

LUDWIG-MAXIMILIANS-UNIVERSITÄT MÜNCHEN  
UNIVERSITÄTSSTERNWARTE MÜNCHEN - LEHRSTUHL  
COMPUTATIONAL ASTROPHYSICS



# Computer versus Teleskop - Vergleich von Metallizitätsmessungen durch Beobachtungen oder Simulationen

Schriftliche Hausarbeit zur Zulassung zum Staatsexamen  
für das gymnasiale Lehramtsstudium in den Fächern Mathematik  
und Physik (nach LPO I 2008)  
im Frühjahr 2019

vorgelegt von  
Franziska Eisner

Betreuer: Dr. Klaus Dolag

Ablieferungstermin: 1. Oktober 2019

Franziska Eisner  
Prälat-Michael-Höck Str. 57  
85354 Freising  
Franziska.Eisner@campus.lmu.de  
Matrikelnr.: 11354814



*Die Sternenkunde ist es, die eine Seele nötigt, ihren Blick nach dem Überirdischen zu richten, und sie aus dieser Welt in eine andere führt.*

- Platon



# Inhaltsverzeichnis

<b>1</b>	<b>Was funkelt und glänzt, ist noch lange kein Metall</b>	<b>1</b>
<b>2</b>	<b>Der Blick in den Himmel ist ein Blick in die Vergangenheit - Grundlagen der Kosmologie</b>	<b>3</b>
2.1	Rotverschiebung . . . . .	3
2.2	Vom Stern zum Metall . . . . .	5
2.3	Denken in größeren Dimensionen - Grundlegendes über Galaxien . . . . .	10
<b>3</b>	<b>Computer versus Teleskop - Beobachtete und simulierte Metallizitäten im Universum</b>	<b>17</b>
3.1	Welche Schätze birgt unser Heimatstern - Chemische Zusammensetzung der Sonne . . . . .	22
3.2	Die Anfänge der chemischen Analyse unseres Universums . . . . .	25
3.3	Metallizitätsgradient innerhalb einer Galaxie . . . . .	26
3.4	Masse-Metallizitäts-Beziehung . . . . .	33
3.4.1	Verhalten der MZR-Kurve bei höheren Rotverschiebungen	40
3.4.2	Beziehung zwischen stellarer Masse und Gasmasse einer Galaxie . . . . .	43
3.4.3	Sättigung in der Metallizitätskurve . . . . .	46
<b>4</b>	<b>Der Weg zu größerer Genauigkeit - ein Ausblick auf aktuelle Forschungsfragen</b>	<b>48</b>
4.1	Größer, heller, besser - Beobachtung von Überriesen . . . . .	48
4.2	Spektralanalyse 2.0 . . . . .	50
<b>5</b>	<b>Fazit</b>	<b>54</b>
	<b>Literatur</b>	<b>56</b>
	<b>Abbildungsverzeichnis</b>	<b>61</b>
	<b>Tabellenverzeichnis</b>	<b>61</b>
	<b>Danksagung</b>	<b>62</b>
	<b>Selbstständigkeitserklärung</b>	<b>63</b>

<b>A</b>	<b>Anhang</b>	<b>65</b>
A.1	Code für MZR (vgl. Abbildung 12) . . . . .	65
A.2	Elemente nach Asplund u.a. 2009 . . . . .	70
A.3	SDSS . . . . .	71

# Was funkelt und glänzt, ist noch lange kein Metall

'Das Gold ist die Sonne der Metalle', hat der Franzose Joseph Joubert einmal gesagt. Und auch, wenn die Menschen im 18. Jahrhundert noch nichts von Kernfusion gewusst haben und Joubert sicherlich etwas anderes aussagen wollte, bringt dieses Zitat zwei wichtige Dinge in einen Kontext: Metalle und Sonnen. Denn die meisten Elemente auf unserem Planeten stammt aus Fusionsprozessen in Sonnen oder aus Supernova-Explosionen. Doch was ist überhaupt ein Metall? Das hängt tatsächlich davon ab, in welcher Naturwissenschaft man sich befindet. Betrachtet man das Periodensystem der Elemente, ist dort deutlich gekennzeichnet, welche Elemente sogenannte Metalle sind. Die bekanntesten sind wahrscheinlich Eisen, Gold und Silber.

Als Metall gilt ein Element, wenn es "[...]die folgenden vier charakteristischen metallischen Stoffeigenschaften aufweis[t]: hohe elektrische Leitfähigkeit, die mit steigender Temperatur abnimmt; hohe Wärmeleitfähigkeit; Duktilität (Verformbarkeit); metallischer Glanz (Spiegelglanz)."

[Wikipedia, 2019d]

Diese Definition beschränkt sich auf die beobachtbaren bzw. messbaren Eigenschaften der Metalle. Aber auch auf molekularer Ebene besitzen sie ganz typische Charakteristika: Die Valenzelektronen der einzelnen Metallatome sind nicht an diese gebunden, sondern können sich frei dazwischen bewegen. Das ist die Ursache für die besonders gute elektrische Leitfähigkeit der Metalle.

Spricht man jedoch in der Astronomie von Metallen, sind damit alle Elemente gemeint, die eine höhere Ordnungszahl haben als Helium - also alle Elemente außer Wasserstoff und Helium. Diese Einteilung liegt im Ursprung des Universums begründet. Kurz nach dem Urknall ist in großen Mengen Wasserstoff und durch Fusion auch Helium entstanden. Da diese Phase in der Entstehungsgeschichte des Universums jedoch sehr kurz ange dauert hat, nur etwa 3 Minuten [vgl. Wikipedia, 2019e], ist die Fusion schwerer Elemente nicht möglich gewesen. Denn danach ist das Universum zu weit abgekühlt gewesen, um Fusionsprozesse starten zu können. Das bedeutet im Umkehrschluss aber auch, dass alle anderen Elemente, die man im heutigen Universum findet, auf andere Art und Weise entstanden sein müssen. Und genau das sind die Elemente, für die sich die Astronomie interessiert und die unter dem Begriff 'Metalle' zusammengefasst werden.

Die folgende Arbeit betrachtet die Verteilung dieser Elemente im Universum und vergleicht dabei die Ergebnisse, die Beobachtungen liefern, mit den Resultaten

aus kosmologischen Simulationen. Der Fokus liegt dabei auf den radialen Metallizitätsgradienten, die innerhalb einer Galaxie vorhanden sind, und der Masse-Metallizitäts-Beziehung, die einen Zusammenhang zwischen stellarer Masse und Metallizität einer Galaxie herstellt. Zu beiden Phänomenen werden Ergebnisse aus Beobachtungen mit denen früherer Arbeiten für die Simulationen ILLUSTRIS und EAGLE betrachtet. Für die Vergleiche mit MAGNETICUM werden die Plots vorgestellt, die ich im Rahmen der Arbeit erstellt habe. Zunächst wird jedoch ein Überblick über grundlegende kosmologische Begrifflichkeiten gegeben, um die Hintergründe der Metallbestimmung zu verstehen. Das ist zum Einen die Entwicklung von Metallen im Inneren von Sternen und zum anderen die kosmische Rotverschiebung, die zu Beginn des folgenden Kapitels beschrieben wird.

# Der Blick in den Himmel ist ein Blick in die Vergangenheit - Grundlagen der Kosmologie

## 2.1 Rotverschiebung

Im letzten Jahrhundert hat der Physiker und Astronom Edwin Hubble entdeckt, dass sich die meisten Galaxien von der Milchstraße wegbewegen. Er hat den Zusammenhang gefunden, dass je weiter eine Galaxie oder ein Galaxienhaufen von der Milchstraße entfernt ist, desto schneller bewegt sie sich von ihr fort. Doch woher weiß man, wie schnell sich ein Objekt (relativ zur Erde gemessen) bewegt? Die Lösung liefert der Dopplereffekt. Eine Galaxie sendet Licht in Form elektromagnetischer Wellen aus. Bewegt sich diese nun in die entgegengesetzte Richtung zur Ausbreitung des Lichts, werden diese Wellen gedehnt, die Wellenlänge wird also größer. Da sich größere Wellenlängen am "roten Ende" eines Spektrums befinden, sagt man, das Licht ist *rotverschoben*. Je größer also die Rotverschiebung im Spektrum des beobachteten Objekts ist, desto schneller es sich von der Erde weg bewegt. Diese Größe wird in der Astronomie mit  $z$  angegeben und entspricht dem Verhältnis aus der Wellenlängenänderung und der eigentlichen Wellenlänge der untersuchten Linie:

$$z := \frac{\Delta\lambda}{\lambda}$$

Da die Lichtgeschwindigkeit nur endlich groß ist, ist das Licht, welches uns von weit entfernten Objekten erreicht, bereits sehr "alt". Alt bedeutet in astronomischen Maßstäben durchaus einige Milliarden Jahre. Wenn man also in den Sternenhimmel schaut, ist das immer ein Blick in die Vergangenheit. In kosmologischen Abhandlungen wird anstelle der Entfernung einer Galaxie häufig deren (relativ zum Sonnensystem bzw. der Milchstraße gemessene) Rotverschiebung angegeben. Des Weiteren hat Hubble einen großen Beitrag dazu geleistet, Entfernungen von verschiedenen Galaxien zu bestimmen. Denn mit Hilfe der Rotverschiebung und der sogenannten Hubble-Konstante lässt sich die Entfernung eines weit entfernten Objekts <sup>1</sup> bestimmen. Dazu muss jedoch zunächst die Hubble-Konstante bestimmt werden. Dafür benötigt man weit entfernte Galaxien, deren Entfernung bekannt ist. Die Entfernung einer solchen Galaxie kann über Standardkerzen zur Entfer-

---

<sup>1</sup>Die Hubble-Beziehung gilt nur für sehr weit entfernte Objekte. Die Nachbargalaxien der Milchstraße bewegen sich hingegen auf diese zu, da sie bereits gravitativ aneinander gebunden sind.

nungsmessung, wie zum Beispiel mit Cepheiden oder Supernovae Ia (vgl. Kap. 2.2) ermittelt werden [vgl. Schneider, 2008]. Die Hubble-Konstante hat bei  $z=0$  etwa den Wert  $H_0 = 70 \frac{km}{s}$  [vgl. Zahid u. a., 2017]. Allerdings wird  $H_0$  immer wieder neu berechnet und muss zudem mit fortschreitender kosmischer Zeit angepasst werden.

**Beispiel 1:** Für den Galaxienhaufen Abell 1689 misst man den Wert  $z=0.158$ . Die Entfernung ergibt sich somit aus folgender Rechnung:

$$\begin{aligned} \text{Hubble - Beziehung : } v &= H_0 \cdot r, \quad z = \frac{\Delta\lambda}{\lambda} = \frac{v}{c} \Rightarrow z = \frac{H_0 \cdot r}{c} \\ \Rightarrow r &= \frac{z \cdot c}{H_0} = \frac{0.158 \cdot 2.99792458 \cdot 10^8 \frac{m}{s}}{70 \frac{1000m}{s \cdot Mpc}} = 675 Mpc = 2.2 GLy \end{aligned}$$

(Werte für Abell 1689 vgl: [<https://de.wikipedia.org/wiki/Abell1689>])

Als das Licht, das heute auf der Erde gemessen werden kann, den Galaxienhaufen verlassen hat, war das Universum noch 2.2 Milliarden Jahre jünger als heute. Zumindest erhält man diesen Wert für die Hubble-Beziehung.

Diese Beziehung ist jedoch eigentlich nur eine Näherung (die allerdings für  $z \ll 1$  relativ genau ist), da sie die Annahme trifft, die Expansion des Universums verlaufe konstant<sup>2</sup>. Die Allgemeine Relativitätstheorie (ART) korrigiert diese auf der Newton'schen Mechanik basierende Näherung. Einstein erklärt damit zum Einen, dass die kosmische Rotverschiebung nicht auf der Relativgeschwindigkeit zweier Objekte beruht, sondern darauf, dass sich der Raum zwischen diesen ausdehnt [vgl. Schneider, 2008]. Zum Anderen zeigt die ART, dass das Universum nicht konstant expandiert, auch wenn der Korrekturterm nur geringe Änderungen nach sich zieht. Die Friedmann Gleichung gibt diese korrigierte Version wieder [vgl. Schneider, 2008].

### Friedmann – Gleichung

$$(I) \quad \left(\frac{\dot{a}}{a}\right)^2 = \frac{8\pi G}{3}\rho - \frac{Kc^2}{a^2} + \frac{\Lambda}{3} \quad (1)$$

$$(II) \quad \frac{\ddot{a}}{a} = \frac{-4\pi G}{3} \left(\rho + \frac{3P}{c^2}\right) + \frac{\Lambda}{3}$$

<sup>2</sup>Diese Näherung ist für das obige Beispiel relativ genau, bei großen Rotverschiebungen erhält man bei diesem linearen Verlauf Entfernungen, die größer als 14 Mrd. Lichtjahre sind, was somit älter als das Universum wäre.

Die zwei Gleichungen sind die Bewegungsgleichungen. Dabei ist  $a(t)$  die zeitabhängige Größe zur Beschreibung der Expansion (bzw. der sogenannte Skalenfaktor),  $G$  ist die Gravitationskonstante,  $\rho(t)$  die Dichte des Universums,  $P$  der Gasdruck und  $Kc^2$  eine Integrationskonstante, wobei  $K$  der Krümmungsparameter ist. Eine genauere Betrachtung verdient der letzte Summand beider Gleichungen:  $\Lambda$  ist die sogenannte Kosmologische Konstante, die jedoch auf einer fehlerhaften Annahme beruht. Einstein hat diese Konstante eingeführt, weil er ein Vertreter der 'Steady-State-Theorie' gewesen ist. Sie besagt, dass das Universum ewig während ist und kontinuierlich und gleichverteilt Materie entsteht. Daher hat er  $\Lambda$  eingeführt, um die ART, die die Urknall-Theorie stützt, an die Steady-State-Theorie anzupassen. Für die inzwischen anerkannte Urknall-Theorie gilt jedoch  $\Lambda = 0$ . Allerdings hat man mit Einführung der Quantenmechanik auf diese Konstante zurückgegriffen. Denn  $\Lambda$  steht für die Energiedichte des Vakuums und ist somit wiederum ungleich 0 [vgl. Schneider, 2008]. Als Konsequenz der Friedmann-Gleichung ergeben sich die sogenannten kosmologischen Parameter. Diese sind nicht eindeutig und können für Unterschiede in kosmologischen Simulationen sorgen.

<b>Dichteparameter:</b> $\Omega_m = \frac{\rho_{m,0}}{\rho_{crit}}$ ; $\Omega_r = \frac{\rho_{r,0}}{\rho_{crit}}$ ; $\Omega_\Lambda = \frac{\rho_V}{\rho_{crit}} = \frac{\Lambda}{3H_0^2}$
--

[Schneider, 2008, 151]

Wendet man nun die Korrekturen der Friedmann-Gleichung und der ART auf die Hubble-Beziehung an, so erhält man:

$$1 + z = \frac{1}{a}, \quad (2)$$

wobei  $a$  ein Skalenfaktor ist, der von der kosmischen Zeit und der Ausdehnung des Universums abhängt, und  $z$  die Rotverschiebung [Schneider, 2008]. Je nach Wahl der Dichteparameter erhält man unterschiedliche Formeln zur Berechnung der Entfernung eines Objekts. Unterschieden wird zudem zwischen Winkelentfernung  $D_A(z)$  und Leuchtkraftentfernung  $D_L(z)$ , die mit folgender Beziehung zusammenhängen:

$$D_L(z) = (1 + z)^2 D_A(z) \quad (3)$$

Die Wahl der Entfernungsmessungsmethode ist abhängig davon, was man beobachten und messen will [vgl. Schneider, 2008].

## 2.2 Vom Stern zum Metall

Wie in Kapitel 1 angesprochen, entstehen die meisten Elemente des Periodensystems durch Fusionsprozesse in Sternen oder durch Supernova-Explosionen. Doch welche Prozesse tragen im Einzelnen wie stark zur chemischen Anreicherung des Universums bei? Dazu betrachte man den Lebenszyklus von Sternen:

1. **Sternentstehung:** Das Interstellare Medium (ISM)<sup>3</sup> bzw. das Intergalaktische Medium (IGM)<sup>4</sup> ist nicht homogen verteilt. Es gibt Bereiche höherer und niedrigerer Dichte. Aus einem Gasgebiet mit einer Dichte von über 300 Moleküle/cm<sup>3</sup> können Sterne entstehen. Dieses Gebiet muss zudem noch eine relativ niedrige Temperatur (ca.10-30K) haben [vgl. Bennett u. a., 2010]. Derartige Regionen nennt man Sternentstehungsgebiete. Die entstehenden Sterne haben ganz unterschiedliche Ausgangsmassen (iM = 'initial mass'), welche ausschlaggebend dafür sind, wie sich der Stern entwickeln und wie lange er 'leben' wird.

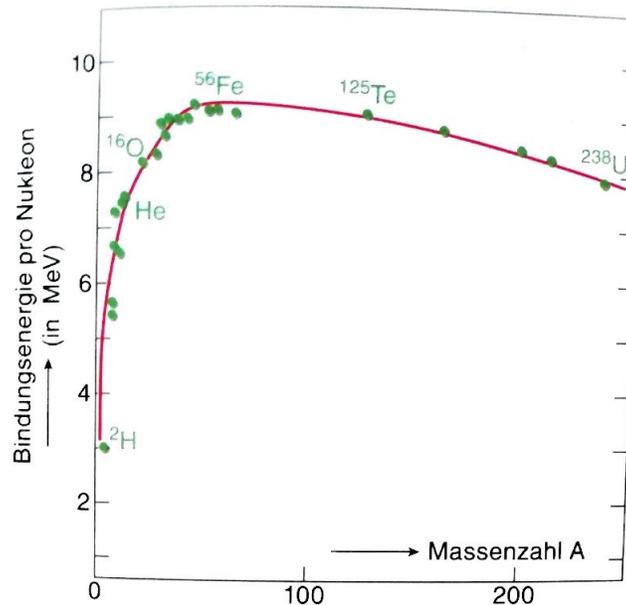
Die Bereiche größerer Gasdichte können gravitativ immer mehr Moleküle an sich binden. Irgendwann ist ein großer 'Molekülball' entstanden, der Vorläufer eines Sterns.

2. **Entwicklung:** Erreicht die Masse dieses Protosterns einen kritischen Bereich, sind Temperatur und Dichte in seinem Inneren so groß, dass Fusionsprozesse starten können. Die Energie, die durch die Kernfusion freigesetzt wird, gibt der Stern als Strahlungsenergie ab. Zunächst findet in jedem Stern nur die Umwandlung von Wasserstoff in Helium statt. Dabei ist die Art und Weise, wie diese Umwandlung abläuft, wiederum abhängig von der iM des Sterns. Während in unserer Sonne hauptsächlich Protonen (und über den  $\beta^+$ - Prozess auch Neutronen) zu einem Heliumkern verschmelzen, folgen massereichere Sterne eher dem CNO-Zyklus. Wie der Name schon andeutet, wird hierbei der Heliumkern aus Wasserstoffkernen und schwereren Elementen wie Kohlenstoff, Sauerstoff und Stickstoff erzeugt [vgl. Weiß, 2008]. Je nach Masse des Sterns kann nach Abschluss des Heliumsbrennens ein weiterer Fusionsprozess starten. Dabei passiert Folgendes: Wenn die Menge an Wasserstoff nicht mehr ausreicht, um weiter Helium zu erzeugen, geht der Gleichgewichtszustand zwischen Strahlungsdruck nach außen und Schweredruck nach innen zugunsten des Schweredrucks verloren, sodass der Stern in sich zusammenstürzt. Der Kollaps stoppt, sobald im Inneren des Sterns der Druck groß genug ist, damit der nächste Fusionsprozess im Zentrum starten kann. Wie Abbildung 2 zeigt, folgt auf das Wasserstoffbrennen das Heliumbrennen und im Anschluss weitere schwerere Elemente wie Kohlenstoff. Gleichzeitig kann in der äußeren Sternhülle sogenanntes Schalenbrennen starten. Nach dem ersten Kollaps bedeutet das, dass dort wieder Wasserstoff zu Helium fusioniert. Denn dort ist noch eine ausreichende Menge Wasserstoff vorhanden, weil im Kern aufgrund der höheren Dichte die Fusion schneller als in den äußeren Regionen des Sterns abläuft. Da wiederum ein Dichtegefälle zwischen Innen und Außen besteht, verlagert sich das Schalen-

---

<sup>3</sup>Gasgebiete zwischen Sternen einer Galaxie

<sup>4</sup>Gasgebiete zwischen Galaxien



**Abbildung 1:** Dargestellt ist der Zusammenhang zwischen Massenzahl A eines Elements und seiner Bindungsenergie. Bis zum Eisen steigt die Bindungsenergie an, weshalb Fusionsprozesse überhaupt möglich sind [Weiß, 2008, 37]

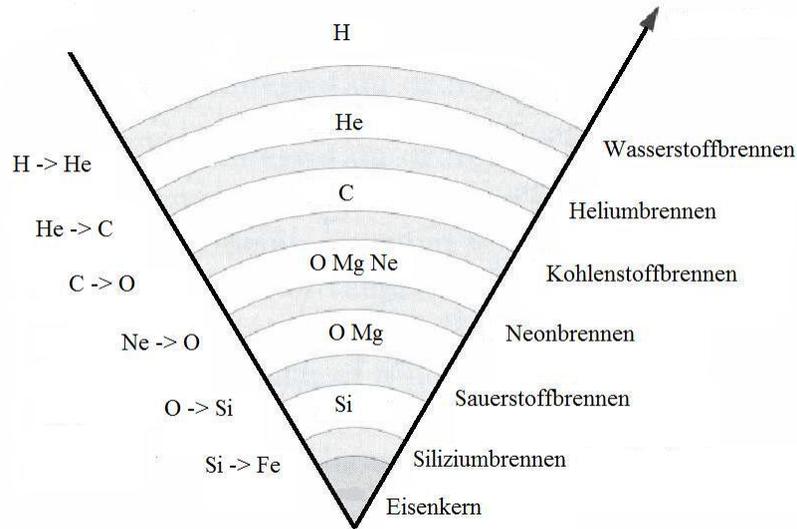
brennen immer weiter nach Außen und die Photosphäre, also die äußerste Schicht des Sterns, kann sich somit bis auf ein 100-faches ihrer ursprünglichen Größe ausdehnen [vgl. Weiß, 2008]. Diese Form eines Sterns nennt man einen Roten Riesen.

Dieser Prozess wiederholt sich sooft, bis die Druckerhöhung beim Kollaps des Kerns nicht mehr ausreicht, um einen weiteren Fusionsprozess zu starten. Jede dieser Stufen ist kürzer als die Vorherige, da die Energiegewinnung aus der Fusion immer weniger ergiebig ist.

Das erkennt man an Abbildung 1 [vgl. Weiß, 2008].

