K} + \gamma$ | 11,8±0,4 | Z.Bao <i>et al.</i> 1987 [22] |
| 19 | ${}_{19}^{40}\text{K} + n \rightarrow {}_{19}^{41}\text{K} + \gamma$ | 19 | S.Woosley <i>et al.</i> 1978 [23] |
| 20 | ${}_{19}^{41}\text{K} + n \rightarrow {}_{19}^{42}\text{K} + \gamma$ | 22,0±0,7 | Z.Bao <i>et al.</i> 1987 [22] |
| 21 | ${}_{20}^{40}\text{Ca} + n \rightarrow {}_{20}^{41}\text{Ca} + \gamma$ | 6,7±0,7 | S.Woosley <i>et al.</i> 1978 [23] |
| 22 | ${}_{20}^{41}\text{Ca} + n \rightarrow {}_{20}^{42}\text{Ca} + \gamma$ | 15 | Z.Bao <i>et al.</i> 1987 [22] |
| 23 | ${}_{16}^{33}\text{S} + n \rightarrow {}_{15}^{33}\text{P} + p$ | 0,48 | S.Woosley <i>et al.</i> 1978 [23] |
| 24 | ${}_{17}^{35}\text{Cl} + n \rightarrow {}_{16}^{35}\text{S} + p$ | 1,87 | S.Druyts <i>et al.</i> 1994 [17] |
| 25 | ${}_{17}^{36}\text{Cl} + n \rightarrow {}_{16}^{36}\text{S} + p$ | 91 | H.Schatz <i>et al.</i> 1995 [11] |
| 26 | ${}_{18}^{37}\text{Ar} + n \rightarrow {}_{17}^{37}\text{Cl} + p$ | 723 | S.Woosley <i>et al.</i> 1978 [23] |
| 27 | ${}_{19}^{40}\text{K} + n \rightarrow {}_{18}^{40}\text{Ar} + p$ | 6,3 | Z.Bao <i>et al.</i> 1987 [22] |
| 28 | ${}_{20}^{41}\text{Ca} + n \rightarrow {}_{19}^{41}\text{K} + p$ | 8,3 | S.Woosley <i>et al.</i> 1978 [23] |
| 29 | ${}_{16}^{33}\text{S} + n \rightarrow {}_{14}^{30}\text{Si} + \alpha$ | 181 | H.Schatz <i>et al.</i> 1995 [11] |
| 30 | ${}_{17}^{36}\text{Cl} + n \rightarrow {}_{15}^{33}\text{P} + \alpha$ | 0,9 | H.Schatz <i>et al.</i> 1995 [11] |
| 31 | ${}_{18}^{37}\text{Ar} + n \rightarrow {}_{16}^{34}\text{S} + \alpha$ | 692 | S.Woosley <i>et al.</i> 1978 [23] |
| 32 | ${}_{18}^{39}\text{Ar} + n \rightarrow {}_{16}^{36}\text{S} + \alpha$ | 3,2 | S.Woosley <i>et al.</i> 1978 [23] |
| 33 | ${}_{19}^{40}\text{K} + n \rightarrow {}_{17}^{37}\text{Cl} + \alpha$ | 39 | Z.Bao <i>et al.</i> 1987 [22] |
| 34 | ${}_{20}^{41}\text{Ca} + n \rightarrow {}_{18}^{38}\text{Ar} + \alpha$ | 304,7 | S.Woosley <i>et al.</i> 1978 [23] |

Таблица 2.

