

Astrochemie

I. Häufigkeit der chemischen Elemente im Kosmos und im Sonnensystem

H.-P. GAIL

Institut für Theoretische Astrophysik, Heidelberg

WS 2010/11

Teil 1 Häufigkeit der chemischen Elemente

Es gibt etwa 83 stabile und langlebig radioaktive chemischen Elemente von H bis Pu im Kosmos. Diese können $\frac{1}{2} \cdot 83 \cdot 83$ zweiatomige Moleküle, $\frac{1}{2.3} \cdot 83 \cdot 83 \cdot 83$ dreiatomige Moleküle usw. bilden. Im Labor kann man, wenigstens im Prinzip, sämtliche Kombinationen, sofern sie überhaupt stabil sind, erzeugen, da man die Möglichkeit hat, ausreichende Quantitäten der einzelnen Elemente zusammenzubringen und miteinander reagieren zu lassen und die Reaktionsbedingungen dabei so zu wählen, daß die interessierenden Verbindungen auch wirklich entstehen.

Im Kosmos hat man diese Wahlfreiheit nicht. Die Häufigkeit der Elemente in den kosmischen Objekten ist durch die Prozesse der Elementsynthese und den Materialkreislauf im Kosmos zwischen den Sternen und der interstellaren Materie festgelegt. Wenn in bestimmten Regionen des Kosmos oder in bestimmten Objekten Bedingungen vorhanden sind, unter denen Moleküle entstehen können, dann ist die Mischung der Elemente dort eindeutig durch die Art des Objekts und durch dessen Vorgeschichte festgelegt. Der notwendige erste Schritt zur Diskussion der Chemie im Kosmos ist, sich einen Überblick über die Häufigkeiten der chemischen Elemente im Kosmos zu verschaffen.

Häufigkeit der chemischen Elemente

Die Materie in den Sternen und im interstellaren Medium besteht hauptsächlich aus Wasserstoff mit einem Massenanteil von ca. 72 % und Helium mit einem Massenanteil von ca. 26 %. Sämtliche anderen Elemente zusammen haben nur einen Massenanteil von ca. 2 %. Die Elemente schwerer als H und He werden vereinfachend pauschal als **Metalle** bezeichnet, obwohl natürlich viele eigentlich keine Metalle im üblichen Sinne sind. Die Sonne z.B. besteht, wie alle anderen Sterne, aus diesem völlig von H und He dominierten Gemisch mit nur einem sehr geringen Anteil an Metallen.

In unserem Sonnensystem findet man aber auch davon abweichende Elementmischungen:

- Die großen Gasplaneten Jupiter und Saturn unseres Sonnensystems enthalten bereits einen erheblich höheren Massenanteil an Metallen als die Sonne.
- Die terrestrischen Planeten bestehen fast ausschließlich aus den schwereren Elementen.

Häufigkeit der chemischen Elemente

Auch die Zusammensetzung der Materie in der Milchstraße ist nicht überall gleich. Es werden deutliche, wenngleich auch keine starken, Variationen der Häufigkeiten in Abhängigkeit vom Abstand vom Milchstraßenzentrum beobachtet. Viel stärkere Variationen werden beobachtet, wenn verschieden alte Sterne untersucht werden. Der Massanteil Z der Metalle, die sog. **Metallizität**, nimmt mit zunehmendem Alter der Objekte ab; es sind sehr alte Sterne mit einer um einen Faktor bis zu 10^{-5} mal kleineren Metallhäufigkeit als die der Sonne bekannt.

Die Metalle waren nicht von Anfang an vorhanden, sondern sind erst allmählich im Verlaufe der 13 Milliarden Jahre seit der Entstehung der Milchstraße aus den leichten Elementen H und He aufgebaut worden. Am Anfang, gleich nach dem Urknall, waren praktisch nur H und He vorhanden.

Häufigkeit der chemischen Elemente

Im Verlaufe der Zeit wurden im Zusammenhang mit den nuklearen Brennprozessen in den Sternen schwere Elemente aufgebaut und durch Massenverlustprozesse an das interstellare Medium abgegeben, aus dem sich später neue Sterne gebildet haben.

- Ein großer Teil des Kohlenstoffs, praktisch aller Stickstoff und etwas Sauerstoff sowie der größte Teil der schweren Elemente von Cu bis Bi werden in den Sternen kleiner und mittlerer Masse mit $M_* \lesssim 8 M_\odot$ erzeugt.
- Ein Teil des Kohlenstoffs, fast aller Sauerstoff, die leichteren Elemente von Ne bis zur Eisenspitze und ein Teil der schweren Elemente jenseits der Eisenspitze werden in stationären und explosive Brennprozessen in massereichen Sternen mit $M_* \gtrsim 8 M_\odot$ aufgebaut, die anfangs durch starken Massenverlust durch einen Sternwind und dann in einem Supernova-Ereignis einen großen Teil ihrer Masse an das interstellare Medium zurückführen. Die schweren, radioaktiven Elemente (Th, U, Pu) werden ebenfalls bei Supernovaexplosionen erzeugt.
- Der größte Teil der Elemente Fe bis Ni wird bei der Explosion von C+O Weißen Zwergen in Supernovaexplosionen vom Typ Ia erzeugt.

Häufigkeit der chemischen Elemente

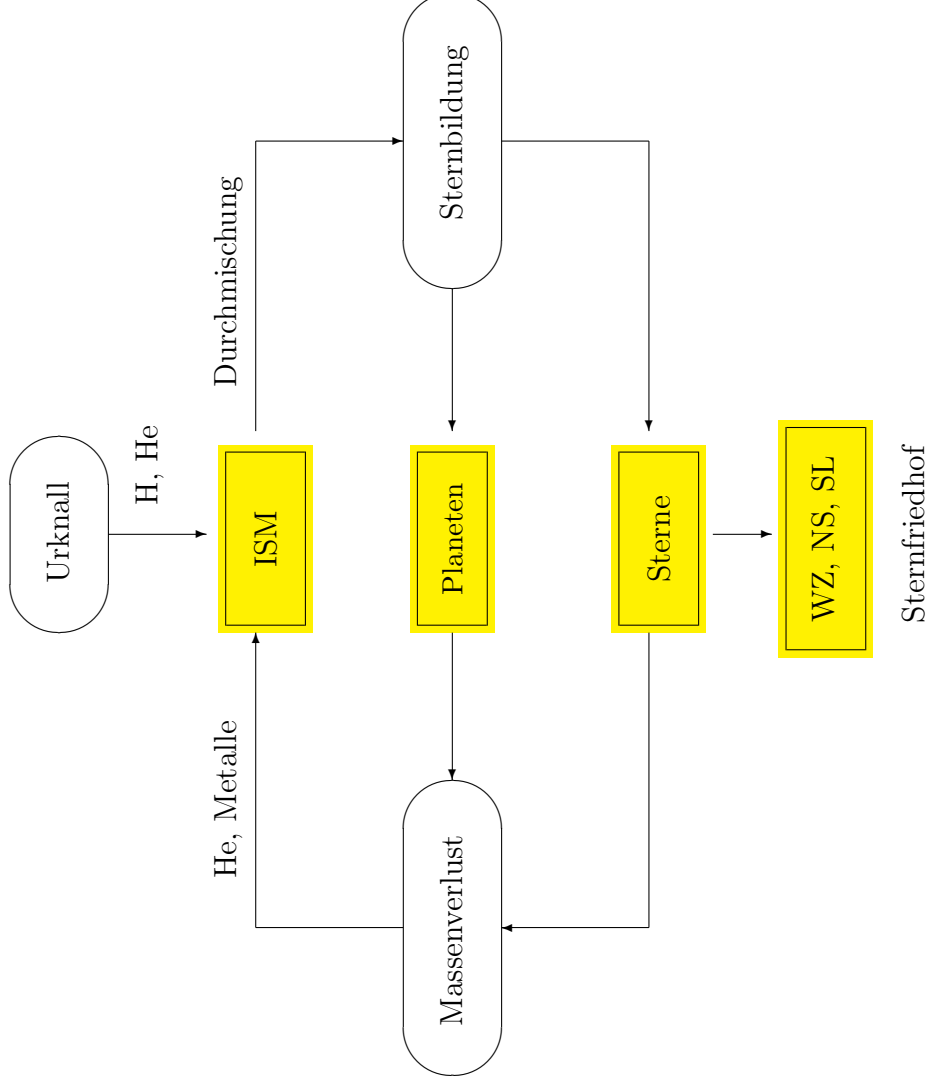


Abbildung 1.1: Kreislauf der Materie im Kosmos zwischen den Sternen und der interstellaren Materie.

Häufigkeit der chemischen Elemente

Das interstellare Medium befindet sich in einem Zustand heftiger, turbulenter Bewegung. Dadurch findet eine intensive Durchmischung der aus unterschiedlichen Quellen stammenden Materie statt. Die Elementmischung, die in den verschiedenen Massenverlustprozessen jeweils dem interstellaren Medium zugeführt wird, ist je nach Art der Quelle sehr unterschiedlich, aber diese individuellen Unterschiede werden in dem Durchmischungsprozeß weitestgehend ausgeglichen.

Aus dem ISM entstehen große Molekülwolken und in diesen bilden sich neue Sterne. Nach einer durchschnittlichen Verweildauer von etwa 2×10^9 a in der interstellaren Materie wird die von früheren Sternengenerationen zurückgegebene Materie erneut in Sterne eingebaut.

Durch diese Prozesse kommt es zu einer schleichenden Anreicherung der schweren Elemente im Kosmos relativ zum Wasserstoff, nicht aber zu einer größeren Verschiebung der relativen Häufigkeit der schweren Elemente untereinander.

Häufigkeit der chemischen Elemente

Diese ziemlich feste kosmische Häufigkeit ist die Zusammensetzung der Elemente, die ein Stern bei seiner Entstehung mitbekommt. Sie läßt sich aus der Analyse der Sternspektren ableiten und ist für alle Hauptreihensterne und das interstellare Medium innerhalb geringer Bandbreiten immer die gleiche.

Das heutige interstellare Medium hat durch die fortgesetzte Synthese schwerer Elemente einen etwa doppelt so hohen Gehalt an schweren Elementen wie zum Zeitpunkt der Sonnenentstehung, aber die Zusammensetzung der Elementmischung der Elemente schwerer als He hat sich nicht wesentlich geändert. In den Maghellanschen Wolken ist der Gehalt schwerer Elemente deutlich kleiner, da wegen der sehr viel kleineren Massen dieser Zwerggalaxien der Kreislauf der Materie zwischen Sternen und interstellarer Materie auf deutlich längeren Zeitskalen abläuft und noch nicht so weit fortgeschritten ist, wie in unserer Galaxis, aber die Zusammensetzung der Elementmischung der schweren Elemente ist nicht wesentlich anders als in unserer Galaxis.

Häufigkeit der chemischen Elemente

Wenn in kosmischen Objekten die Bedingungen dafür gegeben sind, daß sich die chemischen Elemente zu Verbindungen zusammenlagern, dann hat die Ausgangsmischung der chemischen Elemente fast überall eine nahezu gleiche Zusammensetzung.

- Es gibt so etwas wie eine universelle kosmische Elementhäufigkeit, in der nur das Massenverhältnis der Metalle relativ zu H und He stark variiert, während die Häufigkeiten der verschiedenen Metalle relativ zueinander nur geringfügigen Schwankungen unterliegen.

Nur in den frühesten Entwicklungsphasen unserer und anderer Galaxien sieht die Elementmischung deutlich anders aus, da die einzelnen Prozesse der Synthetisierung schwerer Elemente auf unterschiedlich langen Zeitskalen ablaufen, was sich in der Anfangsphase stark bemerkbar macht. Das kann an metallarmen Sternen aus dem Halo und an weit entfernten (=jungen) Galaxien festgestellt werden.

Häufigkeit der chemischen Elemente

Auch in späten Phasen der Sternentwicklung kann es zu beträchtlichen Verschiebungen der relativen Häufigkeit einzelner Elemente in der sichtbaren Sternatmosphäre kommen, wenn konvektive Durchmischungsvorgänge von den Brennzonen im Inneren des Sterns bis in die Atmosphäre reichen und „angebranntes“ Material den Atmosphärenschichten beimischen, oder wenn durch massiven Massenverlust durch Sternwinde Material freigelegt wird, in dem zu einem früheren Zeitpunkt schon nukleare Brennprozesse stattgefunden haben. In späten Phasen der Sternentwicklung treten dann Exoten bezüglich der Elementhäufigkeit auf, in denen andere Elementmischungen als die kosmische Standardelementmischung vorliegen. Aber auch diese sind eindeutig durch die Vorgänge bei der Sternentwicklung festgelegt.

Häufigkeit der chemischen Elemente

Die Elementmischungen, in denen sich im Kosmos in kühlen Sternen und ihren Hüllen, in Molekülwolken und in protostellaren Akkretionsscheiben Moleküle bilden, und in denen es in manchen Fällen zur Kondensation von Festkörpern kommt, ist durch die Prozesse der Nukleosynthese in den Sternen und durch den Kreislauf der Materie in den Galaxien vollständig festgelegt. Es gibt im wesentlichen fünf verschiedene Elementmischungen:

- Die kosmische Standardmischung, die fast überall im Kosmos in den Sternen und im interstellaren Medium beobachtet wird.
- Vier unterschiedliche Elementmischungen, die im Zusammenhang mit späten Entwicklungsphase der Sterne auftreten und die Chemie in den Atmosphären solcher Sterne und gegebenenfalls die Chemie in ihren äußeren Hüllen bestimmen.

Die Prozesse, die zur Entstehung der kosmischen Standardmischung führen, werden im Folgenden behandelt. Die anderen Elementmischungen werden später im Zusammenhang mit den Objekten, in denen sie auftreten, behandelt.

1.1 Aufbau und Entwicklung der Milchstraße

Der großräumige Aufbau unserer eigenen Galaxis kann nur indirekt erschlossen werden, da wir uns mitten in diesem System befinden. Es wird angenommen, daß es sich bei unserer eigenen Galaxis um eine normale Spiralgalaxie handelt, wie sie aus der Beobachtung anderer Galaxien gut bekannt sind. Demnach besteht die Galaxis aus drei Hauptkomponenten: Erstens aus einer ausgedehnten, dünnen **Scheibe**, die aus Gas, Staub und vielen – hauptsächlich jungen und metallreichen Sternen – besteht, zweitens im zentralen Bereich aus einem ausgeprägten **Wulst** (bulge), der eine Mischung junger und alter Sterne enthält. Drittens ist die Galaxis eingebettet in einen ausgedehnten **Halo** aus sehr alten, metallarmen Sternen, der auch das System der Kugelhaufen enthält, die ebenfalls nur alte, metallarme Sterne enthalten. In Abb. 1.1 ist schematisch dargestellt, wie dieses System vermutlich in der Seitenansicht aussieht. Die Sonne befindet sich in einem Abstand von ca. 8.5 kpc vom Zentrum.

Aufbau und Entwicklung der Milchstraße

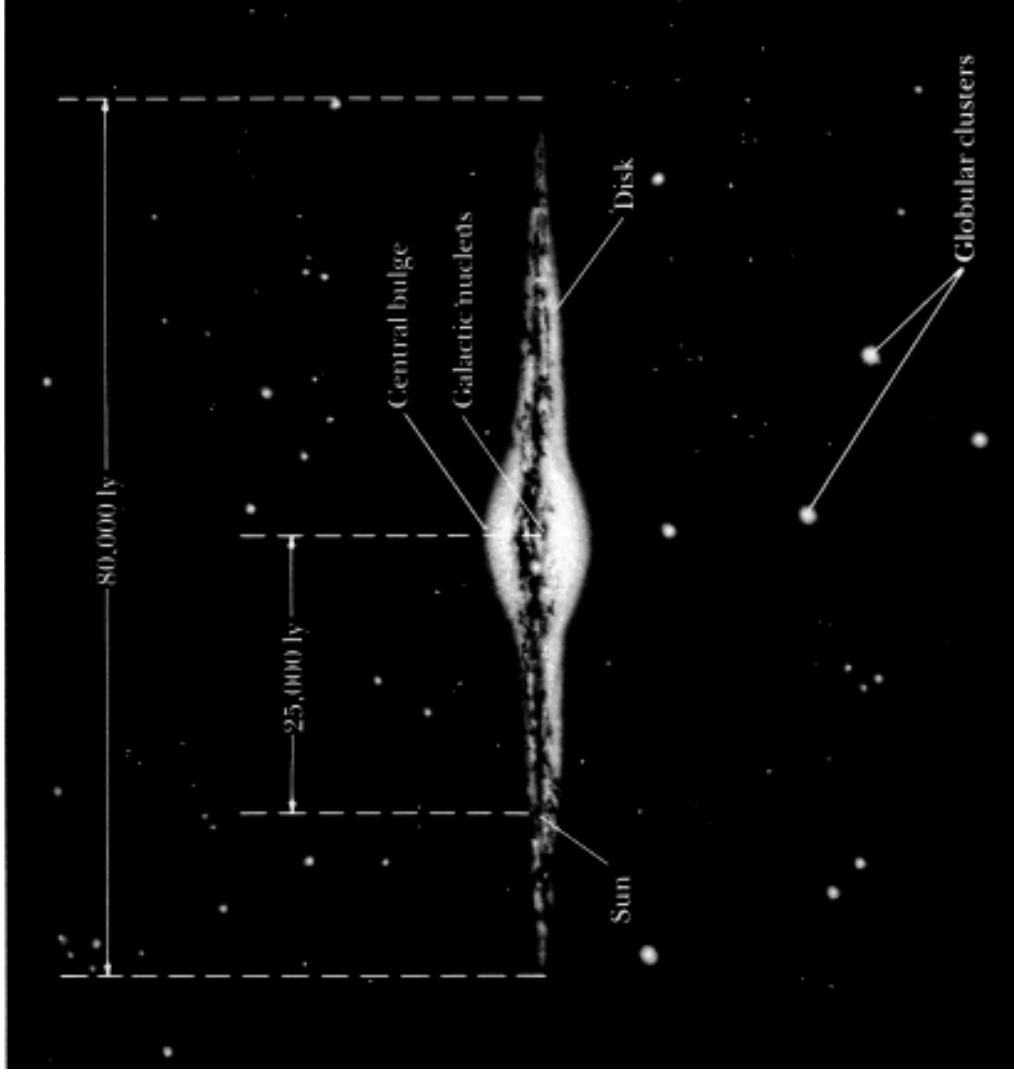


Abbildung 1.2: Prinzipieller Aufbau der Galaxis

Aufbau und Entwicklung der Milchstraße

Hier interessieren wir uns insbesondere für die sog. **chemische Entwicklung** der galaktischen Scheibe. Darunter versteht man die Entwicklung der Häufigkeit der chemischen Elemente. Probleme, die den zentralen Wulst und den Halo betreffen, werden nicht betrachtet. Auch wird die feinere Unterteilung der galaktischen Scheibe in eine dünne und eine dicke Scheibe mit jeweils unterschiedlichen Sternpopulationen, die von der Beobachtung nahegelegt wird, nicht weiter beachtet. Das Modell der chemischen Entwicklung, das hier vorgestellt wird, enthält ohnehin so viele Vereinfachungen, daß eine detaillierte Beschreibung der Scheibenstruktur unangemessen wäre.

Aufbau und Entwicklung der Milchstraße

Zwei Typen theoretischer Modelle wurden bisher für die Entwicklung der Milchstraße und der Häufigkeiten der chemischen Elemente entwickelt:

- **Einfache Einzonenmodelle**, in denen die Entwicklung in getrennten, 1 kpc breiten, zylindrischen Zonen betrachtet wird. Die dynamische Entwicklung der galaktischen Scheibe mit Sternen und ISM wird nicht betrachtet. Die Entwicklung der Elementhäufigkeiten kann sehr detailliert untersucht werden
- **Chemodynamische Modelle**, deren Schwerpunkt auf der dynamischen Entwicklung der Sternpopulation und der Gaskomponente liegt. Die Häufigkeitsentwicklung kann wegen der aufwendigen dynamischen Berechnungen nur für wenige Elemente (2 oder 3) verfolgt werden

Im folgenden werden nur einfache Einzonenmodelle betrachtet. Eine ausführliche Beschreibung der Grundlagen für die Konstruktion solcher Modelle findet sich in dem Buch von Matteucchi.

Aufbau und Entwicklung der Milchstraße

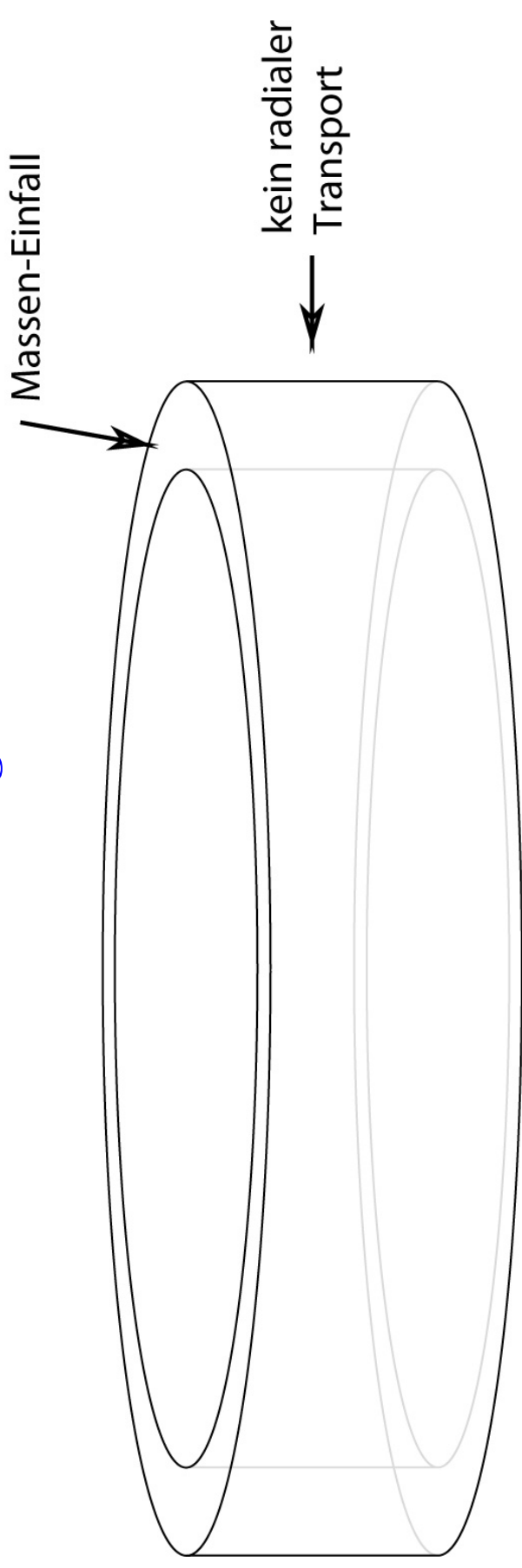


Abbildung 1.3: Zylindrischer Bereich im Einzonenmodell.