Aufgrund der abnehmenden Effizienz der Energiegewinnung, "[...] [reicht] die freigesetzte Energie nur noch für kurze Zeit [aus], die Strahlungsverluste des Sterns auszugleichen." [Weiß, 2008, 36]

Während beispielsweise die Fusion von Helium noch einige hundert Millionen Jahre dauern kann (immer abhängig von der iM des Sterns - je schwerer ein Stern, desto kürzer jeder einzelne Fusionsprozess), dauert die Fusion von Kohlenstoff nur noch einige 100 Jahre [vgl. Bennett u. a., 2010]. Abbildung 2 zeigt das Schalenbrennen eines Sterns, der bis zur Eisenschmelze fortgeschritten ist. Man erkennt jedoch auch, welche Fusionsprozesse der Reihe nach ablaufen, nämlich von der äußeren Schale zur Inneren. Sehr massereiche Sterne produzieren im Laufe ihres Lebens mehrere schwere Elemente, welche sie



**Abbildung 2:** Ein sehr massereicher Stern kann am Ende seines Lebens das Stadium der Eisenfusion erreichen, während in den äußeren Schichten des Sterns das sogenannte Schalenbrennen abläuft. [Quelle: <https://de.m.wikipedia.org/wiki/Datei:Schalenbrennen.jpg>]

durch sogenannte Sternwinde an das ISM abgeben [vgl. Zahid u. a., 2014]. Im Stadium des Roten Riesen nimmt diese Form des Materieverlusts noch zu [vgl. Bennett u. a., 2010]. Und wieder gilt: Je schwerer ein Stern bei seiner Entstehung, desto mehr Masse (absolut ebenso wie anteilmäßig) gibt er im Laufe seines Lebens an das ISM ab. So verliert beispielsweise ein Stern mit einer Ausgangsmasse von  $5M_{\odot}$  etwa 80% seiner Masse. Das entspricht 4 Sonnenmassen, also  $m = 4 \cdot 1.99 \cdot 10^{30} \text{kg} = 7.96 \cdot 10^{30} \text{kg}$  [vgl. Weiß, 2008]. Sterne mit einer iM von mehr als  $8 M_{\odot}$  erreichen am Ende ihres Lebens das Stadium der Eisenfusion. Das Eisenbrennen dauert jedoch nur wenige Minuten.

Da die Ausgangsmasse eines Sterns festlegt, welche Elemente er über Fusionsprozesse erzeugt, sind die massereichen Sterne für die Betrachtung der Metellanreicherung im Universum sehr wichtig.

3. **Supernova-Explosionen:** Ebenso bedeutsam wie seine Fusionsprozesse ist das Ende eines schweren Sterns. Denn nach Abschluss des letzten Fusionsprozesses kollabiert der Kern des Roten Riesen, während seine Hülle (ab einer Endmasse  $\geq 1.4M_{\odot}$ ) in einer Supernova explodiert. Man unterscheidet zwei Typen an Supernova-Explosionen:

- (a) Supernova Typ II: Der Stern kollabiert so lange, bis ein kompaktes Objekt entsteht (ein Neutronenstern oder ein Schwarzes Loch), an dem

die einfallenden Hüllen abprallen und einen 'Schock' durch die äußeren (Gas-)Hüllen des Roten Riesen senden [vgl. Weiß, 2008]. Die Schockwellen führen zu einer

"[...]Wand aus sich schnell bewegendem Gas an ihrer vorderen Front, [einem sogenannten] Supernovaüberrest ([...] supernova remnant [...])..." [Weiß, 2008, 870]

Zudem schaffen diese Schockwellen Bedingungen in der Gashülle, die endotherme Reaktionen zur Erzeugung schwererer Elemente als Eisen ermöglichen. Dabei fangen die Elemente, welche bereits vorhanden sind (z.B. Silizium, Magnesium,... vgl. Abbildung 2), freie Neutronen ein, wodurch schwerere Isotope entstehen. Einige der Neutronen zerfallen anschließend über den  $\beta^-$  - Zerfall in Protonen, sodass neue, schwerere Elemente entstehen. Diesen Prozess nennt man den r-Prozess (r steht für 'rapid'), da er sehr schnell abläuft. Auf diese Art und Weise sind die meisten Elemente unseres Universums entstanden, die eine höhere Ordnungszahl als Eisen haben [vgl. Weiß, 2008].

- (b) **Supernova Typ Ia:** Eine Supernova Ia kann nur in einem Doppelsternsystem vorkommen, welches aus einem Weißen Zwerg knapp unter  $1.4 M_{\odot}$  und einem Roten Riesen besteht. Dieser gibt, wie oben beschrieben, immer wieder Materie durch sogenannte Sternwinde an das ISM ab. Der Weiße Zwerg bindet diese Materie gravitativ an sich, bis er die  $1.4$  Sonnenmassen (die Chandrasekhar-Grenzmasse) erreicht. Sobald dieser Wert erreicht ist, explodiert der Stern in einer Supernova, in deren Verlauf hauptsächlich Eisen und Nickel entstehen [vgl. Weiß, 2008].

In viel massereichere Sterne, die Eisenfusion betreiben/betrieben haben, ist Eisen in den Kernen gebunden und wird nicht an das ISM abgegeben, sodass der Großteil des Eisens im Universum von Supernovae Ia stammt.

Während Supernovae II das Ende eines sehr massereichen Sterns markieren und somit bereits einige 100 Millionen Jahre nach Entstehung der Sterne auftreten können, muss für eine Supernova Ia zunächst ein weißer Zwerg entstehen, was einige Milliarden Jahre dauert.

4. **Sternenerationen:** Die Kosmologie unterscheidet zwischen verschiedenen Sternenerationen. Die Generation ist abhängig davon, wie viele schwere Elemente (Metalle) bereits bei seiner Entstehung im ISM vorhanden gewesen sind. Das führt jedoch zu dem Schluss, dass, je später ein Stern entsteht, desto größer bereits sein Metallanteil ist, da das ISM durch Supernovae und Sternwinde angereichert wird.

Vor allem die Häufigkeit von Eisen wird durch die Häufigkeit von Supernovae Ia festgelegt, welche aufgrund der benötigten weißen Zwerge frühestens nach ein paar Milliarden Jahren auftreten können. Somit gibt die Messung des Eisengehalts eines Sterns Aufschluss über dessen Alter [vgl. Mevius, 2016]. Doch nicht nur der Eisenanteil, sondern auch das Verhältnis von Eisen zu Alpha-Elementen, gibt einen Hinweis auf das Alter eines Sterns, denn ältere kosmische Objekte besitzen verhältnismäßig mehr Alpha-Elemente als jüngere Objekte (vgl. Infobox).

#### **Infobox - Was sind $\alpha$ -Elemente?**

Im Periodensystem der Elemente ist jeweils das häufigste Isotop eines Elements aufgeführt. Ist die (gerundete) Massenzahl eines solchen ein Vielfaches von 4 (Nukleonenzahl eines Heliumkerns= $\alpha$ -Strahler), so ist das betrachtete Element ein  $\alpha$ -Element<sup>5</sup>. Diese werden durch den Einfang eines Heliumkerns in Sternen fusioniert. Typische Beispiele sind Kohlenstoff, Silizium und Calcium, bei anderen Elementen wie Sauerstoff herrscht Uneinigkeit darüber, ob es tatsächlich Alpha-Elemente sind. Supernovae vom Typ II erzeugen hauptsächlich  $\alpha$ -Elemente und Sauerstoff, während Supernovae vom Typ Ia überwiegend 'Eisen-Peak'-Elemente hervorbringen (vgl. Kap.3.1) [vgl. Wikipedia, 2019a]. Das Verhältnis von Eisen zu Alpha-Elementen berechnet sich folgendermaßen [vgl. Wikipedia, 2019a]:

$$\left[ \frac{\alpha}{Fe} \right] = \log \left( \frac{N_{\alpha}}{N_{Fe}} \right)_{*} - \log \left( \frac{N_{\alpha}}{N_{Fe}} \right)_{\odot} \quad (4)$$

Dabei bezeichnet  $N_i$  jeweils die Anzahl des entsprechenden Elements.

<sup>5</sup> Vorausgesetzt, das Element hat eine geringere Massenzahl als Eisen.

Zusammenfassend kann man festhalten: Wasserstoff und Helium stammen aus der Zeit des Urknalls und spielen für die Betrachtung der chemischen Zusammensetzung des Universums eine untergeordnete Rolle. Die Elemente C, O, Ne, Mg, Na, Si, S, P sind die Endprodukte von Fusionsprozessen, die durch Sternwinde ans Interstellare Medium abgegeben worden sind. Alle Elemente mit Ordnungszahl  $Z \geq 26$  sind in Supernova-Explosionen entstanden, wobei Fe und Ni das Resultat von Supernovae Ia sind.

## **2.3 Denken in größeren Dimensionen - Grundlegendes über Galaxien**

Kapitel 2.2 beschreibt ausführlich die Produktion schwererer Elemente in Sternen. Die Fusionsprozesse beeinflussen somit den Metallanteil im Stern und über Sternwinde auch den im ISM. Abgesehen von den Fusionsprozessen spielen jedoch viele weitere Prozesse bei der chemischen Zusammensetzung einer Galaxie eine Rolle.



(a) Spiralgalaxie

(b) Elliptische Galaxie

(c) Irreguläre Galaxie

**Abbildung 3:** Typische Erscheinungsform der drei Galaxienarten; a: Spiralgalaxie Messier 61, b: Elliptische Galaxie Messier 86, c: Irreguläre Galaxie NGC 55 (Quelle: de.wikipedia.org)

Diese Prozesse unterscheiden sich jedoch von Galaxie zu Galaxie, wobei sich für bestimmte Galaxientypen gewisse Muster erkennen lassen. Im Allgemeinen teilt man Galaxien in drei große Gruppen ein: die Spiralgalaxien, die Elliptischen Galaxien und die Irregulären Galaxien. Die Einteilung ist zunächst aufgrund der äußeren Erscheinung einer Galaxie vorgenommen worden (vgl. Abbildung 3) (genauere Informationen in Tabelle 1) [vgl. Bennett u. a., 2010]. Eine andere mögliche Einteilung der Galaxien ist nach Massenverlust und Massenaufnahme. Kudritzki u.a. unterteilen die beobachteten Galaxien in drei Arten [vgl. Kudritzki u. a., 2015]:

- Galaxien mit sehr vielen Winden (Massenverlust) und geringer Akkretion (Massenaufnahme)
- Galaxien mit sehr wenigen Winden und sehr starker Akkretion
- Galaxien mit einem Gleichgewicht zwischen Winden und Akkretion

Zusätzlich zur Art einer Galaxie sind zur Untersuchung weitere Angaben nötig, wie die Entfernung zur Milchstraße (und daraus resultierend ihr Mindestalter), ihre Größe, ihr galaktischer Kern und, ob sie in einen Galaxienhaufen eingebunden ist. Die Größe einer Galaxie ist nicht eindeutig festzulegen, denn häufig kann man nicht eingrenzen, welche Sterne oder Sternhaufen noch gravitativ an sie gebunden sind und welche nicht, und bis zu welchem Radius sich die zugehörige Dunkle Materie erstreckt. Daher wird in der Literatur häufig der Virialradius als Vergleichsmaß angegeben. Dieser Radius entspricht dem theoretischen Wert, der sich aus dem Virialsatz ergibt. Der Virialsatz lautet:

$$\text{Virialsatz :} \quad \langle E_{kin} \rangle = -\frac{1}{2} \cdot E_{pot} \quad (5)$$

Art der Galaxie	Eigenschaften
Spiralgalaxie	<ul style="list-style-type: none"> <li>- dünne Scheibe mit zentralem Sphäroid in der Mitte</li> <li>- Scheibe und Bulge innerhalb eines Halos (<math>R \geq 300.000 \text{ Ly}</math>)</li> <li>- Scheibenkomponente: Sterne bewegen sich auf Kreisbahnen um das galaktische Zentrum; enthält ISM</li> <li>- sphärische Komponente: bestehend aus Sphäroid (Sterne innerhalb <math>10.000 \text{ Ly}</math>) und Halo (Sterne außerhalb dieses Radius); Sterne mit sehr unterschiedlichen Umlaufbahnen um das Zentrum</li> <li>- Balkenspiralgalaxien: 'Balken' aus Sternen im Zentrum, anschließend Spiralarme der Galaxie</li> <li>- Linsenspiralgalaxien: Spiralgalaxien ohne ausgeprägte Spiralarme; Mischform zwischen Elliptischen und Spiralgalaxien</li> </ul>
Elliptische Galaxie	<ul style="list-style-type: none"> <li>- keine Scheibenkomponente</li> <li>- sehr unterschiedliche Größen: Riesengalaxien (massereichste Galaxien unseres Universums) und Zwerggalaxien (weniger als <math>10^9</math> Sterne)</li> <li>- kaum Staub oder kaltes Gas (<math>\Rightarrow</math> kaum Sternentstehung)</li> <li><math>\Rightarrow</math> stellare Population sehr alt</li> </ul>
Irreguläre Galaxie	<ul style="list-style-type: none"> <li>- enthalten Staub, viele junge Sterne</li> <li>- in größerer Entfernung häufiger <math>\Rightarrow</math> mehr irreguläre Galaxien kurz nach Entstehung des Universums</li> <li>- Beispiel: Magellansche Wolken</li> </ul>

**Tabelle 1:** Auflistung der typischen Merkmale verschiedener Galaxientypen

Da die Rotationsgeschwindigkeit einer Galaxie gemessen werden kann, ergibt sich aus dem Virialsatz ihre Größe. Äquivalent zum Virialradius wird häufig die Größe R200 angegeben. R200 ist definiert als der Radius, innerhalb von dem die Dichte mindestens 200mal größer ist als die kritische Dichte des Universums [vgl. Kravtsov, 2013]. Die kritische Dichte entspricht dabei  $\rho_{crit}$  aus den Dichteparametern und ergibt sich aus den Friedmann-Gleichungen für  $K=0$  wie folgt:

$$\rho_{crit}(t) = \frac{3H_0^2}{8\pi G}$$

Beide Größen stimmen mit sehr hoher Genauigkeit überein.

Eine andere Größe, die eher bei Beobachtungen angegeben wird, ist der sogenannte Isophotenradius R25 [Kudritzki u. a., 2016]. R25 ist definiert als Radius, innerhalb dessen die scheinbare Helligkeit der betrachteten Galaxie  $25.0 \frac{mag}{arcsec^2}$  beträgt [vgl. Madore, 2019]. Diese Größe ist für alle Galaxien insofern konsistent, da für weitere Entfernungen zwar die Helligkeit der Sterne abnimmt (quadratisch zur Entfernung), aber dementsprechend auch mehr Sterne pro Bogensekundenquadrat vorhanden sind.

Innerhalb des ausgewählten Radius kann nun die Metallizität der Galaxie bestimmt werden. Die Anzahl an Metallen in einer Galaxie kann sich auf drei Arten ändern [vgl. Zahid u. a., 2014]:

1. Sterne (vor allem sehr massereiche) produzieren im Laufe ihres Lebens aus Helium und Wasserstoff mittels Fusionsprozessen schwerere Elemente. Diese werden durch Sternwinde oder durch Supernovae an das Interstellare Medium abgegeben (vgl. Kapitel 2.2; Metallerzeugung während der Entstehungsphase der Galaxien).
2. Zwei Galaxien verschmelzen miteinander, die jeweils unterschiedliche Metallanteile gehabt haben (vgl. Kollision von Galaxien).
3. Die Galaxie gibt Gas an das Intergalaktische Medium ab (Metallizität wird geringer) oder bindet gravitativ Gaswolken des IGM oder kleine Sternhaufen an sich. Das akkretierte Gas kann sich bis ins Galaxienzentrum erstrecken [vgl. Segers u. a., 2015].

De Rossi u.a. konzentrieren sich bei der chemischen Anreicherung einer Galaxie vor allem auf den ersten Punkt und unterteilen diesen wiederum in drei wichtige Anreicherungsprozesse des ISM (vgl. Kap 2.2) [vgl. De Rossi u. a., 2017]:

- Sternwinde und Supernovae Typ II für Sterne mit über 6 Sonnenmassen
- Supernovae Typ Ia in Doppelsternsystemen
- Sternwinde von Sternen des asymptotischen Riesenasts (AGB='asymptotic giant branch') (vgl. Infobox Hertzsprung-Russel-Diagramm)

**Metallerzeugung während der Entstehungsphase der Galaxien** Die erste Entwicklung in der elementaren Zusammensetzung findet bei (Spiral-)Galaxien bereits während ihrer Bildungsphase statt. In dieser Zeit explodieren bereits die ersten sehr massereichen Sterne in Supernovae. Zusätzlich zur Erzeugung schwerer Elemente und Abgabe dieser Elemente an die Gasregionen der 'Galaxienbabys' sorgt die Energieausschüttung dieser Explosionen dafür, dass die Gaswolken der Uralaxien abgebremst werden. Diese Verlangsamung ist die Grundlage dafür, dass die Galaxie ihre typische Scheibenform annehmen kann [vgl. Bennett u. a., 2010].

**Kollision von Galaxien** Sehr wichtige Ereignisse im Leben einer Galaxie, die die Metallzusammensetzung gravierend beeinflussen, sind Kollisionen mit anderen Galaxien. Diese Ereignisse sind relativ wahrscheinlich, da die Entfernungen einzelner Galaxien in astronomischen Größenskalen verhältnismäßig gering sind (Stellt man sich vor, "[...]dass unsere *Galaxis* die Größe einer Grapefruit aufweist, dann stellt die Andromedagalaxie eine andere Grapefruit in einer Entfernung von nur drei Metern dar." [Bennett u. a., 2010, 935]). Während eines Zusammenstoßes zweier Galaxien verdichtet sich das ISM um das Kollisionszentrum, wodurch die Sternentstehungsrate (SFR = 'star forming rate') zunimmt. Das bedeutet, dass in kurzer Zeit sehr viele massereiche Sterne gebildet werden, welche wiederum Materie durch Sternwinde abgeben und noch während der Kollision wieder in Supernovae explodieren. Daraus resultieren wiederum Galaktische Winde (vgl. Infobox), welche dafür sorgen, dass das Gas der Galaxien in das Intergalaktische Medium (IGM) geschleudert wird und eine gaslose Galaxie zurück lässt. Nach einer Kollision ist aus zwei Spiralgalaxien eine Elliptische Galaxie entstanden <sup>6</sup> [Bennett u. a., 2010]. Das Gas, welches an das IGM abgegeben wird, beinhaltet jedoch einen großen Anteil der schweren Elemente einer Galaxie (alle, die nicht in Sternen gebunden sind), weshalb eine Galaxienkollision die chemische Zusammensetzung beider Stoßpartner drastisch ändert. Auch ohne die Verschmelzung zweier Galaxien kann es vorkommen, dass eine Spiralgalaxie auf ihrem Weg durch das Universum sämtliches Gas verliert. Das geschieht, wenn sie auf ein heißes Gasgebiet trifft, welches beim Durchqueren der Galaxie mit deren ISM wechselwirkt, nicht aber mit den Sternen. Dadurch wird das Gas der Galaxie 'abgestreift' [vgl. Bennett u. a., 2010]. Dieser Prozess findet ausschließlich in Galaxienhaufen statt.

---

<sup>6</sup>Man vermutet, dass es auch andere Ursachen gibt, warum eine Galaxie eine Elliptische Galaxie wird, diese spielen für ihre chemische Zusammensetzung jedoch eine untergeordnete Rolle.

**Infobox - Galaktische Winde:** Galaxien mit sehr hoher SFR (also sogenannte Starburst-Galaxien oder Kollisionszentren beim Verschmelzen zweier Galaxien) haben dementsprechend auch eine höhere Anzahl an Supernova-Explosionen. Ab einer bestimmten Supernova-Dichte können sich die aus den Explosionen entstehenden heißen 'Gasblasen' überlappen und somit größere Gasblasen erzeugen. Dabei kann es sogar vorkommen, dass sich eine solche Blase über die Grenzen einer Galaxie hinaus ausdehnt und ihr Gas somit an das IGM abgibt. Diesen Prozess bezeichnet man als Galaktischen Wind [vgl. Bennett u. a., 2010].

"[...] Galaxien, die Winde beherbergen, die stark genug sind, die gravitative Bindungsenergie der Halos zu überwinden, werden einige ihrer Metalle an das Intergalaktische Medium abgeben." [Tremonti u. a., 2004]

Da der Nachweis von schweren Elementen in Galaxien mit Teleskopen über die Beobachtung von Spektrallinien abläuft, müssen die Kosmologen sicher stellen, dass die erhaltenen Spektren tatsächlich nur die chemische Zusammensetzung der beobachteten Gasregion widerspiegeln. Energieausstöße, wie sie beispielsweise durch aktive galaktische Kerne verursacht werden, können das Spektrum jedoch verändern.

**Aktive galaktische Kerne** Aktive galaktische Kerne (AGN = aktive galactic nuklei) sind supermassereiche Schwarze Löcher (bis  $10^9 M_{\odot}$  <sup>7</sup>), die von einer Akkretionsscheibe umgeben sind. Die Akkretionsscheibe rotiert aufgrund der enormen Gravitation des Schwarzen Lochs sehr schnell um dieses und heizt sich deshalb auf. Daher sind AGN sehr leuchtstarke Objekte. Sie emittieren Licht in Wellenlängenbereichen vom Infraroten bis hin zu Gammastrahlung und somit überstrahlen sie das Licht der sie umgebenden Galaxien, was eine Beobachtung der eigentlichen Galaxie je nach Helligkeit der Kerne erschwert oder unmöglich macht. AGN stoßen zudem sogenannte Plasmajets aus, die ebenfalls aus der Rotation der Akkretionsscheibe resultieren. Sie treten immer in Paaren auf, die sich in entgegengesetzte Richtungen ausdehnen [vgl. Bennett u. a., 2010]. Diese Jets sorgen für fehlerhafte Messungen, da die hohen Energien, die sie aussenden, "falsche" (nicht durch bestimmte Elemente induzierte) Emissionen verursachen können [vgl. Andrews u. Martini, 2013].

Auch wenn die Bestimmung der Metalle einer Galaxie mit AGN durch Beobachtungen nicht möglich ist, können Simulationen Aussagen über solche machen. So

<sup>7</sup>Zum Vergleich: Die Milchstraße hat inklusive Dunkler Materie eine Masse von etwa  $10^{12}$  Sonnenmassen.

zeigen zum Beispiel De Rossi u.a. 2018, dass AGN Ausstoß für einen geringeren Metallgehalt sorgt, da die Sternentstehungsrate verringert wird und die entstehenden galaktische Winde das bereits angereicherte Gas aus der Galaxie heraustragen [vgl. De Rossi u. a., 2018].

Die beschriebenen Prozesse sind neben der Nukleosynthese in Sternen die wichtigsten, die zur chemischen Anreicherung von Galaxien beitragen. Daneben gibt es jedoch auch noch seltenere Ereignisse, während derer Metalle erzeugt werden. Ein solches Ereignis ist die Verschmelzung zweier Neutronensterne, wobei über den r-Prozess wie bei Supernovae schwere Elemente wie zum Beispiel Europium entstehen [vgl. Naiman u. a., 2018].

Der Prozess jedoch, der alle anderen dominiert, ist die Kernfusion in Sternen. Da diese die Anzahl an Metallen in einer Galaxie erhöht, nimmt die Metallizität einer Galaxie mit fortschreitender Zeit zu [vgl. Zahid u. a., 2017].