Обновленные данные *MACS* для наших расчетов

| № | Тип реакции | σ , мб | Литература |
|----|--|-------------------|------------------------------------|
| 1 | $^{28}_{14}\text{Si} + n \rightarrow ^{29}_{14}\text{Si} + \gamma$ | $2,9 \pm 0,3$ | Z.Bao <i>et al.</i> 2000 [24] |
| 2 | $^{29}_{14}\text{Si} + n \rightarrow ^{30}_{14}\text{Si} + \gamma$ | $7,9 \pm 0,9$ | Z.Bao <i>et al.</i> 2000 [24] |
| 3 | $^{30}_{14}\text{Si} + n \rightarrow ^{31}_{14}\text{Si} + \gamma$ | $6,5 \pm 0,6$ | Z.Bao <i>et al.</i> 2000 [24] |
| 4 | $^{31}_{15}\text{P} + n \rightarrow ^{32}_{15}\text{P} + \gamma$ | $1,74 \pm 0,09$ | Z.Bao <i>et al.</i> 2000 [24] |
| 5 | $^{32}_{16}\text{S} + n \rightarrow ^{33}_{16}\text{S} + \gamma$ | $4,1 \pm 0,2$ | Z.Bao <i>et al.</i> 2000 [24] |
| 6 | $^{33}_{16}\text{S} + n \rightarrow ^{34}_{16}\text{S} + \gamma$ | $7,4 \pm 1,5$ | Z.Bao <i>et al.</i> 2000 [24] |
| 7 | $^{34}_{16}\text{S} + n \rightarrow ^{35}_{16}\text{S} + \gamma$ | 0,145 | R.Reifarth <i>et al.</i> 2000 [12] |
| 8 | $^{35}_{16}\text{S} + n \rightarrow ^{36}_{16}\text{S} + \gamma$ | 3,9 | S.Woosley <i>et al.</i> 1978 [23] |
| 9 | $^{36}_{16}\text{S} + n \rightarrow ^{37}_{16}\text{S} + \gamma$ | $0,171 \pm 0,014$ | Z.Bao <i>et al.</i> 2000 [24] |
| 10 | $^{35}_{17}\text{Cl} + n \rightarrow ^{36}_{17}\text{Cl} + \gamma$ | $10,0 \pm 0,3$ | Z.Bao <i>et al.</i> 2000 [24] |
| 11 | $^{36}_{17}\text{Cl} + n \rightarrow ^{37}_{17}\text{Cl} + \gamma$ | 12 ± 1 | Z.Bao <i>et al.</i> 2000 [24] |
| 12 | $^{37}_{17}\text{Cl} + n \rightarrow ^{38}_{17}\text{Cl} + \gamma$ | $2,15 \pm 0,08$ | Z.Bao <i>et al.</i> 1987 [22] |
| 13 | $^{36}_{18}\text{Ar} + n \rightarrow ^{37}_{18}\text{Ar} + \gamma$ | $9,0 \pm 1,5$ | Z.Bao <i>et al.</i> 2000 [24] |
| 14 | $^{37}_{18}\text{Ar} + n \rightarrow ^{38}_{18}\text{Ar} + \gamma$ | 7 | S.Woosley <i>et al.</i> 1978 [23] |
| 15 | $^{38}_{18}\text{Ar} + n \rightarrow ^{39}_{18}\text{Ar} + \gamma$ | $3 \pm 0,3$ | Z.Bao <i>et al.</i> 2000 [24] |
| 16 | $^{39}_{18}\text{Ar} + n \rightarrow ^{40}_{18}\text{Ar} + \gamma$ | 8 ± 2 | Z.Bao <i>et al.</i> 2000 [24] |