1.1.1 Flächendichte

Zur Berechnung eines Modells der chemischen Entwicklung der galaktischen Scheibe wird diese in zylindrische Ringe einer gewissen Dicke Δr unterteilt. Im einfachsten Fall wird angenommen, daß sich die Materie in jedem der Ringe getrennt voneinander entwickelt. Radiale Vermischung der Materie aus verschiedenen Ringen wird in dieser Näherung vernachlässigt, obwohl ein radialer Transport in gewissem Umfang tatsächlich stattfindet. Über die vertikale Verteilung in der Zusammensetzung der Scheibe wird gemittelt, sodaß in dieser Näherung jeder Ring aus einer homogenen Mischung von Gas und Sternen besteht. Die einzige Variable für jeden der Ringe ist dann nur die Zeit t .

Die radiale Massenverteilung in der galaktischen Scheibe wird durch die **Flächendichte** $\Sigma(r, t)$ beschrieben. Diese ist als

$$\Sigma(r, t) = \int_{-h}^{+h} dz \rho(r, z, t) \quad (1)$$

definiert, wobei $\rho(r, z, t)$ die gesamte Massendichte in der Scheibe ist, d.h., sie umfaßt die Beiträge der Sterne, des interstellaren Gases und des interstellaren Staubs. h ist die Höhe der Scheibe, gemessen von deren Mittelebene aus.

Flächendichte

Tabelle 1.1: Einige wichtige Daten für die Milchstraße in der Sonnenumgebung

Observable	Einheit	beobachtet	Ref.
Gesamte Flächendichte Σ	$M_{\odot} \text{ pc}^{-2}$	50 – 62	1
Flächendichte der ISM Σ_{g}	$M_{\odot} \text{ pc}^{-2}$	7 – 13	2
		13 – 14	3
Flächendichte sichtbarer Sterne Σ_{*}	$M_{\odot} \text{ pc}^{-2}$	30 – 40	4
Flächendichte Sternüberreste	$M_{\odot} \text{ pc}^{-2}$	2 – 4	5
Sternbildungsrate Ψ	$M_{\odot} \text{ pc}^{-2} \text{ Ga}^{-1}$	3.5 – 5	6
SN II Rate R_{SNII}	$M_{\odot} \text{ pc}^{-2} \text{ Ga}^{-1}$	0.009 – 0.0326	7
SN Ia Rate R_{SNIa}	$M_{\odot} \text{ pc}^{-2} \text{ Ga}^{-1}$	0.0015 – 0.0109	7
Einfallrate	$M_{\odot} \text{ pc}^{-2} \text{ Ga}^{-1}$	0.5 – 5	8

Referenzen: (1) Holmberg und Flynn [?], (2) Dickey [?], (3) Olling und Merrifield [?], (4) Gilmore et al. [?], (5) Mera et al. [?], (6) Rana [?], (7) Tammann et al. [?], (8) Braun und Thilker [?].

Flächendichte

Die radiale Massenverteilung der interstellaren Materie in der galaktischen Scheibe wird durch die Flächendichte $\Sigma_g(\mathbf{r}, t)$ beschrieben. Diese ist entsprechend zu vorher als

$$\Sigma_g(\mathbf{r}, t) = \int_{-h}^{+h} dz \rho_g(\mathbf{r}, z, t) \quad (2)$$

definiert, wobei $\rho_g(\mathbf{r}, z, t)$ die gesamte Massendichte der interstellaren Materie ist, also die Summe von Gas- und Staubkomponente. In den einfachen Modellen wird zwischen Gas und Staub nicht unterschieden und pauschal nur von der Gaskomponente gesprochen, obwohl ein Teil davon aus interstellarem Staub besteht. Die Flächendichte der **Sterne** ergibt sich aus

$$\Sigma_s = \Sigma - \Sigma_g. \quad (3)$$

Flächendichte

Es wird angenommen, daß Materie kontinuierlich auf die galaktische Scheibe einfällt und diese langsam aufbaut, und es wird berücksichtigt, daß unter Umständen auch ein Ausfluß aus der Scheibe stattfinden kann. Der allmähliche Aufbau der Scheibe aus einfallendem Material ist ein wesentlicher Bestandteil des Modells. Die Diskussion von Modellen, in denen die galaktische Scheibe innerhalb sehr kurzer Zeit durch einen Kollapsprozeß entstanden ist, sodaß die gesamte Materie in dem betrachteten Ring von Anfang an vorhanden war und die weitere Entwicklung dann als abgeschlossenes Systems erfolgte, hat gezeigt, daß solche Modelle mit den beobachteten Eigenschaften des Ensembles von Sternen in der Sonnenumgebung wohl nicht vereinbar sind.

Einige fundamentale Beobachtungsdaten für die Sonnenumgebung in der Milchstraße sind in Tabelle 1 angegeben.

1.1.2 Entwicklung der galaktischen Scheibe

Im folgenden wird angenommen, daß die Scheibe durch einfallende primordiale Materie aufgebaut wird. Bei kleineren Galaxien als der Milchstraße, bei denen die Materie nicht so stark gravitativ gebunden ist, spielen auch lokale Ausströmungen aus der Scheibe, angetrieben durch Supernovaaktivitäten, eine Rolle. Die Gleichung für die zeitliche Entwicklung der Flächendichte der galaktischen Scheibe am Ort r lautet

$$\frac{d\Sigma(r, t)}{dt} = \dot{\Sigma}_{\text{inf}}(r, t) - \dot{\Sigma}_{\text{wind}}(r, t). \quad (4)$$

Für die Milchstraße wird ein Massenverlust $\dot{\Sigma}_{\text{wind}}$ vernachlässigt, weil eine Beschleunigung der Materie auf die dafür erforderliche hohe Entweichgeschwindigkeit durch die in Frage kommenden Prozesse nicht erreicht werden kann.

Die Einfallrate $\dot{\Sigma}_{\text{einf}}(r, t)$ ist nicht genau bekannt, weder aus theoretischen Überlegungen, noch aus der Beobachtung. Es wird angenommen, daß in der Anfangsphase der Entstehung der Milchstraße die Massenzufuhr durch Vereinigung der jungen Milchstraße mit Zwerggalaxien aus dem lokalen Galaxienhaufen dominiert wurde; später dominierte wohl der Einfall von Gaswolken aus dem Medium, in das der lokale Galaxienhaufen eingebettet ist. Es wird zur Vereinfachung angenommen, daß die Massenzufuhr kontinuierlich in der Zeit erfolgt, obwohl die Massenzufuhr wohl eher von stochastischer Natur ist. Über die Einzelheiten ist aber nichts Sicheres bekannt, weswegen nur eine gemittelte Einfallrate betrachtet wird. Für diese macht man folgenden Ansatz

$$\dot{\Sigma}_{\text{einf}} = A(r) \exp(-t/\tau) \quad (5)$$

mit einer empirisch zu bestimmenden Funktion $A(r)$ und einer ebenfalls empirisch zu bestimmenden Zeitkonstanten τ . Dieser spezielle Ansatz bedeutet, daß die Masseneinfallrate anfangs hoch war und dann relativ schnell abnahm, daß sich der Masseneinfall aber auch gegenwärtig noch mit einer kleinen, aber nicht zu vernachlässigenden, Rate fortsetzt. Dieses Verhalten wird auch durch dynamische Modelle zur Galaxienentstehung nahegelegt.

Entwicklung der galaktischen Scheibe

Tabelle 1.2: Einige Modellparameter für die Berechnung des Aufbaus der galaktischen Scheibe (Dwek [?]).

Σ_{\odot}	r_{\odot}	R_d	t_G
$60 M_{\odot} \text{ pc}^{-2}$	8.5 kpc	3.5 kpc	12 Ga

Entwicklung der galaktischen Scheibe

Integration von $\dot{\Sigma}$ über die Zeit vom Zeitpunkt der Entstehung der Galaxis bis zu einem Zeitpunkt t unter Berücksichtigung der Anfangsbedingung

$$\Sigma(r, 0) = 0 \quad (6)$$

und bei Vernachlässigung von Ausströmung ergibt

$$\Sigma(r, t) = A(r) [1 - \exp(-t/\tau)] \tau. \quad (7)$$

Sei t_G das Alter der galaktischen Scheibe, dann gilt speziell zum heutigen Zeitpunkt

$$\Sigma(r, t_G) = A(r) [1 - \exp(-t_G/\tau)] \tau. \quad (8)$$

Entwicklung der galaktischen Scheibe

Die Größe $A(r)$ wird dann mit Hilfe der gegenwärtig beobachteten radialen Verteilung der Flächendichte in der galaktischen Scheibe festgelegt. Ein Ansatz von der Form

$$\Sigma(r, t_G) = \Sigma_{\odot} \exp [-(r - r_{\odot})/R_d] \quad (9)$$

scheint die radiale Variation der Flächendichte der Scheibe mit ausreichender Genauigkeit zu beschreiben. Hier ist Σ_{\odot} die heutige Flächendichte der galaktischen Scheibe in der Sonnenumgebung. Diese wird durch Beobachtungen bestimmt. Die Größe r_{\odot} ist der mittlere Abstand der Sonne vom galaktischen Zentrum. Die Größe R_d ist ein charakteristischer Längenparameter, der die radiale Abnahme der gesamten Flächendichte festlegt. Dieser Parameter kann ebenfalls aus Beobachtungsdaten gewonnen werden. Typische Werte für die Parameter, die bei Modellrechnungen verwendet werden, sind in Tabelle 2 angegeben. Vergleich mit Gleichung (7) zeigt

$$A(r) = \frac{\Sigma_{\odot} \exp [-(r - r_{\odot})/R_d]}{[1 - \exp (-t_G/\tau)] \tau}. \quad (10)$$

Entwicklung der galaktischen Scheibe

Dadurch ist $A(r)$ für die ganze Scheibe festgelegt. Für die Masseneinfall-rate ergibt sich daraus

$$\dot{\Sigma}_{\text{einf}}(r, t) = \exp(-t/\tau) \frac{\Sigma_{\odot} \exp[-(r - r_{\odot})/R_d]}{[1 - \exp(-t_G/\tau)] \tau} \quad (11)$$

Für die charakteristische Zeit τ für den Masseneinfall auf die galaktische Scheibe wird angenommen, daß diese Zeitskala mit zunehmender Distanz vom Zentrum zunimmt. Chiappini et al. [?] geben hierfür folgenden Ansatz an

$$\tau_{\text{einf}}(r, t) = ar + b.$$

Wenn eine charakteristische Zeitskala von 4 Ga in der Entfernung $r_{\odot} = 8.5$ kpc vom Zentrum angenommen wird und eine Entwicklungszeitskala von 1 Ga im Bereich $r < 2$ kpc des zentralen Wulstes, dann ergibt sich folgender empirischer Ansatz (Dwek [?])

$$\tau_{\text{einf}}(r, t) = \begin{cases} 0.4615 r(\text{kpc}) + 0.077 \text{ Ga} & \text{für } r \geq 2 \text{ kpc;} \\ 1 \text{ Ga} & \text{sonst.} \end{cases} \quad (12)$$

Dies ist nicht direkt durch Beobachtungen zu belegen; nur der Erfolg der damit berechneten Modelle rechtfertigt diesen Ansatz.

Entwicklung der galaktischen Scheibe

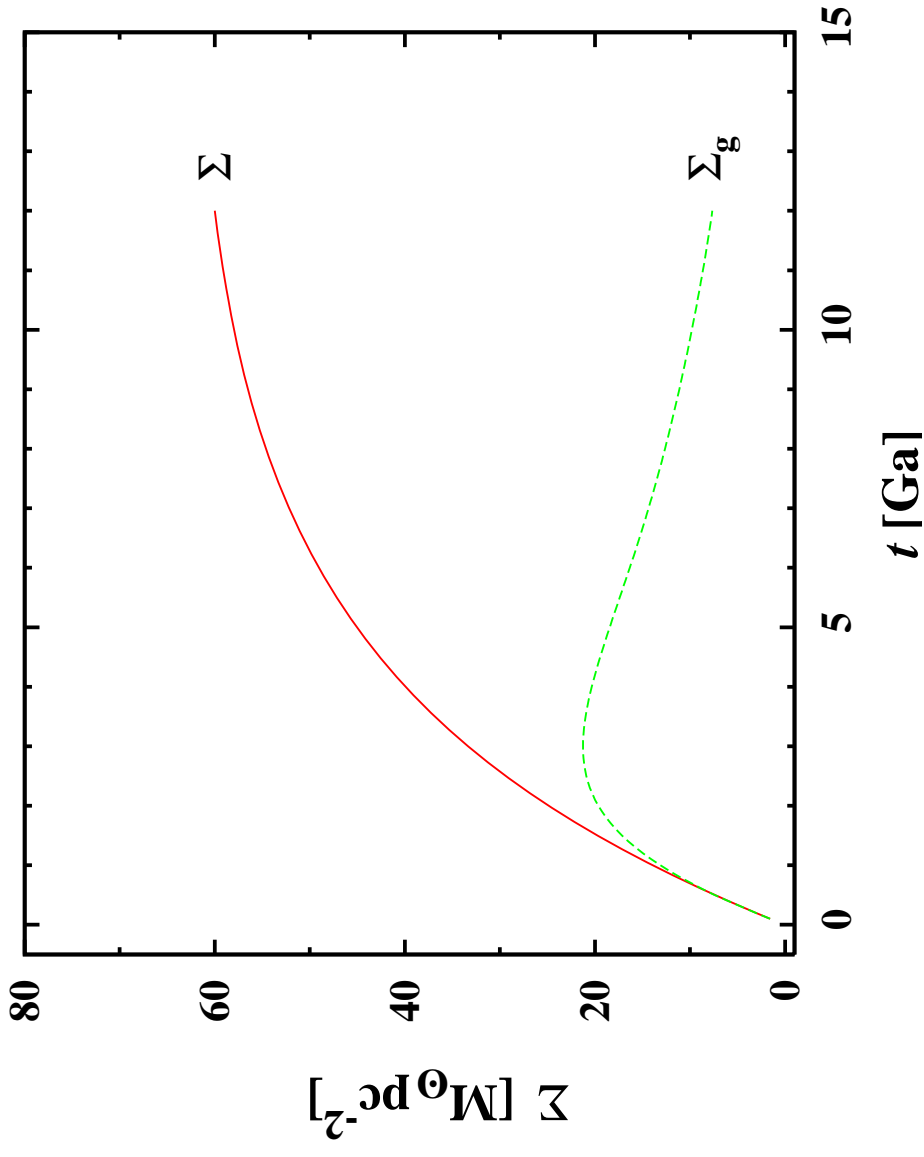


Abbildung 1.4: Zeitliche Entwicklung der gesamten Flächendichte $\Sigma(R_{\odot}, t)$ und der Flächendichte der interstellaren Materie $\Sigma_g(r_{\odot}, t)$.

Entwicklung der galaktischen Scheibe

Mit diesen Annahmen ist die zeitliche Entwicklung der gesamten Flächendichte in der galaktischen Scheibe vollständig festgelegt. Sie ergibt sich aus einer numerischen Lösung der Differentialgleichung (4) zusammen mit der Anfangsbedingung (6). Das Ergebnis für die zeitliche Entwicklung der gesamten Flächendichte $\Sigma(r_{\odot}, t)$ in der Sonnenumgebung mit den in Tabelle 2 angegebenen Werten für die Parameter ist in Abb. 4 dargestellt.

Die Flächendichte der interstellaren Materie $\Sigma_g(r, t)$ ändert sich durch folgende Prozesse:

- Die interstellare Materie gewinnt Masse durch einen Einfall von Materie von außen her mit einer Rate $\dot{\Sigma}_{\text{einf}}(r, t)$. Diese Einfallrate wird durch den Ansatz (11) beschrieben.

1.1.3 Entwicklung der interstellaren Materie

- Die interstellare Materie kann Masse durch Ausströmung aus der galaktischen Scheibe verlieren. Dies wird durch eine Rate $\Sigma_{\text{wind}}(r, t)$ beschrieben. Für ein massereiches System wie die Milchstraße scheint das keine wesentliche Rolle zu spielen; dies ist nur für massearme Systeme von Bedeutung.
- In den dichten Molekülwolken in der interstellaren Materie entstehen ständig neue Sterne aus interstellarer Materie mit einer Rate von $\Psi(r, t)$. Die interstellare Materie verliert dadurch Masse mit einer Rate $-\Psi(r, t)$.
- Am Ende ihrer Lebensdauer geben die Sterne einen Teil ihrer Masse an das interstellare Medium zurück. Entweder verlieren sie ein großen Teil ihrer ursprünglichen Masse durch Sternwinde, oder sie erleiden zum Schluß eine Explosion. Zurück bleibt ein Weißer Zwerg, oder ein Neutronenstern, oder manchmal ein Schwarzes Loch; in manchen Fällen bleibt auch überhaupt kein Reststern übrig. Die interstellare Materie gewinnt durch diese Prozesse Masse mit einer Rate $\mathcal{R}_*(r, t)$.

Entwicklung der interstellaren Materie

Diese Prozesse bewirken, daß in der Galaxis ein ständiger Kreislauf der Materie zwischen den Sternen und der interstellaren Materie stattfindet. Dieser ist in Abb. 1 schematisch dargestellt. Ein Teil der Materie scheidet aus diesem Kreislauf in Form der Überreste aus, ein weiterer Teil sammelt sich in der Form sehr langlebiger, massearmer Sterne an, die seit ihrer Entstehung noch nicht das Ende ihrer Lebensdauer erreicht haben. Ein Teil der Materie, die auf diese Weise dem Kreislauf entzogen wird, wird aber von außen durch einfallendes frisches Material ersetzt, so daß bisher der Kreislauf noch nicht zum Erliegen kam.

Entwicklung der interstellaren Materie

Die gesamte Änderung der Flächendichte der interstellaren Materie $\Sigma_g(\mathbf{r}, t)$ durch diese Prozesse wird durch folgende Gleichung beschrieben

$$\frac{d \Sigma_g(\mathbf{r}, t)}{d t} = \dot{\Sigma}_{\text{einf}}(\mathbf{r}, t) - \dot{\Sigma}_{\text{wind}}(\mathbf{r}, t) - \Psi(\mathbf{r}, t) + \mathcal{R}_*(\mathbf{r}, t). \quad (13)$$

Die Rate $\mathcal{R}_*(\mathbf{r}, t)$ ist durch die Physik der Massenverlustprozesse der Sterne bestimmt und die Rate $\Psi(\mathbf{r}, t)$ durch die Sternentstehungsprozesse in dichten interstellaren Wolken. Diese Prozesse werden noch genauer diskutiert. Ein Ausstrom wird im Fall der Milchstraße vernachlässigt. Die Verwendung des gleichen Ausdrucks (11) für die Einfallrate wie in der Gleichung für die gesamte Massendichte unterstellt, daß die Massenzufuhr ausschließlich in Form von Gas und nicht bereits zum Teil in Form von Sternen, wie beim Einfang von Zwerggalaxien, erfolgt. Eine entsprechende Abänderung der Gleichungen zur Berücksichtigung auch solcher Prozesse bereitet keine Schwierigkeiten; dies wird hier aber nicht betrachtet und würde auch zu keiner signifikanten Änderung der Ergebnisse führen.

Entwicklung der interstellaren Materie

Die beiden Gleichungen (4) und (13) sind zwei Differentialgleichungen für die zeitliche Entwicklung der gesamten Flächendichte $\Sigma(r, t)$ der galaktischen Scheibe und der Flächendichte $\Sigma_g(r, t)$ des interstellaren Mediums beim betrachteten Radius r . Sie müssen mit den Anfangsbedingungen

$$\Sigma(r, 0) = 0, \quad \Sigma_g(r, 0) = 0 \quad (14)$$

zum Zeitpunkt $t = 0$ des Beginns des Aufbaus der galaktischen Scheibe gelöst werden.

1.1.4 Sternentstehung

Der Massenverlust $-\Psi(r, t)$ der interstellaren Materie pro Zeit- und Flächeneinheit ist im Prinzip durch die **Sternentstehungsrate** $\Psi(r, z, M, t)$ von Sternen der Masse M pro Volumen- und Zeiteinheit, sowie pro Einheit der Sternmasse, am Ort r , z zum Zeitpunkt t in der Form

$$\Psi(r, t) = \int_h^h dz \int_{M_u}^{M_o} dM \Psi(r, z, M, t) \quad (15)$$

gegeben. Die Massen M der Sterne zum Zeitpunkt ihrer Entstehung variieren zwischen einer kleinsten Masse $M_u = 0.01 M_\odot$ und einer oberen Massengrenze $M_o = 120 M_\odot$. Für diese Massengrenzen wird angenommen, daß sie zu allen Zeiten gleich waren; nur für die allererste Sternengeneration gilt dies möglicherweise nicht. Bei den üblichen Modellen zur chemischen Entwicklung der Milchstraße wird nicht zwischen Einzel- und Doppelsternen unterschieden, obwohl die meisten Sterne Mitglieder in Doppel- oder Mehrfachsternsystemen sind und obwohl die Existenz eines Begleiters die Entwicklung eines Sterns gegenüber der eines Einzelsterns stark verändern kann.