**Metallizität:** Als Metallizität wird im Folgenden alles bezeichnet, was die chemische Anreicherung eines Objekts beschreibt. Das kann sowohl der gesamte Anteil schwerer Elemente sein, als auch die Betrachtung spezieller Elemente (vgl. Gasphasen- und stellare Metallizität). In der Literatur finden sich häufig die drei Werte X, Y und Z. Z ist dabei der Wert, der eigentlich in der Astronomie als "Metallizität" bezeichnet wird und wie folgt berechnet wird:

$$Z = \frac{\sum n_i m_i}{\sum n_i m_i + n_H m_H + n_{He} m_{He}} \quad (6)$$

Dabei wird die Summe über alle Elemente außer Helium und Wasserstoff gebildet, n und m sind jeweils Teilchenzahl und molare Masse des Elements. X ist wiederum das Verhältnis von Wasserstoff zur gesamten chemischen Zusammensetzung, also:

$$X = \frac{n_H m_H}{\sum n_i m_i + n_H m_H + n_{He} m_{He}} \quad (7)$$

und Y ist der entsprechende Bruchteil für Helium, sodass insgesamt gilt  $Z+X+Y=1$ .

# Computer versus Teleskop - Beobachtete und simulierte Metallizitäten im Universum

Die Kosmologie lässt sich unterteilen in kosmologische Beobachtungen und Simulationen. Erstere erfolgen mit riesigen Teleskopen, die überall auf der ganzen Welt verteilt zu finden sind, Letztere laufen in Rechenzentren mit enormer Rechenkapazität ab, da Unmengen an Daten verarbeitet werden müssen.

Auch zum Themenbereich "chemische Entwicklung und Anreicherung des Universums" findet man aus beiden Disziplinen viele Abhandlungen. Im folgenden Abschnitt werden zum Vergleich von Beobachtungen und Simulationen die drei wichtigsten Simulationen EAGLE (Evolution and Assembly of GaLaxies and their Environments), ILLUSTRIS<sup>8</sup> und MAGNETICUM herangezogen. Für die Daten von MAGNETICUM habe ich im Rahmen dieser Arbeit zahlreiche Halos der Box 3 und Box 4 bei unterschiedlichen Rotverschiebungen eingelese und ausgewertet. Damit werden im folgenden Abschnitt nicht nur die Ergebnisse von Beobachtungen verglichen, sondern auch die Simulationen untereinander.

Bevor man Vergleiche anstellen kann, muss zunächst interdisziplinär festgelegt werden, welche Einschränkungen notwendig sind, um Messfehler zu minimieren. Welche Einschränkungen das im Einzelnen sind und warum diese nötig sind, wird in den folgenden Abschnitten jeweils angegeben. Zudem wird jeweils angegeben, ob es sich bei der untersuchten Metallizität um Gasphasen- oder stellare Metallizität handelt. Während der Unterschied bei Simulationen darin liegt, ob Gasteilchen oder Sternteilchen eingelese werden, ändert sich bei Beobachtungen die Methodik der Messung. Während die Analyse der Gasregionen hauptsächlich auf starken Emissionslinien basiert, erfolgt die der Sterne durch die Erforschung von Absorptionsspektren [vgl. Schneider, 2008].

---

<sup>8</sup>Für die Masse-Metallizitäts-Beziehung wird Literatur über IllustrisTNG herangezogen, da diese hauptsächlich Galaxienentwicklung simuliert.

**Infobox - Spektralanalyse:**

Beobachtungen von Sternen oder Galaxien beruhen zu einem großen Teil auf der Analyse von Lichtspektren. Dabei unterscheidet man zwischen Emissionsspektren und Absorptionsspektren.

- **Emissionsspektrum:** Wenn angeregte Elektronen von einer höheren auf eine niedrigere Energiestufe fallen, so emittieren sie Photonen. Diese Photonen sieht man in einem Spektrum als Emissionslinien. Das Rauschen einer Emissionslinie ist weniger ausgeprägt, als das im restlichen Spektrum, da viele Photonen ebendieser Wellenlänge beim Beobachter ankommen.
- **Absorptionsspektrum:** Die Elemente eines Sterns/einer Gasregion können auftreffende Photonen passender Energie absorbieren, sodass die von diesen Photonen erzeugte Linie im Spektrum nicht mehr oder nur abgeschwächt zu sehen ist. Um die Stärke der Absorption quantitativ angeben zu können, benötigt man den sogenannten Absorptionskoeffizienten. Dieser ist abhängig vom Wirkungsquerschnitt des Objekts sowie einiger quantenmechanischer Korrekturen, beispielsweise von der Drehimpulsentartung.

**Grundlagen kosmologischer Simulationen** EAGLE und MAGNETICUM beruhen auf dem sogenannten SPH Code Gadget-3 (SPH='smoothed particle hydrodynamics'). ILLUSTRIS dagegen benutzt Arepo, einen Code, der sowohl Elemente des SPH Codes enthält, als auch einen 'Grid'-Code. Allen drei Simulationen ist gemein, dass sie das Universum von kurz nach dem Urknall bis "heute" simulieren. Dabei werden die Anfangsbedingungen aus den kosmologischen Parametern generiert. EAGLE, MAGNETICUM und ILLUSTRIS sind zudem Sets verschiedener Volumina mit unterschiedlichen Auflösungen. Die Metallizität wird in allen drei Fällen als Array angegeben, welches folgende Elemente enthält:

$Z = [He, C, Ca, O, N, Ne, Mg, S, Si, Fe, Ej]$  (MAGNETICUM <sup>9</sup>),

$Z = [H, He, C, N, O, Ne, Mg, Si, S, Ca, Fe]$  (EAGLE),

$Z = [H, He, C, N, O, Ne, Mg, Si, Fe, Ej]$  (ILLUSTRIS) ,

[Dolag u. a., 2017], [vgl. De Rossi u. a., 2017], [vgl. Naiman u. a., 2018]. Die drei betrachteten kosmologischen Simulationen werden wiederum unterteilt in unterschiedliche Auflösungsvermögen. Das legt zum Beispiel fest, welche stellare Masse ein Datenpunkt umfasst. Für IllustrisTNG gilt für die hoch auflösende Box TNG100:  $m_* \sim 10^6 M_\odot$  [vgl. Torrey u. a., 2017], für die hoch auflösende MAGNETICUM Box 3 allerdings:  $m_* \sim 3 - 5 \cdot 10^7 M_\odot$ . Die Auflösung entscheidet darüber, bis zu welcher Galaxienmasse Analysen sinnvoll sind. Daher beginnen

<sup>9</sup>Ej meint alle übrigen schweren Elemente, die nicht aufgelistet sind.

im Folgenden die Untersuchungen von Galaxien in Box 3 ab einer stellaren Masse von  $10^9 M_\odot$ . So ist sichergestellt, dass über etwa 50-100 Sternteilchen und etwa 10-50 Gasteilchen gemittelt werden kann. Vor Bearbeitung einer Problemstellung mit kosmologischen Simulationen muss somit zunächst ein sinnvolles Auflösungsvermögen gewählt werden.

Jedem Datenpunkt der Simulation ist zudem eine ganz bestimmte Anfangsmassenfunktion (IMF='initial mass function') zugeordnet, wie zum Beispiel die Chabrier-IMF [vgl. Chabrier, 2003] für die drei hier betrachteten Simulationen [vgl. Torrey u. a., 2017]. Die Anfangsmasse ist für die Berechnung von Metallizitäten nötig, da diese nach Abzug der übrigen Metallanteile die Masse von Wasserstoff in einer Sternpopulation angibt. Man verwendet dafür die *iM*, weil sich die tatsächliche Masse aufgrund von Masseverlust-Prozessen in einem einzelnen Sternpartikel ändert, die Metallizität (zumindest in MAGNETICUM) jedoch nicht. Die Verwendung der "aktuellen" Masse würde daher verfälschte Ergebnisse liefern.

Die Messgrößen in Simulationen werden häufig in anderen Einheiten angegeben, als in der "praktischen" Astronomie. So werden Massen in MAGNETICUM in  $10^{10} M_\odot \cdot h$  angegeben. Dabei ist *h* die (einheitenlose) Hubble-Konstante mit  $h=0.704$ .

Das Alter einer Sternpopulation wird abhängig von der Rotverschiebung und zudem als verstrichene Zeit seit dem Urknall angegeben, sodass man für die Angabe des "tatsächlichen" Alters<sup>10</sup> folgende Umformung durchführen muss:

$$age_{MAGNETICUM} = \frac{1}{z_{born} + 1} \Rightarrow z_{born} = \frac{1}{age_{MAGNETICUM}} - 1$$

$$t0 = z2t(h.redshift); \quad t = z2t(z_{born})$$

$$\Rightarrow \text{tatsächliches Alter : } age = \frac{t0}{gyear} - \frac{t}{gyear}$$

Die Funktion *z2t* ist im Code der Simulation definiert, *h.redshift* ist die Rotverschiebung des Objekts. Diese ist, anders als bei Beobachtungen, keine Relativgröße zur Milchstraße, da die Milchstraße als solche in Simulationen nicht existiert und milchstraßenähnliche Galaxien keine gesonderte Rolle einnehmen. Vielmehr ist die Rotverschiebung ein Maß für den Zeitpunkt, zu dem während der laufenden Simulation ein 'Screenshot' des gesamten Universums gemacht worden ist. Die Größe 'gyear' ist die Anzahl an Sekunden in einer Milliarde Jahre, somit liefert die Größe 'age' das gesuchte Alter in der Einheit [gyear].

Es ist wichtig, zu überprüfen, welche Einheiten angegeben sind, damit eine Vergleichbarkeit mit den Beobachtungen möglich ist.

Zudem muss vor einem Vergleich, wie oben bereits angesprochen, die Art der

---

<sup>10</sup>Das tatsächliche Alter eines Objekts entspricht nach unserem Verständnis der Zeit, wie lange es zum jetzigen Zeitpunkt ( $z=0$ ) existiert.

Metallizität angeglichen werden. Dabei ist jedoch nicht nur die Unterscheidung nach Gas- und Sternmetallizität von Bedeutung, sondern welche Gewichtung in die Metallangabe mit einfließt. Die Werte, die Beobachter aus Spektralanalysen erhalten, sind anzahlgewichtet. Das bedeutet, dass die Anzahl der Atome eines Elements anteilmäßig zu Wasserstoff angegeben wird. Der Z-Wert, den Simulationen ausgeben, ist jedoch eine massengewichtete Metallizität [vgl. Torrey u. a., 2017]:

$$Z = M_{z,gas}/M_{gas} \quad (8)$$

bzw.

$$Z = M_{z,*}/M_* \quad (9)$$

Dieser Wert ist der Anteil der (Gas- oder Stern-) Masse, der mit Metallen angereichert ist. Um wiederum vergleichbare Ergebnisse zu erhalten, muss die massengewichtete Metallizität in die anzahlgewichtete umgerechnet werden. Die Umrechnungsfaktoren unterscheiden sich in der Literatur.

Für MAGNETICUM gilt: Die Gesamtmetallizität pro Sternpopulation berechnet sich als

$$Z = \frac{\sum_{i=1}^{10} Z_s[i]}{iM - \sum_{i=0}^{10} Z_s[i]} \quad (10)$$

Dabei gibt die erste Summe alle relevanten Metalle in einem Stern und der nullte Eintrag die Menge an Helium an. Zudem ist  $iM$  die Ausgangsmasse der Sternpopulation ('initial mass'), d.h. der Nenner des Bruchs gibt die Menge an Wasserstoff in diesem an. Aufgrund des Nenners entspricht  $Z$  nicht dem aus Gleichung (8), sondern vielmehr  $Z/X$  (vgl. Kap. 2). Diese Größe ist nichtsdestotrotz massengewichtet.

Die Beobachter geben ihre Elementverteilungen jedoch als Verhältnis von Anzahlen an, da sie diese aus ihren Messungen erhalten. Dabei wird die Anzahl eines Elements gemäß Formel (14) bestimmt. Um mit den Ergebnissen vergleichen zu können, die aus Beobachtungen resultieren, muss die Metallizität, die MAGNETICUM ausgibt, so umgeformt werden, dass sich Werte der Form  $12 + \log(O/H)$  ergeben. Die Umformung sieht folgendermaßen aus:

$$Z = \frac{\sum_{i=1}^{10} Z_s[i]}{iM[i] - \sum_{i=0}^{10} Z_s[i]} \div (0.0142/0.7381) \quad (11)$$

Dabei dient der Faktor  $0.0142/0.7381$  zur Eichung hinsichtlich der Metallizität in der Sonne, wobei  $0.0142$  der Z-Wert nach [Zahid u. a., 2014] ist und  $0.7381$  der X-Wert nach [Asplund u. a., 2009] ist. Aus Gleichung (11) ergibt sich dann folgende Formel zur Berechnung der Metallizität:

$$\begin{aligned} & 12 + \log(O/H) = \\ & = 12 + \log \left( \frac{\sum_{i=1}^{10} Z_s[i]}{iM[i] - \sum_{i=0}^{10} Z_s[i]} \div (0.0142/0.7381) \cdot 5490 \div 706500. \div 16 \right) \quad (12) \end{aligned}$$

Der Punkt hinter 706500 ist nur eine Eigenheit des Simulationscodes von MAGNETICUM, der sicherstellt, dass der Computer vernünftige Ergebnisse liefert. Bei der Berechnung muss beachtet werden, dass nur Sternpopulationen mit einem Sauerstoffvorkommen betrachtet werden, da der Logarithmus ansonsten nicht definiert ist. Der Faktor  $5490 \div 706500 \div 16$  dient zur Umrechnung der Gesamtmetallizität  $Z$  in den Sauerstoffanteil. Denn es gilt:

$$(O/H) = \frac{N_O}{N_H} = \frac{M_O}{M_H} \cdot \frac{M_{mol}(H)}{M_{mol}(O)} \quad [Mevius, 2016] \quad (13)$$

**prozentuale Anteile** (vgl. Tab.2)  $\Rightarrow \frac{N_O}{N_H} = \frac{5490/1000000}{706500/1000000} \cdot \frac{1}{16}$

Mit Hilfe von Gleichung (12) kann nun das Sauerstoffvorkommen in vielen Galaxien unterschiedlicher Masse geplottet werden. Um dieses Ergebnis mit denen aus Beobachtungen vergleichen zu können, ist es am anschaulichsten, alle Kurven in einer Graphik darzustellen. Dafür werden die Datenpunkte der vorhandenen Ergebnisse in die Simulation eingelesen oder die Kurven aus genäherten Funktionen berechnet, sofern diese von den Autoren angegeben sind.

Sofern es nicht anders angegeben ist, umfassen die folgenden Simulationsergebnisse Sterne und Gas innerhalb von 10% des Virialradius. Diese Einschränkung ist zum Einen gerechtfertigt, da sich der Großteil der sichtbaren Materie auf diesen Bereich konzentriert, und zum Anderen notwendig, um Messfehler durch akkretierte Sternhaufen und Ähnliches zu vermeiden. Diese befinden sich in den äußeren Regionen des Galaxienhalo und weisen häufig eine andere chemische Zusammensetzung auf als die Zentralgalaxie.

**Grundlagen über die Methodik der Beobachter** Prinzipiell werden mit Teleskopen mehr oder weniger große Bereiche von Galaxien aufgenommen. Da einzelne Sterne ab einer gewissen Entfernung selbst von hochauflösenden Teleskopen im Erdorbit nicht mehr aufgelöst werden können, ist die Analyse stellarer Metallanteile nicht möglich. Was jedoch beobachtet werden kann, sind Gasregionen, also Bereiche des ISM. Aus diesem Grund konzentriert sich ein Großteil der Literatur zu chemischer Anreicherung des Universums auf Emissionslinienspektren, obwohl die Spektralanalyse von Sternen weniger fehleranfällig ist. Bei der Betrachtung des ISM konzentrieren sich die Beobachter auf sogenannte HII Regionen. Das sind Gasregionen in Galaxien, die hauptsächlich aus sehr heißem Wasserstoffgas bestehen ( $\approx 10^4 K$ ), und die durch Sternaktivität und Supernovae in der Umgebung ionisiert sind [vgl. Mevius, 2016]. Bei deren Untersuchung liegt ein besonderer Fokus auf starken Emissionslinien, die aus verbotenen <sup>11</sup> Über-

---

<sup>11</sup>Verbotene Übergänge sind Übergänge von Elektronen von höheren auf niedrigere Energieniveaus, die im Labor nie beobachtet werden.

gängen stammen. Diese Linien kommen nur in diesen sehr heißen HII Regionen vor, weil nur dort die Dichte des Mediums so klein ist, dass kaum Stöße zwischen den Teilchen vorkommen. Die Teilchenstöße sorgen im Laborsystem dafür, dass die Elektronen, die sich auf einer Energiestufe befinden, von der aus ein (quantenmechanisch) "verbotener" Übergang möglich wäre, wieder höher angeregt werden. Aufgrund der hohen Verweildauer auf diesen speziellen Niveaus findet immer zuerst ein Teilchen-Teilchen-Stoß statt, bevor das Elektron in den niedrigeren Zustand fallen kann. Wenn nun die Teilchen untereinander nicht wechselwirken, kann der Übergang stattfinden und die zugehörige Linie beobachtet werden. Im Spektrum einer HII-Region findet man nun verschiedene Arten solcher Linien. Während die starken Linien Übergänge in den Grundzustand ( $n=1$ ) eines Atoms sind, sind die sogenannten auroralen Linien Übergänge auf  $n=2$ . Diese sind verhältnismäßig immer schwächer als die starken Linien, da die Linienstärke mit der Besetzungshäufigkeit des zugehörigen Zustands zusammenhängt. Das Verhältnis der Linienstärken ist zudem proportional zu:

$$\frac{I_{1 \rightarrow 2}}{I_{3 \rightarrow 4}} \propto \exp((E_{n1 \rightarrow n2} - E_{n3 \rightarrow n4})/k_B T)$$

wobei  $k_B$  die Boltzmannkonstante und  $E_{ni \rightarrow nj}$  die Übergangsenergie des entsprechenden Übergangs ist. Das bedeutet, dass man durch Messung der auroralen Linien (im Verhältnis zu den starken Linien) die Elektronentemperatur berechnen kann. Die Elektronentemperatur benötigt man, um die Elementverteilung einer Gasregion genauer angeben zu können, denn die Methode der starken Linien ist sehr fehleranfällig, wobei die meisten Fehlerquellen nicht bekannt oder die Stärke der Fehler nur sehr schwer einzuschätzen sind. Die typische Linie, die aus Gasregionen zur Berechnung der Metallizität verwendet wird, ist die verbotene [OIII]-Linie. Häufig wird dahinter die zugehörige Wellenlänge in Ångström angegeben, beispielsweise  $O[III]\lambda 4959$  [vgl. Kudritzki u. Urbaneja, 2018].

### 3.1 Welche Schätze birgt unser Heimatstern - Chemische Zusammensetzung der Sonne

Der Stern, der für uns Menschen die größte Bedeutung hat, ist die Sonne. Doch nicht nur aufgrund ihrer Wichtigkeit für das Leben auf der Erde gibt es unzählige Abhandlungen über die chemische Zusammensetzung unseres Heimatsterns. Da die Sonne der uns nächste Stern ist, ist es am einfachsten, Informationen über sie zu bekommen. So kann man beispielsweise die Zusammensetzung von besonderen Meteoriten im Sonnensystem analysieren. Diese sogenannten CI-Chondriten haben ihre Elementzusammensetzung seit ihrer Entstehung weitestgehend beibehalten. Da sie in etwa so alt sind wie unser Sonnensystem, müssen sie aus dem

gleichen Gas und Staub wie die Sonne entstanden sein und geben uns somit Aufschluss über ihre chemische Zusammensetzung. Allerdings gilt das nur für die schweren Elemente der Sonne, da die leichten Gase bereits aus den Meteoriten entwichen sind. Die Methode der CI-Chondriten ist offensichtlich für die Analyse ferner Sterne nicht anwendbar [vgl. Asplund u. a., 2009].

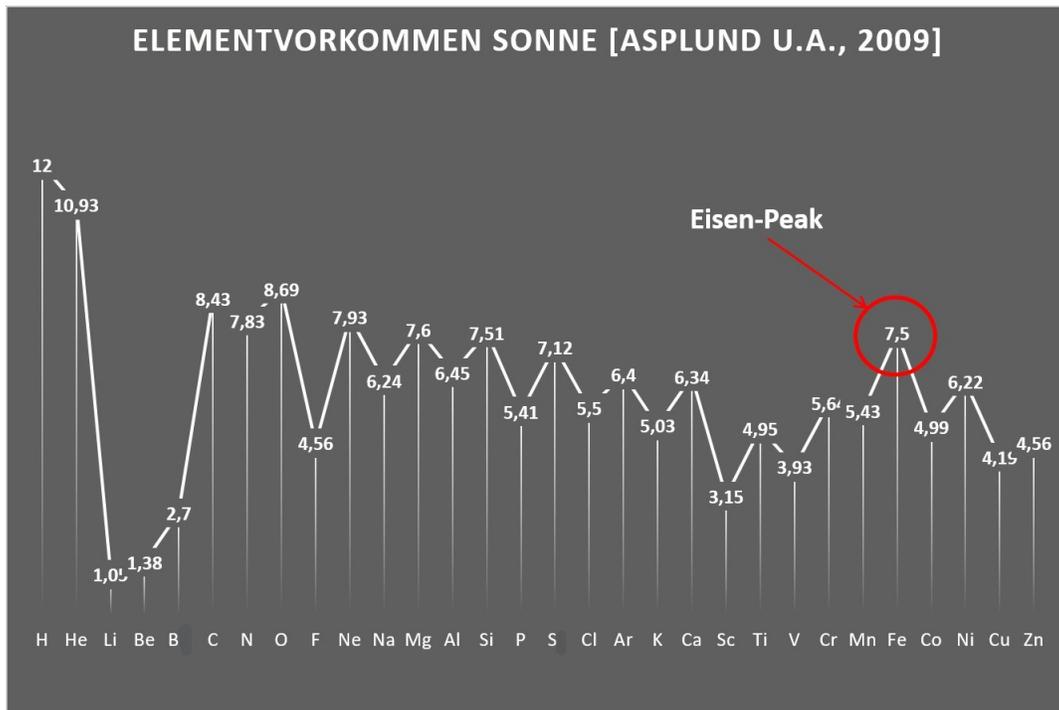
Eine andere Methode die solaren Metalle zu bestimmen, ist über die Analyse des Sonnenspektrums. Diese erfolgt über Absorptionslinien, wie zu Beginn des Kapitels beschrieben. Das von der Sonne emittierte Licht hat sein Maximum im optischen Wellenlängenbereich, also etwa 4000 - 7000 Ångström (bzw. 400-700nm) [vgl. Wikipedia, 2019b]. Auf ihrem Weg zur Erde muss das Licht, also die Photonen, erst mal die Photosphäre der Sonne durchqueren. Die Photonen, die bestimmte Energien haben, werden von den Atomen der Elemente der Photosphäre absorbiert. Die Absorptionslinien im Sonnenspektrum sind die Fraunhofer-Linien, die Joseph von Fraunhofer als erster beobachtet und vermessen hat.