| 17 | $^{40}_{18}\text{Ar} + n \rightarrow ^{41}_{18}\text{Ar} + \gamma$ | $2,6 \pm 0,2$ | Z.Bao <i>et al.</i> 2000 [24] |
| 18 | $^{39}_{19}\text{K} + n \rightarrow ^{40}_{19}\text{K} + \gamma$ | $11,8 \pm 0,4$ | Z.Bao <i>et al.</i> 2000 [24] |
| 19 | $^{40}_{19}\text{K} + n \rightarrow ^{41}_{19}\text{K} + \gamma$ | 31 ± 7 | Z.Bao <i>et al.</i> 2000 [24] |
| 20 | $^{41}_{19}\text{K} + n \rightarrow ^{42}_{19}\text{K} + \gamma$ | $22,0 \pm 0,7$ | Z.Bao <i>et al.</i> 2000 [24] |
| 21 | $^{40}_{20}\text{Ca} + n \rightarrow ^{41}_{20}\text{Ca} + \gamma$ | $6,7 \pm 0,7$ | S.Woosley <i>et al.</i> 1978 [23] |
| 22 | $^{41}_{20}\text{Ca} + n \rightarrow ^{42}_{20}\text{Ca} + \gamma$ | 30 ± 7 | Z.Bao <i>et al.</i> 2000 [24] |
| 23 | $^{33}_{16}\text{S} + n \rightarrow ^{33}_{15}\text{P} + p$ | 0,48 | S.Woosley <i>et al.</i> 1978 [23] |
| 24 | $^{35}_{17}\text{Cl} + n \rightarrow ^{35}_{16}\text{S} + p$ | 1,87 | S.Druyts <i>et al.</i> 1994 [17] |
| 25 | $^{36}_{17}\text{Cl} + n \rightarrow ^{36}_{16}\text{S} + p$ | 91 | H.Schatz <i>et al.</i> 1995 [11] |
| 26 | $^{37}_{18}\text{Ar} + n \rightarrow ^{37}_{17}\text{Cl} + p$ | 38 | G.Geominne <i>et al.</i> 2000 [19] |
| 27 | $^{40}_{19}\text{K} + n \rightarrow ^{40}_{18}\text{Ar} + p$ | 6,3 | Z.Bao <i>et al.</i> 1987 [22] |
| 28 | $^{41}_{20}\text{Ca} + n \rightarrow ^{41}_{19}\text{K} + p$ | 8,3 | S.Woosley <i>et al.</i> 1978 [23] |
| 29 | $^{33}_{16}\text{S} + n \rightarrow ^{30}_{14}\text{Si} + \alpha$ | 181 | H.Schatz <i>et al.</i> 1995 [11] |
| 30 | $^{36}_{17}\text{Cl} + n \rightarrow ^{33}_{15}\text{P} + \alpha$ | 0,9 | H.Schatz <i>et al.</i> 1995 [11] |
| 31 | $^{37}_{18}\text{Ar} + n \rightarrow ^{34}_{16}\text{S} + \alpha$ | 1030 | G.Geominne <i>et al.</i> 2000 [19] |
| 32 | $^{39}_{18}\text{Ar} + n \rightarrow ^{36}_{16}\text{S} + \alpha$ | 3,2 | S.Woosley <i>et al.</i> 1978 [23] |
| 33 | $^{40}_{19}\text{K} + n \rightarrow ^{37}_{17}\text{Cl} + \alpha$ | 39 | Z.Bao <i>et al.</i> 1987 [22] |
| 34 | $^{41}_{20}\text{Ca} + n \rightarrow ^{38}_{18}\text{Ar} + \alpha$ | 308 | R.Reifarth <i>et al.</i> 2000 [12] |