Sternentstehung

Tabelle 1.3: Koeffizienten für den empirischen Ansatz (16) für die Sternentstehungsrate.

Modell	ν $M_{\odot}/(\text{Ga pc}^2)$	k	l	Quelle
Theoretisches Modell	0.0117	1.5	0.5	(1)
Beobachtung	0.25 ± 0.07	1.4 ± 0.15	0	(2)

Quellen: (1) Ballero et al. [?], (2) Kennicutt [?].

Sternentstehung

Die Produktionsrate $\Psi(r, z, M, t)$ kann zur Zeit mangels einer begründeten Theorie der Sternentstehung nicht berechnet werden. Auch kann die Sternbildungsrate nicht direkt den Beobachtungen entnommen werden. Dies ist nur für die gegenwärtige Sternproduktionsrate in der Sonnenumgebung möglich, aber nicht für weit zurückliegende Zeiträume. Man nimmt aber an, daß $\Psi(r, z, M, t)$ proportional zu ρ^κ ist ([Schmidt Gesetz](#)), wobei ρ die lokale Massendichte der Gaskomponente ist. Wenn die Sternbildungsrate proportional zur lokalen Gasdichte ist, dann wäre $\kappa = 1$. Wenn die Sternbildungsrate proportional zur Häufigkeit von Stößen zwischen interstellaren Wolken ist, dann wäre $\kappa = 2$. Man nimmt allgemein an, daß vernünftige Werte von κ zwischen beiden Grenzfällen liegen: $\kappa = 1 \dots 2$. Eventuell kann auch die gesamte Flächendichte in der Scheibe auf den Sternbildungsprozeß einen Einfluß haben. Aus diesem Grund wird für die Sternentstehungsrate oft folgender Ansatz gemacht ([Chiappini et al. \[?\]](#))

$$\Psi(r, t) = \nu \Sigma_g^k(r, t) \Sigma^l(r, t). \quad (16)$$

Hierin sind ν , k und l Konstanten, die entweder durch Anpassung von Modellen an bestimmte beobachtete Größen oder aus Beobachtungen der Sterngeburtsrate in anderen Galaxien festgelegt werden müssen.

Sternentstehung

Wenn für die Flächendichten als Einheit Sonnenmasse/pc² verwendet wird und die Zeit in Einheiten von 1 Ga=10⁹ Jahren gemessen wird, dann können für die Konstanten die in Tabelle 3 angegebenen Werte verwendet werden.

Sterne werden mit einer Verteilung der Anfangsmassen M zwischen einer unteren Massengrenze M_u und einer oberen Massengrenze M_o geboren. Diese Verteilung wird mit $\Phi(M)$ bezeichnet. $\Phi(M) dM$ beschreibt den Anteil der Sterne mit Massen zwischen M und $M+dM$, d.h. das **Anfangsmassenspektrum** (initial mass function) der Sterne bei deren Entstehung. Diese Funktion ist folgendermaßen normiert

$$\int_{M_u}^{M_o} dM \Phi(M) = 1. \quad (17)$$

Die durchschnittliche Masse der Sterne ist

$$M_{m,*} = \int_{M_u}^{M_o} dM \Phi(M) M. \quad (18)$$

Sternentstehung

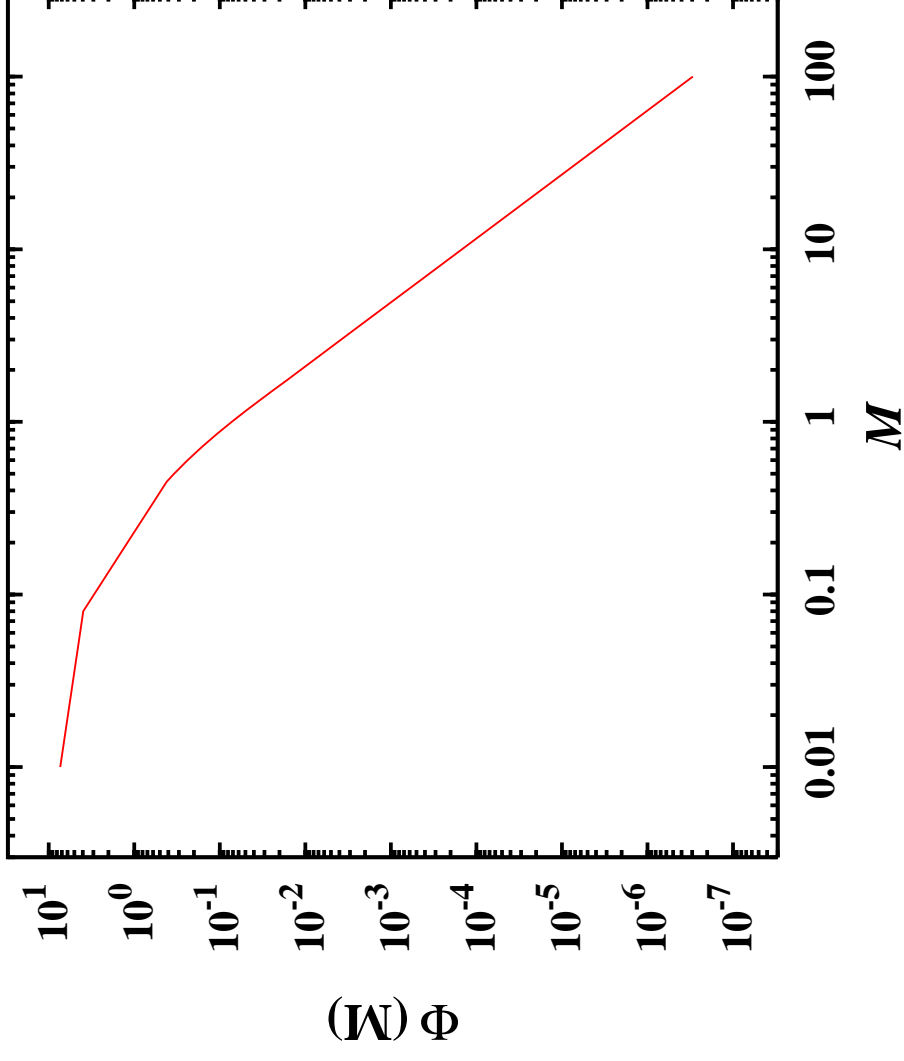


Abbildung 1.5: Spektrum der Anfangsmassen der Sterne nach Kroupa [?].

Sternentstehung

Nach dem ursprünglichen Vorschlag von Salpeter von 1955 wird diese Massenverteilung durch

$$\Phi(M) dM = CM^{-\mu} dM \quad (19)$$

approximiert. Der Exponent μ kann aus der Häufigkeitsverteilung der Sterne in der Sonnenumgebung zu $\mu \approx 2.35$ bestimmt werden ([Salpeter Verteilung](#)). Es wird angenommen, daß die Anfangsmassenverteilung zu allen Zeiten die gleiche war. Diese Form der Massenverteilung wird auch heute noch häufig verwendet, wenn es nur auf die massereichen Sterne ankommt.

Sternentstehung

Für kleine Sternmassen ist die Salpeter-Verteilung nicht zutreffend. Dann werden genauere Verteilungsfunktionen verwendet, die ebenfalls aus Zählungen der Häufigkeiten von Feldsternen oder von Sternen in Sternhaufen abgeleitet werden. Eine neuere Approximation der Anfangsmassenverteilung wurde von Kroupa [?] angegeben:

$$\Phi(M) = \begin{cases} C_1 \left(\frac{M}{M_1} \right)^{-0.3} & \text{für } M_1 \leq M \leq M_2; \\ C_2 \left(\frac{M}{M_2} \right)^{-1.3} & \text{für } M_2 \leq M \leq M_3; \\ C_3 \left(\frac{M}{M_3} \right)^{-2.3} & \text{für } M_3 \leq M \leq M_4; \\ C_4 \left(\frac{M}{M_4} \right)^{-2.7} & \text{für } M_4 \leq M \leq M_u. \end{cases} \quad (20)$$

mit $M_u = 0.01 M_\odot$, $M_2 = 0.08 M_\odot$, $M_3 = 0.5 M_\odot$, $M_4 = 1.0 M_\odot$, $M_o = 120 M_\odot$. Die Konstanten C_i ($i = 1, \dots, 4$) sind so zu bestimmen, daß $\Phi(M)$ an den Intervallgrenzen stetig ist und die Normierung (17) erfüllt. Dieses Massenspektrum ist in Abb. 5 dargestellt.

Sternentstehung

Für die Anfangsmassenverteilung (20) beträgt zum Beispiel der Anteil derjenigen Sterne kleiner und mittlerer Masse an den neugeborenen Sternen, deren Lebensdauer kleiner als das Alter der galaktischen Scheibe ist (das sind die Sterne mit Anfangsmassen $0.8 < M < 8 M_{\odot}$) etwa 37.6 %, der Massenanteil der massereichen Sterne ($M > 8 M_{\odot}$) an den neugeborenen Sternen beträgt 6.5 %, und der restliche Anteil von 55.9 % sind Sterne mit kleiner bis sehr kleiner Masse ($M < 0.8 M_{\odot}$), deren Lebensdauern größer als das Alter der galaktischen Scheibe sind. Die mittlere Masse der Sterne ist $M_{m,*} = 0.2643 M_{\odot}$.

1.2 Sternentwicklung

Die Art und Weise, wie sich Sterne entwickeln, hängt stark von ihrer Anfangsmasse M ab:

- Sterne mit weniger oder mehr als $8 M_{\odot}$ Anfangsmasse (Sterne kleiner Masse $M < 2M_{\odot}$, oder mittlerer Masse $2M_{\odot} < M < 8M_{\odot}$), und
 - Sterne mit mehr als $8 M_{\odot}$ Anfangsmasse (massereiche Sterne)
- entwickeln sich in völlig unterschiedlicher Weise (vgl. Abb. 6).

Sternentwicklung

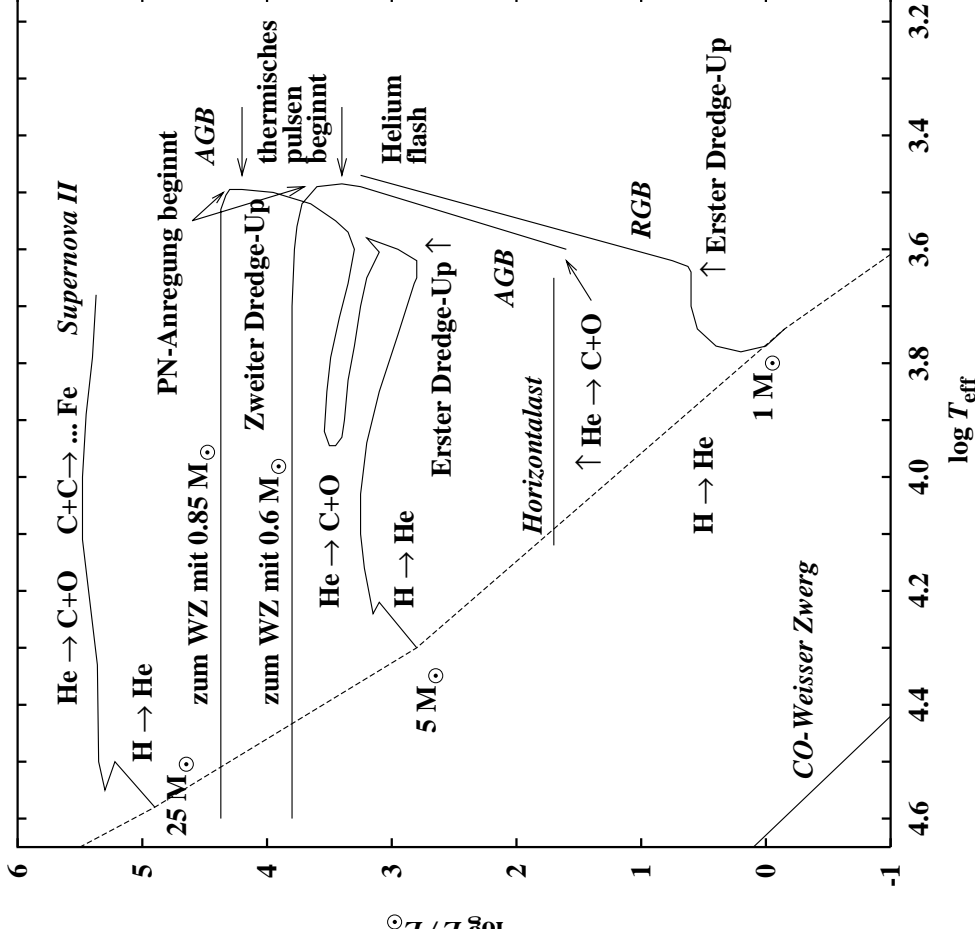


Abbildung 1.6: Typische Entwicklungswege von Sternen mit unterschiedlichen Anfangsmassen: Sterne kleiner Masse mit Anfangsmassen $M \lesssim 2.5 M_{\odot}$, Sterne mittlerer Masse mit Anfangsmasse zwischen $M \approx 2.5 M_{\odot}$ und $M \approx 8 M_{\odot}$, und massereiche Sterne mit Anfangsmassen $M \gtrsim 8 M_{\odot}$.

1.2.1 Sterne kleiner und mittlerer Masse

Sie entwickeln sich nach dem Ende des Wasserstoffbrennens auf der Hauptreihe zu einem Roten Riesen. Auf dem Roten-Riesenast brennen sie H in einer Schalenquelle über einem He Kern. Wenn der Kern genügend in der Masse angewachsen ist, dann zündet das He Brennen und der Stern entwickelt sich vorübergehend zu kleinerer Leuchtkraft und höherer Effektivtemperatur. Bei Sternen mit $M \gtrsim 2 M_{\odot}$ zündet das He-Brennen in einem Kern, in dem das Elektronengas nicht entartet ist. Die Sterne wandern bereits frühzeitig vom Roten-Riesenast ab und erreichen keine besonders hohe Leuchtkraft bis zum Zeitpunkt ihrer Abwanderung. Sterne mit $M \lesssim 2 M_{\odot}$ entwickeln zuerst einen Kern mit entartetem Elektronengas. Sie müssen sich entlang des Roten-Riesenastes sehr weit zu sehr hoher Leuchtkraft und sehr niedriger Effektivtemperatur entwickeln, ehe in ihrem Zentrum die Zündbedingungen für He-Brennen erreicht werden.

Sterne kleiner und mittlerer Masse

Nach dem Ausbrennen des Zentrums im He-Kern entwickelt sich der Stern zum zweiten Mal zum Roten-Riesenast (dem Asymptotischen Riesenast, kurz AGB), wo er He in einer Schalenquelle über einem Kohlenstoffkern (mit etwas O) brennt. Beim weiteren Anstieg auf dem AGB zündet an der H-He-Grenze erneut das H-Brennen und der Stern geht in eine Entwicklungsphase über, in der er abwechselnd für einige tausend Jahre H in einer Schalenquelle an der H-He-Grenze und für einige hundert Jahre He in einer Schalenquelle an der He-C-Grenze brennt. Das thermonukleare He-Brennen zündet jeweils impulsartig, so daß diese Entwicklung als thermisches Pulsen und dieser Teil der AGB Entwicklung als thermisch pulsender Asymptotischer Riesenast (kurz TP-AGB) bezeichnet wird.

Während der gesamten Dauer seiner Entwicklung verliert ein Stern Masse durch einen Sternwind. Der gesamte Massenverlust bis zum Beginn der TP-AGB Entwicklung ist aber unbedeutend, ausgenommen für Sterne mit Anfangsmassen $M \lesssim 1 M_{\odot}$, die auf dem oberen Ende ihrer ersten Entwicklung auf dem Roten-Riesenast ca. $0.2 M_{\odot}$ Masse verlieren. Ursache dessen ist, daß auf dem oberen Ende des Roten-Riesenastes die Massenverluste mit abnehmender Effektivtemperatur und zunehmender Leuchtkraft rasch zunimmt. Beim ersten Anstieg auf dem Riesenast erreichen nur Sterne mit $M \lesssim 1 M_{\odot}$ den Bereich sehr starken Massenverlustes. Beim zweiten Anstieg auf dem Roten-Riesenast erreichen alle Sterne auf dem TP-AGB den Bereich hinreichend niedriger Effektivtemperatur und hoher Leuchtkraft, in dem die Massenverluste dann auf über $10^{-5} M_{\odot} \text{ a}^{-1}$ ansteigt. Die Sterne verlieren dann rasch ihre ganze äußere Hülle über dem kompakten C+O-Kern und entwickeln sich zu einem Weißen Zwerg, wobei das thermonukleare Brennen erlischt. Dies beendet ihre Existenz als Stern; der größte Teil der ursprünglichen Masse ist an das interstellare Medium zurückgegeben worden. Die Entwicklungszeit auf dem TP-AGB ist so kurz (nur einige 10^5 Jahre) im Vergleich zu den langen Lebensdauern der Sterne, daß man zur Vereinfachung annehmen darf, daß die gesamte zurückgegebene Masse praktisch instantan am Ende der Lebensdauer zurückgegeben wird.

Sterne kleiner und mittlerer Masse

Während der Endphase der Entwicklung der Sterne findet ein Wettlauf zwischen zwei Prozessen statt. Zum einen nimmt die Masse des unverbrannten Materials im äußeren Bereich des Sterns dadurch ab, daß durch die Brennprozesse im Inneren das noch unverbrannte Material aufgezehrt wird. Zum anderen nimmt die Masse des unverbrannten Materials durch den Massenverlust im Sternwind ab. Bei Sternen auf dem TP-AGB gewinnt der Sternwind den Wettlauf und die weitere Entwicklung des Zentralbereichs bricht während des He-Brennens mangels weiteren Brennmaterials ab.

Die nuklearen Brennprozesse enden bei allen diesen Sternen beim C und O. Die nuklearen Energiequellen sind damit zwar noch nicht ausgeschöpft, können aber im Zustand des Weißen Zwergs nicht mehr ausgenutzt werden.

1.2.2 Massereiche Sterne

Sie entwickeln sich nach dem Ende des Wasserstoffbrennens in Richtung zu einem Roten Riesen. Sie zünden nacheinander alle nuklearen Brennpunkte bis zum Schluß ein Eisenkern mit entartetem Elektronengas entsteht. Wenn dieser die Chandrasekharische Grenzmasse von $1.4 M_{\odot}$ für relativistisch entartetes Elektronengas überschreitet, dann kollabiert der Kernbereich. Bei Sternen mit Anfangsmassen kleiner als etwa $40 M_{\odot}$ wird der Kollaps beim Erreichen der Dichte von Kernmaterial gestoppt und es entsteht ein Neutronenstern. Die gewaltige Menge an Gravitationsenergie, die beim Kollaps freigesetzt wird, treibt den größten Teil des Sternmaterials in einer Explosion als Supernova auseinander. Zurück bleibt ein Neutronenstern mit einer Masse von etwas mehr als einer Sonnenmasse. Bei sehr massereichen Sternen kann der Kollaps nicht durch den Aufbau eines Neutronensterns gestoppt werden und der Stern kollabiert in ein Schwarzes Loch, das wohl den ganzen Reststern verschluckt, sodaß während dieses Vorgangs kein Material abgeworfen wird.

Massereiche Sterne

Als Endzustand entsteht bei massereichen Sternen aus dem unteren Massenbereich der massereichen Sterne ein Neutronenstern, aus dem oberen Massenbereich ein schwarzes Loch. Die Grenze zwischen beiden Bereichen ist nicht genau bekannt; es wird hier ein Wert von $40 M_{\odot}$ angenommen, eventuell liegt die Grenze aber bei nur $25 M_{\odot}$ (Fryer et al. [?]).

Auch massereiche Sterne verlieren während ihrer ganzen Entwicklung Masse durch einen Sternwind. Bei den heißen, massereichen Sternen sind die Massenverlustraten von Anfang an sehr hoch, von der Größenordnung $10^{-6} \dots 10^{-5} M_{\odot} \text{ a}^{-1}$, und der Stern verliert dadurch bereits auf und nahe der Hauptreihe einen nicht unerheblichen Teil seiner Masse, vor allem bei Anfangsmassen von über $25 M_{\odot}$. Die nuklearen Brennprozesse laufen aber bei massereichen Sternen so rasch ab, daß die Brennprozesse den Wettlauf mit den Massenverlustprozessen gewinnen und noch vor dem Verlust allen unverbrannten Materials durch den Sternwind alle nuklearen Brennprozesse bis zu den Elementen der Eisengruppe nacheinander ablaufen.

1.2.3 Lebensdauer

Die Lebensdauer τ_* der Sterne muß aus Entwicklungsrechnungen für unterschiedliche Metallizitäten der Sterne bestimmt werden. Die Ergebnisse liegen in Form von Tabellen vor, aus denen $\tau_*(M, Z)$ durch Interpolation bestimmt werden kann. Abbildung 7 zeigt die generelle Abhängigkeit der Lebensdauern der Sterne von ihrer Anfangsmasse und ihrer Metallizität.

Die Lebensdauern der massereichen Sterne ($M_* \gtrsim 8 M_\odot$) sind kurz. Sie variieren zwischen ca. 25×10^6 a an der unteren Massengrenze und etwas über 3×10^6 a bei $100 M_\odot$. Die Lebensdauern dieser Sterne sind kurz im Vergleich zu den charakteristischen Zeitskalen für die Entwicklung der galaktischen Scheibe, die von der Größenordnung 10^9 a sind, sodaß man mit guter Näherung annehmen dürfte, daß sie denjenigen Teil ihrer Masse, den sie an das interstellare Medium zurückgeben, praktisch sofort nach ihrer Geburt wieder abgeben (die sogenannte [Instantaneous-recycling-Näherung](#)). Im allgemeinen wird bei numerischen Berechnungen von dieser Näherung aber kein Gebrauch gemacht.