Die Absorptionsspektren der Sterne spiegeln somit jedoch nur die Zusammensetzung der Photosphären wieder. Die chemische Zusammensetzung im Inneren des Sterns kann nur geschätzt oder am Computer simuliert werden. Da es jedoch für die Sonne mehrere Möglichkeiten gibt, die Elementhäufigkeit zu bestimmen, können die Ergebnisse verglichen werden. Man geht daher davon aus, dass die Verteilung im Inneren der in der Photosphäre recht nahe kommt [vgl. Weiß, 2008]. Doch trotz der Vergleichsmöglichkeiten sind die Messungen der Sonnenmetallizität fehleranfällig. Mögliche Fehlerquellen sind spektrale Ungenauigkeiten, wie Linienverbreiterungen, Schätzfehler in Bezug auf Linienstärken und fehlerhafte Modellannahmen. Allerdings sind sich die Wissenschaftler nicht einig darüber, wie stark welcher Fehler ins Gewicht fällt [vgl. Asplund u. a., 2009].

Doch welche Zusammensetzung finden die Astronomen nun für die Sonne? Neben Wasserstoff und Helium (die zusammen bereits 98.71 % der Sonnenmaterie ausmachen (vgl. Tabelle 2)) sind die häufigsten Elemente in der Sonne Kohlenstoff, Sauerstoff, Stickstoff, Neon, Magnesium, Silizium, Schwefel und Eisen (vgl. Anhang A.2, vgl. Abbildung 4). Diese Elemente sind (abzüglich Calcium) gerade die, die auch in den Arrays der Simulationen angegeben sind. Dabei wird die Häufigkeit  $\varepsilon_X$  eines Elements X immer mit der Formel

$$\log(\varepsilon_X) = \log\left(\frac{N_X}{N_H}\right) + 12 \quad (14)$$

berechnet. Für den Wert von Wasserstoff ergibt sich:  $\log(\varepsilon_H) = 12.00$ . Der Normierungsfaktor 12 wurde so gewählt, dass das Vorkommen eines Elements nicht negativ ist. Die Anzahl  $N_X$  eines Elements wird mit Hilfe von Spektralanalysen und theoretischen 3D Modellen der Sonne bestimmt [vgl. Asplund u. a., 2009]. Neben den häufigsten Elementen unterscheidet man auch noch 'Eisen-Peak'-Elemente und Elemente mittlerer Masse. Unter die erste Kategorie fallen die Elemente, die sich in der Nähe des 'Eisen-Peaks' befinden (vgl. Abbildung 4), also zum Beispiel



**Abbildung 4:** Diese Graphik veranschaulicht die Daten aus Anhang A.2. Sie zeigt die Zusammensetzung der Sonne. Deutlich zu erkennen, ist der sogenannte 'Eisen-Peak'. Dieser bezeichnet ein höheres Vorkommen von Eisen im Vergleich zu den umgebenden Elementen.

Cobalt, Nickel und Mangan. Elemente mittlere Masse sind dagegen Phosphor, Natrium, Aluminium und Kalium, deren Häufigkeit hauptsächlich aus der Beobachtung sehr schwacher Linien gewonnen wird. Prinzipiell lassen sich im Sonnenspektrum sehr viele Linien beobachten. Bei der Bestimmung der Elementhäufigkeit treten jedoch unter anderem dadurch Fehler auf, dass einige schwache Linien überdeckt werden. Andere Linien liegen im UV Bereich des Spektrums (z.B. Beryllium). Allerdings ist die Photosphäre für einen Großteil der UV-Strahlung undurchlässig, was somit eine weitere Unsicherheit mit sich bringt. Um größere Genauigkeit zu erhalten, werden für einige Elemente wie Sauerstoff und Stickstoff die Linien unterschiedlicher Moleküle untersucht [vgl. Asplund u. a., 2009]. Neben Asplund u.a. haben auch Wiersma u.a. die Zusammensetzung der Sonne untersucht und erhalten die Zusammensetzung aus Tabelle 2. Sie geben die Daten zum Einen prozentual (vgl. Tabelle 2, linke Spalte) und zum Anderen als Verhältnis zum Wasserstoffanteil an (vgl. Tabelle 2, mittlere Spalte) [Wiersma u. a., 2009]. Die genaue chemische Zusammensetzung der Sonne zu kennen, ist für die Astronomie, und vor allem für den Teil, der sich mit Metallanreicherung im Universum befasst, von essentieller Bedeutung.

Element	prozentualer Anteil	$n_i/n_H$	$\log\left(\frac{n_i}{n_H}\right) + 12$
H	0.7065	1	12
He	0.2806	0.1	11
C	$2.07 \cdot 10^{-3}$	$2.46 \cdot 10^{-4}$	8.39
N	$8.36 \cdot 10^{-4}$	$8.51 \cdot 10^{-5}$	7.93
O	$5.49 \cdot 10^{-3}$	$4.9 \cdot 10^{-4}$	8.69
Ne	$1.41 \cdot 10^{-3}$	$1.0 \cdot 10^{-4}$	8.00
Mg	$5.91 \cdot 10^{-4}$	$3.47 \cdot 10^{-5}$	7.54
Si	$6.83 \cdot 10^{-4}$	$3.47 \cdot 10^{-5}$	7.54
S	$4.09 \cdot 10^{-4}$	$1.86 \cdot 10^{-5}$	7.27
Ca	$6.44 \cdot 10^{-5}$	$2.29 \cdot 10^{-6}$	6.36
Fe	$1.1 \cdot 10^{-3}$	$2.82 \cdot 10^{-5}$	7.45

**Tabelle 2:** Die Elementverteilung der Sonne nach [Wiersma u. a., 2009]; die vierte Spalte gibt die Metallizitäten an, wie sie aus Formel (14) berechnet werden können.

Denn um das Spektrum eines Sterns oder einer Gasregion analysieren zu können, benötigt man einen Vergleichsmaßstab, an dem man seine Beobachtungen eichen kann.

## 3.2 Die Anfänge der chemischen Analyse unseres Universums

Wie im vorherigen Abschnitt erwähnt, hat Joseph von Fraunhofer bereits zu Beginn des 19. Jahrhunderts das Sonnenspektrum untersucht. Nach seiner Entdeckung, dass einige Bereiche des Sonnenspektrums dunkel sind, hat man nach der Ursache dieser Linien gesucht und den Zusammenhang zwischen Absorptionslinien und chemischer Zusammensetzung der Sonne gefunden. Das markiert den Beginn der Spektralanalyse und somit auch den Beginn der Untersuchung der Elemente im Universum. Allerdings sind erst über 100 Jahre später Galaxien in den Fokus der Untersuchung gerückt. In den 1970er Jahren haben sich Astrophysiker mit den häufigsten Elementen im sichtbaren Universum befasst. So hat zum Beispiel Larson 1974 untersucht, welche Effekte bei der chemischen Anreicherung einer Galaxie von Bedeutung sind und herausgefunden, dass Sternwinde und Supernova-Explosionen einen entscheidenden Beitrag zur atomaren Zusammensetzung einer Galaxie leisten [vgl. Larson, 1974]. Lequeux u.a. haben 1979 einen Zusammenhang zwischen der stellaren Masse einer Galaxie und der Häufigkeit schwerer Elemente festgestellt [vgl. Lequeux u. a., 1979].

Auf der anderen Seite haben die ersten Astronomen 1994 festgestellt, dass Scheibengalaxien ein Gefälle in der Metallizität von den inneren Bereichen der Scheibe nach außen aufweisen [vgl. Zaritsky u. a., 1994]. Die folgenden Abschnitte be-

fassen sich mit diesen beiden wichtigen Entdeckungen: die sogenannte Masse-Metallizitäts-Beziehung und die Metallizitätsgradienten in Scheibengalaxien.

2004 haben Tremonti u.a. eine sehr umfassende Abhandlung zu Erstgenannter veröffentlicht. Dort haben sie 50.000 Galaxien des SDSS (vgl. Anhang A.3) hinsichtlich Masse und Metallizität untersucht. 2008 haben Kewley & Ellison die bis dahin entwickelten Messmethoden verglichen und dabei festgestellt, dass die Resultate sehr stark abweichen. In den darauffolgenden Jahren haben sich viele Astrophysiker daher mit diesem Thema beschäftigt und versucht, die auftretenden Messfehler zu verringern.

Die Untersuchung der Metalle im Universum hat sich zunächst auf die Nachbargalaxien der Milchstraße beschränkt, mit Verbesserung der Messmethoden sind jedoch Beobachtungen bis zu immer größeren Rotverschiebungen möglich gewesen [vgl. Ho u. a., 2015].

Als dann zu Beginn des 21. Jahrhunderts die ersten kosmologischen Simulationen entwickelt worden sind, ist eine Möglichkeit geschaffen worden, Informationen über Elementverteilung in Regionen des Universums, die nicht mit Teleskopen untersucht werden können, zu erhalten. So können mit Simulationen zum Beispiel auch die Sterne modelliert werden, die sich am äußeren Rand einer weit entfernten Galaxie befinden.

### 3.3 Metallizitätsgradient innerhalb einer Galaxie

Wie oben angesprochen zeigen Beobachtungen, dass innerhalb einer Galaxie die Verteilung der Metalle nicht homogen ist. Tatsächlich findet man im Zentrum einer (Scheiben-)Galaxie mehr schwere Elemente als außerhalb [vgl. Kudritzki u. Urbaneja, 2018]. Doch warum ist das so? Zum Verständnis kann man sich das sogenannte 'closed box'-Modell anschauen. Dieses macht die vereinfachte Annahme, dass eine Galaxie ein abgeschlossenes System ist, in dem keine Materie durch Galaktische Winde verloren gehen, aber auch keine durch Akkretionsprozesse hinzukommen kann. In diesem Modell wird Metallizität nur durch das Dichteverhältnis aus stellarer und Gasmasse bei einem bestimmten Abstand vom Galaxienzentrum festgelegt. Die Unterschiede dieses Verhältnisses führen dann zu dem beobachteten Gefälle in der Metallizität [vgl. Kudritzki u. a., 2016]. In Wirklichkeit sind die Prozesse in einer Galaxie viel komplexer, jedoch sind Modelle entwickelt worden, die eine analytische Lösung für die chemische Entwicklung von Galaxien liefern, sofern vergleichbare Metallizitäten aus Beobachtungen gegeben sind.

Kudritzki u.a. geben für das beobachtete Gefälle in der Metallizität (= Metal-

lizitätsgradient) den Zusammenhang [vgl. Kudritzki u. a., 2016]

$$[Z] = [Z]_0 + grad[Z] \frac{R}{R_{25}} \quad (15)$$

an.

Die eckigen Klammern um  $Z$  sind eine Abkürzung, die bedeutet, dass der jeweilige Wert gegenüber dem solaren geeicht ist und zudem der Logarithmus der Größe angegeben wird [vgl. Kudritzki u. a., 2016]. Einen Gradienten, der diesem Gesetz folgt, finden die Autoren für die Kleine Magellansche Wolke. Für die Konstanten ergeben sich dabei folgende Werte:

$$[Z]_0 = -0.37 \pm 0.03, \quad grad[Z] = -0.22 \pm 0.06 \quad [vgl. Kudritzki u. a., 2016].$$

Die Abnahme der Metallizität wird dabei in dem Bereich, der innerhalb von  $R_{25}$  liegt, betrachtet. Da die Simulationen als Metallizität nicht den  $Z$ -Wert, sondern den  $Z/X$ -Wert liefern, geben Cook u.a. eine andere Methode zur Berechnung an [vgl. Cook u. a., 2016]:

$$\nabla[Z/X] = \frac{d[Z/X]}{d \log R} \quad (16)$$

Als Radius wird in Gleichung (16) im Gegensatz zu Gleichung (15) nicht  $R_{25}$  sondern der Virialradius verwendet, denn in den Simulationen ist es möglich, auch die äußeren Bereiche einer Galaxie hinsichtlich ihrer Metallizität zu untersuchen. Diese beiden unterschiedlichen Radien liegen in den Eigenschaften der jeweiligen Disziplin begründet. Für Beobachtungen ist es zum Beispiel leichter einen Radius anzugeben, der mit der Helligkeit der Galaxie skaliert. Allerdings ist die Umrechnung des Virialradius in  $R_{25}$  sehr kompliziert. Es ist jedoch möglich, aus den Simulationsradien den Effektivradius auszurechnen. Dieser umfasst den Bereich der Galaxie, in dem sich 50% der Sterne befinden. Der Vorteil an dieser Methode ist, dass sich  $R_{25}$  sehr leicht in den Effektivradius umrechnen lässt, denn es gilt [vgl. Ho u. a., 2015]:

$$R_{eff} = 1.67835 \cdot R_{25} \quad (17)$$

Diese Umrechnung erleichtert es, Gradienten aus Beobachtungen und Simulationen gegenüberzustellen.

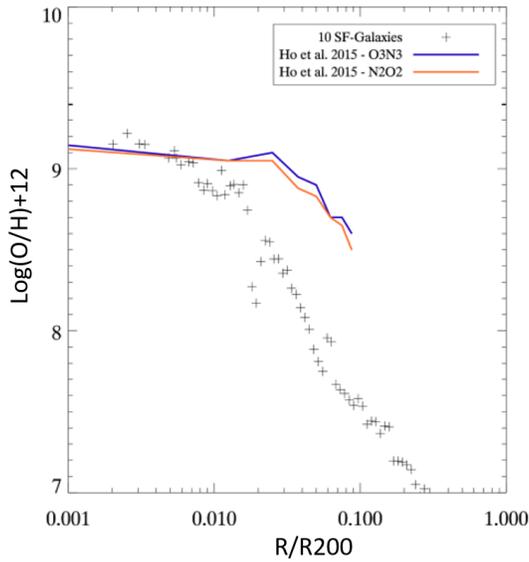
Um tatsächlich von einem Metallizitätsgradienten sprechen zu können, muss man sicherstellen, dass der beobachtete Rückgang der Metalle größer ist als die bei der Messung auftretenden Fehler [vgl. Kudritzki u. a., 2016]. Zudem weisen die Gradienten vieler Galaxien große Schwankungen um die Mittelwerte auf. Diese Abweichungen können verschiedene Ursachen haben. Zum Einen treten bei jeder Messung Messfehler auf, die auf Ungenauigkeiten der Messinstrumente und Unschärfen im Spektrum eines Objekts (vgl. Kap 3.1) zurückzuführen sind. Zum Anderen sind die Abweichungen in der Entwicklungsgeschichte der beobachteten Galaxie begründet. Sterne oder kleine Sternhaufen, die eine Galaxie im Laufe ihres Lebens gravitativ an sich gebunden hat, die jedoch nicht in dieser entstanden

sind, haben sehr wahrscheinlich eine andere Metallzusammensetzung als die "galaxieinternen" Sterne ihrer näheren Umgebung. Diese sogenannten Substrukturen können in den Simulationen heraus gerechnet werden, sodass nur die Sterne und das Gas betrachtet werden, die zur ursprünglichen Galaxie gehören. Allerdings sind Abweichungen aufgrund von Akkretionsprozessen für die Astronomie durchaus relevant, da sie Kenntnisse über die Entwicklung einer Galaxie liefern.

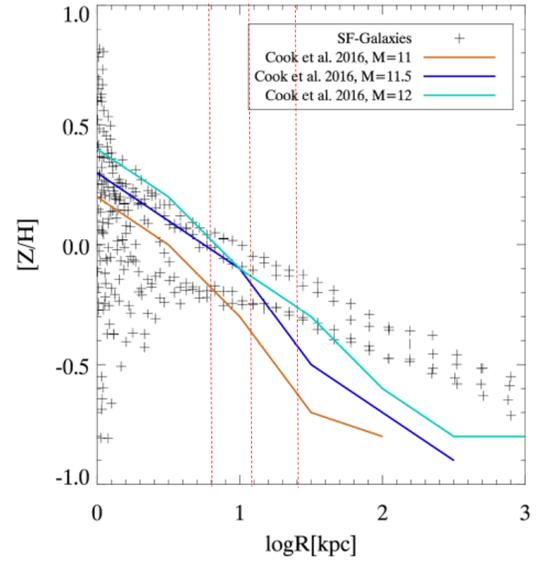
Auch wie stark der Abfall der Metallizität ist, kann Informationen über die Entstehungs- und Entwicklungsgeschichte einer Galaxie liefern, denn das Gefälle ist nicht bei allen Galaxiearten gleich. Vielmehr zeigt sich, dass Spiralgalaxien einen größeren Gradienten aufweisen als elliptische Galaxien, was die Vermutung stärkt, dass letztere aus Kollisionen oder Verschmelzungen einer oder mehrerer Spiralgalaxien entstanden sind (vgl. Kap. 2.3, [vgl. Mevius, 2016]).

Cook u.a. finden zudem den Zusammenhang, dass Galaxien, die sehr wenig ihrer Halo-Masse akkretiert haben, einen steileren Gradienten aufweisen, als gleich schwere Galaxien mit größerer Akkretionsrate. Außerdem werden die Gradienten mit fortschreitender kosmischer Zeit flacher, was der Erwartung entspricht, dass die Aufnahme von stellarer Masse für ein Abflachen der Metallizität sorgt [vgl. Cook u. a., 2016].

Die Gradienten fallen zudem unterschiedlich aus, je nachdem ob eine Galaxie noch Sternentstehung betreibt oder nicht. Tissera u.a. wählen zum Beispiel aus den Daten der EAGLE-Simulation diejenigen Galaxien aus, die über 1000 Sternteilchen und über 10 Gasteilchen besitzen, wobei das Gas zudem eine SFR größer 0 haben muss [vgl. Tissera u. a., 2018]. Auch ich habe mich bei den Gradienten auf Sternentstehungsgalaxien beschränkt, um eine Vergleichbarkeit sowohl mit Simulationen als auch Beobachtungen zu gewährleisten.

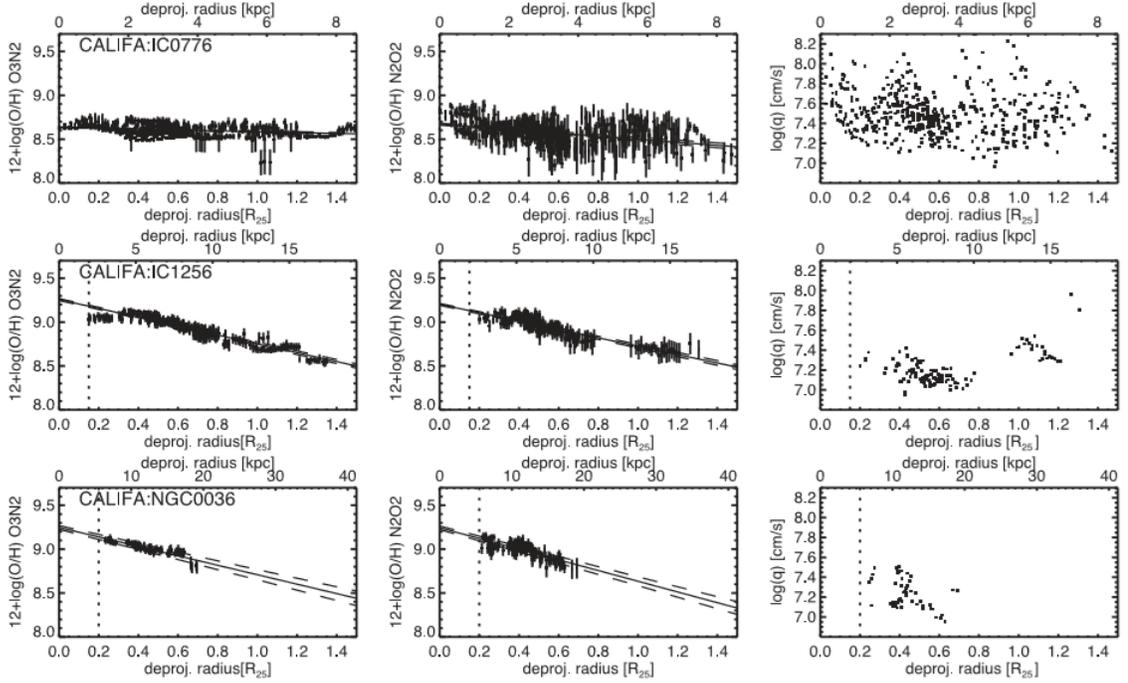


(a) Vergleich MAGNETICUM - Beobachtungen



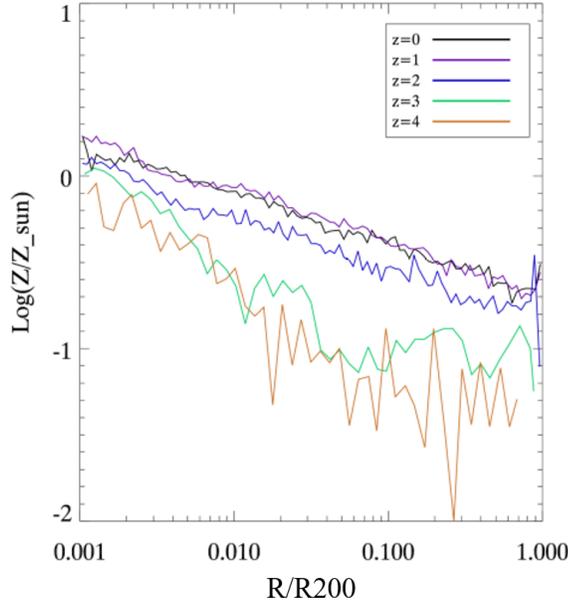
(b) Vergleich MAGNETICUM - ILLUSTRIS

**Abbildung 5:** Dargestellt sind zwei Beispiele eines Metallizitätsgradienten in MAGNETICUM. *Links:* Verglichen wird der Gradient des Sauerstoff-Vorkommens mit zwei unterschiedlichen Ergebnissen der CALIFA-Daten [vgl. Ho u. a., 2015]. Die orange und die blaue Kurve sind um den Faktor 8 nach links verschoben, um einen qualitativen Vergleich zwischen R200 und R25 zu ermöglichen. *Rechts:* Gezeigt wird das Gefälle in der Gesamtmetallizität im Vergleich zu Daten der ILLUSTRIS Simulation [vgl. Cook u. a., 2016]. Dafür werden 4 SF Galaxien aus MAGNETICUM untersucht. Die rot-gestrichelten Senkrechten geben die äußeren Grenzen der Galaxien aus Cook u.a., 2016 an.



**Abbildung 6:** Ho u.a. haben vielen Daten von CALIFA gesammelt und die Gradienten der Galaxien untersucht. Das Bild ist nur ein kleiner Ausschnitt aus den Resultaten [Ho u. a., 2015].