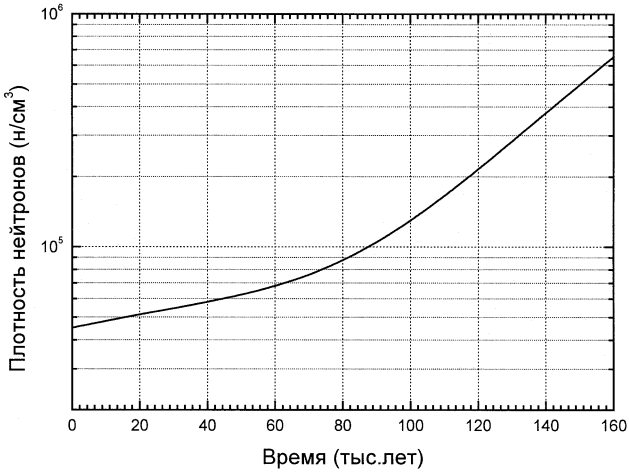


Рис. 2. Принятая в расчетах зависимость плотности нейтронов от времени [9]

Таблица 3.

Факторы перепроизводства (N_{fin}/N_{in} , $N_{in} \equiv N_0$) для ряда изотопов после стадии горения He, полученные нами с использованием различных данных

| № | Нуклид | [11] 1995 г. | [12] 2000 г. | [12,19] 2000 г. |
|----|------------------|--------------|--------------|-----------------|
| 1 | ^{32}S | 0,4469 | 0,4967 | 0,4967 |
| 2 | ^{33}S | 1,436 | 1,389 | 1,389 |
| 3 | ^{34}S | 0,9615 | 1,4657 | 1,4659 |
| 4 | ^{36}S | 76,34 | 24,72 | 24,72 |
| 5 | ^{35}Cl | 2,058 | 0,2642 | 0,2643 |
| 6 | ^{37}Cl | 65,73 | 66,69 | 66,68 |
| 7 | ^{36}Ar | 0,2058 | 0,1686 | 0,1686 |
| 8 | ^{38}Ar | 3,310 | 3,129 | 3,129 |
| 9 | ^{40}Ar | 44,73 | 41,94 | 41,94 |
| 10 | ^{39}K | 2,520 | 2,769 | 2,769 |
| 11 | ^{41}K | 5,542 | 7,804 | 7,804 |
| 12 | ^{42}Ca | 17,30 | 24,74 | 24,74 |

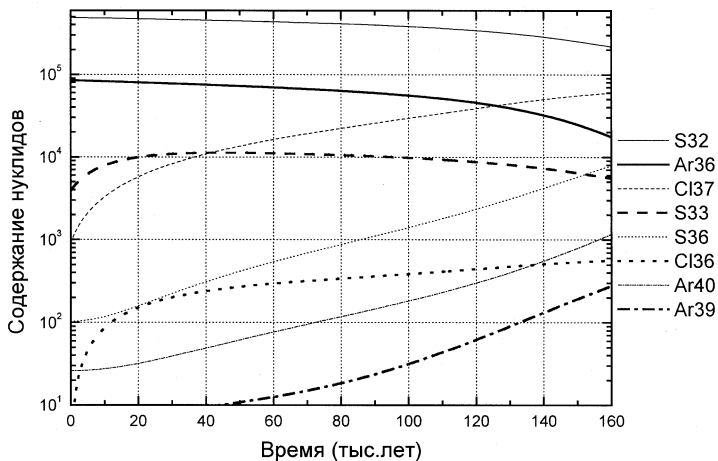


Рис. 3. Зависимость распространенности ряда изотопов от времени при горении He.
Использованы данные [11] (1995 г.)

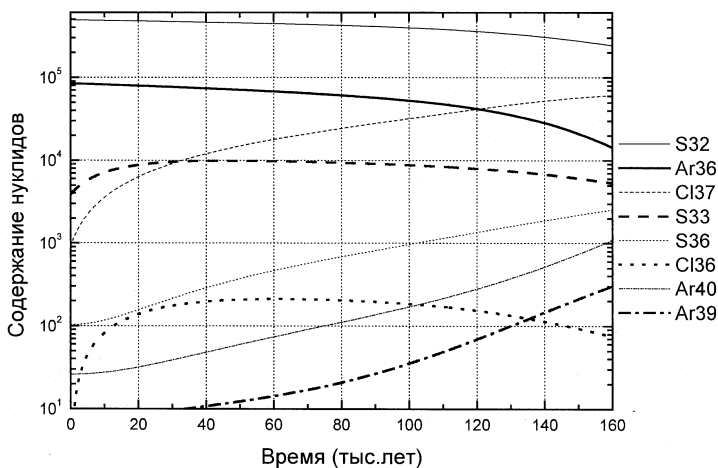


Рис. 4. Зависимость распространенности ряда изотопов от времени при горении He.
Использованы данные [12] (2000 г.)

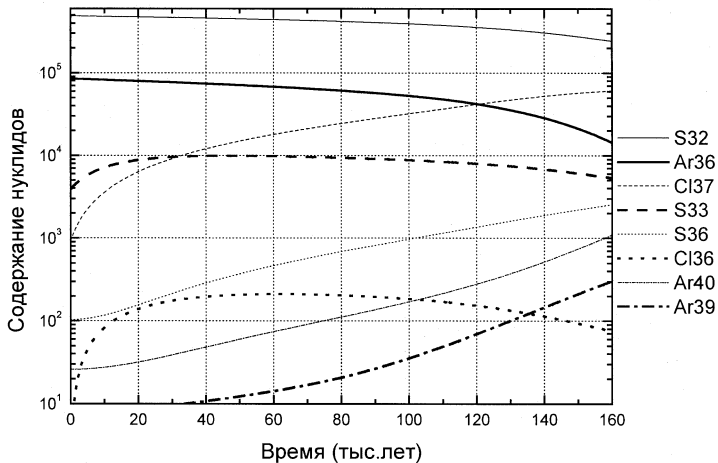


Рис. 5. Зависимость распространенности ряда изотопов от времени при горении He.
Использованы данные [12,19] (2000 г.)