Lebensdauer

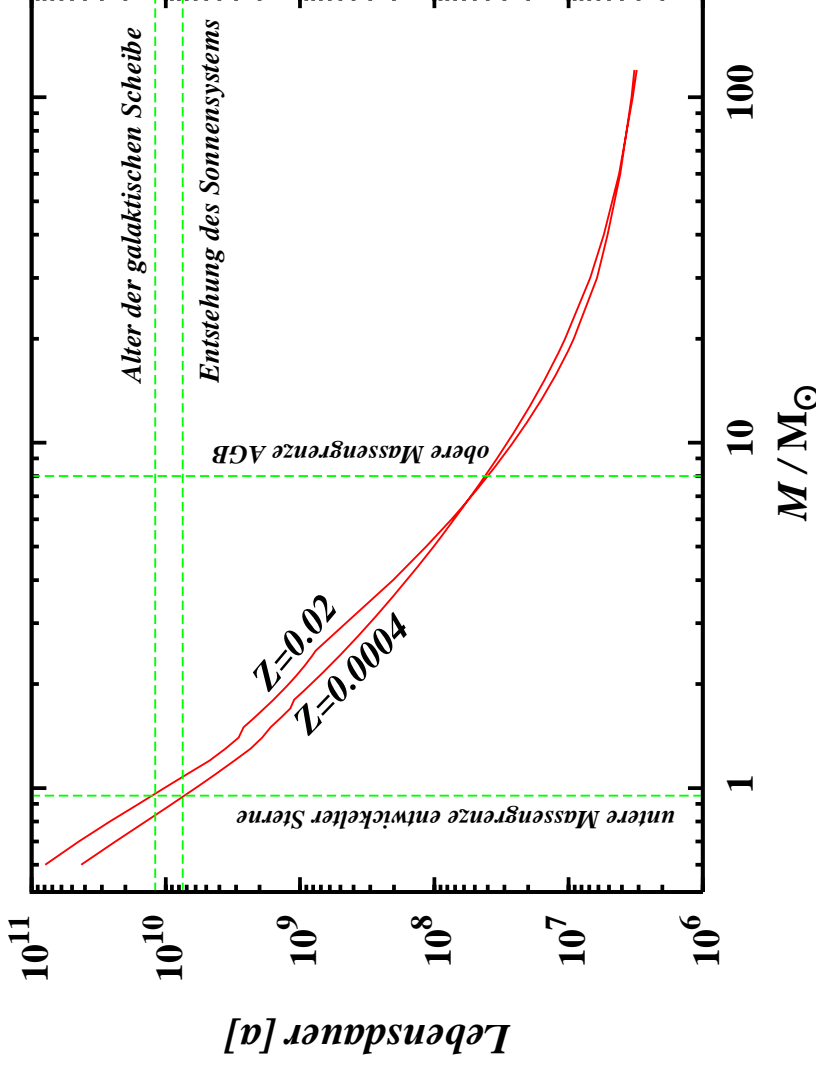


Abbildung 1.7: Lebensdauern der Sterne in Abhängigkeit von der Anfangsmasse M und der Metallizität Z . Zum Vergleich sind das Alter der galaktischen Scheibe und der Zeitpunkt der Entstehung des Sonnensystems angegeben, sowie die untere Massengrenze der Sterne, die bis heute das Ende ihrer Lebensdauer erreicht haben können. (Daten aus Portinari et al. [?])

Lebensdauer

Die Lebensdauern der Sterne kleiner und mittlerer Masse sind sehr viel länger. Bei Sternen mit sehr kleiner Masse übersteigt deren Lebensdauer das Alter der galaktischen Scheibe. Die Grenze liegt bei etwa $0.8 M_{\odot}$. Alle Sterne mit kleinerer Masse, die bisher in der Milchstraße entstanden sind, befinden sich noch immer auf der Hauptreihe. Sie spielen keine Rolle für die chemische Entwicklung.

Bei den Sternen kleiner und mittlerer Masse spielt die Tatsache, daß ihre Massenrückgabe erst sehr lange Zeit nach ihrer Entstehung erfolgt, eine ganz entscheidende Rolle für die Entwicklung der Häufigkeiten derjenigen Elemente, die ganz oder überwiegend in diesen Sternen synthetisiert werden. Die Produkte der Nukleosynthese in solchen Sternen erscheinen erst nach einer längeren Entwicklungszeit der Galaxis in merklichen Mengen in der interstellaren Materie. Sie haben in der frühen Phase der Entwicklung der Galaxis noch keine Rolle gespielt. Speziell gilt das für die Elemente, die ganz oder überwiegend in massearmen Sternen synthetisiert werden, die Lebensdauern von vielen Milliarden Jahren haben.

Lebensdauer

Ein weiterer wichtiger Aspekt ist, daß in den Sternen kleiner und mittlerer Masse ein erheblicher Teil der Masse der galaktischen Scheibe gebunden ist. In der heutigen Milchstraße sind dies über 80 % der gesamten Masse. In den massereichen Sternen ist nur ein kleiner Teil der Gesamtmasse gebunden.

1.2.4 Massenrückgabe

Sterne haben eine endliche Lebensdauer. Am Ende geben sie den größten Teil ihrer Anfangsmasse an das interstellare Medium zurück:

- Sterne mit Massen $M \leq 8 M_{\odot}$ werden zu AGB Sternen, verlieren in einem massiven Sternwind ihre ganze äußere Hülle und lassen einen Weißen Zwerg mit einer Restmasse von $\approx 0.6 M_{\odot}$ zurück. Die Abb. 8 gibt einen Überblick über den zurückgegebenen Massenanteil bei diesen Sternen.
- Sterne mit Massen $8 \leq M \leq 40 M_{\odot}$ explodieren durch Kernkollaps als Supernova vom Typ II. Zurück bleibt ein Neutronenstern von $\approx 1.5 M_{\odot}$. Abbildung 9 gibt einen Überblick, welcher Teil der Anfangsmasse vor der Supernovaexplosion schon durch einen Sternwind zurückgegeben wurde und welcher Teil bei der Explosion abgeworfen wird.
- Sterne mit Massen $\geq 40 M_{\odot}$ kollabieren zu Schwarzen Löchern. Diese geben nur denjenigen Teil der Anfangsmasse zurück, den sie schon vorher durch einen Sternwind verloren hatten.

Bei der Massentrückgabe werden u. a. auch frisch synthetisierte schwere Elemente an das ISM abgegeben. Dadurch kommt es zu einer allmählichen Anreicherung der interstellaren Materie mit schweren Elementen.

Massenrückgabe

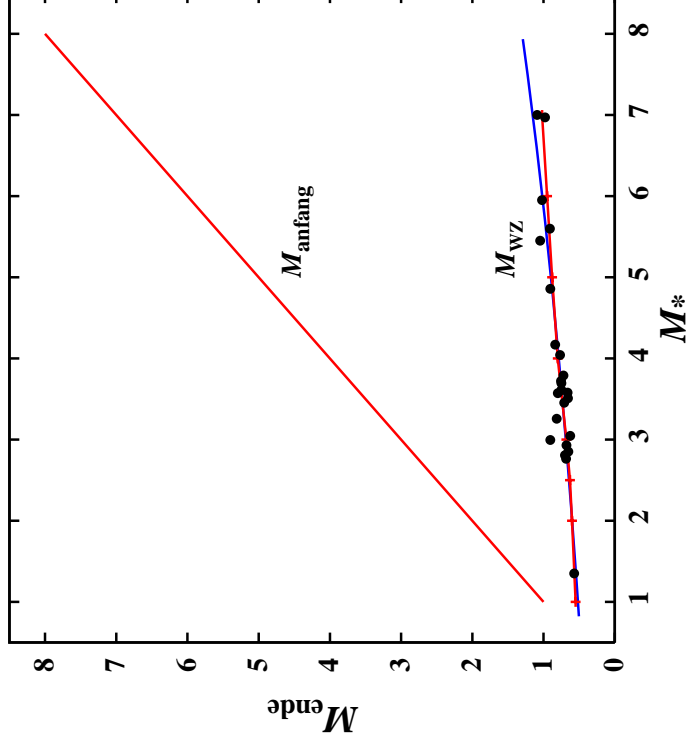


Abbildung 1.8: Die Masse des Weißen Zwergs, der bei Sternen kleiner und mittlerer Masse zurückbleibt, als Funktion der Anfangsmasse. Die Punkte sind beobachtete Massen Weißer Zwerge in Sternhaufen, die mit Kreuzen markierte Linie die entsprechende empirische Relation zwischen End- und Anfangsmasse. Die Kurve ohne Markierungen ist das Resultat von Modellrechnungen für die Endmasse als Funktion der Anfangsmasse für Sterne mit solarer Metallizität. Der Massenanteil der Sterne kleiner und mittlerer Masse, der an das interstellare Medium zurückgegeben wird, entspricht der Differenz zwischen der oberen Geraden und der unteren Kurve für die Masse des Weißen Zwergs.

Massenrückgabe

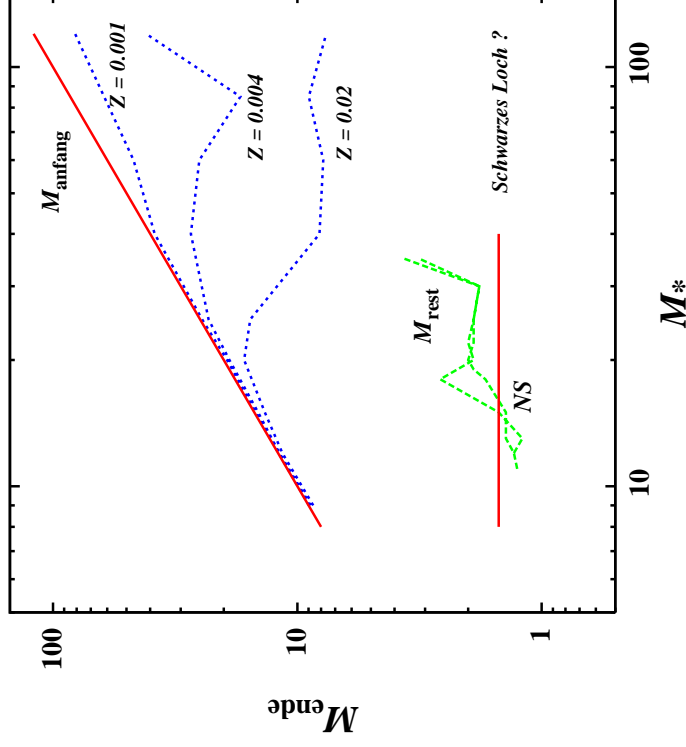


Abbildung 1.9: Massenrückgabe an das interstellare Medium durch massereiche Sterne in Abhängigkeit von der Anfangsmasse. Die oberen gestrichelten Kurven geben die Masse des Sterns zum Zeitpunkt des Endes des Kohlenstoffbrennens für verschiedene Metallizitäten an. Die Supernovaexplosion erfolgt ca. ein Jahr später. Die Massendifferenz zu der mit M_{anfang} gekennzeichneten Geraden wird vom Stern bereits während der Entwicklung auf und nach der Hauptreihe bis zum Zeitpunkt der Explosion an das ISM abgegeben. Dieses Material enthält Produkte des H- und He-Brennens (He, C, N, O). Die unteren gestrichelten Kurven geben die Restmasse des Sterns nach der Explosion an (nach der Modellrechnung von Woosley und Weaver [?]). Die Differenz zwischen den oberen Kurven und der angedeuteten Masse des Neutronensterns wird bei der Supernovaexplosion abgeworfen. Diese Hülle enthält die Produkte der höheren Brennprozesse (O-, Ne-, Si-Brennen) und in ihr findet hinter der SN-Stoßwelle weitere Elementsynthese durch explosives Brennen statt. Sterne mit hoher Anfangsmasse ($M > 40 M_{\odot}$ ist hier angenommen) kollabieren wahrscheinlich in ein schwarzes Loch und dieses verschluckt die ganze zum Zeitpunkt des Kollapses noch vorhandene Masse

Massenrückgabe

Die Rate der Massenrückgabe an das interstellare Medium zum Zeitpunkt t ist

$$\mathcal{R}_*(r, t) = \int_{M_u}^{M_o} dM \Phi(M) \Psi(r, t - \tau_*(M, Z)) \frac{\Theta(t - \tau_*)}{M_{m,*}} (M - R_{\text{rest}}(M, Z)) \quad (21)$$

Hierin ist $\tau_*(M, Z)$ die Lebensdauer eines Sterns der Masse M und der Metallizität Z . Dann ist $t - \tau_*(M, Z)$ der Zeitpunkt, an dem ein Stern einer gegebenen Masse M und Metallizität Z geboren wurde, der zum Zeitpunkt t das Ende seiner Lebensdauer erreicht hat. $\Psi(r, t - \tau_*)/M_{m,*}$ ist die Gesamtzahl der Sterne, die zu diesem Zeitpunkt geboren wurden, und dies, mit $\Phi(M) dM$ multipliziert, liefert die Zahl der Sterne im Massenintervall dM um die Masse M herum. Die Masse des Sternüberrestes ist $M_{\text{rest}}(M, Z)$ und $M - R_{\text{rest}}(M, Z)$ dementsprechend die zurückgegebene Masse am Ende der Lebensdauer. Die Restmasse wird den einschlägigen Modellen für die Entwicklung der Sterne entnommen (vgl. Abbildungen 8 und 9), die auch den Massenverlust durch Sternwinde berechnen oder den Massenabwurf einer Supernovaexplosion. Diese Massenrückgaberate wird in Gl. (13) für die Entwicklung der Flächendichte der interstellaren Materie verwendet.

Massenrückgabe

Die Integration erfolgt über das Massenspektrum der Sterne, wobei selbstverständlich bei der Berechnung von R_* nur solche Anfangsmassen M berücksichtigt werden, für die $t - \tau_*(M, Z) \geq 0$ ist. Dies wird durch die Heavisesche Sprungfunktion Θ gewährleistet. Der Massenbereich, der zu einem Zeitpunkt t tatsächlich zur Massenrückgabe beiträgt, variiert stark mit t . Während der allerersten Entwicklungsphase tragen praktisch nur massereiche Sterne zur Massenrückgabe bei. Sterne kleinerer und mittlerer Masse tragen erst mit einiger Verzögerung zur Massenrückgabe bei, wobei sich die untere Grenze der Massen, die effektiv zur Massenrückgabe beitragen, mit zunehmendem t zu immer kleineren Massen verschiebt. Gegenwärtig liegt diese untere Grenze bei $0.8 M_\odot$.

1.3 Modell der Milchstraße

Die gesamte Flächendichte Σ und die Flächendichte Σ_g der interstellaren Materie sind durch das System der beiden Differentialgleichungen (4) und (13) zusammen mit der Sternentstehungsrate (16) und der Massenrückgaberate (21) bestimmt. Die Flächendichte der Sterne ergibt sich als Differenz $\Sigma_* = \Sigma - \Sigma_g$. Bei Bedarf kann die Flächendichte der Sterne nach

$$\frac{d \Sigma_{\text{rest}}(r, t)}{dt} = \int_{M_u}^{M_o} DM \Phi(M) \frac{\Psi(r, t - \tau_*(M, Z)) \Theta(t - \tau_*)}{M_{m,*}} R_{\text{rest}}(M, Z) \quad (22)$$

berechnet werden; auch eine separate Berechnung der unterschiedlichen Arten von Überresten ist ohne weiteres möglich. Zur Integration der Gleichungen muß die Entwicklung der Metallizität Z bekannt sein. Diese wird durch eine weitere Differentialgleichung beschrieben, die erst später angegeben wird.

Typische Ergebnisse von Modellrechnungen für die Entwicklung der Milchstraße in der Sonnenumgebung zeigen die Abbildungen 10 und 11.

Modell der Milchstraße

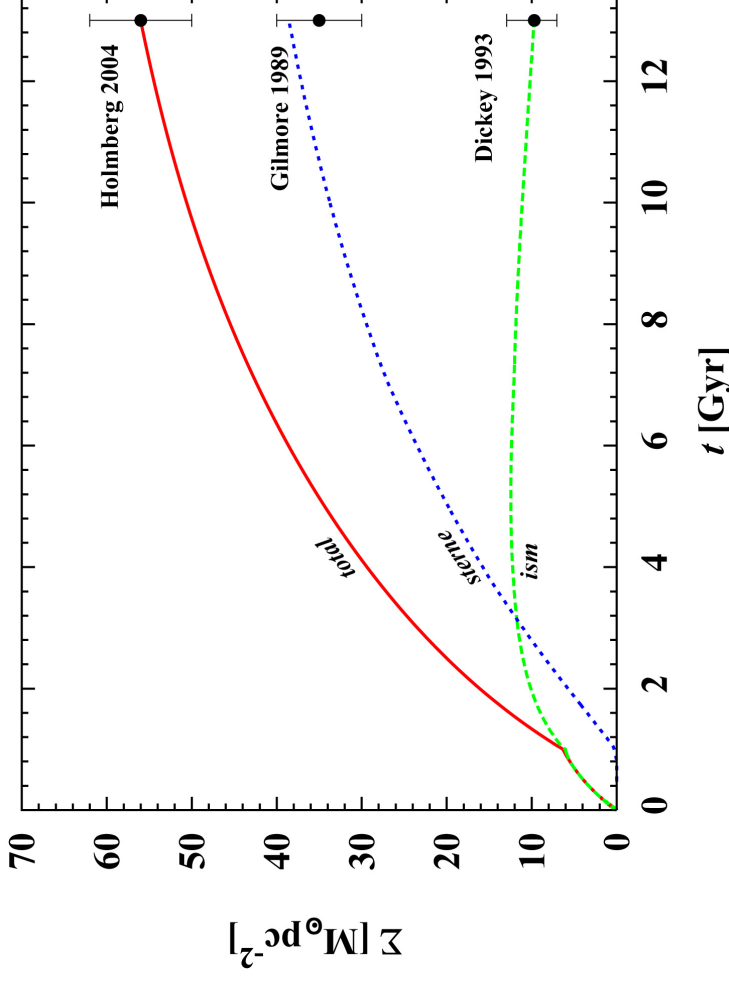


Abbildung 1.10: Zeitliche Entwicklung der gesamten Flächendichte Σ_{tot} (durchgezogene Linie), der Flächendichte der sichtbaren Sterne (punktierter Linie), und der Flächendichte der interstellaren Materie Σ_{ISM} (gestrichelte Linie) der galaktischen Scheibe in der Sonnenentfernung vom galaktischen Zentrum, und der entsprechend beobachteten Werte für den gegenwärtigen Zeitpunkt (Holmberg und Flynn [?] für Gesamtdichte, Gilmore et al. [?] für Sterne und Dickey [?] für ISM). Modell von Zhukovska et al. [?].

Modell der Milchstraße

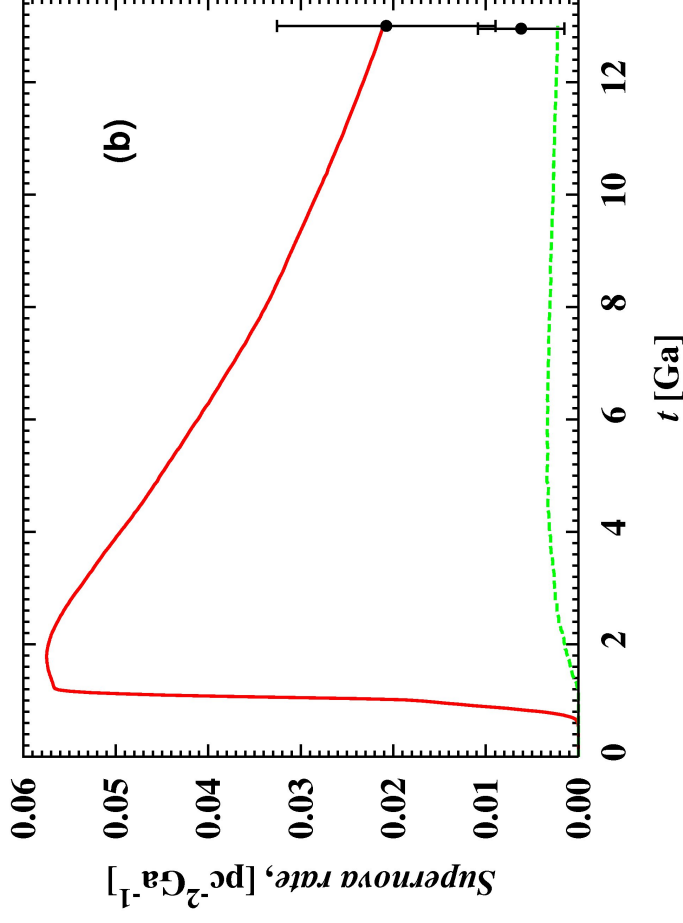


Abbildung 1.11: Entwicklung der Supernovaraten in der Sonnenumgebung. Die Fehlerbalken geben den Bereich der beobachteten Werte an. Modell von Zhukovska et al. [?].

Die Entwicklung der Flächendichten der Sterne und der interstellaren Materie zeigt die Abb. 10. Die Ergebnisse der Modellrechnung können mit Beobachtungsdaten für die heutige Flächendichten der Sterne und der interstellaren Materie in der Sonnenumgebung verglichen werden (Tabelle 1). Die Ergebnisse der Modellrechnung stimmen innerhalb der Fehlerbalken mit den beobachteten Werten befriedigend überein. Ähnlich gute Übereinstimmung wird auch für andere Abstände vom galaktischen Zentrum erzielt. Daten zu anderen als dem gegenwärtigen Zeitpunkt stehen zum Vergleich naturgemäß nicht zur Verfügung.