Auch mit dieser Einschränkung ist der Vergleich mit den Beobachtungen nicht trivial. Neben der oben angesprochenen Schwierigkeit, Metallizität zu definieren, ist auch der Begriff des Galaxienradius nicht eindeutig. Bei Beobachtungen wird (zumindest bei Ho u. a., 2015)  $R_{25}$  angegeben. Des Weiteren unterscheiden sich innerhalb einer Beobachtung die erhaltenen Gradienten um bis zu  $0.4 \text{ dex } R_{25}^{-1}$ , abhängig davon, welche Emissionslinien betrachtet worden sind. Die CALIFA-Daten liefern pro Galaxie Metallizitäten aus O2N2- und O3N2-Messungen, wie in Abbildung 6 zu erkennen ist [vgl. Ho u. a., 2015]. Für den Vergleich mit den Ergebnissen aus MAGNETICUM in Abbildung 5a) sind die Daten von IC1256 (zweite Reihe) verwendet worden. Um diese Daten auf die Größenordnung von  $R_{200}$  zu bekommen, habe ich angenommen, dass  $R_{25}$  etwa  $1/8$  von  $R_{200}$  entspricht. Diese Näherung ist sehr grob, da  $R_{25}$  bezogen auf die Helligkeit und  $R_{200}$  bezogen auf die Dichte einer Galaxie ist. Da der Vergleich jedoch nur qualitativ sein soll, reicht die Annahme aus, um eine grobe Gegenüberstellung zu ermöglichen. Abbildung 5 b) stellt die Ergebnisse der MAGNETICUM-Simulation denen aus ILLUSTRIS gegenüber. Dafür habe ich vier Galaxien ausgewählt, die noch aktive Sternentstehung betreiben und deren Gesamtmetallizität über den gesamten Virialradius betrachtet. Dies ist ein entscheidender Vorteil der Simulationen gegenüber Beobachtungen, da diese nur die inneren Bereiche der Galaxien analysieren können,

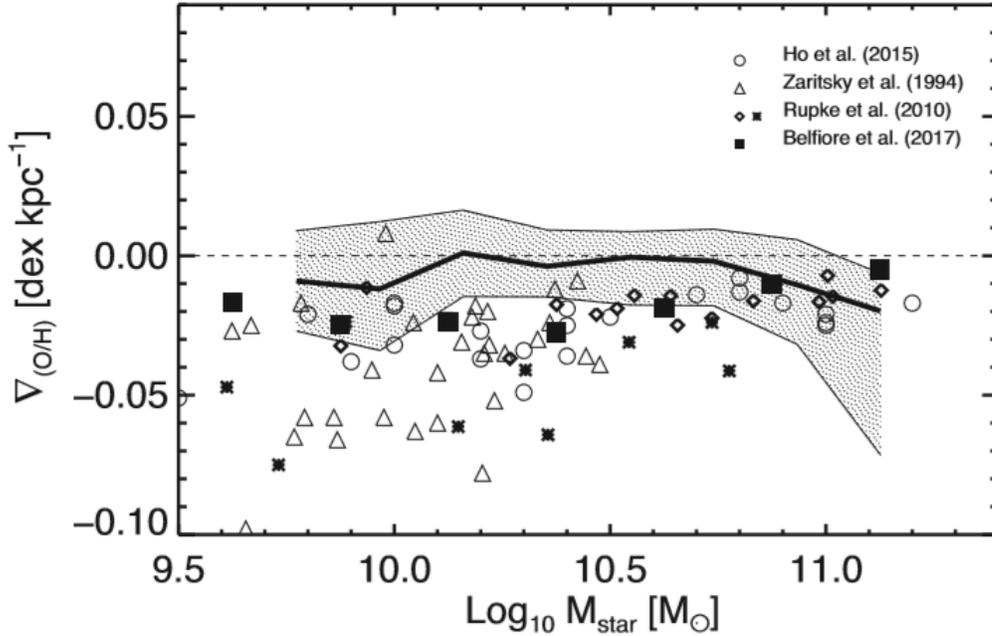


**Abbildung 7:** Dargestellt ist das Verhalten der Gesamtmetallizitäten in Abhängigkeit vom Galaxienradius bei verschiedenen Rotverschiebungen. Der Radius ist dabei als Bruchteil des Virialradius angegeben. Die Daten stammen aus MAGNETICUM.

in denen sich der Großteil der stellaren Masse konzentriert. Während Cook u.a. ihre Galaxien in 3 Massenbereiche zwischen  $10^{10.5}$  und  $10^{12} M_{\odot}$  einteilen, liegen die Massen der MAGNETICUM-Galaxien zwischen  $10^{12} - 10^{13} M_{\odot}$ . Wie bereits angesprochen, können Simulationen Galaxien bis weit außerhalb des beobachteten Bereichs untersuchen. Abbildung 5 b) gibt dafür ein Beispiel. Die gestrichelten roten senkrechten Linien sind Cook u.a. 2016 entnommen und grenzen unterschiedliche Regionen der Galaxie voneinander ab. Bis ca.  $10^{0.8}$  kpc bzw. 6 kpc erstreckt sich der innere Bereich der Galaxie, bis ca.  $10^{1.1}$  kpc der äußere Bereich. Die dritte Linie gibt schließlich den Rand des stellaren Halos an [Cook u. a., 2016].

Wie in Abbildung 7 zu sehen ist, habe ich zudem untersucht, wie sich die Metallizität in Galaxien bei unterschiedlichen Rotverschiebungen verhält. Nach der Theorie ist die Anzahl schwerer Elemente negativ korreliert zur Rotverschiebung, da die Metallizität mit jeder Sterngeneration zunimmt. Das bedeutet, dass man bei größeren Rotverschiebungen geringere Metallwerte erwartet. Abbildung 7 zeigt einen deutlichen Unterschied zwischen  $z=0$  und  $z=4$ , wobei erstaunlich ist, dass die Kurven bei  $z=1$  und  $z=0$  kaum Unterschied aufweisen und dass an einigen Stellen die Metallizität der Galaxie größerer Rotverschiebung größer ist.

Allerdings kann das daran liegen, dass, wie oben angemerkt, der Gradient für



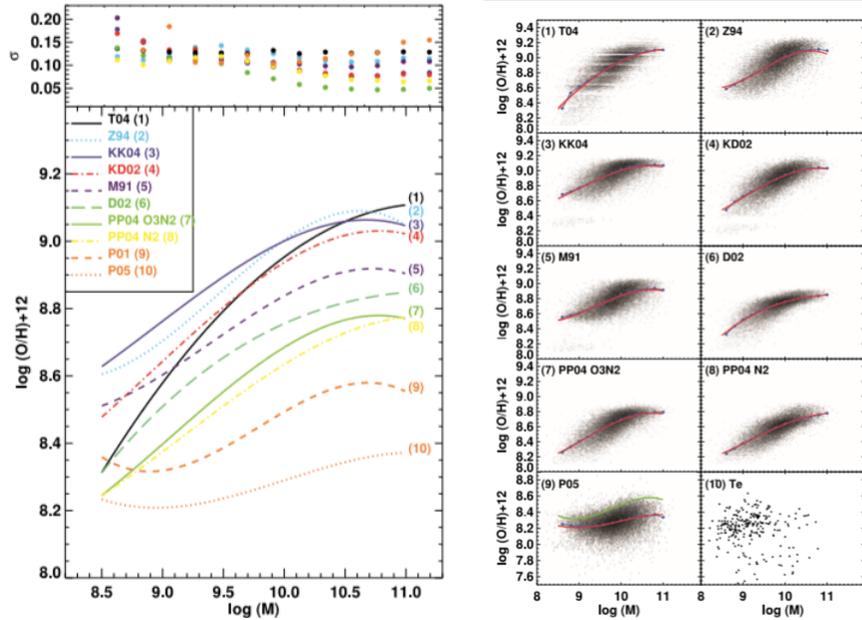
**Abbildung 8:** Dargestellt ist die Beziehung zwischen Galaxiengradient und ihrer Masse. Die Ergebnisse der EAGLE-Simulation werden mit verschiedenen Beobachtungen verglichen [Tissera u. a., 2018].

jede Galaxie unterschiedlich ist, und die Beobachtungen im Mittel ein gewisses Verhalten zeigen.

Des weiteren sieht man, dass für höhere Rotverschiebungen die Schwankungen in der Kurve zunehmen. Das kann zum Beispiel daran liegen, dass zu dieser Zeit in einigen Teilen der Galaxie viel weniger Supernova-Explosionen stattgefunden haben als in anderen. Eine andere Ursache für die Inhomogenität in der Metallizität kann sein, dass es einige Zeit dauert, bis sich die Verteilung bestimmter Elemente im ISM homogenisiert hat [Naiman u. a., 2018].

Eine andere Art, die Abnahme der Metallizität in Scheibengalaxien zu untersuchen, ist der Vergleich mit der stellaren Masse einer Galaxie. Abbildung 8 zeigt zwar keine eindeutige Korrelation zwischen der Masse und der Stärke des Gradienten einer Galaxie, allerdings hat es den Anschein, als würde es bei Galaxien niedriger Masse ebenso wie bei denen sehr großer Masse ( $M_{Galaxie} < 10^{10} M_{\odot}$ ,  $M_{Galaxie} > 10^{10.8} M_{\odot}$ ) einen stärker negativen Gradienten geben [vgl. Tissera u. a., 2018].

Nicht nur bei Galaxien, sondern auch bei Galaxienhaufen kann man Gradienten von innen nach außen beobachten. Simionescu u.a. haben 2009 Galaxienhaufen mit kalten Kernen ('cold core clusters') untersucht und einen Gradienten für diese gefunden, wobei in deren Zentrum die verschiedenen Elemente Peaks aufweisen.



(a) Vergleich der verschiedenen Messungen, Kewley & Ellison, 2008 (b) verschiedene Arten der Metallizitätsmessung, Kewley & Ellison, 2008

**Abbildung 9:** Metallizitätsmessungen, die auf Beobachtungen beruhen, können auf unterschiedliche Art durchgeführt werden. Kewley & Ellison haben ihre Werte auf 10 verschiedenen Arten berechnet und diese zur Veranschaulichung in einem Plot zusammengestellt. Die Kürzel veranschaulichen dabei, welche Autoren welche Methode entwickelt haben [Kewley u. Ellison, 2008].

Zum Beispiel hat Hydra A einen starken Eisenpeak, was auf eine große Anzahl Supernovae Ia hinweisen kann [vgl. Mevius, 2016].

### 3.4 Masse-Metallizitäts-Beziehung

Wie bereits angesprochen, haben Lequeux u.a. 1979 gezeigt, dass eine Beziehung zwischen der stellaren Masse einer Galaxie und ihrer Metallizität besteht. Um diese Beziehung quantitativ darzustellen, gibt es jedoch viele unterschiedliche Ansätze und Messmethoden. Die Art der Messung beeinflusst jedoch den Verlauf der Metallizitätskurve (vgl. Abbildung 9 b). Kewley & Ellison haben 2008 die Masse-Metallizitäts-Beziehungen auf 10 verschiedenen Arten bestimmt (vgl. Abbildung 9b), die alle auf Daten des SDSS beruhen. Die verschiedenen Kurven basieren auf Messmethoden, die in den folgenden Papern entwickelt worden sind: [Tremonti u. a., 2004], [Zaritsky u. a., 1994], [Kobulnicky u. Kewley, 2004], [Kew-

ley u. Dopita, 2002], [McGaugh, 1991], [Denicoló u. a., 2002], [Pettini u. Pagel, 2004], [Pilyugin, 2001] und [Pilyugin u. Thuan, 2005]. Die Kürzel in Abbildung 9 stehen dabei für die jeweiligen Autoren, bis auf 'Te', was für Elektronentemperatur steht. Diese Kurve ist mit der direkten Methode erstellt worden, die auf die Verwendung von auroralen Linien zurückgreift (vgl. Beginn des Kapitels, [vgl. Kewley u. Ellison, 2008]). In Abbildung 9b) sind die verschiedenen Ergebnisse aus a) in einem Plot zusammengestellt worden, damit die Unterschiede deutlicher zu erkennen sind. Die verschiedenen Messmethoden sind in Kewley & Ellison 2008 ausführlich beschrieben, wobei jede auf die Methode der Emissionslinien-Analyse zurückgreift. Die Unterschiede liegen darin, welche Linien verwendet worden sind. Abhängig von der Art der Kalibrierung der Messung variieren die Ergebnisse um bis zu 0.8 dex, eine Abweichung, die größer ist, als dass sie mit Messfehlern erklärt werden könnte [vgl. Kewley u. Ellison, 2008].

Bei Metallmessungen mit Hilfe von Spektrallinienanalysen können folgende Kriterien festgelegt werden [vgl. Kewley u. Ellison, 2008]:

- das Signal-Rausch-Verhältnis der stärksten Emissionslinien <sup>12</sup>
- der Anteil einer Galaxie, der mit den Fasern des SDSS abgedeckt wird <sup>13</sup> (hier mehr als 20% )
- die Rotverschiebung, bis zu der beobachtet wird. <sup>14</sup> Für Messungen mit SDSS liegt dieser Wert bei  $0.027 < z < 0.25$ , damit die benötigten Sauerstoff-Linien mit dem Spektrographen des Teleskops beobachtet werden können [vgl. Andrews u. Martini, 2013]. Simulationen können bis zu sehr großen Rotverschiebungen ( $z \approx 10$  [vgl. Torrey u. a., 2017]) Aussagen treffen, allerdings muss zuvor überprüft werden, ob die Ergebnisse kleiner Rotverschiebungen mit denen der Beobachtungen übereinstimmen. Denn nur, wenn das der Fall ist, können damit verlässliche Vorhersagen getroffen werden.
- die Tatsache, dass die stellare Masse der Galaxie bekannt sein muss
- die Art der Galaxie; Galaxien mit aktiven galaktischen Kernen ('AGN'=active galactic nuklei) werden ausgeschlossen <sup>15</sup>.

---

<sup>12</sup>Das Rauschen ist abhängig davon, wie viele Photonen pro Zeit gemessen werden. Um das Rauschen zu verringern, muss die Belichtungsdauer erhöht werden.

<sup>13</sup>Dieser Anteil ist nötig, um große Abweichungen, die ansonsten aufgrund der Blendengröße des Teleskops bei Schätzungen der Metallizitäten entstehen, zu vermeiden.

<sup>14</sup>Das ist abhängig von der möglichen Auflösung der Messgeräte; Kewley und Ellison (2008) geben eine maximale Rotverschiebung von  $z < 0.1$ , Zahid u.a. (2014) hingegen  $z < 1.6$  an.

<sup>15</sup>Die aktiven schwarzen Löcher verursachen durch Masseneinfang und Energieausschüttungen Veränderungen im Galaxienspektrum.

Die ersten drei Punkte spielen hauptsächlich bei der Beobachtung von HII-Regionen eine Rolle, die letzten beiden sind allgemeiner Natur und werden in fast allen Fällen angegeben.

Sowohl Beobachtungen als auch Simulationen zeigen, dass bei größerer stellarer Masse einer Galaxie auch die Metallizität höher ist. Woran liegt das?

"Einfach ausgedrückt, wenn massereichere Galaxien anteilmäßig mehr Sterne als ihre Gegenstücke mit weniger Masse in einem Hubble-Zeitabschnitt <sup>16</sup> bilden, dann repräsentiert die beobachtete Masse-Metallizitäts-Beziehung einen Abschnitt der Astration <sup>17</sup>. Wenn jedoch Galaxien ähnliche Anzahlen an Sternen bilden, dann kann die Beziehung implizieren, dass Metalle von Galaxien mit niedrigen Potenzialbarrieren selektiv über galaktische Winde verloren gehen." [Tremonti u. a., 2004]

Wie man dem Zitat entnehmen kann, bilden schwerere Galaxien mehr Sterne, wodurch die Metallizität ansteigen kann. Außerdem können Masseverluste bei leichteren Galaxien öfter auftreten, da die Gravitation geringer ist. Durch die Galaktischen Winde verringert sich wiederum der Metallanteil.

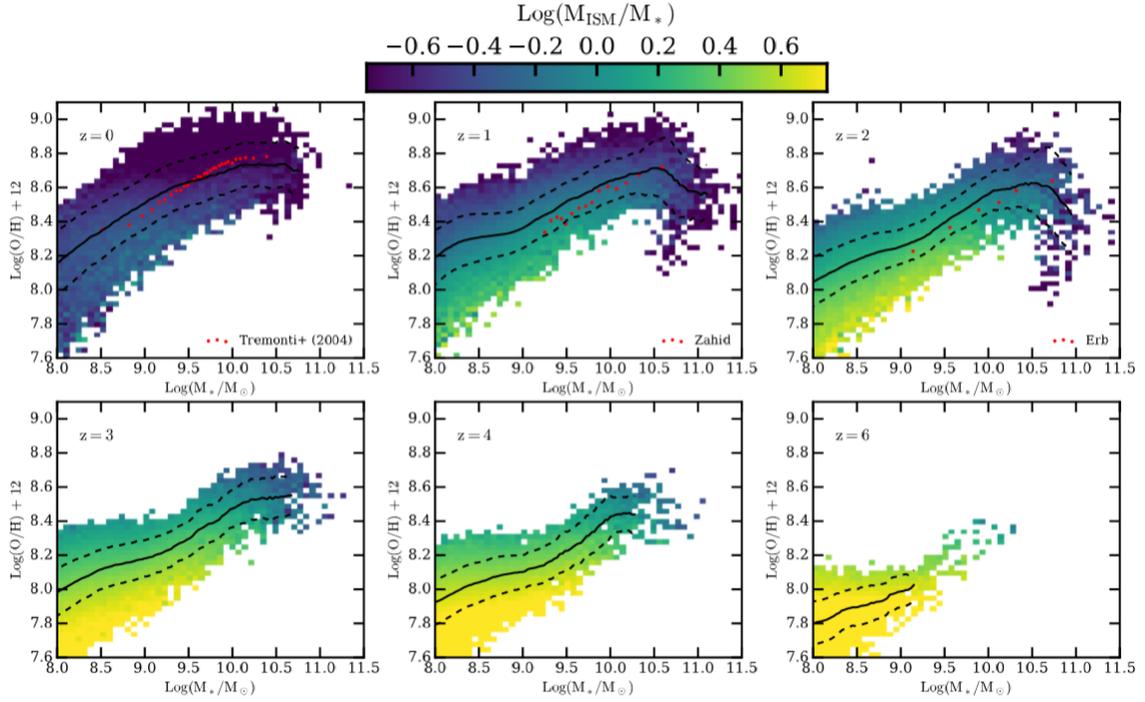
Bei gleichbleibender stellarer Masse findet man dagegen den Zusammenhang, dass Galaxien mit höherer Sternentstehungsrate einen niedrigeren Metallanteil aufweisen und andersherum. Eine Korrelation zwischen diesen beiden Größen (SFR und Metallizität) besteht, da beide abhängig vom Gasgehalt einer Galaxie sind [vgl. Zahid u. a., 2017]. Auch wenn dieser Zusammenhang zunächst wenig intuitiv erscheint, kann man es sich mit Hilfe der Entwicklung von Galaxien (vgl. Kap. 2.3) erklären: Je weniger Gas in einer Galaxie vorhanden ist, desto mehr Sterne sind bereits aus dem ursprünglichen ISM entstanden und desto mehr schwere Elemente sind fusioniert worden. Die Masse-Metallizitäts-Beziehung, die durch die obigen Phänomene erklärt wird, lässt sich als Formel wie folgt darstellen:

$$12 + \log(O/H) = Z_0 + \log \left( 1 - \exp \left( - \left( \frac{M_*}{M_0} \right)^\gamma \right) \right) \quad (18)$$

[vgl. Zahid u. a., 2014]. Dabei ist  $Z_0$  der größtmögliche Wert der Metallizität (vgl. Sättigung in der Metallizitätskurve),  $M_0$  diejenige Masse, ab der sich die resultierende Kurve  $Z_0$  asymptotisch annähert, und  $\gamma$  ein durch Beobachtungen festgelegter Wert. Es gilt für  $z \leq 1.6$ :  $\gamma = 0.513 \pm 0.009$  [vgl. Zahid u. a., 2014].

<sup>16</sup>Hubble-Zeit: Zeit, die seit dem Urknall vergangen ist, sofern man von einer konstanten Ausdehnung des Universums ausgeht; astronomische Zeiteinheit (vgl. [Akademischer Verlag, 1998])

<sup>17</sup>Astration: Der Einschluss von Materie in das Sterninnere während der Sternentstehung; häufig in Bezug auf ein bestimmtes Element (vgl. [Wikipedia, 2018])



**Abbildung 10:** Dargestellt sind verschiedene Masse-Metallizitäts-Kurven für mehrere Rotverschiebungen. Zudem ist das Verhältnis von Sternmasse zu Gasmasse für die untersuchten Galaxien farblich gekennzeichnet. Die roten Punkte in der oberen Reihe sind Datenpunkte verschiedener Beobachtungen bei gleicher Rotverschiebung [Torrey u. a., 2017].

Vergrößert sich also in Gleichung (18) die stellare Masse einer Galaxie, so wird der Wert der e-Funktion kleiner, wodurch sich das Argument des Logarithmus vergrößert. Da der Logarithmus eine monoton steigende Funktion ist, führt eine größere Masse somit zu einer höheren Metallizität. Die linke Seite von Gleichung (18) ist festgelegt durch die Art und Weise, wie bei Beobachtungen von Galaxien deren Metallizität bestimmt wird. Mit Hilfe von Emissionslinien im optischen Spektrum wird häufig das Sauerstoffvorkommen in HII-Regionen ( $\triangleq$  Gas-Phase-Metallizität) bestimmt und dann  $12 + \log(O/H)$  (vgl. Kap. 3.1) gegenüber  $M/M_\odot$  geplottet [vgl. Zahid u. a., 2017]. Die Sauerstoffwerte liegen dabei zwischen etwa 8 und 9.5.

HII-Regionen, die für die Bestimmung von Metallanteilen relevant sind, findet man ausschließlich in Galaxien, die Sternentstehung betreiben. Die Menge an Sauerstoff kann als Maßstab für die Metallizität dienen, da Sauerstoff das häufigste schwere Element im Universum ist [vgl. Zahid u. a., 2017].

**Vergleich von ILLUSTRIS und Beobachtungen** Die IllustrisTNG Simulation liefert das Ergebnis, dass sich der Großteil der Metalle in Gasregionen um die

oder außerhalb der Galaxie befindet [vgl. Torrey u. a., 2017]. Für diese Regionen wird die Metallizität bestimmt und anschließend mit der Metallizität extragalaktischer Nebel verglichen, welche aus Beobachtungen stammt. Um die Ergebnisse der Simulation in  $12+\log(\text{O}/\text{H})$  anzugeben, nehmen Torrey u.a. an, dass 35% der Metallmasse Sauerstoff ist [vgl. Torrey u. a., 2017].

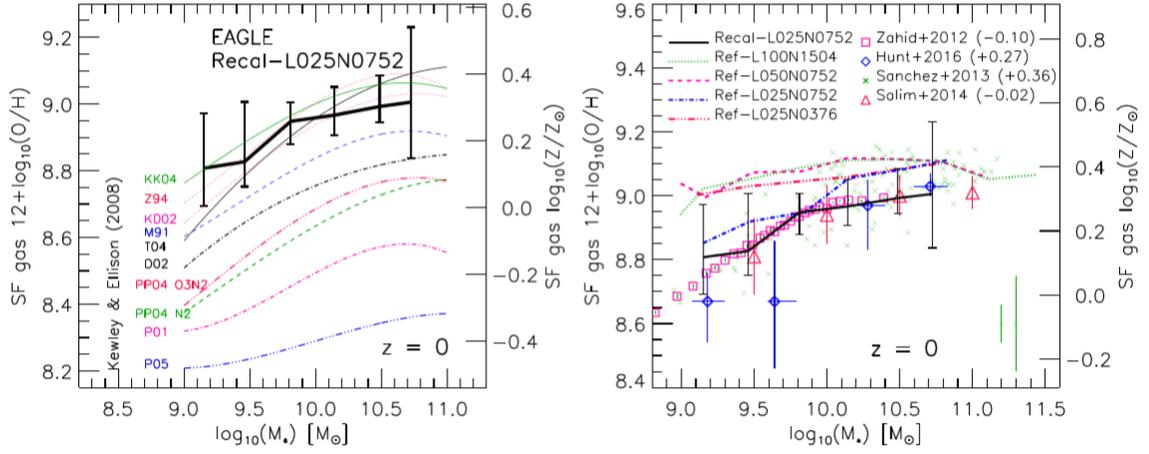
Zudem wird die Metallizität hinsichtlich der SFR gewichtet [vgl. Torrey u. a., 2017]. Das Ergebnis ist in Abbildung 10 zu sehen. Zusätzlich zur Gasphasen-Metallizität werden hier verschiedene Verhältnisse von stellarer-zu-Gas-Masse dargestellt. Man erkennt, dass Galaxien mit einem sehr großen Gasanteil nur in einem geringen Massebereich zu finden sind. Ebenso sind Galaxien bei großer Rotverschiebung gasreicher und masseärmer. Das hat zwei Ursachen, da ein hoher Gasanteil ein Hinweis auf eine junge Galaxie ist: Junge Galaxien haben noch nicht so viel Gas in Sterne umwandeln können und gleichzeitig haben sie noch nicht so viel Masse akkretieren können. Da bei höheren Rotverschiebungen alle Galaxien im Mittel viel jünger sind, erklärt sich der beobachtete Trend [vgl. Torrey u. a., 2017].