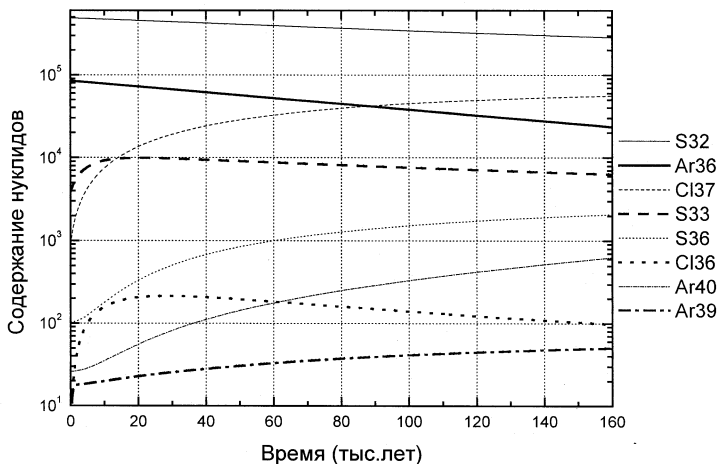


Рис. 6. Зависимость распространенности ряда изотопов от времени при горении He.
Использованы данные [12,19] (2000 г.) при постоянной плотности нейтронов и при условии
сохранения суммарной экспозиции

Таблица 4.

Чувствительность конечной распространенности ^{36}S в зависимости от значений *MACS*

| № | Тип реакции | $\alpha(+)$ | $\alpha(-)$ |
|----|--|-------------|-------------|
| 1 | $^{35}\text{Cl}(n,\gamma)^{36}\text{Cl}$ | 1,161 | 0,731 |
| 2 | $^{34}\text{S}(n,\gamma)^{35}\text{S}$ | 1,129 | 0,935 |
| 3 | $^{36}\text{Cl}(n,p)^{36}\text{S}$ | 1,082 | 0,870 |
| 4 | $^{36}\text{Cl}(n,\gamma)^{37}\text{Cl}$ | 0,907 | 1,054 |
| 5 | $^{39}\text{Ar}(n,\alpha)^{36}\text{S}$ | 1,029 | 0,985 |
| 6 | $^{33}\text{S}(n,\gamma)^{34}\text{S}$ | 1,021 | 0,989 |
| 7 | $^{36}\text{S}(n,\gamma)^{37}\text{S}$ | 0,980 | 1,010 |
| 8 | $^{33}\text{S}(n,\alpha)^{30}\text{Si}$ | 0,989 | 1,018 |
| 9 | $^{32}\text{S}(n,\gamma)^{33}\text{S}$ | 1,015 | 0,990 |
| 10 | $^{40}\text{Ca}(n,\gamma)^{41}\text{Ca}$ | 1,006 | 0,994 |

Таблица 5.

Чувствительность конечной распространенности ^{36}S в зависимости от начальной распространенности зародышевых ядер

| № | Нуклид | $\beta(+)$ | $\beta(-)$ |
|---|------------------|------------|------------|
| 1 | ^{35}Cl | 1,800 | 0,600 |
| 2 | ^{34}S | 1,109 | 0,946 |
| 3 | ^{32}S | 1,022 | 0,989 |
| 4 | ^{40}Ca | 1,016 | 0,992 |
| 5 | ^{38}Ar | 1,008 | 0,996 |