Ein anderes interessantes Datum ist die Supernovarate. Diese ist für Supernovae vom Typ II durch

$$R_{\text{SNII}} = \int_{M_{\text{WZ}}}^{M_{\odot}} dM \Phi(M) \frac{\Psi(r, t - \tau_*(M, Z)) \Theta(t - \tau_*)}{M_{\text{m},*}} \quad (23)$$

gegeben. Die Masse $M_{\text{WZ}} = 8 M_{\odot}$ ist die Obergrenze der Anfangsmasse der Sterne, die sich zu Weißen Zwergen und nicht zu SNe entwickeln. Diese Rate kann parallel zu einer Modellrechnung bestimmt werden. Die zeitliche Entwicklung der Supernovaratens zeigt die Abb. 11. Die Supernovarate ist von Seiten der Beobachtung her leider nur sehr ungenau bekannt. Das Ergebnis einer Modellrechnung stimmt aber innerhalb der (sehr weiten) Fehlerbalken mit der Beobachtung überein.

Modell der Milchstraße

Auch die beobachtete Sternbildungsrate (Tabelle 1) kann zum Vergleich herangezogen werden, aber die Supernovarate ist hierzu proportional; ein Vergleich der Sternbildungsrate liefert also keine unabhängige Information.

Das einfache Einzonenmodell der Entwicklung der Milchstraße ist also in der Lage, einige grundlegende Eigenschaften der Sonnenumgebung der Milchstraße gut zu reproduzieren. Das Vergleichsmaterial ist aber leider sehr mager und die Genauigkeit der Beobachtungsdaten läßt stark zu wünschen übrig, sodaß eine Beurteilung der Zuverlässigkeit solcher Modelle derzeit kaum möglich ist. Mangels besserer Alternativen werden sie aber zur Modellierung der chemischen Entwicklung verwendet, und das, wie wir sehen werden, durchaus mit einigem Erfolg.

1.4 Elementsynthese in Sternen

Die ursprüngliche Elementmischung im Kosmos nach dem Urknall bestand aus Wasserstoff, Helium und Spuren von Lithium. Aus Materie dieser Zusammensetzung entstanden die ersten Galaxien und die ersten Sterne. Alle schweren Elemente wurden erst nach und nach durch, oder im Zusammenhang mit, thermonuklearen Brennprozessen in Sternen aufgebaut. Diese Brennprozesse laufen zwar im Inneren der Sterne bei sehr hohen Drücken und Temperaturen ab, sodaß deren Produkte nicht unmittelbar in das interstellare Medium gelangen können. Aber durch Sternexplosionen und durch Mischungsprozesse in Sternen, verbunden mit Massenverlust durch Sternwinde, können die Produkte der Brennprozesse teilweise oder in Gänze freigesetzt werden. Dies bewirkt eine kontinuierliche Anreicherung der interstellaren Materie mit den Brennprodukten, die dann bei der Entstehung neuer Sterne und ihrer Planeten in diese mit eingebaut werden. Der Gehalt der Sterne an Elementen schwerer als He, die sog. Metallizität Z , nimmt durch den Kreislauf der Materie zwischen Sternen und der interstellaren Materie mit der Zeit beständig zu. Dieser Prozeß wird in den chemischen Entwicklungsmodellen der Milchstraße (und anderer Galaxien) studiert. Ziel ist es, die Entwicklung der Häufigkeiten der chemischen Elemente und ihrer Isotopen zu verstehen und möglichst quantitativ richtig durch Modellrechnungen zu beschreiben.

Elementsynthese in Sternen

Ein anderer, empirisch orientierter, Ansatz ist der, für eine möglichst große Anzahl von Sternen die Häufigkeiten der Elemente aus der Analyse ihrer Spektren zu ermitteln. Dies erlaubt ebenfalls die Auswirkungen der Prozesse der Elementsynthese zu studieren, indem der Zusammenhang zwischen den Häufigkeiten der einzelnen Elemente und der Metallizität Z studiert wird. Durch den Vergleich zwischen solchen Daten und Modellrechnungen kann die Aussagekraft von Modellen getestet werden, um deren Ergebnisse für solche Nuklide verwenden zu können, für die keine Beobachtungsdaten vorliegen.

Beide Methoden sind mit beträchtlichem Erfolg verwendet worden, um den Bestand der Milchstraße an schweren Elementen und die Prozesse, die dafür verantwortlich sind, zu verstehen, oft bis hin zu den feineren Details. Die Entwicklung der Häufigkeiten wird in den folgenden beiden Abschnitten behandelt; in diesem Abschnitt wird kurz die Elementproduktion der Sterne besprochen, ohne aber auf Einzelheiten der Syntheseprozesse einzugehen (hierzu siehe z.B. Rohlfs und Rodney [?], Arnett [?]).

1.4.1 Elementarsynthese in massereichen Sternen

Sterne mit Anfangsmassen $M > 8 M_{\odot}$ haben die kürzesten Lebensdauern und explodieren zum Schluß als Supernovae, wenn ihre Anfangsmasse kleiner als etwa $40 M_{\odot}$ war, oder kollabieren anderenfalls zu einem Schwarzen Loch. Sie haben schon seit den frühesten Entwicklungsphasen der Galaxis zur Anreicherung mit schweren Elementen beigetragen.

Die Massenrückgabe geschieht bei diesen Sternen in zwei Phasen (vgl. Abbildung 9). Zuerst werden während der Entwicklung auf der Hauptreihe und von dieser weg bis kurz vor dem gravitativen Kollaps des Zentralbereichs durch den Sternwind die äußeren Schichten des Sterns abgetragen; dann wird entweder bei der Explosion des Reststerns die verbleibende Masse bis auf die Masse des beim Kollaps entstehenden Neutronensterns abgeworfen, oder der gesamte Reststern kollabiert zu einem Schwarzen Loch.

Elementsynthese in massereichen Sternen

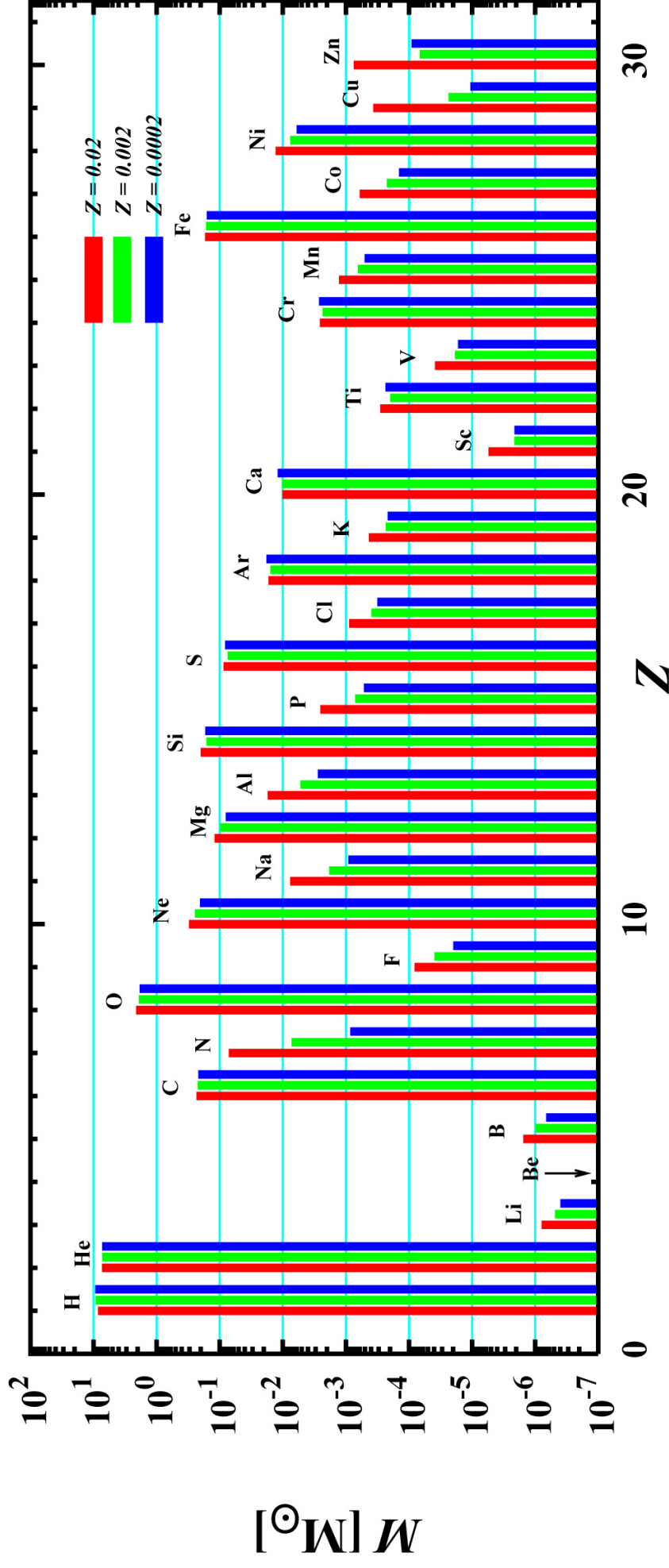


Abbildung 1.12: Massenrückgabe für die Elemente von H bis Zn bei der Explosion von Supernovae vom Typ II nach den Modellrechnungen von Woosley und Weaver [?] für drei verschiedene Metallizitäten. Es wurde über eine Kroupa-Anfangsmassenverteilung gemittelt. Für die Elemente, die direkt durch Brennprozesse aus H oder He aufgebaut werden können, die Primärelemente, hängt die Massenrückgabe wenig oder praktisch überhaupt nicht von der Anfangsmetallizität ab. Für andere, die nur aus schon vorhandenen schweren Elementen aufgebaut werden können, die Sekundärelemente, hängt die Massenrückgabe stark von der Anfangsmetallizität ab.

Elementsynthese in massereichen Sternen

In der ersten Phase entspricht die Häufigkeit der schweren Elemente in der zurückgegebenen Materie weitgehend den Elementhäufigkeiten in der interstellaren Materie, aus welcher der Stern entstanden ist. Nur einige Nuklide sind in den Brennprozessen im Stern bis dahin frisch synthetisiert worden. Die massereichen Sterne sind durchweg alle schnelle Rotatoren, bei denen durch die Rotation Zirkulationsströmungen angefacht werden, die Material aus der Brennzone bis in die Sternatmosphäre mischen. Vor allem wird dadurch im CN-Zyklus produziertes ^{14}N an die Oberfläche gebracht und an die interstellare Materie abgegeben; gleichzeitig ist dieses Material an C verarmt, da es in ^{14}N umgewandelt wurde. Später werden durch anhaltenden Massenverlust auch direkt Schichten freigelegt, in denen schon H- und zum Schluß auch He-Brennen stattgefunden hat, und dadurch deren Produkte an das interstellare Medium abgegeben (He, N, C, O).

Elementsynthese in massereichen Sternen

Bei Sternen, die anschließend in ein Schwarzes Loch kollabieren ($M > 40 M_{\odot}$), beschränkt sich der Beitrag zur Produktion schwerer Elemente auf die Produkte des H- und He-Brennens, die bis zur Implosion durch den Sternwind abgegeben wurden.

Bei allen anderen Sternen ($M < 40 M_{\odot}$) wird beim Kollaps des Zentrums zum Neutronenstern die Resthülle abgeworfen. Diese enthält zusätzlich die Produkte der höheren Brennprozesse jenseits des He-Brennens bis hin zu den Kernen der Eisengruppe, die noch kurz vor der Explosion abgelau- fen sind, und zusätzlich die Produkte der explosiven Brennprozesse, die kurzzeitig angefacht wurden, als die Supernovastöße durch die Hülle raste. Nur der innere Eisenkern trägt nichts zu den zurückgegebenen schweren Elementen bei, denn dieser kollabiert ja zum Neutronenstern.

Elementsynthese in massereichen Sternen

In den Supernovae werden im Prinzip Nuklide aller Elemente von O bis Bi synthetisiert und zusätzlich die radioaktiven Kerne der Aktiniden. Die Hauptprodukte sind die Elemente von O bis zur Eisengruppe. Die mittlere Massenrückgabe durch massereiche Sterne ist in Abb. 12 für unterschiedliche Metallizitäten dargestellt. Diese enthält auch den Beitrag der bei der Entstehung schon vorhandenen Elemente. Im Durchschnitt ist die Häufigkeit der schweren Elemente im abgegebenen Material um einen Faktor zehn größer als bei der Entstehung des Sterns.

Bei den meisten Elementen hängt die Häufigkeit der schweren Nuklide im zurückgegebenen Material nur wenig von der Metallizität des Sterns ab, da sie im Prinzip aus H oder He komplett neu synthetisiert werden. Nur bei einigen Elementen ist eine deutliche Z -Abhängigkeit festzustellen; in diesen Fällen kann das Element nur aus schon vorhandenen anderen schweren Nukliden mit nennenswerter Ausbeute synthetisiert werden, so daß die Ausbeute in diesen Fällen mit steigendem Z zunimmt. Unter den häufigen Elementen sind N und Al zwei markante Fälle dieser Art. Mit Ausnahme dieser wenigen Fälle ist der Beitrag der Supernovae zur Anreicherung der Galaxis mit schweren Elementen weitgehend von deren Anfangsmetallizität unabhängig.

Elementsynthese in massereichen Sternen

In den meisten Modellrechnungen zur chemischen Entwicklung der Galaxis werden zur Zeit Resultate der Modellrechnungen von Woosley und Weaver [?] verwendet, die für eine Reihe von Anfangsmassen aus dem Bereich 12 bis $40 M_{\odot}$ und Metallizitäten zwischen 10^{-4} und 0.02 die gesamte Massenrückgabe der massereichen Sterne für die Nuklide der Elemente von H bis Zn berechnet haben. Die publizierten Tabellen enthalten auch den Beitrag der Massenrückgabe durch einen Sternwind vor der Explosion. Bei konkreten Berechnungen wird die Massenrückgabe der Elemente aus den Tabellen von Woosley und Weaver [?] durch Interpolation bestimmt. Die in Abb. 12 dargestellte Massenrückgabe für die Elemente von H bis Zn wurde durch Interpolation in diesen Tabellen für ein genügend dichtes Gitter von Anfangsmassen und Mittelung mit einer Massenverteilung nach Gl. (20) berechnet.

1.4.2 Elementsynthese in Sternen kleiner und mittlerer Masse

Sterne mit Anfangsmassen $M < 8 M_{\odot}$ haben lange bis sehr lange Lebensdauern. Ihr Beitrag zur Anreicherung der Galaxis mit schweren Elementen beginnt mit beträchtlicher Verzögerung. Erst nach etwa 1 Milliarde Jahre beginnt er den Beitrag der Supernovae bei denjenigen Elementen zu übertreffen, die sowohl von massereichen Sterne als auch von deren masseärmeren Verwandten produziert werden (das sind vor allem C und N).

Elementsynthese in Sternen kleiner und mittlerer Masse

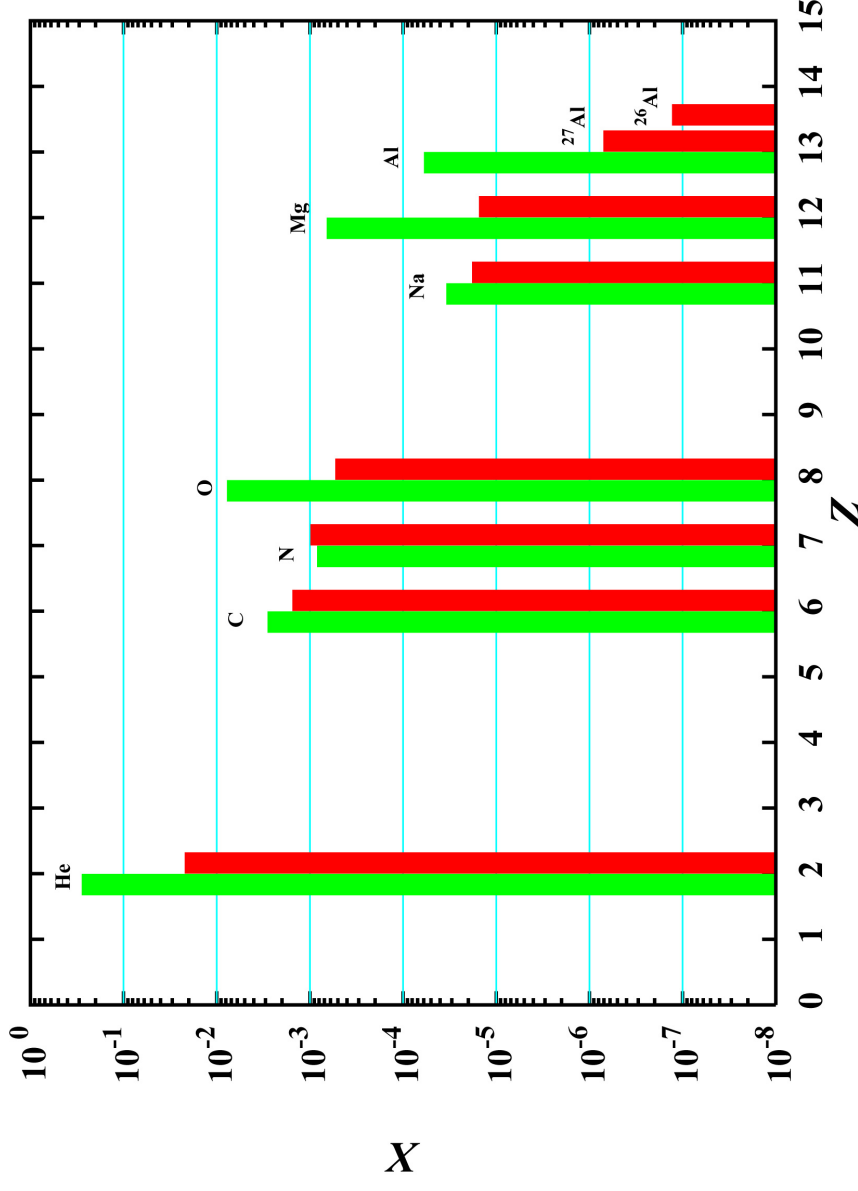


Abbildung 1.13: Massenrückgabe der AGB Sterne für die leichten Elemente, die in AGB Sternen synthetisiert werden, bei einer Metallizität $Z = 0.015$. Es wurde über die Anfangsmassenverteilung Gl. (20) über den Massenbereich von 1 bis $8 M_{\odot}$ gemittelt. Die linken Balken geben die Massenanteile des Elements mit der Ordnungszahl Z bei der Entstehung des Sterns, die rechten Balken den zusätzlichen Massenanteil an frisch synthetisierten Kernen dieses Elements (die Ausbeute). Bei Al ist der Massenanteil des radioaktiven Isotops ^{26}Al separat angegeben.

Elementsynthese in Sternen kleiner und mittlerer Masse

Diese Sterne sind Produzenten von ^{14}N , das beim Wasserstoffbrennen im CNO-Zyklus aus C und O erzeugt werden kann, von C (und etwas O) als den Produkten des He-Brennens, und sie sind die Hauptproduzenten der s-Prozeß Elemente von Cu bis Bi, die in der He Zone über dem Kohlenstoffkern gebildet werden, wenn durch (α, n) Reaktionen Neutronen freigesetzt werden, die bevorzugt an den Kernen ab ^{56}Fe wegen ihrer enorm großen Neutroneneinfangquerschnitte angelagert werden. In gewissem Umfang werden auch einige Nuklide aus den höheren Zyklen des Wasserstoffbrennens (Ne-Na- und Mg-Al-Zyklus) in den letzten Entwicklungsstadien erzeugt, wenn die Brenntemperaturen in der Wasserstoffschalenquelle sehr hoch geworden sind.

Während der Entwicklung auf dem asymptotischen Riesenast werden durch die sogenannten **Dredge-up**-Prozesse Produkte der Brennprozesse im Sterninneren bis in die Oberflächzone der Sterne gemischt, wodurch diese sich nach einer gewissen Zeit zu Kohlenstoffsternen entwickeln, wenn frisch synthetisierter Kohlenstoff aus dem He-brennen den vorhandenen Sauerstoff mengenmäßig zu übertreffen beginnt.

Elementsynthese in Sternen kleiner und mittlerer Masse

Die Massentrückgabe mitsamt den frisch synthetisierten Elementen konzentriert sich im wesentlichen auf die kurze Superwindphase auf dem thermisch pulsierenden Teil des AGB am Ende der Lebensdauer der Sterne.

Abbildung 13 zeigt die Ausbeute der Elementsynthese für Sterne kleiner und mittlerer Masse im Bereich der leichten Nuklide. Die Daten wurden den Tabellen in van den Hoek und Groenewegen [?] entnommen, die zur Zeit meistens bei Modellrechnungen zur chemischen Entwicklung verwendet werden. Die Daten für Na bis Al stammen aus Karakas und Lattanzio [?].

1.4.3 Elementsynthese in Supernovae vom Typ Ia

Die Supernovae vom Typ II tragen kaum etwas zur Synthese von Elementen der Eisengruppe im Kosmos bei, weil der Eisenkern kollabiert. Das wenige, was aus dieser Quelle stammt, wird durch explosives brennen hinter der Supernovastoßwelle erzeugt. Die Hauptlieferanten der Elemente der Eisengruppe sind Supernovaeexplosionen vom Typ Ia, bei denen ein C+O-Weißer Zwerg in einem Doppelsternsystem explodiert.