In der oberen Reihe von Abbildung 10 sind jeweils Vergleiche mit verschiedenen Beobachtungen gegeben, die zur jeweiligen Rotverschiebung passen [Torrey u. a., 2017].

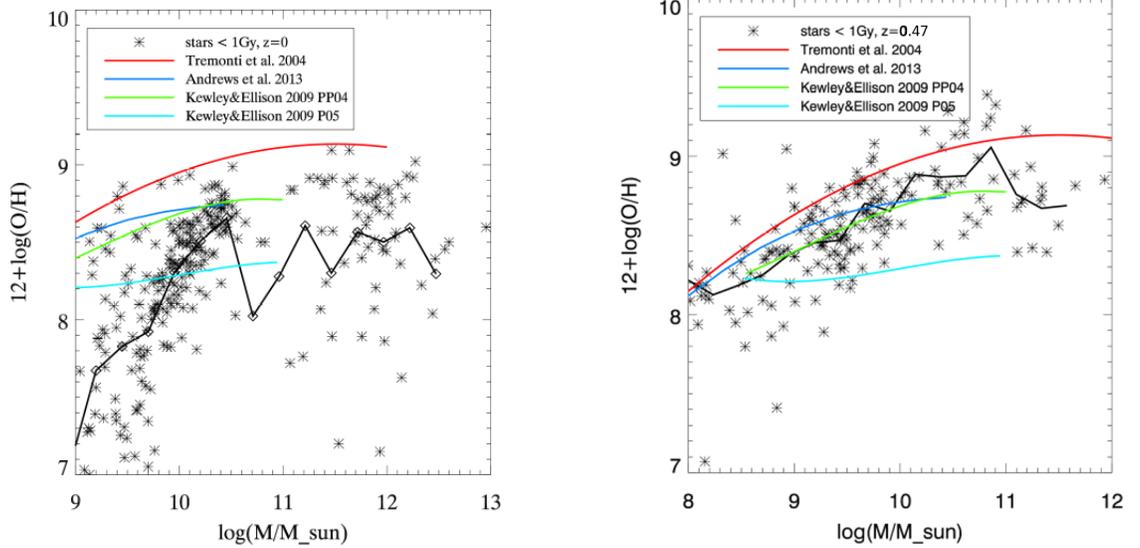
**Vergleich von EAGLE und Beobachtungen** Segers u.a. finden eine starke Korrelation zum Einen zwischen der Verteilung von stellaren Massenverlust-Prozessen und der SFR sowie der Gasphasen-Metallizität und zum Anderen zwischen der stellaren Masse und Metallizität [vgl. Segers u. a., 2015].

De Rossi u.a. erhalten eine Masse-Metallizitätsbeziehung bis zu Rotverschiebung 5, welche in guter Näherung mit den Ergebnissen aus Beobachtungen übereinstimmen. Des Weiteren finden sie den Zusammenhang, dass Galaxien mit einer stellaren Masse unter  $10^{10} M_{\odot}$ , die eine höhere Metallizität als andere dieser Masse haben, eine geringere SFR, weniger Gas und ältere Sternpopulationen haben. Bei größeren Galaxienmassen jedoch kehrt sich dieser Zusammenhang ins Gegenteil um [vgl. De Rossi u. a., 2017]. De Rossi u.a. berechnen aus der EAGLE-Simulation die Gasphasen-Metallizität, um eine Vergleichbarkeit mit unterschiedlichen Beobachtungen zu ermöglichen. Sie stellen fest, dass ihre Ergebnisse irgendwo zwischen KD02 und KK04 aus Kewley & Ellison, 2008 liegen bzw. gut mit Zahid u.a. 2012 übereinstimmen, wenn diese um 0.1 dex nach unten verschoben wird (vgl. Abbildung 11) [vgl. De Rossi u. a., 2017].

**Vergleich von MAGNETICUM und Beobachtungen** Im folgenden Abschnitt werden die Ergebnisse aus Box 3 und 4 von MAGNETICUM bei Rotverschiebung 0 untersucht. Diese habe ich mit einigen Kurven aus Kewley & Ellison 2009 (vgl. Abbildung 9a T04, PP04, P05) und der aus Andrews u. Martini, 2013 verglichen.



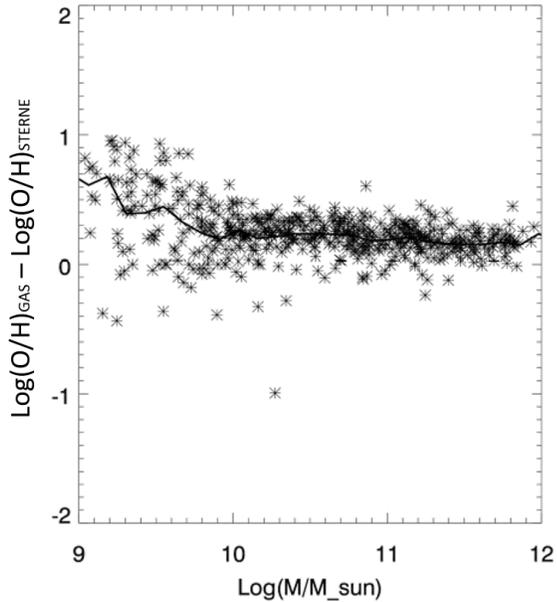
**Abbildung 11:** Dargestellt ist die Masse-Metallizitäts-Beziehung für Gas der EAGLE-Simulation im Vergleich zu verschiedenen Resultaten aus Beobachtungen. Die linke Seite vergleicht mit den Ergebnissen aus [Kewley u. Ellison, 2008]. Auf der rechten Seite haben De Rossi u.a. bestimmte Ergebnisse aus Beobachtungen um die Werte in den Klammern verschoben, bevor sie diese mit ihren Werten vergleichen [De Rossi u. a., 2017].



(a) MZR bei  $z=0$ , Box 3

(b) MZR bei  $z=0.47$ , Box 4

**Abbildung 12:** Dargestellt sind die Mittelwerte der Metallizitäten der jungen Sterne (jünger als 1 Mrd. Jahre), die mit unterschiedlichen Beobachtungsergebnissen verglichen werden. Man erkennt deutlich den Unterschied zwischen Box 3 und 4, was die Genauigkeit bei (vor allem) niedrigen Galaxienmassen betrifft. Die Unterschiede bei hohen Massen (über  $10^{10} M_{\odot}$ ) resultieren aus der Menge der Datenpunkte.



**Abbildung 13:** Aufgetragen ist die stellare Masse gegenüber der Differenz aus Gasphasen- und stellarer Metallizität.

Die Datenpunkte, die in Abbildung 12 zu sehen sind, repräsentieren nur die Sternpopulationen einer Galaxie, die jünger als 1 Mrd. Jahre alt sind. Diese Einschränkung ist gemacht worden, um möglichst passende Vergleiche mit der Gasphasen-Metallizität der Beobachtungen anstellen zu können. Sehr junge Sternpopulationen befinden sich noch in der Nähe des Sternentstehungsgebiets, aus dem sie entstanden sind und zudem geht man davon aus, dass sich in der kurzen Zeit die Metallizität sowohl in den Sternen als auch im ISM die Metallizität nicht groß geändert hat. Das bedeutet, dass diese Sterne, die weniger als eine Milliarde Jahre alt sind, ähnliche Ergebnisse bezüglich der Metallizität liefern, wie es die (kalten) Gasregionen würden. Zur Rechtfertigung dieser Annahme habe ich die Differenz zwischen Gasphasen- und stellarer Metallizität berechnet. Die Ergebnisse habe ich gegen die stellare Masse der Galaxie geplottet. Abbildung 13 zeigt das Ergebnis. Im Mittel befinden sich die Datenpunkte ein Stück über der Nulllinie. Das bedeutet, dass die Gasphasen-Metallizität etwa 0.2 dex größer als die stellare Metallizität ist und damit den Erwartungen entspricht. Da der Plot auf Box 3 Daten basiert, lassen sich die größeren Abweichungen zwischen  $10^9 - 10^{10} M_{\odot}$  mit der Auflösung der Sternpopulationen erklären. Einige Datenpunkte liegen im negativen Bereich, was bedeutet, dass dort die Sterne eine höhere Metallizität haben als das Gas, was sämtlichen Erwartungen widerspricht. Allerdings ist die Anzahl dieser Punkte so gering, dass sie im Rahmen des Messfehlers

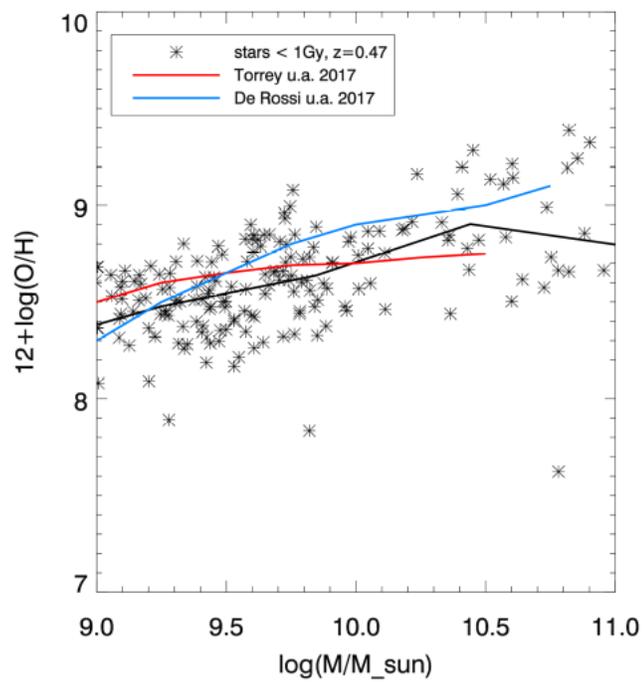
der Simulation liegen.

Wenn man daher die schwarze Kurve in Abbildung 12 um 0.2 dex nach oben verschiebt, erhält man folglich die Metallizität für Gas. Für die oben beschriebene Stichprobe ist die Metallizität nach der Formel (12) berechnet und gemittelt worden. Dabei bin ich zunächst von 5000 Galaxien ausgegangen, aus denen ich anschließend die mit aktiver Sternentstehung ausgewählt habe. Die Ergebnisse sind gegenüber der gesamten stellaren Masse der zugehörigen Galaxie geplottet. Abbildung 12a) enthält die Daten aus Box 3. Die Abweichungen bei kleinen stellaren Massen lassen sich ebenso wie bei Abbildung 13 durch das Auflösungsvermögen erklären. Die übrigen Schwankungen sowohl bei Box 3 als auch bei Box 4 liegen daran, dass es sehr wenige junge Sterne in den Galaxien der 'Jetzt'-Zeit gibt. Denn die meisten der untersuchten Galaxien sind bei  $z=0$  bzw.  $z=0.47$  bereits viele Milliarden Jahre alt und somit auch ein Großteil der in ihr enthaltenen Sterne. Trotz der Schwankungen zeigen die Abbildungen 12 a) und b), dass die Daten von MAGNETICUM im Bereich der Vergleichsbeobachtungen liegen. Wenn man die Kurve aus a) zum Beispiel um die 0.2 dex nach oben verschiebt, die den Unterschied zum Gas ausmachen, liegt sie etwa bei der PP04-Kurve.

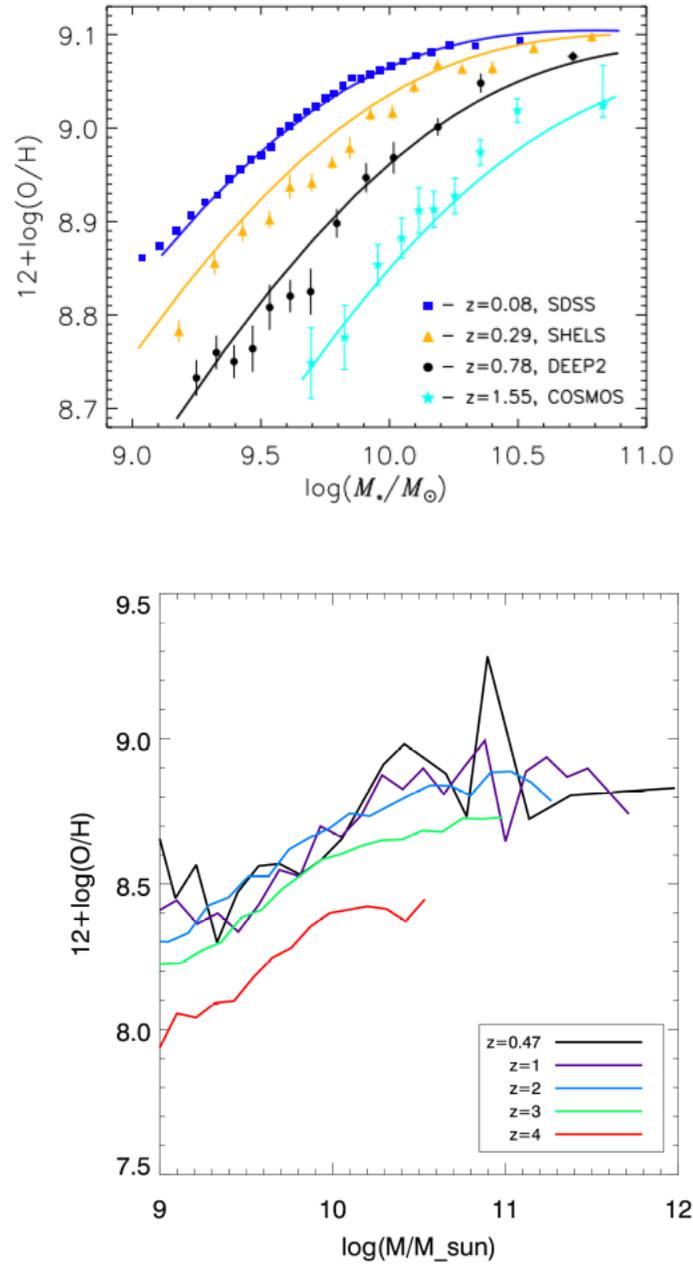
**Vergleich der drei Simulationen** Die drei Simulationen zeigen alle recht hohe Übereinstimmung mit den Beobachtungen. Da die jeweiligen Ergebnisse jedoch nur zum Teil mit den gleichen Beobachtungen verglichen werden, habe ich die Kurven aus den Abbildungen 10 und 11 a) ausgelesen und mit den Daten aus MAGNETICUM in einem gemeinsamen Plot zusammengestellt. Wie in Abbildung 14 zu erkennen ist, ist die Übereinstimmung der drei Simulationen ebenfalls sehr hoch. Die Metallizität ist als Sauerstoffvorkommen angegeben, da die beiden Simulationskurven dafür gegeben sind. Es wäre jedoch genauso möglich die massegewichtete Gesamtmetallizität als Grundlage zu nehmen. Das vereinfacht Vergleiche unter Simulationen im Gegensatz zu Vergleichen mit Beobachtungen.

### 3.4.1 Verhalten der MZR-Kurve bei höheren Rotverschiebungen

Im vorherigen Abschnitt sind die Metallizitäten bei  $z=0$  und  $z=0.5$  betrachtet worden (vgl. Abbildung 12). Zudem ist in Kapitel 3.3 das Verhalten der Metallizitätsgradienten bei unterschiedlichen Rotverschiebungen untersucht worden. In diesem Abschnitt wird das auch für die Masse-Metallizitäts-Kurve durchgeführt. Wie erwartet stellt man fest, dass bei größerer Rotverschiebung Galaxien geringere Metallizität besitzen [vgl. Maiolino u. a., 2008]. Das ist konsistent damit, dass die Metallizität mit fortschreitender kosmischer Zeit zunimmt, denn die Elemente benötigen eine gewisse Zeit, um fusioniert werden zu können. In Abbildung 15 a) zeigt sich dieses Verhalten für verschiedene Beobachtungen zwischen  $z=0.08$  (dunkelblau) und  $z=1.55$  (hellblau) [Zahid u. a., 2014].



**Abbildung 14:** Dargestellt sind die Ergebnisse aus De Rossi u.a. 2017 (EAGLE) und Torrey u.a. 2017 (IllustrisTNG) ebenso wie die Ergebnisse der MAGNETICUM-Simulation Box 4 bei  $z=0.47$ . Die schwarze Linie gibt dabei die Mittelwerte der schwarzen Datenpunkte an.



**Abbildung 15:** *Oben:* Dargestellt sind die Ergebnisse verschiedener Beobachtungen (durch SDSS, SHELs, DEEP2, COSMOS) von Galaxien verschiedener Rotverschiebung im Bereich von  $10^9 - 10^{11}$  Sonnenmassen [vgl. Zahid u. a., 2014]. *Unten:* Dargestellt sind die MZR Kurven aus MAGNETICUM Box 4 für Rotverschiebungen von  $z=0.47$  bis  $z=4$ .

Eine so deutliche Abweichung der Kurven liefern die Ergebnisse aus MAGNETICUM, dargestellt in Abbildung 15 b), nicht, da die Schwankungen in den Datenpunkten der Linien bei  $z=0.47$  und  $z=1$  zu groß sind. Ab  $z=2$  zeigt sich jedoch ganz deutlich, dass höhere Rotverschiebungen mit niedrigerer Metallizität korrelieren.

Die Werte bei  $z=2$  (hellblaue Kurve) und  $z=4$  (rote Kurve) unterscheiden sich um 0.3 dex im Maximum. Zwischen den Ergebnissen von SDSS und COSMOS beträgt der Unterschied ebenfalls etwa 0.3 dex. Die Beobachtungsdaten liegen im Bereich zwischen  $z=0$  und  $z=1.55$ , während die Simulation ab etwa  $z=2$  sehr deutliche Ergebnisse liefert, sodass sowohl die kleinen Rotverschiebungen der Beobachtungen als auch die großen der Simulationen somit die These stützen, dass Metallizität und Rotverschiebung einer Galaxie negativ korreliert sind. Abbildung 15 b) zeigt zudem, dass je kleiner die Rotverschiebung ist, desto massereicher sind die dargestellten Galaxien. Das hängt damit zusammen, dass diese Galaxien mehr Zeit gehabt haben, Masse zu akkretieren. Diese Erkenntnis stimmt wiederum mit Beobachtungen überein.

Dass Zahid u.a. Kurven nur bis  $z=1.55$  darstellen, hat einen einfachen Grund: Verlässliche Beobachtungen sind bisher nur bis zu bestimmten Rotverschiebungen möglich, da auf einige Methoden zur Metallmessung nicht mehr zurückgegriffen werden kann. Zur möglichst genauen Angabe des Verhältnisses

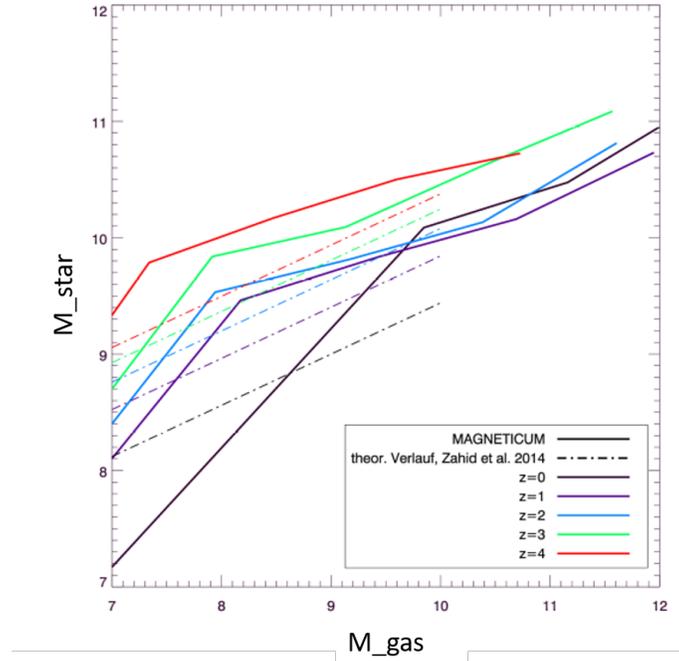
$$(O[II]\lambda 3727 + O[III]\lambda 4959, \lambda 5007)/H\beta$$

benötigt man zum Beispiel zusätzlich das Sauerstoff-zu-Stickstoff-Verhältnis, welches bei hoher Rotverschiebung entweder nicht eindeutig bestimmt werden kann oder nur eins der beiden Elemente in genügend großer Häufigkeit vorhanden ist [vgl. Kewley u. Ellison, 2008].

### 3.4.2 Beziehung zwischen stellarer Masse und Gasmasse einer Galaxie

Wie zu Beginn des Kapitels beschrieben ist, kann man Metallizitäten aus der Analyse von Sternen oder Gasregionen bestimmen. Die Unterschiede zwischen diesen beiden Werten sind oben analysiert worden (vgl. Abbildung 13). Nun stellt sich die Frage, welche Aussagen über das Verhältnis von Sternmasse zu Gasmasse getroffen werden können.