Литература

1. Burbidge M., Burbidge G., Fowler W., Hoyle F., "Synthesis of the Elements in Stars", *Reviews of Modern Physics*, vol. 29 (1957), pp. 547-650.
2. Käppeler F., "The Origin of the Heavy Elements: The s-process", *Progress in Particle and Nuclear Physics*, vol. 43 (1999), pp. 419-483.
3. Anders E., Grevesse N., "Abundances of the Elements: Meteoritic and Solar", *Geochimica et Cosmochimica Acta*, vol. 53 (1989), pp. 197-214.
4. Howard M., Arnett D., Clayton D., Woosley S., "Nucleosynthesis of Rare Nuclei from Seed Nuclei in Explosive Carbon Burning", *Astrophysical Journal*, vol. 175 (1972), pp. 201-216.
5. Couch R., Schmiedekamp A., Arnett D., "s-process Nucleosynthesis in Massive Stars: Core Helium Burning", *Astrophysical Journal*, vol. 190 (1974), pp. 95-100.
6. Lamb S., Howard M., Truran J., Iben I., "Neutron-Capture Nucleosynthesis in the Helium-Burning Cores of Massive Stars", *Astrophysical Journal*, vol. 217 (1977), pp. 213-221.
7. Arnett D., Thielemann F., "Hydrostatic Nucleosynthesis. I. Core Helium and Carbon Burning", *Astrophysical Journal*, vol. 295 (1985), pp. 589-603.
8. Beer H., Penzhorn R., "Measurement of the Neutron Capture Cross Section of ^{40}Ar and an s-process Analysis from ^{34}S to ^{42}Ca ", *Astronomy and Astrophysics*, vol. 174 (1987), pp. 323-328.
9. Raitieri C., Busso M., Gallino R., Picchio G., Pulone L., "s-process Nucleosynthesis in Massive Stars and the Weak Component. I. Evolution and Neutron Captures in a 25 M_{\odot} Stars", *Astrophysical Journal*, vol. 367 (1991), pp. 228-238.
10. Raitieri C., Gallino R., Busso M., Neuberger D., Käppeler F., "The Weak s-component and Nucleosynthesis in Massive Stars", *Astrophysical Journal*, vol. 419 (1993), pp. 207-223.
11. Schatz H., Jaag S., Linker G., Steininger R., Käppeler F., Koehler P.E., Graff S.M., Wiescher M., "Stellar Cross Sections for $^{33}\text{S}(n,\alpha)^{30}\text{Si}$, $^{36}\text{Cl}(n,p)^{36}\text{S}$, and $^{36}\text{Cl}(n,\alpha)^{33}\text{P}$ and the Origin of ^{36}S ", *Physical Review C*, vol. 51 (1995), pp. 379-391.
12. Reifarth R., Schwarz K., Käppeler F., "The Stellar Neutron-Capture Rate of ^{34}S : The Origin of ^{36}S Challenged", *Astrophysical Journal*, vol. 528 (2000), pp. 573-581.
13. Weaver T., Woosley S., "Nucleosynthesis in Massive Stars and the $^{12}\text{C}(\alpha,\gamma)^{16}\text{O}$ Reaction Rate", *Physics Reports*, vol. 227 (1993), pp. 65-96.