Elementsynthese in Supernovae vom Typ Ia

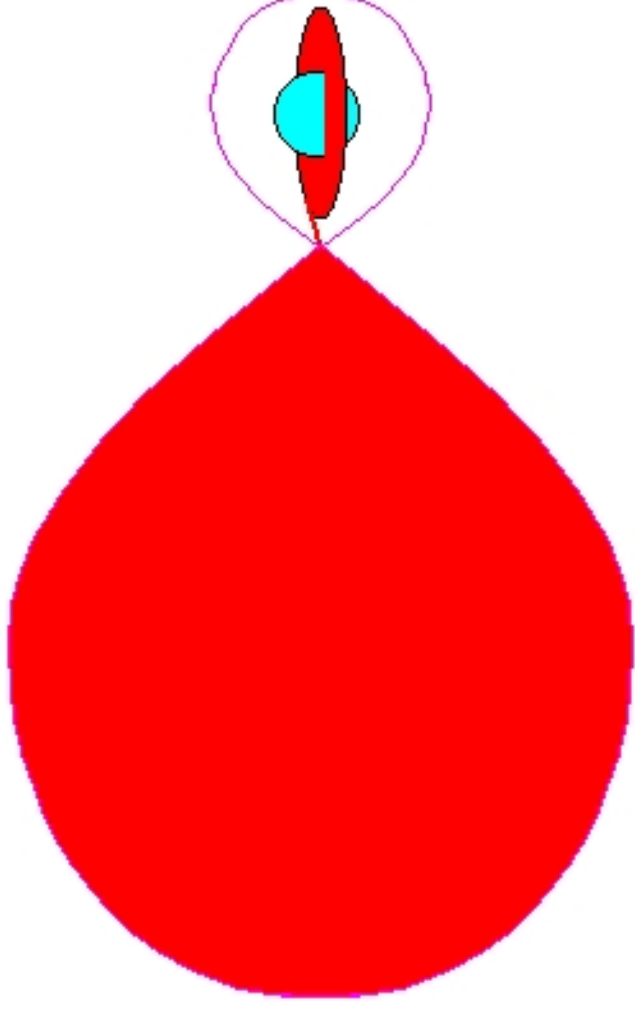


Abbildung 1.14: Massentransfer im Doppelsternsystem. Wenn der Massentransfer auf ein kompaktes Objekt stattfindet, dann kann dieses in bestimmten Fällen die Chandrasekhar'sche Grenzmasse von $1.4 M_{\odot}$ überschreiten.

Elementsynthese in Supernovae vom Typ Ia

Bei Doppelsternsystemen aus einem normalen, noch nicht sehr weit entwickelten Stern und einem Weißen Zwerg, kommt es bei bestimmten Kombinationen des Abstands und des Massenverhältnisses vor, daß ein stabiler Massentransfer vom normalen Stern auf seinen Begleiter, den Weißen Zwerg, stattfindet, wenn sich der normale Stern im Zuge seiner Entwicklung weg von der Hauptreihe bis zu seiner Rochegrenze ausdehnt. Das frische Brennmaterial, das dadurch auf der Oberfläche des Weißen Zwergs deponiert wird, kann entweder intermittierend zünden und in Novaexplosionen wieder abgeworfen werden, was zu keiner Massenerhöhung des Weißen Zwergs führt, oder es kann in einem Teil der Fälle kontinuierlich brennen und die Brennprodukte dem Weißen Zwerg hinzufügen.

Wenn dessen Masse die Chandrasekharsche Grenzmasse von $1.4 M_{\odot}$ nahezu erreicht, zündet das C-brennen in der entarteten Materie explosiv und es läuft die ganze Sequenz der Brennprozesse bis zum Fe ab. Es kommt zur Detonation, und weil die Fusion des Ausgangsmaterials (C und O) zum Fe noch genügend nukleare Energie freisetzt, wird das gesamte Material auf mehr als Entweichgeschwindigkeit beschleunigt. Es bleibt kein Reststern zurück.

Elementsynthese in Supernovae vom Typ Ia

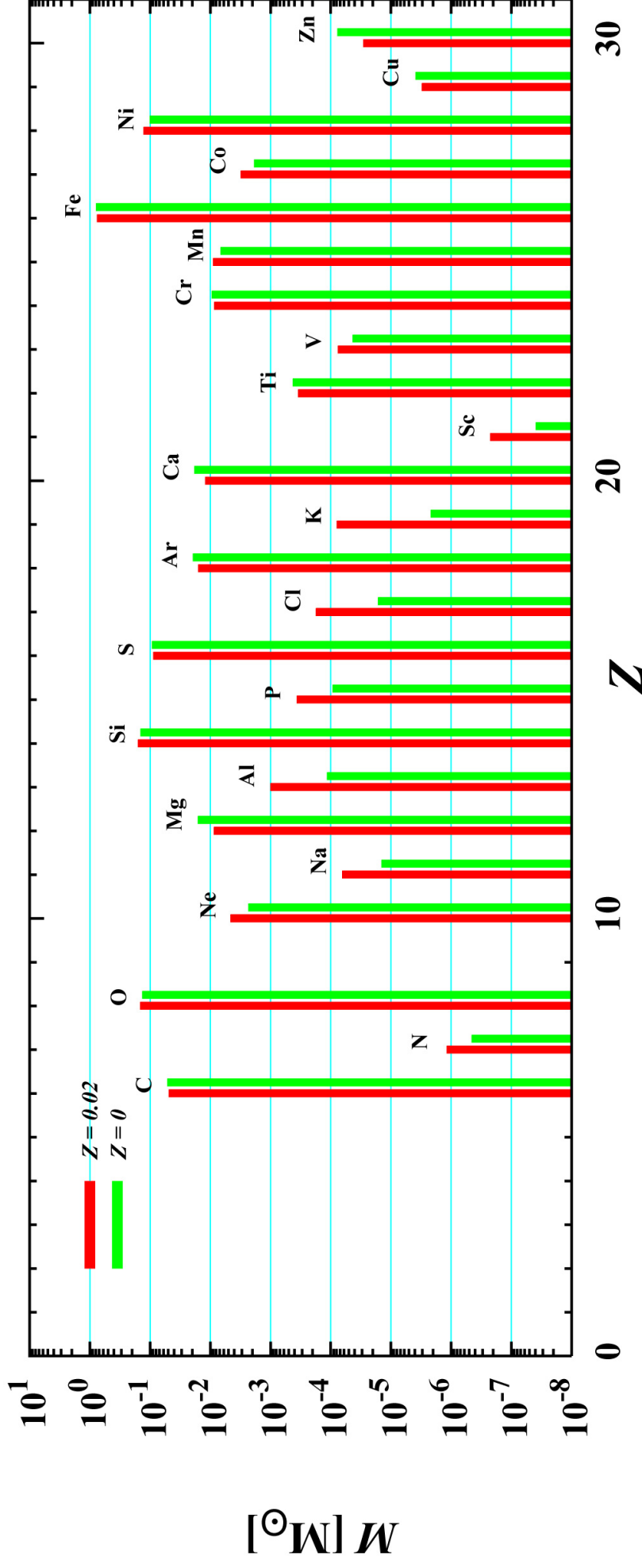


Abbildung 1.15: Massenrückgabe für die Elemente von C bis Zn bei der Explosion eines C+O-Weißen Zwergs beim Erreichen der Chandrasekharischen Grenzmasse als Supernova vom Typ Ia (Modellrechnung von Iwamoto et al. [?]). Diese Supernovae sind die Hauptlieferanten für Fe und die sonstigen Eisengruppenelemente

Elementsynthese in Supernovae vom Typ Ia

Die freigesetzte Materie besteht ausschließlich aus schweren Kernen von C bis Ni, wobei die Elemente der Fe-Gruppe den Hauptanteil stellen. Jede einzelne Explosion einer Supernova vom Typ Ia führt dem interstellaren Medium fast $1 M_{\odot}$ Fe, Ni und andere Elemente der Eisengruppe zu.

Die Abbildung 15 zeigt, welche Elemente in welchen Mengen durch die Detonation eines C+O-Weißen Zwergs freigesetzt werden. Die Daten sind Iwamoto et al. [?] entnommen. Der Abbildung ist zu entnehmen, daß auch merkliche Mengen an C, O, Si und S abgegeben werden, aber dieser Beitrag zur Synthese dieser Elemente ist weitaus geringer als die Beiträge der Supernovae und der AGB-Sterne und spielt deswegen keine nennenswerte Rolle für die Anreicherung von C, O, Si und S in der Galaxis.

1.5 Chemische Entwicklung der Milchstraße

1.5.1 Entwicklung der Elementhäufigkeiten

Die Häufigkeiten der Elemente beschreibt man im Rahmen der einfachen Einzonmodellen am besten durch die Flächendichten $\Sigma_{g,i}(r, t)$ der Elemente i im interstellaren Medium. Diese beschreiben die Masse des Elements i pro Flächeneinheit (üblicherweise 1 pc^2) zum Zeitpunkt t in der Entfernung r vom galaktischen Zentrum. Bei Bedarf können entsprechend auch die einzelnen Isotope der Elemente separat betrachtet werden. Es wird nicht unterschieden, ob sich die Elemente in der Gasphase oder im interstellaren Staub befinden. Es gilt offensichtlich

$$\Sigma_{\text{g}} = \sum_i \Sigma_{\text{g},i} \cdot \quad (24)$$

Der Massenanteil eines Elements i an der interstellaren Materie ist

$$X_i = \frac{\Sigma_{\text{g},i}}{\Sigma_{\text{g}}} \quad (25)$$

und die Metallizität Z der interstellaren Materie ist

$$Z = \sum_i X_i \cdot \quad (26)$$

Elemente schwerer
als He

Entwicklung der Elementhäufigkeiten

Tabelle 1.4: Häufigkeit der Elemente (Massenanteil) nach dem Urknall (Coc et al. [?]).

Isotop	${}^2\text{H}$	${}^3\text{He}$	${}^4\text{He}$	${}^7\text{Li}$
ϵ	2.6×10^{-5}	1.04×10^{-5}	0.248	4.15×10^{-10}

Die Häufigkeit der Elemente ϵ_i relativ zu Wasserstoff läßt sich durch die Flächendichten wie folgt ausdrücken

$$\epsilon_i = \frac{\sum_{\text{g},i} A_{\text{H}}}{\sum_{\text{g},\text{H}} A_i}, \quad (27)$$

wobei A_{H} und A_i die Atomgewichte des Wasserstoffs und des Elements i sind.

Entwicklung der Elementhäufigkeiten

Die Entwicklung der chemischen Häufigkeiten wird durch Gleichungen analog zur Gleichung für die Flächendichte der interstellaren Materie beschrieben:

$$\frac{d \Sigma_{g,i}(\mathbf{r}, t)}{dt} = X_{0,i} \dot{\Sigma}_{\text{einf}}(\mathbf{r}, t) - X_i \dot{\Sigma}_{\text{wind}}(\mathbf{r}, t) - X_i \Psi(\mathbf{r}, t) + \int_{M_u}^{M_o} dM \Phi(M) \frac{\Psi(\mathbf{r}, t - \tau_*(M, \mathbf{Z})) \Theta(t - \tau_*)}{M_{m,*}} (M - R_{\text{rest}}(M, \mathbf{Z})) X_{i,*} \cdot \quad (28)$$

Hier ist X_i der Massenanteil des Elements i in der interstellaren Materie, $X_{i,*}$ der Massenanteil an der zurückgegebenen Materie und $X_{0,i}$ der Massenanteil an der von außen einfallenden Materie. Es ist angenommen, daß bei der Sternentstehung alle Elemente entsprechend ihrer Häufigkeit in der interstellaren Materie in die neu entstehenden Sterne eingebaut werden.

Entwicklung der Elementhäufigkeiten

Diese Gleichungen müssen zusammen mit den Gleichungen für die Entwicklung der Flächendichten Σ und Σ_g gelöst werden, in die die Metallizität Z eingeht. Die Anfangsbedingungen sind

$$\Sigma_{g,i}(r, 0) = 0. \quad (29)$$

Zur Berechnung von Z ist es aber nicht erforderlich, die Gleichungen (28) wirklich für alle Elemente zu lösen. Durch Addition der Gleichungen für alle Elemente schwerer als He ergibt sich nämlich eine Gleichung für die Flächendichte der schweren Elemente, aus der Z bestimmt werden kann. Es reicht dann, diese Gleichung zu lösen und zusätzlich die Gleichungen (28) für diejenigen Elemente, für die man sich speziell interessiert.

Entwicklung der Elementhäufigkeiten

Die Massenteile $X_{0,i}$ müssen entsprechend den Annahmen festgelegt werden, wie die Zusammensetzung der einfallenden Materie aussieht. Für die Standardannahme, daß es sich um Materie mit der Zusammensetzung gleich dem Urknall handelt, sind die Massenanteile in Tabelle 4 angegeben.

Die Massenanteile $X_{i,*}(M, Z)$ der Elemente in der zurückgegebenen Materie am Ende der Lebensdauer von Sternen mit der Anfangsmasse M und Anfangsmetallizität Z muß Modellrechnungen für die Sternentwicklung entnommen werden. Dafür stehen die weiter oben angegebenen Tabellen zur Verfügung.

Modellrechnungen

Als Beispiel der Ergebnisse von Modellrechnungen zur Entwicklung der Milchstraße in der Sonnenumgebung zeigt Abb. 16 die Entwicklung der Metallizität Z des interstellaren Mediums in der Sonnenumgebung vom Beginn der Entstehung der galaktischen Scheibe bis zum heutigen Zeitpunkt. Zum Vergleich mit Beobachtungen stehen zum einen die beobachtete Metallizität junger Sterne, die gerade aus dem interstellaren Medium gebildet wurden, zum anderen die Metallizität der Sonne zum Zeitpunkt von vor 4,57 Ga zur Verfügung. Modellrechnungen zur chemischen Entwicklung stimmen mit den beiden beobachteten Werten gut überein, wie der Abbildung zu entnehmen ist.

Modellrechnungen

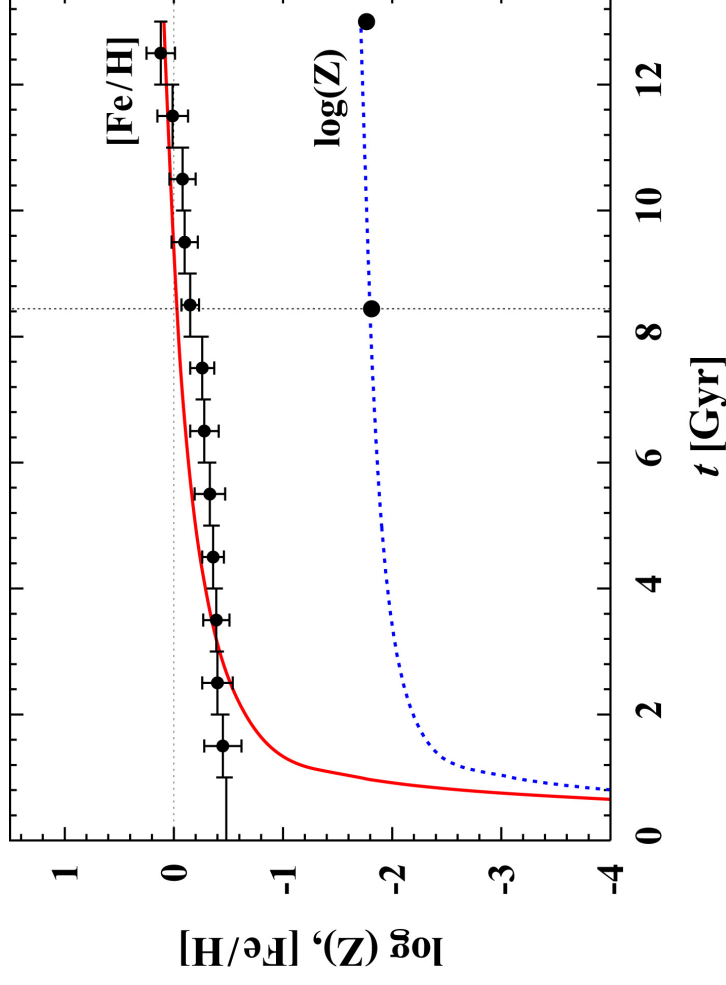


Abbildung 1.16: Entwicklung der Metallizität Z des ISM in der Entfernung der Sonne r_{\odot} vom galaktischen Zentrum und das $[\text{Fe}/\text{H}]$ -Häufigkeitsverhältnis (Zhukovska et al. [?]). Die Fehlerbalken zeigen die beobachtete Alter-Metallizität-Beziehung nach Rocha-Pinto [?]. Die dünne vertikale Linie deutet den Geburtszeitpunkt des Sonnensystems an und die beiden gefüllten Kreise die beobachteten Metallizitäten der Sonne und des heutigen interstellaren Mediums.

Modellrechnungen

Die Abbildung zeigt ferner den Zusammenhang zwischen der Metallizität Z und der Eisenhäufigkeit $[\text{Fe}/\text{H}]$. Die Größe $[\text{X}/\text{H}]$ wird für beliebiges Element X als

$$[\text{X}/\text{H}] := \log \epsilon_X - \log \epsilon_{X,\odot} \quad (30)$$

definiert. Hier ist ϵ_X die Häufigkeit des Elements X relativ zu Wasserstoff (nach Teilchenzahl) und $\epsilon_{X,\odot}$ der entsprechende Wert in der solaren Elementmischung. Insbesondere ist $[\text{X}/\text{H}] = 0$, wenn das Element die gleiche Häufigkeit wie in der Sonne hat. Diese Größe wird gerne bei der Diskussion der chemischen Entwicklung verwendet, weil sie die Abweichungen der Häufigkeit eines Elements von der Elementhäufigkeit in der Sonne augenfälliger erkennen läßt als die Verwendung der Häufigkeit ϵ_X selbst.

Modellrechnungen

Die Häufigkeit $[\text{Fe}/\text{H}]$ spielt bei allen derartigen Diskussionen eine besondere Rolle aus folgendem Grund: Da Eisen hauptsächlich in Supernovae vom Typ Ia produziert wird, läuft die Produktion von Fe in der Milchstraße wegen der langen Lebensdauer der Vorläufersterne nur langsam an. Deswegen kann die Häufigkeit von Eisen in der interstellaren Materie als Maß dafür verwendet werden, wieviel Zeit seit der Entstehung der galaktischen Scheibe vergangen ist. Das setzt natürlich voraus, daß die Sternentstehung in der Milchstraße über die ganze Zeit hinweg kontinuierlich verlaufen ist, also weder zeitweilig unterbrochen wurde, noch Phasen plötzlich stark erhöhter Sternbildungsraten aufgetreten sind. Dies scheint für die Milchstraße zutreffen, aber von anderen Galaxien weiß man aus Beobachtungen, daß die Annahme einer kontinuierlichen Entwicklung keineswegs bei allen Galaxien zutreffend ist.

Modellrechnungen

Eigentlich wäre die Metallizität Z ein geeigneteres Maß für den Entstehungszeitpunkt eines Sterns, aber die Bestimmung der Metallizität setzt voraus, daß für einen Stern die Häufigkeiten aller Elemente bestimmt werden, die wesentlich zur Metallizität beitragen. Das ist aufwendig und nicht immer möglich, deswegen die Bevorzugung von $[\text{Fe}/\text{H}]$ als leichter zu bestimmende Größe. Die Modellrechnungen zeigen, daß sich Z und $[\text{Fe}/\text{H}]$ in gleichförmiger Weise entwickeln, sodaß auch $[\text{Fe}/\text{H}]$ ein geeigneter Indikator für den Entstehungszeitpunkt ist.

Modellrechnungen

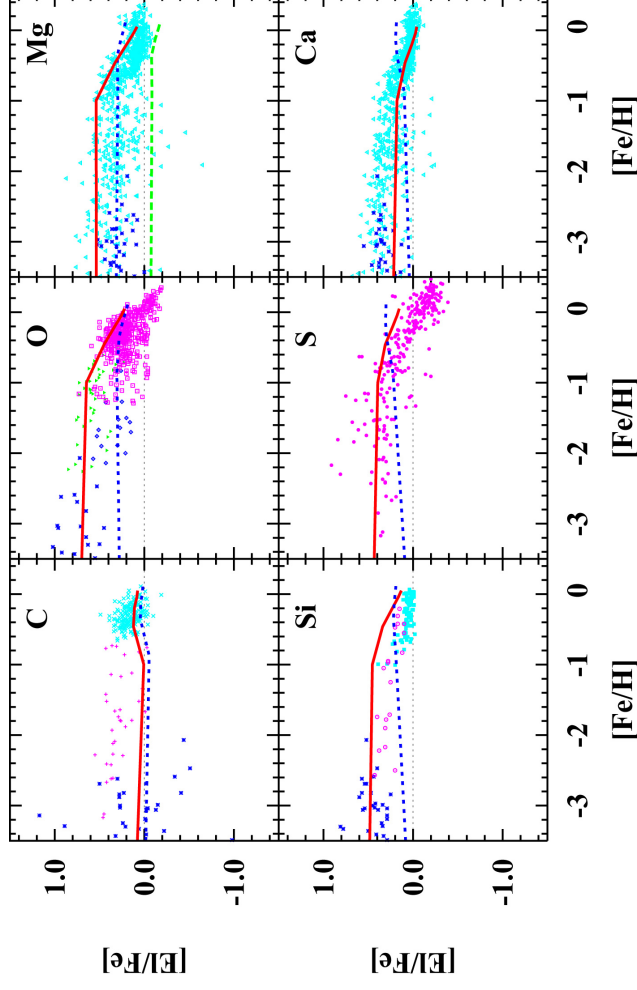


Abbildung 1.17: Entwicklung der Elementhäufigkeiten der häufigen Elemente (Kurven) in numerischen Modellen (Zhukovska et al. [?]) für die Entwicklung der Sonnenumgebung in der Milchstraße und Vergleich mit beobachteten Häufigkeiten in F und G Sternen in der Sonnenumgebung (diverse Punkte). Durchgezogene Linien: Produktionsraten der schweren Elemente durch SN II nach Nomoto et al. [?]. Gestrichelte Linien: Produktionsraten der schweren Elemente durch SN II nach Woosley und Weaver [?]. (Quellen der Beobachtungsdaten siehe Abb.19).