Wie viel Gas einer Galaxie 'recycelt' werden kann, hängt davon ab, wie viel Prozent der Sternmasse wieder an das ISM durch Sternwinde oder Supernovae abgegeben wird [vgl. Segers u. a., 2015]. Dieser Anteil beeinflusst aber auch die Metallizität einer Galaxie, denn das recycelte Gas, das zwischendurch in Sternen gebunden gewesen ist, enthält einen größeren Anteil an Metallen. Dadurch wächst die absolute Summe an schweren Elementen im ISM an. Man stellt fest,

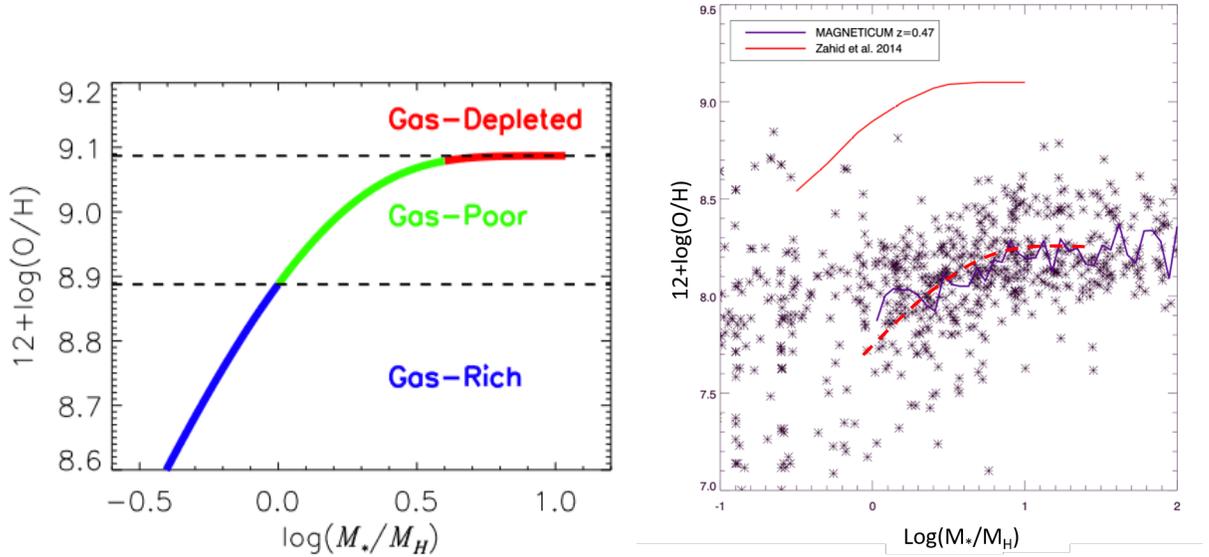


**Abbildung 16:** Dargestellt ist der theoretische Verlauf des Verhältnisses von Gasmasse zu stellarer Masse bei verschiedenen Rotverschiebungen [vgl. Zahid u. a., 2014] im Vergleich zu den Kurven, die MAGNETICUM liefert. Die gestrichelten Linien sind die theoretischen Kurven, die Durchgezogenen die Simulierten.

dass Galaxien mit höherer Sternentstehungsrate mehr Metalle enthalten als solche ohne aktive SFR, sodass die Metallizität auch von der Gasmasse abhängt. Der Sternmasse-zu-Gasmasse Anteil ('stellar-to-gas-mass-ratio') steht somit in engem Bezug zur chemischen Anreicherung einer Galaxie [vgl. Zahid u. a., 2017].

Man beobachtet zudem einen Zusammenhang zwischen Staub und der Metallizität einer Galaxie [vgl. Zahid u. a., 2017]. Der sogenannte Staub ist ein Teil des ISM, der aus schweren Elementen gebildet wird. Im Gegensatz dazu meint Gas hauptsächlich Wasserstoffgas. Interstellarer Staub kann Teile des Sternenlichts absorbieren, sodass einige Linien in deren Spektren gedämpft sind. Bei Galaxien konstanter Masse zeigt sich, dass diese Dämpfung mit der SFR und der stellaren Masse einer Galaxie zusammenhängt, wobei sich die negative Korrelation bei etwa  $10^{10} M_{\odot}$  zu einer positiven umkehrt. Wie stark die Dämpfung ist, lässt sich aus der Beobachtung verschiedener Balmer-Linien bestimmen [Kudritzki u. a., 2016].

Wie der vorherige Abschnitt gezeigt hat, besteht auch ein Zusammenhang zwischen Metallizität einer Galaxie und dem Verhältnis ihrer stellaren Masse zur Gasmasse. Dieser Zusammenhang ist linear, hängt jedoch zusätzlich von der Rotverschiebung ab.



(a) Theoretischer Verlauf des Verhältnisses von Gas- (b) Verlauf des des Verhältnisses von Gasmasse zu stellarer Masse einer Galaxie zu stellarer Masse einer Galaxie in MAGNETICUM

**Abbildung 17:** Dargestellt ist der theoretische Verlauf der Masse-Metallizitäts-Beziehung, wenn anstelle der stellaren Masse das Verhältnis von Gas zu Sternen betrachtet wird [vgl. Zahid u. a., 2014]. Die linke Kurve ist im MAGNETICUM-Plot als rote Linie dargestellt.

Zahid u.a. geben diesen Zusammenhang quantitativ an [vgl. Zahid u. a., 2014]:

$$\log(M_g/M_\odot) = 5.04 + 1.34 \log(1+z) + 0.44 \log(M_*/M_\odot) \quad (19)$$

Dabei bezeichnet  $M_g$  die Gas- und  $M_*$  die stellare Masse der Galaxie. Abbildung 16 stellt die Kurven, die sich aus Gleichung (19) theoretisch ergeben, den aus der Simulation Resultierenden gegenüber. Die Rotverschiebung variiert dabei von 0 bis 4. Die gestrichelten Linien entsprechen Formel (19), die durchgezogenen denen aus MAGNETICUM. Tatsächlich liefert die Simulation die erwarteten Ergebnisse. Man erkennt deutlich den linearen Zusammenhang. Zudem zeigt sich, dass mit höherer Rotverschiebung die stellare Masse bei gleichbleibender Gasmasse ansteigt. Bei fester Rotverschiebung kann man zudem den Verlauf der Metallizität als Funktion des Massenverhältnisses untersuchen. Die Abbildungen 17 a) und b) zeigen den theoretisch erwarteten Verlauf und vergleichen diesen mit den Ergebnissen der Simulation. Dabei kann man die Kurve in Abbildung 17 in drei Phasen unterteilen, welche wie folgt charakterisiert werden [vgl. Zahid u. a., 2014]:

1. **Gas-reiche Gebiete ('gas-rich'):**  $M_g > M_*$ : Die Metallizität ist proportional zum Stern-zu-Gas-Verhältnis.

2. **Gas-arme Gebiete ('gas-poor')**:  $M_g < M_*$ : Die Metallizität ist hierbei hoch genug, dass die Masse von Sauerstoff, der in den Sternen enthalten ist, einen spürbaren Anteil des produzierten Sauerstoffs bildet. Galaxien nähern sich exponentiell an die "Metallizitäts-Sättigungs-Grenze" an ('metallicity saturation limit')
3. **Gas-aufgebrauchte Gebiete ('gas-depleted')**:  $M_g/M_* \ll 1$ : Die Kurve flacht in diesem Bereich ab, da die Masse der produzierten Metalle, die an das ISM abgegeben worden sind, genauso groß ist wie die Metallmasse, die "für immer"<sup>18</sup> in sehr leichten Sternen gebunden ist [vgl. Zahid u. a., 2017]. Die Metallizität kann diesen Wert nicht übersteigen.

$M_*$  ist hierbei die stellare Masse der betrachteten Galaxie. Da die Sterne einer Galaxie aus deren Gas gebildet werden, nimmt die Menge des ISM mit dem Alter einer Galaxie immer weiter ab. Das bedeutet, dass jedes Gas-Gebiet einer Galaxie irgendwann zu einem gas-aufgebrauchten Gebiet wird. Die Galaxien unterscheiden sich jedoch darin, wie schnell diese Form erreicht wird. Während in der Milchstraße etwa ein Stern pro Jahr entsteht und das Gas somit für viele Milliarden Jahre ausreicht, wandeln sogenannte Starburst-Galaxien ihr gesamtes Gas innerhalb einiger hundert Millionen Jahre in Sterne um [vgl. Bennett u. a., 2010].

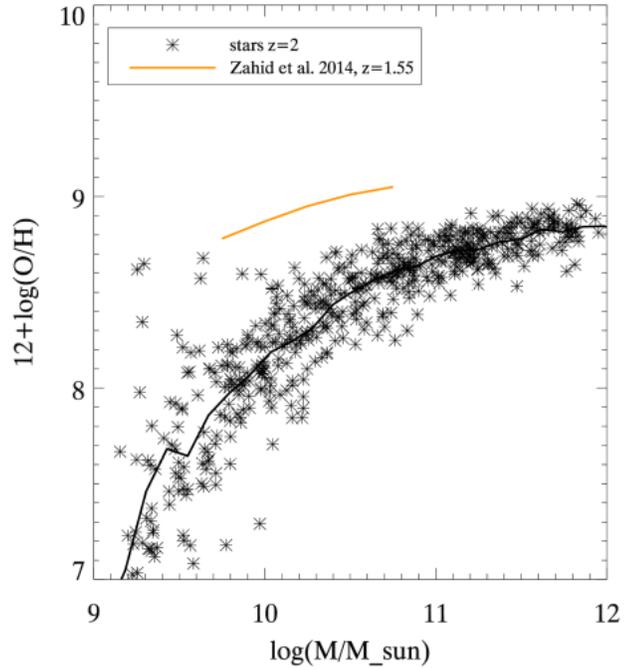
Die Massenverhältnis-Metallizitäts-Kurve aus Abbildung 17 b) entspricht in etwa dem theoretisch erwarteten Verlauf, wenn man die Kurve aus Zahid u.a., 2014 um 0.4 dex nach rechts und um 0.8 dex nach unten verschiebt.

### 3.4.3 Sättigung in der Metallizitätskurve

Wie Abbildung 17 a) zeigt, flacht die Metallizitäts-Kurve ab einem bestimmten Gas-zu-Stern-Verhältnis ab und scheint sich einem gewissen Wert asymptotisch anzunähern. Dieses Verhalten zeigt sich auch bei Betrachtung der stellare-Masse-Metallizitäts-Beziehung. Wie oben beschrieben, liegt das daran, dass in einer Galaxie nur so lange Sterne entstehen, bis das Gas in dieser verbraucht ist [vgl. Zahid u. a., 2014]. In Gleichung (18) ist  $Z_0$  genau dieser Sättigungswert. Zahid u.a. geben dafür  $Z_0 = 9.102 \pm 0.002$  an [vgl. Zahid u. a., 2014].

---

<sup>18</sup>Denn der Anteil an Metallen, der in leichten Sternen gebunden ist, wird nicht durch Sternwinde oder Supernovae ans ISM zurückgegeben. Der Anteil an schweren Sternen, die wiederum Gas erzeugen könnten, ist ab einem gewissen Zeitpunkt nicht mehr groß genug, um weitere Sternentstehung möglich zu machen.



**Abbildung 18:** Dargestellt ist die Masse-Metallizitäts-Beziehung junger Sterne unter 1 Gy bei Rotverschiebung  $z=2$  in Box 3 aus MAGNETICUM. Verglichen werden die Daten mit einer Kurve aus [Zahid u. a., 2014] bei  $z=1.55$ .

In Abbildung 18 erkennt man deutlich, dass die Kurve ab ca.  $10^{11} M_{\odot}$  flacher wird und sich etwa dem Wert  $12 + \log(O/H) = 8.8$  annähert. Dieser Wert ist etwas niedriger als der von Zahid u. a., allerdings habe ich in Abbildung 18 Galaxien bei  $z=2$  untersucht, da bei diesem Wert der Verlauf der Metallizitätskurve für junge Sterne sehr wenig Streuung zeigt. Daher kann der Sättigungswert leichter abgelesen werden. Im vorherigen Abschnitt ist gezeigt worden, dass sich die Kurven zwischen  $z=0$  und  $z=1.5$  um etwa 0.3 dex unterscheiden. Wenn man diesen Faktor miteinbezieht, liegen der Sättigungswert aus Abbildung 18 sehr nahe bei  $Z_0$ .

# Der Weg zu größerer Genauigkeit - ein Ausblick auf aktuelle Forschungsfragen

Wie in den vorherigen Abschnitten zu erkennen ist, gibt es bei Beobachtungen sehr starke Abweichungen in den Metallizitätswerten, selbst wenn auf ähnliche Art und Weise gemessen worden ist. Die meisten Ergebnisse stammen aus der Analyse von Emissionslinienspektren von Gasregionen, wobei bei dieser Methode die Ursachen der Ungenauigkeiten kaum verstanden sind [vgl. Kudritzki u. Urbaneja, 2018]. Vor allem bei größeren Rotverschiebungen nehmen die Schwankungen zu, da dort nur noch die stärksten Linien des Emissionsspektrums auflösbar sind. Und dennoch ist es für die Astronomie unerlässlich, auch über diese Objekte verlässliche Aussagen zu treffen, da sie Aufschluss über die frühe Phase des Universums geben können. Daher ist ein aktuelles Forschungsgebiet von Beobachtern und Theoretikern, Möglichkeiten zu finden (oder zu erfinden), genauere Daten zu erhalten.

## 4.1 Größer, heller, besser - Beobachtung von Überriesen

Eine Möglichkeit ist die Beobachtung von Überriesen-Sternen mit bis zu  $40M_{\odot}$ . Diese Methode ist insofern vorteilhaft, da Überriesen zum Einen aufgrund ihrer enormen Helligkeit leicht zu beobachten sind, einzelne blaue Überriesen etwa können die gleiche absolute Helligkeit wie eine Zwerggalaxie haben [Kudritzki u. Urbaneja, 2018]. Zum Anderen weisen sie als sehr junge Sterne von einigen 10 Millionen Jahren eine vergleichbare Metallizität wie das sie umgebende ISM auf. Die Metallizität der Sterne kann gut über die vielen Metall-Linien in ihrem Spektrum bestimmt werden [vgl. Kudritzki u. a., 2016]. Dieser Ansatz ist zumindest für entferntere Galaxien neu in der Anwendung, da bis dato der Großteil der Ergebnisse aus Beobachtungen von Gasregionen stammt. Denn ab einer gewissen Entfernung können (Hauptreihen-)Sterne nicht mehr aufgelöst werden. Nichtsdestotrotz funktioniert selbst die Beobachtung von Überriesen-Sternen nur mit sehr großen und hochauflösenden Teleskopen und greift auf die Nahe-Infrarot-Spektroskopie (NIR='near infrared') zurück, die den Blick durch Staubschichten möglich macht [vgl. Kudritzki u. Urbaneja, 2018].

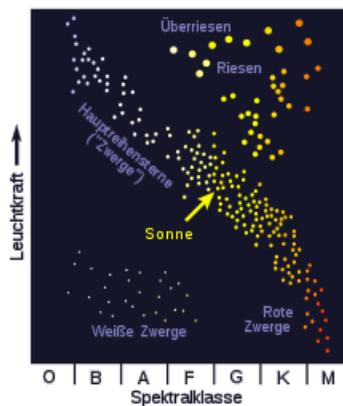
Allerdings ist diese Methode nicht erst vor ein paar Jahren erfunden worden, das Verfahren zur Spektralanalyse heißer Überriesensterne ist vielmehr über die letzten Jahrzehnte entwickelt und optimiert worden [vgl. Kudritzki u. Urbane-

ja, 2018]. Auch die Untersuchung der Sternspektren unterscheidet sich von der Emissionslinienanalyse. Wie läuft die neue Analyse also ab? Die aufgenommenen Absorptionsspektren werden mit theoretisch berechneten Spektren verglichen, die durch aufwändige Berechnungen und verschiedenen Modellannahmen erstellt worden sind [vgl. Kudritzki u. a., 2016].

Zur besseren Vergleichbarkeit der Ergebnisse betrachten Kudritzki u.a. zudem zwei Arten an Überriesen, sogenannte A- und B- Überriesen (vgl. Infobox - Hertzsprung-Russell-Diagramm), wodurch sie zu den gleichen Resultaten gelangen. Riesensterne sind an dem Punkt ihrer Entwicklung in der Spektralklasse A oder in der Spektralklasse B, wenn sie die Hauptreihe verlassen. Mit Hilfe der Überriesen-Methode konnte für die Magellansche Spiralgalaxie NGC 55 (vgl. Abbildung 3c) ein sehr deutlicher Metallzitätsgradient nachgewiesen werden [Kudritzki u. a., 2016].

#### Infobox - Hertzsprung-Russell-Diagramm:

Die verbreitetste Methode, Sterne zu klassifizieren, ist das sogenannte Hertzsprung-Russell-Diagramm. In diesem wird unter anderem die Temperatur eines Sterns mit den Buchstaben O, B, A, F, G, K, M, L, T angegeben. Von links nach rechts nimmt die Temperatur immer weiter ab.



Anmerkung: Die Darstellung ist nur schematisch. Im Prinzip zählen alle Sterne, die sich am oberen Rand des Diagramms befinden, zu den Überriesen, ganz gleich, ob sie sich noch auf der Hauptreihe (ganz links) befinden oder im Roten Riesen Stadium (ganz rechts). B- und A- Riesen befinden sich somit ein Stück rechts von der Hauptreihe.

Jeder Stern wandert im Laufe seines Lebens von der Hauptreihe ausgehend nach rechts oben, der Startpunkt in der Hauptreihe ist dabei abhängig von der  $M$  des Sterns.

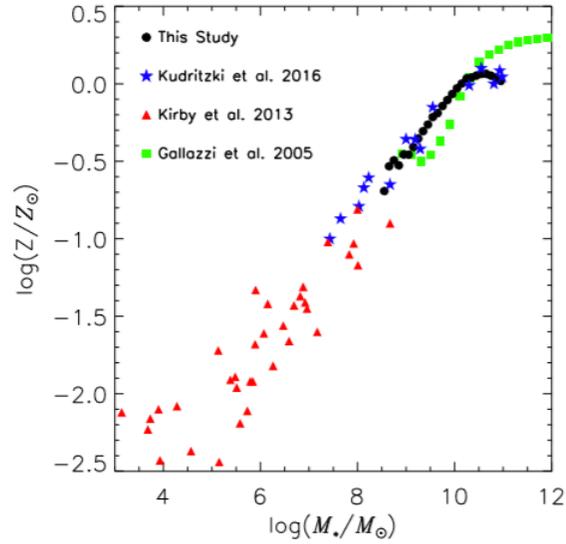
(Quelle: <https://de.wikipedia.org/wiki/Hertzsprung-Russell-Diagramm>)

Aber auch die Bestimmung der Masse-Metallizitäts-Beziehung liefert die erwarteten Ergebnisse. Die Beobachtung der Sterne ist jedoch nicht, verglichen mit der Analyse der HII-Regionen, auf die Messung des Sauerstoffvorkommens beschränkt. Vielmehr können auch Absorptionslinien von Elementen wie Eisen, Titanium, Chrom, Magnesium und Silizium nachgewiesen werden. Daher haben Kudritzki u.a. die Gesamtmetallizität in Vielfachen der Sonnenmetallizitäten anstelle

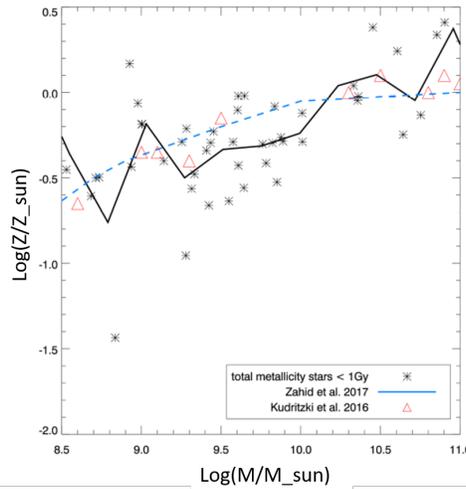
von  $12 + \log(\text{O}/\text{H})$  angegeben (vgl. Abbildung 19, [vgl. Kudritzki u. a., 2016], [vgl. Kudritzki u. Urbaneja, 2018]). Dabei gehen die Autoren davon aus, dass die Eisenhäufigkeit ebenso wie die der  $\alpha$ -Elemente der Verteilung in der Sonne entsprechen. Die Angabe von  $Z$  ist ein entscheidender Vorteil dieser Methode, denn  $Z$  kann ohne große Umrechnung viel leichter aus Simulationen ausgelesen werden, wodurch sich beide Ansätze viel leichter vergleichen lassen. Wie die Abbildungen 19a) und 20 zeigen, liefert die Methode der Überriesen sowohl Gradienten für untersuchte Galaxien als auch konsistente Werte für die Masse-Metallizitäts-Beziehung. Kudritzki u.a. haben ihre Ergebnisse der MZR mit den Ergebnissen von Kewley & Ellison verglichen (vgl. Abbildung 9) und festgestellt, dass ihre Werte gute Übereinstimmung mit PP04 liefern. Daraus haben sie geschlossen, dass die Kurven aus Abbildung 9b), die sehr stark davon abweichen, falsch sind [vgl. Kudritzki u. a., 2016]. Beispielsweise ist das bei T04 der Fall. Denn dass zwei voneinander unabhängige Messmethoden gleiche Ergebnisse liefern gilt als starkes Indiz für deren Richtigkeit. Zudem zeigt Abbildung 19b), dass auch MAGNETICUM diese Kurve reproduziert, was zusätzlich die vorherige These stützt.

## 4.2 Spektralanalyse 2.0

Wie zu Beginn des Kapitels angesprochen, sind Metallizitätsmessungen über Emissionslinien, was aktuell häufig für Sternentstehungs-Galaxien angewendet wird, stark fehleranfällig [vgl. Kewley u. Ellison, 2008]. Zahid u.a. haben daher eine Methode entwickelt, die auf der Beobachtung von Sternpopulationen basiert und somit auf die weniger fehleranfälligen Absorptionslinien zurückgreift. Um diese Methode verstehen zu können, benötigt man einige Informationen über die sogenannten "gestapelten Emissionsspektren". Die Spektren werden dabei hinsichtlich einer Variable verglichen [vgl. Zahid u. a., 2017]. In Abbildung 21 ist zum Beispiel eine Stapelung nach verschiedenen Massen vorgenommen worden. Die Galaxienmassen sind dabei in 25 Bereiche zwischen  $10^{8.5}$  und  $10^{11} M_{\odot}$  eingeteilt [vgl. Zahid u. a., 2017]. Durch das Stapeln der Spektren wird das Signal-Rausch-Verhältnis erhöht (also der Rauschanteil verringert). Dieses Verfahren ist zuerst von Andrews und Martini 2013 beschrieben worden [vgl. Andrews u. Martini, 2013]. Es muss sichergestellt werden, dass die Ergebnisse der Emissionslinien möglichst fehlerfrei sind, zumindest in dem Maße, wie es durch Vornahme von Korrekturen möglich ist. Dazu wird die Abschwächung der Linien durch interstellaren Staub herausgerechnet und das Auslöschung einiger Spektrallinien berücksichtigt, was durch das Auslöschungsgesetz ('extinction law') von Cardelli u.a. beschrieben wird (für weitere Informationen, vgl. Cardelli u.a., 1989). Ebenso spielt das Verhältnis  $H\alpha/H\beta$  von  $\alpha$ - und  $\beta$ -Linie des Wasserstoffs in der beobachteten HII-Region eine Rolle. Wie üblich wird die Gasphasen-Metallizität über das Sauerstoffvorkommen angegeben.