14. Kappeler F., Wiescher M., Giesen U., Gorres J., Baraffe I., El Eid M., Raitieri C., Busso M., Gallino R., Limongi M., Chieffi A., "Reaction Rates for $^{18}\text{O}(\alpha,\gamma)^{22}\text{Ne}$, $^{22}\text{Ne}(\alpha,\gamma)^{26}\text{Mg}$, and $^{22}\text{Ne}(\alpha,n)^{25}\text{Mg}$ in Stellar Helium Burning and s-process Nucleosynthesis in Massive Stars", *Astrophysical Journal*, vol. 437 (1994), pp. 396-409.
15. Koehler P., " $^{35}\text{Cl}(n,p)^{35}\text{S}$ Cross Section from 25 meV to 100 keV", *Physical Review C*, vol. 44 (1991), pp. 1675-1678.
16. Koehler P., Graff S., O'Brian A., Gledenov Yu. M., Popov Yu. P., " $^{36}\text{Cl}(n,p)^{36}\text{S}$ Cross Section from 25 meV to 800 keV and the Nucleosynthesis of the Rare Isotope ^{36}S ", *Physical Review C*, vol. 47 (1993), pp. 2107-2112.
17. Druyts S., Wagemans C., Geltenbort P., "Determination of the $^{35}\text{Cl}(n,p)^{35}\text{S}$ Reaction Cross Section and its Astrophysical Implications", *Nuclear Physics*, vol. 573 (1994), pp. 291-305.
18. Gledenov Yu.M., Salatski V.I., Sedyshev P.V., Stepinski M., Szalanski P., "Measurement of the Cross Section for the Reaction $^{35}\text{Cl}(n,p)^{35}\text{S}$ Induced by Thermal Neutrons and Investigation of Resonances at 398 and 4249 eV", *Physics of Atomic Nuclei*, vol. 62 (1999), pp. 818-826.
19. Goeminne G., Wagemans C., Wagemans J., Serot O., Loiselet M., Gaelens M., "Investigation of the $^{37}\text{Ar}(n,p)^{37}\text{Cl}$ and $^{37}\text{Ar}(n,\alpha)^{34}\text{S}$ Reactions in the Neutron Energy Range from 10 meV to 100 keV", *Nuclear Physics*, vol. 678 (2000), pp. 11-23.
20. Fuller G., Fowler W., Newman M., "Stellar Weak Interaction Rates for Intermediate Mass Nuclei. III. Rate Tables for the Free Nucleous and Nuclei with $A=21$ to $A=60$ ", *Astrophysical Journal Supplement Series*, vol. 48 (1982), pp. 279-320.
21. Takahashi K., Yokoi K., "Beta-decay Rates of Highly Ionized Heavy Atoms in Stellar Interiors", *Atomic Data and Nuclear Data Tables*, vol. 36 (1987), pp. 375-409.
22. Bao Z., Kappeler F., "Neutron Capture Cross Sections for s-process Studies", *Atomic Data and Nuclear Data Tables*, vol. 36 (1987), pp. 411-451.
23. Woosley S., Fowler W., Holmes J., "Semiempirical Thermonuclear Reaction-Rate Data for Intermediate-Mass Nuclei", *Atomic Data and Nuclear Data Tables*, vol. 22 (1978), pp. 371-441.
24. Bao Z., Beer H., Kappeler F., Voss F., Wisshak K., Rauscher T., "Neutron Cross Sections for Nucleosynthesis Studies", *Atomic Data and Nuclear Data Tables*, vol. 76 (2000), pp. 70-154.

Рукопись поступила в издательский отдел
2 августа 2001 года.

Шаланьски П. и др.

P10-2001-161

О возможности моделирования нуклеосинтеза с помощью компьютерных систем. Образование элементов в области серы и хлора при горении гелия в звездах массой $25 M_{\odot}$

В работе представлены результаты вычислений образования элементов в области серы и хлора при горении гелия в звездах массой $25 M_{\odot}$. Расчеты для заданной системы дифференциальных уравнений проведены с помощью компьютерной системы «Математика». Предполагается, что такой метод может быть успешно принят также и для других физических задач, в частности, связанных с нейтронным активационным анализом и трансмутацией тяжелых элементов.

Работа выполнена в Лаборатории нейтронной физики им. И.М.Франка ОИЯИ.

Сообщение Объединенного института ядерных исследований. Дубна, 2001

Перевод авторов

Szalanski P. et al.

P10-2001-161

About Possibilities of Nucleosynthesis Modeling Using Computer Systems. Elements Production in the S–Cl Region During Helium Burning in $25 M_{\odot}$ Stars

This paper presents results of calculations for nuclear network in S–Cl region during helium burning in massive stars ($25 M_{\odot}$). Calculations for the given system of the differential equations were performed using Mathematica program. The authors consider that such a method may be successfully adopted for other physical problems, in particular the neutron activation analysis and transmutation of heavy elements.

The investigation has been performed at the Frank Laboratory of Neutron Physics, JINR.

Communication of the Joint Institute for Nuclear Research. Dubna, 2001

Редактор Е.Ю.Шаталова. Макет Н.А.Киселевой

Подписано в печать 07.12.2001
Формат 60 × 90/16. Офсетная печать. Уч.-изд. л. 1,5
Тираж 320. Заказ 52995. Цена 1 р. 50 к.

Издательский отдел Объединенного института ядерных исследований
Дубна Московской области