Modellrechnungen

Die Größe $[\text{Fe}/\text{H}]$ kann aus der Analyse des Sternspektrums relativ einfach abgeleitet werden, während das Alter eines Sterns nur dann einigermaßen zuverlässig festgestellt werden kann, wenn er Mitglied eines Sternhaufens ist. Deswegen wird $[\text{Fe}/\text{H}]$ als ein Ersatz für den Zeitpunkt der Entstehung eines Sterns verwendet, auch wenn der Zusammenhang zwischen $[\text{Fe}/\text{H}]$ und Entstehungszeitpunkt nicht genau bekannt ist. Abbildung 16 zeigt den empirischen ermittelten Zusammenhang zwischen $[\text{Fe}/\text{H}]$ und dem Entstehungszeitpunkt der Sterne, für die aus dem Spektrum ein Wert für $[\text{Fe}/\text{H}]$ bestimmt wurde. Die Ungenauigkeiten dieser Methode der Festlegung des ungefähren Alters eines Sterns sind sehr groß, aber genauere Informationen sind derzeit nicht erhältlich. Der aus Modellrechnungen zur chemischen Entwicklung bestimmte Zusammenhang zwischen Entstehungszeitpunkt und $[\text{Fe}/\text{H}]$ stimmt lediglich gut mit dem beobachteten Zusammenhang überein, aber Abweichungen bei kleinen Metallizitäten sind unübersehbar. Die Diskrepanzen sind aber wahrscheinlich eher eine Folge der geringen Genauigkeit der Altersbestimmung von Sternen als ein Anzeichen für ein Versagen der Modellrechnung.

Modellrechnungen

Die Abbildung 17 zeigt die Ergebnisse einer Modellrechnung für die Entwicklung der Elementhäufigkeiten für einige Elemente, die für die Bildung von terrestrischen Planeten wichtig sind. Die Linien zeigen die Ergebnisse, die man bei der Verwendung zweier verschiedener Tabellen für die Häufigkeiten der Elemente in den Massenauswürfen von Supernovae vom Typ II erhält. Bei den mit gestrichelten Linien dargestellten Ergebnissen wurden die Daten der älteren Modellrechnung für Elementsynthese in SN II von Woosley und Weaver [?] verwendet. Die durchgezogenen Kurven entsprechen einem Entwicklungsmodell, bei dem neuere Daten für SN II von Nomoto et al. [?] verwendet wurden; letztere scheinen die Beobachtungsdaten besser zu reproduzieren.

1.6 Kosmische Elementhäufigkeiten

Die Informationen über die Häufigkeit der 83 stabilen oder langlebig radioaktiven Elemente im Kosmos stammen aus folgenden Quellen:

- Analyse der Spektrallinien in der Sonnenatmosphäre. Das liefert brauchbare Informationen über die Häufigkeit von etwa 60 Elementen. Für die restlichen Elemente kann die Häufigkeit in der Sonne nicht bestimmt werden wegen entweder zu geringer Häufigkeit oder weil keine verwertbaren Linien vorhanden sind.
- Analyse der Spektrallinien heller, also naher Sterne, für die hochauflöste Spektren gewonnen werden können. Meistens sind nur für ca. 10 ... 20 Elemente Häufigkeiten bestimmbar, weil naturgemäß keine ebenso hoch aufgelöste Spektren wie für die Sonne gewonnen werden können.

Kosmische Elementhäufigkeiten

- Laboranalyse der Häufigkeiten schwerflüchtiger Elemente in CI-Meteoriten. Dies liefert für ebenfalls ca. 60 Elemente genaue Werte der Häufigkeiten, aber das sind nicht die gleichen 60 Elemente, deren Häufigkeit aus dem Sonnenspektrum bestimmt werden kann. Unter anderem erhält man Häufigkeitsinformationen für die meisten der Elemente, deren Häufigkeit in der Sonnenatmosphäre nicht festgestellt werden kann.

Die kosmische Häufigkeit der Elemente wird im wesentlichen aus diesen drei Informationsquellen bestimmt.

1.6.1 Häufigkeiten in Sternen und in der Sonne

Die Elementhäufigkeit in der Sonne und in Sternen wird aus dem Spektrum durch Bestimmung der Fläche der Einsenkung einer Spektrallinie eines Atoms eines Elements gegenüber der kontinuierlichen Emission des Sterns bestimmt. Das setzt voraus, daß isolierte Linien im Spektrum gefunden werden können, die nicht von ähnlichen starken Linien der Atome anderer Elemente überlagert werden. Wegen der großen Zahl von Linien im Spektrum eines Sterns ist das für die meisten Linien nicht erfüllt. Für die meisten Elemente lassen sich nur einige wenige geeignete Linien finden. Für Elemente mit kleiner Häufigkeit ist es oft nicht möglich, überhaupt irgendwelche geeigneten Linien zu finden, da sie von den zahlreichen schwachen der Linien der häufigen Elemente überlagert werden. Deswegen kann die Häufigkeit einiger Elemente nicht aus dem Spektrum der Sonne bestimmt werden. Auch die Bestimmung der Häufigkeiten der Edelgase aus dem Sonnenspektrum ist, außer für He, nicht möglich, weil deren Energiezustände über dem Grundzustand energetisch zu hoch liegen und in der Sonne praktisch nicht angeregt werden können^a.

^a Das gilt im Grundsatz natürlich auch für He, aber wegen dessen großer Häufigkeit sind trotz schwacher Anregung die Linien gerade noch ausreichend stark für eine Analyse.

Häufigkeiten in Sternen und in der Sonne

Insgesamt können bei der Sonne Häufigkeiten für etwa 60 Elemente aus der Analyse der Spektrallinien mit ausreichender Genauigkeit bestimmt werden.

Bei anderen Sternen ist die Situation naturgemäß ungünstiger, da wegen der geringen verfügbaren Lichtmenge die erreichbare Wellenlängenauflösung begrenzt ist. Das Problem der Überlagerung mit anderen Linien tritt dort verstärkt auf und verhindert meistens, daß für mehr als ca. 20 der relativ häufigen Elemente deren Häufigkeit bestimmt werden können.

Häufigkeiten in Sternen und in der Sonne

Zur Analyse der Elementhäufigkeiten in anderen Sternen werden fast ausschließlich Sterne der Spektralklassen F und G verwendet. Kühlere Sterne (Klassen K, M) haben zahlreiche Molekülbanden im Spektrum, wodurch sich das Problem der Überlagerung von Linien drastisch verschärft. Heiße Sterne (Klassen O, B) sind rasche Rotatoren. Zum einen werden die Linien dann durch den Dopplereffekt stark verbreitert, was sie meist für eine Analyse unbrauchbar macht. Zum anderen werden durch rasche Rotation langsame Zirkulationsströmungen im Stern angeregt, die Material aus den nuklearen Brennzonen bis an die Oberfläche bringen. Dadurch sind deren Häufigkeiten nicht immer die Originalhäufigkeiten, mit denen der Stern entstanden ist. Das liefert zwar interessante Informationen über die Sternentwicklung, macht diese Sterne aber wenig geeignet zur Bestimmung der kosmischen Elementhäufigkeiten.

Häufigkeiten in Sternen und in der Sonne

F- und G-Sterne bereiten die geringsten Schwierigkeiten bei der Analyse der Spektren und, solange sie noch nicht das erste Riesenstadium erreicht haben, gibt es keine störenden Durchmischungsprozesse. Sterne vom Spektraltyp später G-Sterne habe außerdem derart lange Lebensdauern, daß alle jemals in der Milchstraße entstandenen Sterne dieser Typen die Hauptreihe noch nicht verlassen haben. Man kann deswegen sehr alte Sterne mit außerordentlich kleiner Metallhäufigkeit finden, die schon zu Beginn der Entstehung der Milchstraße gebildet wurden. Das ermöglicht es, die Entwicklung der Häufigkeiten zu untersuchen.

Häufigkeiten in Sternen und in der Sonne

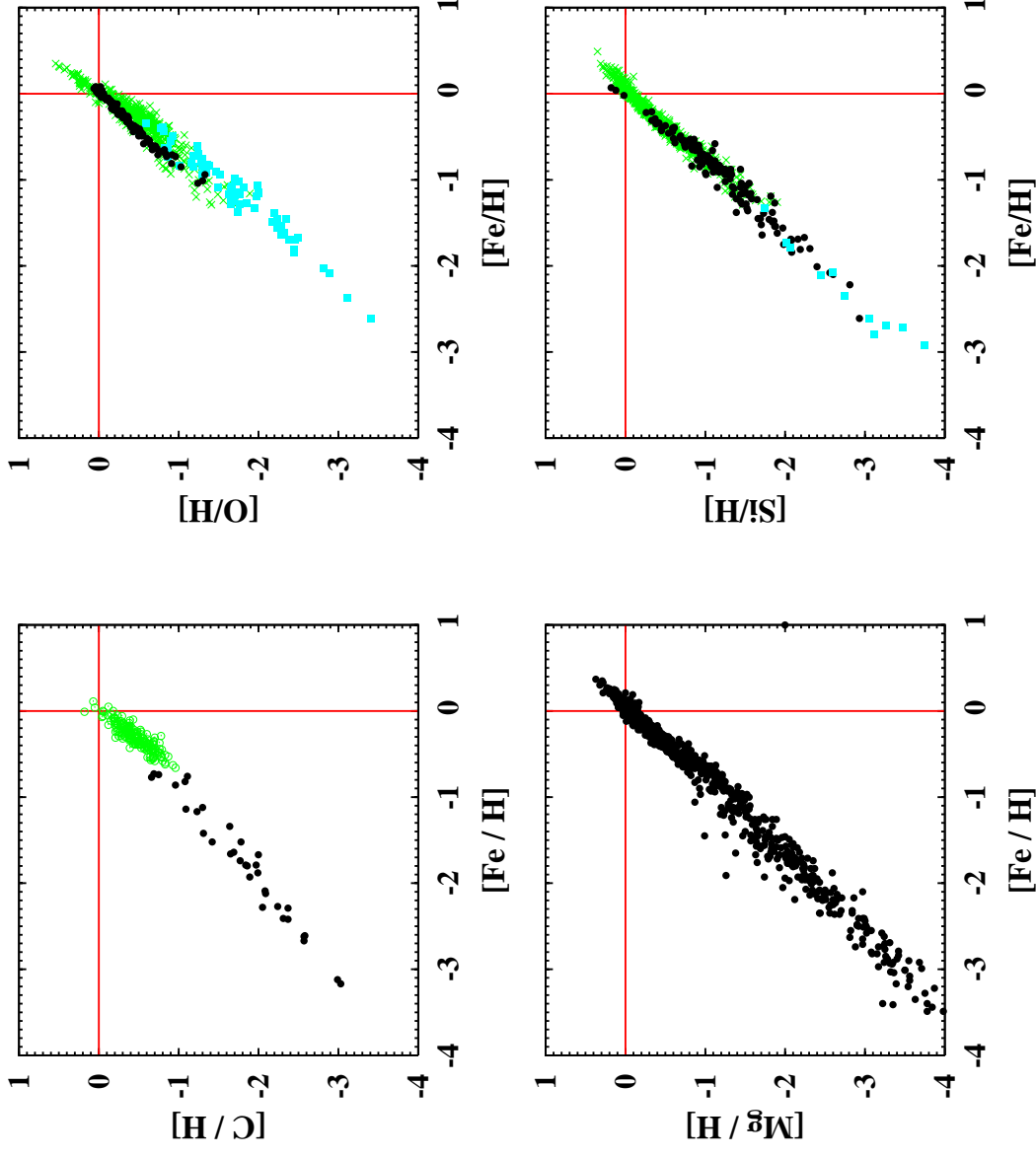


Abbildung 1.18: Kohlenstoff-, Sauerstoff-, Magnesium- und Siliziumhäufigkeit in G-Sternen der Sonnen-umgebung der Milchstraße in Abhängigkeit von der Eisenhäufigkeit. Dies demonstriert die allmähliche Zunahme der Elementhäufigkeiten in der Milchstraße durch die Prozesse der Elementsynthese in Sternen und der Massenrückgabe an das interstellare Medium durch Supernova Explosionen vom Typ Ia und Typ II. Ein Häufigkeitsverhältnis von $[\text{Fe}/\text{H}] = -1$ entspricht etwa einem Alter von 10^{10} Jahren.

Häufigkeiten in Sternen und in der Sonne

Abbildung 18 zeigt die Ergebnisse der Häufigkeitsbestimmungen von C, O, Mg und Si in G-Sternen aus der Sonnenumgebung. Die Elemente O, Mg und Si werden fast ausschließlich in Supernovaexplosionen vom Typ II gebildet und wurden bereits in der allerersten Phase der Entstehung der Milchstraße synthetisiert und gleich der interstellaren Materie beigemischt. Kohlenstoff wird ebenfalls in Supernovaexplosionen synthetisiert, der Hauptteil des C in der Milchstraße wird aber von AGB-Sternen produziert, deren Produktion wesentlich später einsetzt. Dies ist für den „Knick“ im Anstieg von $[C/H]$ verantwortlich, der sich bei $[Fe/H] \approx -1$ andeutet.

Häufigkeiten in Sternen und in der Sonne

Es ist ein ganz klarer Entwicklungseffekt erkennbar: Die Häufigkeit der Elemente war Anfangs sehr niedrig und hat durch die Prozesse der Elementsynthese in Sternen und durch den Materiezyklus in der Galaxis kontinuierlich zugenommen. Zum Zeitpunkt der Entstehung des Sonnensystems war die Häufigkeit dieser Elemente etwa halb so hoch wie die der jüngsten Sterne (größtes $[\text{Fe}/\text{H}]$) in der hier dargestellten Stichprobe, die erst innerhalb der letzten ca. 1 Ga entstanden sind und die Häufigkeiten im heutigen interstellaren Medium repräsentieren. Die ältesten Sterne in der Stichprobe sind mindestens 10 Ga alt und haben erst ca. 1/1000 der Metallhäufigkeit der Sonne. Es sind auch Sterne mit noch geringerer Häufigkeit gefunden worden, die aber in der Stichprobe in Abb. 18 nicht enthalten sind.

Häufigkeiten in Sternen und in der Sonne

Die Abbildung zeigt, daß die Häufigkeiten der Sterne bei ihrer Entstehung zu einem bestimmten Zeitpunkt von Stern zu Stern nur gering variiert. Die Streuung des Meßdaten in der Abbildung ist praktisch gleich der Ungenauigkeit bei der Bestimmung der Elementhäufigkeiten aus Sternspektren. Die Variation der Häufigkeiten in der interstellaren Materie, aus der Sterne entstehen, scheint für einen bestimmten Zeitpunkt tatsächlich nur sehr gering zu sein, wie es in den Modellrechnungen zur chemischen Entwicklung immer angenommen wird.

Häufigkeiten in Sternen und in der Sonne

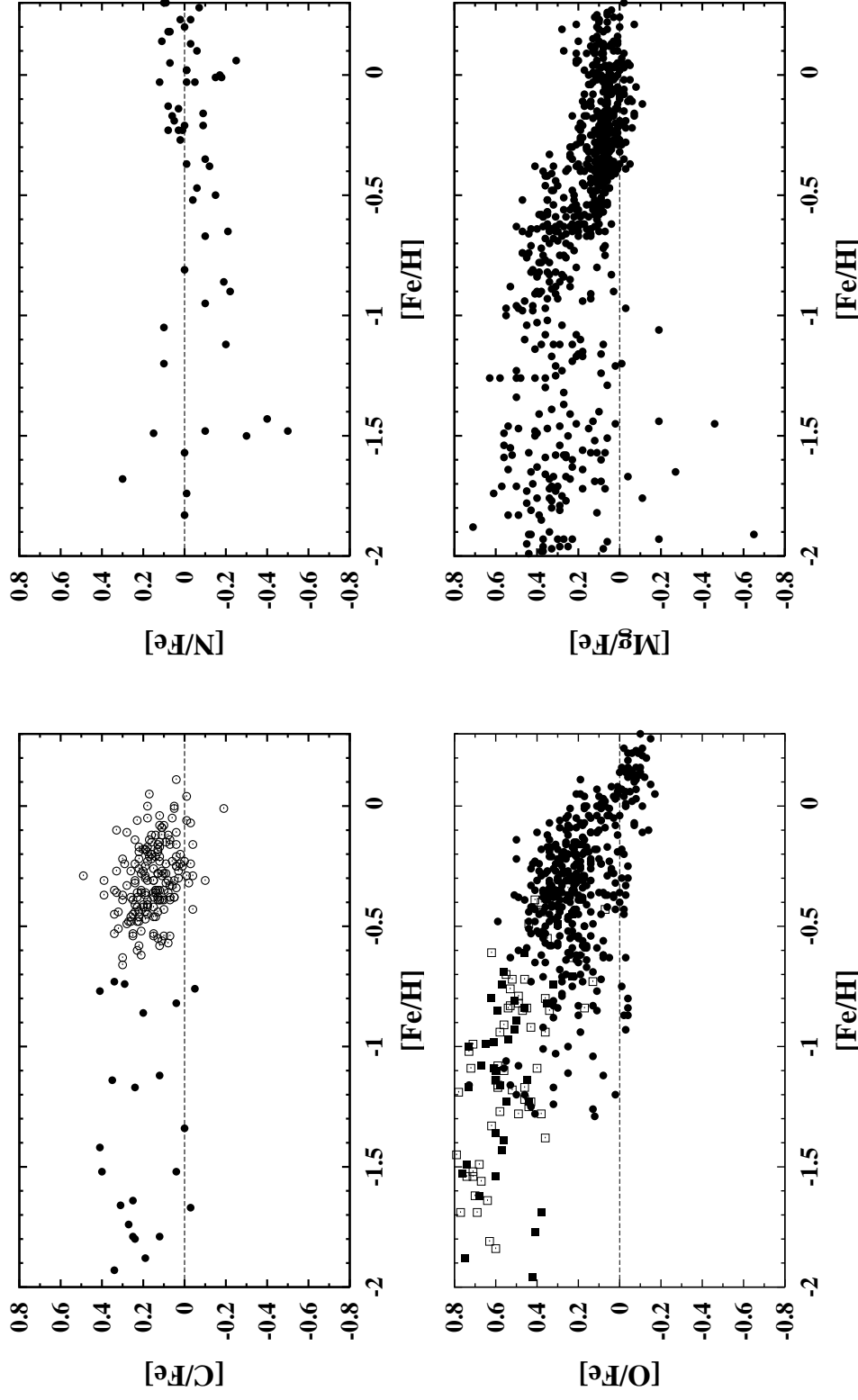


Abbildung 1.19: Entwicklung der Häufigkeiten von C, N, und O und der wesentlichen staubbildenden Elemente mit der Metallizität für F- und G-Sterne in der Sonnenumgebung

Häufigkeiten in Sternen und in der Sonne

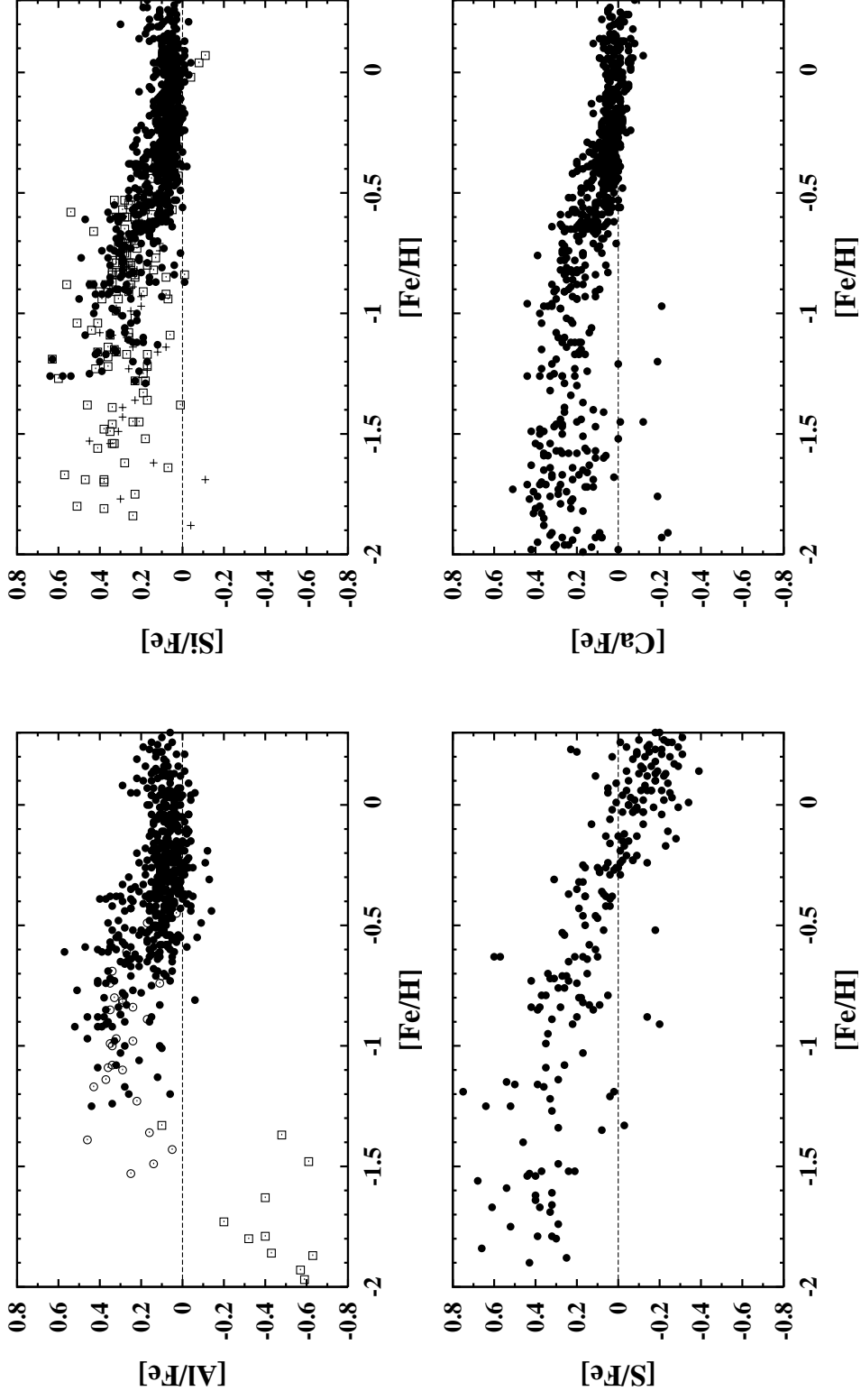


Abbildung 1.19: Fortsetzung

Häufigkeiten in Sternen und in der Sonne

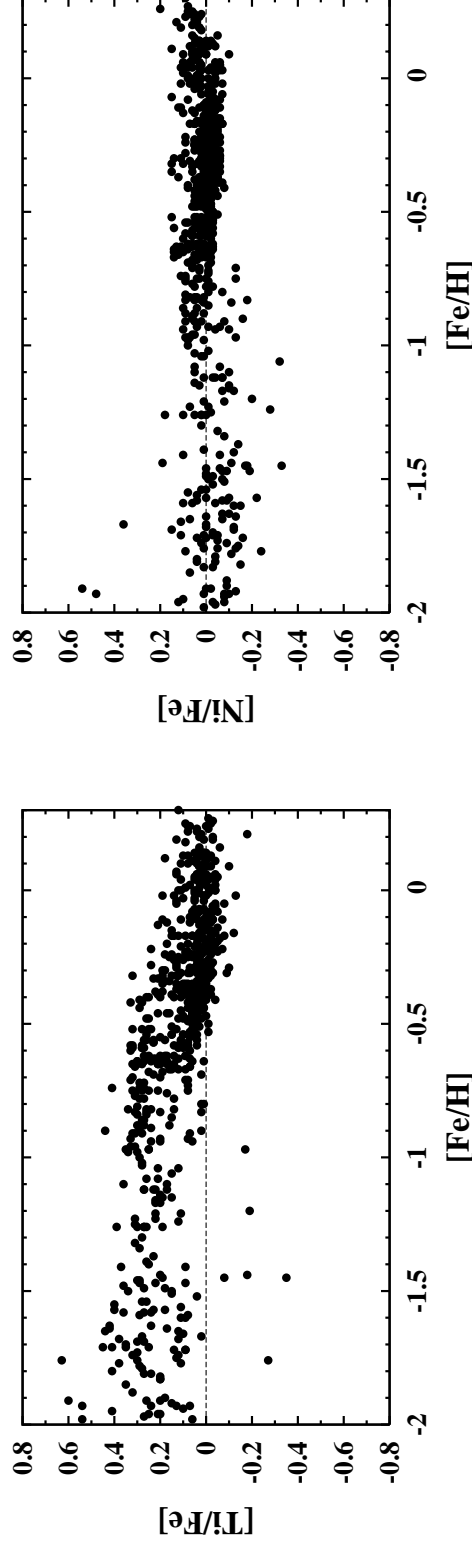


Abbildung 1.19: Fortsetzung

Häufigkeiten in Sternen und in der Sonne

In der Abb. 19 sind die Resultate einiger Studien zur Entwicklung der Elementhäufigkeiten für eine Auswahl von Elementen dargestellt, die für die Gesteinsbildung und die Bildung des Eisenkerns von Planeten von Bedeutung sind. Hier sind die Häufigkeiten $[X/Fe]$ relativ zur Fe-Häufigkeit dargestellt. Diese Darstellung läßt manche Entwicklungseffekte deutlicher Erkennen als eine Darstellung wie in Abb. 18.

Die Häufigkeiten von Kohlenstoff und Stickstoff relativ zu Eisen, und damit auch relativ zueinander, haben sich beispielsweise im Laufe der Zeit nur wenig geändert. Dies zeigt, daß die Synthese dieser Elemente von der gleichen Art von Vorläufersternen abhängt. Eisen wird fast ausschließlich in Supernovae vom Typ Ia synthetisiert und C und N werden hauptsächlich in AGB Sternen synthetisiert. In beiden Fällen wird die Zunahme der Häufigkeit während der Entwicklung der Milchstraße durch die langen Lebensdauern der Sterne kleiner und mittlerer Masse bestimmt. Dadurch entwickeln sich die Häufigkeiten im Gleichschritt, obwohl die Synthese von C und N nichts mit der Synthese von Fe zu tun hat. Die Häufigkeit von Ni entwickelt sich ebenfalls völlig im Gleichtakt mit der Eisenhäufigkeit, in diesem Fall, weil Ni genau so wie Fe ganz überwiegend aus Supernovae vom Typ Ia stammt.

Häufigkeiten in Sternen und in der Sonne

Die Entwicklung der Häufigkeiten von O, Mg, Si, S, Ca und Ti verläuft für alle diese Elemente sehr ähnlich. Sie werden alle in Supernovae vom Typ II synthetisiert. Bei sehr kleiner Metallizität spiegelt das Verhältnis $[X/Fe]$ die Häufigkeit dieser Elemente in den Auswürfen von Supernovae novaexplosionen wider. Die Produktion dieser Elemente in Supernovae hängt nur wenig von der Anfangsmetallizität der Vorläufersterne ab (vgl. Abb. 12) und deswegen sind die Häufigkeitsverhältnisse anfangs nahezu konstant. Die Abnahme der Häufigkeitsverhältnisse bei höheren Metallizitäten wird durch den späten Einsatz der Eisenproduktion durch SN Ia auf Grund der langen Lebensdauer ihrer Vorläufersterne verursacht. Sowie der Beitrag der SN Ia zum Eisenbestand in der Galaxis anfängt, den Beitrag der SN II zu übersteigen, nimmt das Verhältnis $[X/Fe]$ kontinuierlich ab.

Ein deutlich anderes Verhalten zeigt Al. Dies wird ebenfalls in SN II synthetisiert, aber nicht direkt aus H und He, sondern aus schon vorhandenen schweren Kernen. Die Al Synthese setzt deswegen erst mit Verzögerung ein; es muß erst ein ausreichender Bestand an Vorläuferkernen gebildet sein.

Häufigkeiten in Sternen und in der Sonne

Aus diesen Untersuchungen zur Entwicklung der Elementhäufigkeiten in der Milchstraße ergibt sich, daß die Häufigkeit der chemischen Elemente in der Milchstraße sich in sehr gleichförmiger Weise entwickelt. Sterne, die zum gleichen Zeitpunkt in der gleichen Zone in der Milchstraße geboren werden, haben praktisch innerhalb sehr enger Bandbreiten die gleichen Häufigkeiten. Es gibt offensichtlich keine Exoten, die zum Zeitpunkt ihrer Entstehung eine völlig abweichende Elementmischung hätten. Es gibt also so etwas wie eine universelle kosmische Häufigkeit der chemischen Elemente. Nur der Anteil der schweren Elemente relativ zu den leichteren Elementen H und He verändert sich im Laufe der Zeit. Die relativen Häufigkeiten der schweren Elemente untereinander variiert im Laufe der Zeit nur sehr wenig. Gewisse systematische Abweichungen vom heutigen Zustand sind bei sehr kleinen Metallizitäten festzustellen, aber dabei handelt es sich nur um Variationen innerhalb eines Faktors von etwa zwei. Dies ist im Vergleich zu der Variation der absoluten Häufigkeiten um viele Zehnerpotenzen ein völlig unerheblicher Effekt.

1.6.2 Meteoritische Häufigkeiten

Untersuchungen von Meteoriten haben gezeigt, daß es sich um Gesteinstrümmern von Körpern aus dem Bereich des Asteroidengürtels handelt. Darunter gibt es eine Klasse von Objekten, die sogenannten kohligen Chondriten vom Typ CI, bei denen es sich um 4,6 Ga altes Material aus der Anfangsphase der Entstehung des Planetensystems handelt.

Die Elementhäufigkeiten in diesen Meteoriten können mit normalen chemischen Methoden bestimmt werden. Die Häufigkeiten werden üblicherweise relativ zu der Häufigkeit von Si angegeben, wobei Si eine willkürlich festgesetzte Häufigkeit von 10^6 erhält. Zum Vergleich mit Häufigkeitsangaben aus astronomischen Quellen, die ja auf H bezogen sind, muß dann entsprechend der solaren Si Häufigkeit umgerechnet werden.

1.6.2 Meteoritische Häufigkeiten

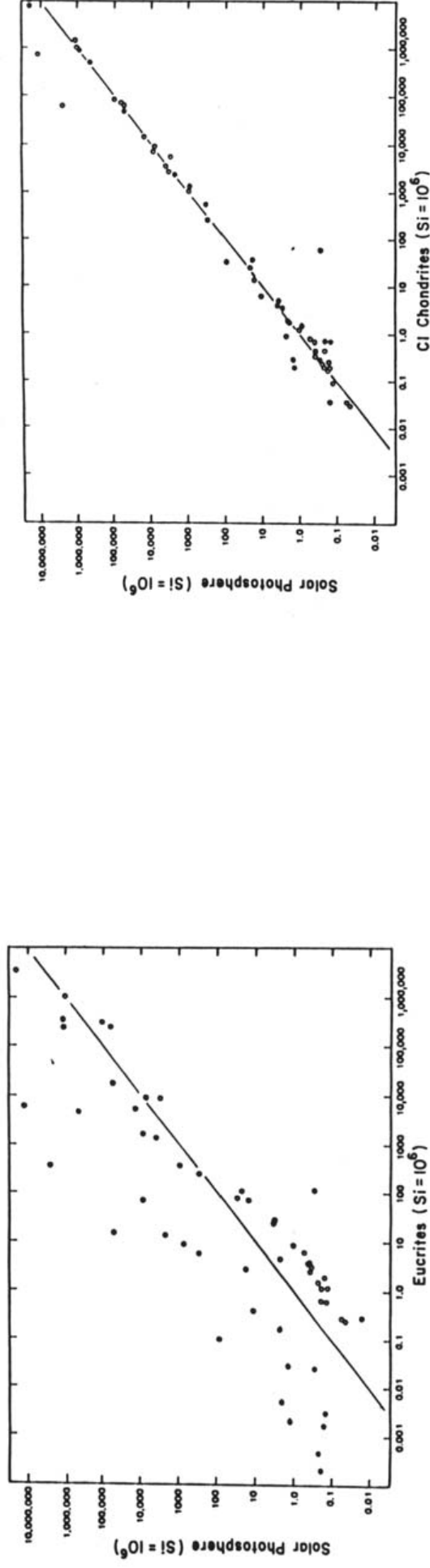


Abbildung 1.20: Vergleich meteoritischer mit solaren Elementhäufigkeiten für normale Chondriten (links) und für primitive C I-Chondriten (rechts)

Meteoritische Häufigkeiten

Wenn die meteoritischen mit solaren Elementhäufigkeiten verglichen werden, dann stellt man folgendes fest: Für die Masse der Meteoriten findet man eine ähnliche Elementzusammensetzung wie in der Sonne, aber nicht genau die gleiche. Einen solchen Fall zeigt der linke Teil der Abb. 20. Für die kohligen Chondriten der Klasse CI, und nur für diese, findet man hingegen fast perfekte Übereinstimmung der Häufigkeiten, wie der rechte Teil der Abb. 20 zeigt. Die wenigen Fälle beträchtlicher Abweichungen zwischen solaren und meteoritischen Elementhäufigkeiten betreffen flüchtige Elemente, die bevorzugt in der Gasphase verbleiben und nur teilweise oder fast garnicht in festen Mineralen auskondensieren. Diese kohligen Chondriten vom Typ CI stellen offenbar ein Material dar, in dem alle schwerflüchtigen Elemente aus dem Material, aus dem die Körper im Planetensystem und die Sonne entstanden sind, vollständig auskondensiert sind.

Meteoritische Häufigkeiten

Auf der Basis dieser Feststellung wird angenommen, daß alle schwerflüchtigen Elemente, deren Häufigkeit sich bei der Sonne nicht durch Analyse ihres Spektrums feststellen läßt, in der Sonne die gleiche Häufigkeit relativ zu Si haben wie in den CI Chondriten. Die Häufigkeit der fehlenden Elemente wird dann aus diesen Meteoriten bestimmt.

Auf diese Weise kann durch Kombination der Häufigkeitsbestimmungen für die Sonne und für kohlige Chondriten eine vollständige Tabelle der Elementhäufigkeiten im Sonnensystem konstruiert werden.

1.7 Kosmische Elementhäufigkeiten

Die Häufigkeit der 83 stabilen und langlebig radioaktiven Elemente im Sonnensystem zum Zeitpunkt der Entstehung des Sonnensystems ist in der Tabelle ?? angegeben

Die Zahlenwerte wurden der Tabelle von Grevesse und Sauval [?] entnommen. Sie beziehen sich auf die Häufigkeit in der protoplanetaren Akkretionsscheibe zum Zeitpunkt der Entstehung der Sonne. In der heutigen Sonne haben He und Li geringere Häufigkeiten als in der Tabelle angegeben. Lithium hat eine erheblich kleinere Häufigkeit, weil Li in der Protosonne weitgehend verbrannt wurde. Die He Häufigkeit hat seit der Bildung der Sonne durch Sedimentationseffekte geringfügig abgenommen.

Kosmische Elementhäufigkeiten

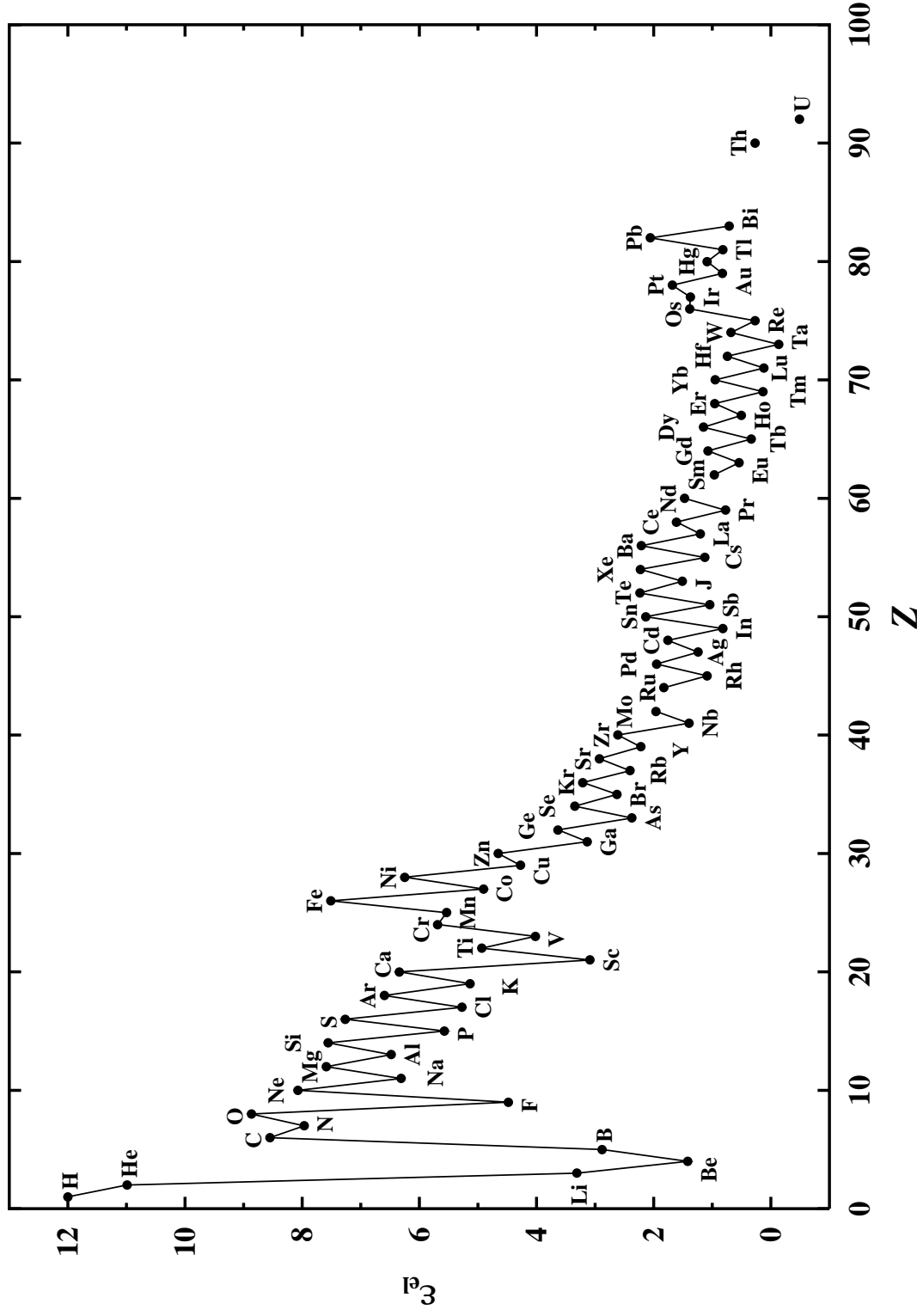


Abbildung 1.21: Häufigkeitsverteilung der Elemente im Sonnensystem (dekadischer Logarithmus), wie sie aus der Analyse des Sonnenspektrums und den Häufigkeitsbestimmungen in Meteoriten folgt (Grevesse und Sauval [?]). Die Häufigkeit ist in der astronomischen Häufigkeitsskala angegeben, in der H die Häufigkeit 12 erhält.

Kosmische Elementhäufigkeiten

Die Häufigkeitsangaben stammen entweder aus der Analyse des Sonnenspektrums oder der chemischen Analyse von Meteoriten, je nachdem für welche Quelle die genauere Bestimmung möglich ist. Diese Häufigkeitsverteilung der Elemente wird für repräsentativ im Kosmos gehalten. Sie ist in Abb. 21 graphisch dargestellt. Die Metallizität dieser Mischung ist $Z = 0.0164$.

Die einzige wesentliche Variation mit unterschiedlicher Metallizität ist eine generelle Verschiebung entsprechend der Häufigkeiten Z der Metalle relativ zu H und He. Kleine systematische Variationen mit der Metallizität, wie sie in Abb. 19 erkennbar sind, sind für die meisten Betrachtungen nicht erheblich.

Kosmische Elementhäufigkeiten

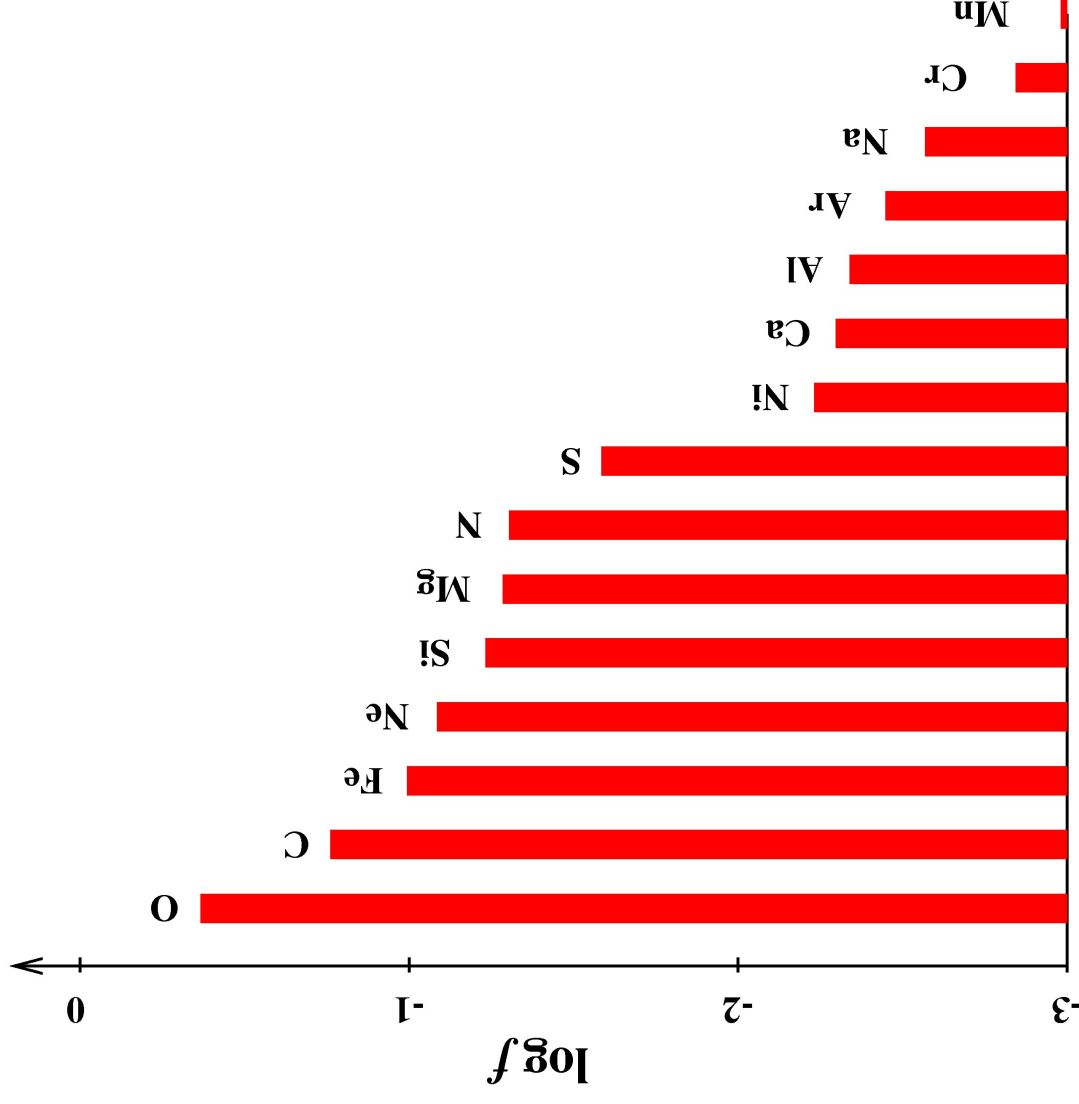


Abbildung 1.22: Beiträge der Elemente schwerer als He zur Metallizität der Sterne. Dargestellt ist der Massenanteil f der Elemente an der gesamten Metallizität.

Kosmische Elementhäufigkeiten

Die relativen Beiträge f_i der einzelnen schweren Elemente i zur Metallicität Z sind in Abb. 22 dargestellt; numerische Werte finden sich in Tabelle ???. Der Löwenanteil an den schweren Elementen in der heutigen kosmischen Elementmischung, etwa 80 %, entfällt auf nur vier Elemente: O, C, Fe und Ne. Weitere 16 % entfallen auf die vier Elemente Si, Mg, N und S. Sämtliche anderen schweren Elemente zusammen haben nur einen Massenanteil von 4 %.