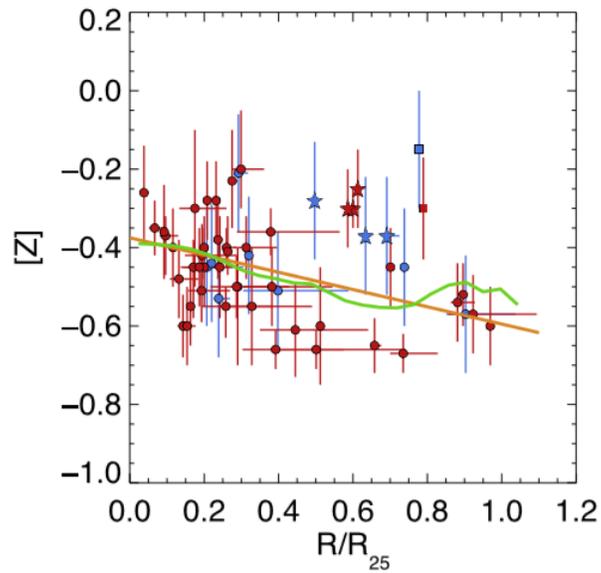


(a) Beobachtung von Überriesensternen im Alter von einigen zehn Millionen Jahren

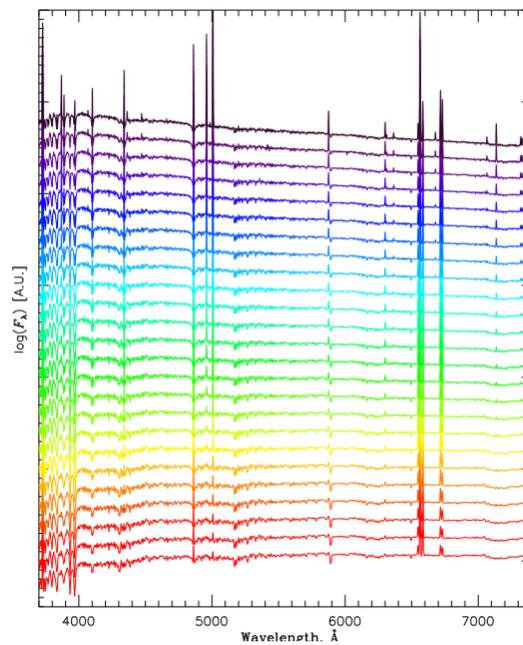


(b) Simulation von jungen Sternpopulationen unter 1 Milliarde Jahre mit MAGNETICUM Box4

**Abbildung 19:** Die Methode der Riesenstern-Analyse ergibt den typischen Verlauf der Masse-Metallizitäts-Kurve, hier als Gesamtmetallizität über stellare Masse der Galaxie geplottet [vgl. Zahid u. a., 2017]. Die roten Dreiecke in Bild b) entsprechen den blauen Sternen aus Kudritzki u.a., 2016 und die blaue Linie entspricht den schwarzen Kreisen aus Zahid u.a., 2017. Die schwarzen Sterne geben die Metallizität einer Galaxie aus MAGNETICUM an, die schwarze Linie ergibt sich aus deren Mittelwerten.



**Abbildung 20:** Dargestellt ist ein Metallizitätsgradient in der Galaxie NGC 55. Dieser Gradient ergibt sich aus der Analyse von Überriesen-Sternen des Typs A und B [vgl. Kudritzki u. a., 2016].



**Abbildung 21:** Dargestellt sind die gestapelten Absorptionsspektren der Sternpopulationen, die Zahid u.a. verwenden, um genauere Informationen über deren Metallizität zu erhalten. Die Spektren stammen von Galaxien, die in fünf Massenbereiche eingeteilt sind [Zahid u. a., 2017].

Die dazu benötigten Emissionslinien sind [vgl. Zahid u. a., 2017]:

$$R23 = \frac{[OII]\lambda 3727 + [OIII]\lambda 4959 + [OIII]\lambda 5007}{H\beta}$$

$$O32 = \frac{[OIII]\lambda 4959 + [OIII]\lambda 5007}{[OII]\lambda 3727}$$

Abbildung 21 zeigt jedoch nicht nur Emissions-, sondern auch Absorptionslinien und starke stellare Balmer-Linien, welche wiederum Metalllinien von Sternen bei bestimmten Wellenlängen überdecken können [vgl. Zahid u. a., 2017]. Daher wird das gesamte Spektrum der Population auf einen Bereich eingeschränkt, der nicht von starken Linien aus Gasregionen überdeckt wird [vgl. Zahid u. a., 2017]. Das Verfahren, das Zahid u.a. entwickelt haben, beruht auf stellaren Spektren, die aus mehreren Sternpopulationen gewonnen worden sind, verknüpft mit vielen theoretischen Überlegungen und Modellannahmen [vgl. Zahid u. a., 2017]. Die Autoren bestimmen anschließend die Metallanteile und die Lichtdämpfung durch Staub über die Analyse der Absorptionslinien und den kontinuierlichen Verlauf des Spektrums.

Die hier betrachtete Methode zur Analyse von Sternpopulationen hängt eng mit dem davor beschriebenen Verfahren der Überriesen zusammen, wird nur nicht auf einzelne Sterne sondern auf Sternpopulationen angewandt [vgl. Zahid u. a., 2017]. Zudem werden die Spektren auf ein kontinuierliches geeicht, wodurch zusätzlich die abschwächenden Effekte des Staubs keine Rolle spielen [vgl. Zahid u. a., 2017]. Der Nachteil dieser Methode ist bis jetzt, dass das Verfahren sehr rechenaufwendig und damit zu teuer ist, um es auf große Stichproben anzuwenden [vgl. Zahid u. a., 2017]. Allerdings stimmen die erhaltenen Resultate mit denen theoretischer Modelle und der Analyse von Emissionslinien überein. Das bedeutet, dass auch Gasphasen-Metallizität und stellare Metallizität konsistent sind und man somit eine Möglichkeit hat, die früheren Ansätze zu überprüfen [vgl. Zahid u. a., 2017]. Zusammenfassend kann man sagen, dass dieser Ansatz ebenso wie der der Überriesen die erwarteten Ergebnisse liefert und dabei gleichzeitig die unbekanntes Fehlerquellen der Gasanalysen nicht ins Gewicht fallen. Dadurch sind die erhaltenen Werte transparenter als bei den herkömmlichen Methoden.

## Fazit

Das Ziel dieser Arbeit ist es, die Ergebnisse von Metallizitätsbestimmungen aus direkten Beobachtungen und kosmologischen Simulationen zu vergleichen. Dafür habe ich in Kapitel 3 und 4 die wesentlichen Erkenntnisse aus Beobachtungen vorgestellt und diese den Daten aus MAGNETICUM gegenübergestellt, die ich für verschiedene Rotverschiebungen in Box 3 und 4 ermittelt habe. Zudem habe ich mir angeschaut, welche Resultate der EAGLE und ILLUSTRIS Simulationen bereits existieren, die bereits mit Beobachtungen verglichen worden sind. Für diese habe ich wiederum überprüft, wie groß die Übereinstimmung mit den MAGNETICUM-Ergebnissen ist.

Für die Masse-Metallizitäts-Beziehung hat sich gezeigt, dass die Entsprechung sehr groß ist. Sowohl bei den Beobachtungen als auch bei den Simulationen lagen die Werte sehr nah beieinander. Positiv ist vor allem aufgefallen, dass sich die Ergebnisse der neuen Ansätze aus Kapitel 4 relativ gut reproduzieren lassen, da diese Methoden für sich beanspruchen, höhere Genauigkeit als frühere Berechnungen zu erreichen (vgl. [Kudritzki u. a., 2016], [Zahid u. a., 2017]). Insofern kann mit dieser Arbeit (und folgenden vgl. Teklu u.a., in Arbeit) die Güte der Simulation bestätigt werden.

Für Metallizitätsgradienten ist ein eins-zu-eins Vergleich sehr viel schwieriger durchzuführen als für die Masse-Metallizitäts-Beziehung (MZR). Daher sind diese Ergebnisse eher qualitativer Art. Das liegt jedoch auch in der Natur der Sache begründet. Wie Ho u.a. 2015 gezeigt haben, unterscheiden sich die Gradienten verschiedener Galaxien sehr stark, somit ist bereits intradisziplinär wenig Vergleichbarkeit gegeben. Hinzu kommt, dass Kollisionsprozesse ebenso wie Akkretionsprozesse die radiale Verteilung der Metalle viel mehr beeinflussen als die mittlere Verteilung, welche für die MZR verwendet wird. Das sorgt für weitere Abweichungen, die nicht im Einzelnen aufgelöst werden können. Zusammenfassend kann man sagen, dass die Betrachtung von Gradienten keinen Aufschluss über die Güte einer Simulation liefert.

Die Arbeit soll jedoch nicht nur überprüfen, wie gut die jeweilige Simulation ist, sondern zudem zeigen, dass Vergleiche zwischen Beobachtungen und Simulationen nicht trivial sind. Es muss immer erst überprüft werden, auf welche Art und Weise die Metallizität berechnet worden ist und über welchen Bereich einer Galaxie gemessen worden ist. In einigen Fällen, vor allem bei der Masse-Metallizitäts-Beziehung, können Umrechnungen sehr gut ähnliche Bedingungen schaffen. In anderen Fällen, wie den Metallizitätsgradienten, muss auf Näherungen zurückgegriffen werden. In jedem Fall ist das Schaffen von vergleichbaren Daten der aufwändigste Bereich bei der Gegenüberstellung von Simulationen und Beobachtungen. Diese vergleichbaren Daten sind jedoch elementar, da nur so die kosmolo-

gischen Simulationen verlässliche Aussagen treffen können. Wenn zudem eine hohe Übereinstimmung vorhanden ist, wie es bei der chemischen Zusammensetzung von Galaxien der Fall ist, können Simulationen Vorhersagen treffen und gleichzeitig Beobachtungen erklären, da deren Entstehungsgeschichte nachvollzogen werden kann. So können zum Beispiel mithilfe der drei Simulationen Rückschlüsse auf die Entwicklungsgeschichte von Galaxien gezogen werden, sofern beobachtete Gradienten denen aus Simulationen ähneln.

# Literatur

- [Akademischer Verlag 1998] AKADEMISCHER VERLAG, Spektrum: *Hubble-Zeit*. <https://www.spektrum.de/lexikon/physik/hubble-zeit/6959>.  
Version: 1998
- [Anders u. Grevesse 1989] ANDERS, Edward ; GREVESSE, Nicolas: Abundances of the elements: Meteoritic and solar. In: *Geochimica et Cosmochimica acta* 53 (1989), Nr. 1, S. 197–214
- [Andrews u. Martini 2013] ANDREWS, Brett H. ; MARTINI, Paul: The mass-metallicity relation with the direct method on stacked spectra of SDSS Galaxies. In: *The Astrophysical Journal* 765 (2013), Nr. 2, S. 140
- [Asplund u. a. 2009] ASPLUND, Martin ; GREVESSE, Nicolas ; SAUVAL, A J. ; SCOTT, Pat: The chemical composition of the Sun. In: *Annual review of astronomy and astrophysics* 47 (2009), S. 481–522
- [Bennett u. a. 2010] BENNETT, Jeffrey ; DONAHUE, Megan ; NICHOLAS, Schneider ; VOIT, Mark ; LESCH, Harald (Hrsg.): *Astronomie - Die kosmische Perspektive (S. 796 - 990)*. Pearson - Always Learning, 2010
- [Bergemann u. a. 2015] BERGEMANN, Maria ; KUDRITZKI, Rolf-Peter ; GAZAK, Zach ; DAVIES, Ben ; PLEZ, Bertrand: Red Supergiant Stars as Cosmic Abundance Probes. III. NLTE effects in J-band Magnesium lines. In: *The Astrophysical Journal* 804 (2015), Nr. 2, S. 113
- [Bruzual u. Charlot 2003] BRUZUAL, G ; CHARLOT, Stephane: Stellar population synthesis at the resolution of 2003. In: *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 344 (2003), Nr. 4, S. 1000–1028
- [Chabrier 2003] CHABRIER, Gilles: Galactic stellar and substellar initial mass function. In: *Publications of the Astronomical Society of the Pacific* 115 (2003), Nr. 809, S. 763
- [Cook u. a. 2016] COOK, BA ; CONROY, C ; PILLEPICH, A ; RODRIGUEZ-GOMEZ, V ; HERNQUIST, L: The information content of stellar halos: stellar population gradients and accretion histories in early-type illustris galaxies. In: *The Astrophysical Journal* 833 (2016), Nr. 2, S. 158
- [De Rossi u. a. 2017] DE ROSSI, María E. ; BOWER, Richard G. ; FONT, Andreea S. ; SCHAYE, Joop ; THEUNS, Tom: Galaxy metallicity scaling relations in the EAGLE simulations. In: *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 472 (2017), Nr. 3, S. 3354–3377

- 
- [De Rossi u. a. 2018] DE ROSSI, María E. ; BOWER, Richard G. ; FONT, Andreea S. ; SCHAYE, Joop ; THEUNIS, Tom: Evolution of the stellar metallicities of galaxies in the EAGLE simulations. In: *arXiv preprint arXiv:1805.06119* (2018)
- [Denicoló u. a. 2002] DENICOLÓ, Glenda ; TERLEVICH, Roberto ; TERLEVICH, Elena: New light on the search for low-metallicity galaxies—I. The N2 calibrator. In: *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 330 (2002), Nr. 1, S. 69–74
- [Dolag u. a. 2017] DOLAG, Klaus ; MEVIUS, Emilio ; REMUS, Rhea-Silvia: Distribution and evolution of metals in the magneticum simulations. In: *Galaxies* 5 (2017), Nr. 3, S. 35
- [D’Souza u. Bell 2017] D’SOUZA, Richard ; BELL, Eric F.: The masses and metallicities of stellar haloes reflect galactic merger histories. In: *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 474 (2017), Nr. 4, S. 5300–5318
- [Garnett u. Shields 1987] GARNETT, DR ; SHIELDS, GA: The composition gradient across M81. In: *The Astrophysical Journal* 317 (1987), S. 82–101
- [Ho u. a. 2015] HO, I-Ting ; KUDRITZKI, Rolf-Peter ; KEWLEY, Lisa J. ; ZAHID, H J. ; DOPITA, Michael A. ; BRESOLIN, Fabio ; RUPKE, David S.: Metallicity gradients in local field star-forming galaxies: insights on inflows, outflows, and the coevolution of gas, stars and metals. In: *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 448 (2015), Nr. 3, S. 2030–2054
- [Kewley u. Dopita 2002] KEWLEY, Lisa J. ; DOPITA, Michael A.: Using strong lines to estimate abundances in extragalactic H II regions and starburst galaxies. In: *The Astrophysical Journal Supplement Series* 142 (2002), Nr. 1, S. 35
- [Kewley u. Ellison 2008] KEWLEY, Lisa J. ; ELLISON, Sara L.: Metallicity calibrations and the mass-metallicity relation for star-forming galaxies. In: *The Astrophysical Journal* 681 (2008), Nr. 2, S. 1183
- [Kobulnicky u. Kewley 2004] KOBULNICKY, Henry A. ; KEWLEY, Lisa J.: Metallicities of  $0.3 < z < 1.0$  Galaxies in the GOODS-North Field. In: *The Astrophysical Journal* 617 (2004), Nr. 1, S. 240
- [Kravtsov 2013] KRAVTSOV, Andrey V.: The size-virial radius relation of galaxies. In: *The Astrophysical Journal Letters* 764 (2013), Nr. 2, S. L31
- [Kudritzki u. Urbaneja 2018] KUDRITZKI, Rolf ; URBANEJA, Miguel A.: Quantitative Spectroscopy of the Young Stellar Population in Star Forming Galaxies. In: *arXiv preprint arXiv:1810.01102* (2018)

- 
- [Kudritzki u. a. 2015] KUDRITZKI, Rolf-Peter ; HO, I-Ting ; SCHRUBA, Andreas ; BURKERT, Andreas ; ZAHID, H J. ; BRESOLIN, Fabio ; DIMA, Gabriel I.: The chemical evolution of local star-forming galaxies: radial profiles of ISM metallicity, gas mass, and stellar mass and constraints on galactic accretion and winds. In: *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 450 (2015), Nr. 1, S. 342–359
- [Kudritzki u. a. 2016] KUDRITZKI, RP ; CASTRO, N ; URBANEJA, MA ; HO, I-T ; BRESOLIN, Fabio ; GIEREN, Wolfgang ; PIETRZYŃSKI, G ; PRZYBILLA, Norbert: A spectroscopic study of blue supergiant stars in the sculptor galaxy NGC 55: chemical evolution and distance. In: *The Astrophysical Journal* 829 (2016), Nr. 2, S. 70
- [Larson 1974] LARSON, Richard B.: Effects of supernovae on the early evolution of galaxies. In: *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 169 (1974), Nr. 2, S. 229–245
- [Lequeux u. a. 1979] LEQUEUX, J ; PEIMBERT, M ; RAYO, JF ; SERRANO, A ; TORRES-PEIMBERT, S: Chemical composition and evolution of irregular and blue compact galaxies. In: *Astronomy and Astrophysics* 80 (1979), S. 155–166
- [Madore 2019] MADORE, Dr. Barry F.: *Dimensions of Galaxies*. <https://ned.ipac.caltech.edu/level5/PROPERTIES/dog.html>. Version: August 2019
- [Maiolino u. a. 2008] MAIOLINO, R ; NAGAO, T ; GRAZIAN, A ; COCCHIA, F ; MARCONI, A ; MANNUCCI, F ; CIMATTI, A ; PIPINO, A ; BALLERO, S ; CALURA, F u. a.: AMAZE-I. The evolution of the mass–metallicity relation at  $z > 3$ . In: *Astronomy & Astrophysics* 488 (2008), Nr. 2, S. 463–479
- [McGaugh 1991] MCGAUGH, Stacy S.: H II region abundances–Model oxygen line ratios. In: *The Astrophysical Journal* 380 (1991), S. 140–150
- [Mevius 2016] MEVIUS, E: *Simulation on chemical enrichment in galaxies*, LMU - USM, Diplomarbeit, 2016
- [Naiman u. a. 2018] NAIMAN, Jill P. ; PILLEPICH, Annalisa ; SPRINGEL, Volker ; RAMIREZ-RUIZ, Enrico ; TORREY, Paul ; VOGELSBERGER, Mark ; PAKMOR, Rüdiger ; NELSON, Dylan ; MARINACCI, Federico ; HERNQUIST, Lars u. a.: First results from the IllustrisTNG simulations: A tale of two elements–chemical evolution of magnesium and europium. In: *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 477 (2018), Nr. 1, S. 1206–1224
- [Pettini u. Pagel 2004] PETTINI, Max ; PAGEL, Bernard E.: [O iii]/[N ii] as an abundance indicator at high redshift. In: *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 348 (2004), Nr. 3, S. L59–L63

- 
- [Pilyugin u. Thuan 2005] PILYUGIN, Leonid S. ; THUAN, Trinh X.: Oxygen abundance determination in H II regions: the strong line intensities-abundance calibration revisited. In: *The Astrophysical Journal* 631 (2005), Nr. 1, S. 231
- [Pilyugin 2001] PILYUGIN, LS: On the oxygen abundance determination in HII regions.-High-metallicity regions. In: *Astronomy & Astrophysics* 369 (2001), Nr. 2, S. 594–604
- [Schneider 2008] SCHNEIDER, Peter: *Einführung in die extragalaktische Astronomie und Kosmologie*. Springer Verlag, 2008
- [Segers u. a. 2015] SEGERS, Marijke C. ; CRAIN, Robert A. ; SCHAYE, Joop ; BOWER, Richard G. ; FURLONG, Michelle ; SCHALLER, Matthieu ; THEUNS, Tom: Recycled stellar ejecta as fuel for star formation and implications for the origin of the galaxy mass–metallicity relation. In: *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 456 (2015), Nr. 2, S. 1235–1258
- [Tissera u. a. 2018] TISSERA, Patricia B. ; ROSAS-GUEVARA, Yetli ; BOWER, Richard G. ; CRAIN, Robert A. ; LAGOS, Claudia del P. ; SCHALLER, Matthieu ; SCHAYE, Joop ; THEUNS, Tom: The oxygen abundance gradients in the gas discs of galaxies in the EAGLE simulation. In: *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 482 (2018), Nr. 2, S. 2208–2221
- [Tornatore u. a. 2007] TORNATORE, Luca ; BORGANI, Stefano ; DOLAG, K ; MATTEUCCI, F: Chemical enrichment of galaxy clusters from hydrodynamical simulations. In: *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 382 (2007), Nr. 3, S. 1050–1072
- [Torrey u. a. 2017] TORREY, Paul ; VOGELSBERGER, Mark ; MARINACCI, Federico ; PAKMOR, Rüdiger ; SPRINGEL, Volker ; NELSON, Dylan ; NAIMAN, Jill ; PILLEPICH, Annalisa ; GENEL, Shy ; WEINBERGER, Rainer u. a.: The evolution of the mass-metallicity relation in IllustrisTNG. In: *arXiv preprint arXiv:1711.05261* (2017)
- [Tremonti u. a. 2004] TREMONTI, Christy A. ; HECKMAN, Timothy M. ; KAUFFMANN, Guinevere ; BRINCHMANN, Jarle ; CHARLOT, Stéphane ; WHITE, Simon D. ; SEIBERT, Mark ; PENG, Eric W. ; SCHLEGEL, David J. ; UOMOTO, Alan u. a.: The origin of the mass-metallicity relation: insights from 53,000 star-forming galaxies in the sloan digital sky survey. In: *The Astrophysical Journal* 613 (2004), Nr. 2, S. 898
- [Weiß 2008] WEISS, Achim: *Sterne - Was ihr Licht über die Materie im Kosmos verrät*. Spektrum Akademischer Verlag - Astrophysik aktuell, 2008

- [Wiersma u. a. 2009] WIERSMA, Robert P. ; SCHAYE, Joop ; SMITH, Britton D.: The effect of photoionization on the cooling rates of enriched, astrophysical plasmas. In: *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 393 (2009), Nr. 1, S. 99–107
- [Wikipedia 2018] WIKIPEDIA: *astration*. <https://en.wiktionary.org/wiki/astration>. Version: November 2018
- [Wikipedia 2019a] WIKIPEDIA: *Alpha Process*. [https://en.wikipedia.org/wiki/Alpha\\_process#Alpha\\_elements](https://en.wikipedia.org/wiki/Alpha_process#Alpha_elements). Version: Juli 2019
- [Wikipedia 2019b] WIKIPEDIA: *Elektromagnetisches Spektrum*. [https://de.wikipedia.org/wiki/Elektromagnetisches\\_Spektrum](https://de.wikipedia.org/wiki/Elektromagnetisches_Spektrum). Version: September 2019
- [Wikipedia 2019c] WIKIPEDIA: *Iron Peak*. [https://en.wikipedia.org/wiki/Iron\\_peak](https://en.wikipedia.org/wiki/Iron_peak). Version: Juli 2019
- [Wikipedia 2019d] WIKIPEDIA: *Metalle*. Juni 2019. – <https://de.wikipedia.org/wiki/Metalle>
- [Wikipedia 2019e] WIKIPEDIA: *Urknall*. [https://de.wikipedia.org/wiki/Urknall#Primordiale\\_Nukleosynthese](https://de.wikipedia.org/wiki/Urknall#Primordiale_Nukleosynthese). Version: August 2019
- [Zahid u. a. 2014] ZAHID, H J. ; DIMA, Gabriel I. ; KUDRITZKI, Rolf-Peter ; KEWLEY, Lisa J. ; GELLER, Margaret J. ; HWANG, Ho S. ; SILVERMAN, John D. ; KASHINO, Daichi: The universal relation of galactic chemical evolution: the origin of the mass-metallicity relation. In: *The Astrophysical Journal* 791 (2014), Nr. 2, S. 130
- [Zahid u. a. 2017] ZAHID, H J. ; KUDRITZKI, Rolf-Peter ; CONROY, Charlie ; ANDREWS, Brett ; HO, I-Ting: Stellar absorption line analysis of local star-forming galaxies: the relation between stellar mass, metallicity, dust attenuation, and star formation rate. In: *The Astrophysical Journal* 847 (2017), Nr. 1, S. 18
- [Zaritsky u. a. 1994] ZARITSKY, Dennis ; KENNICUTT JR, Robert C. ; HUCHRA, John P.: H II regions and the abundance properties of spiral galaxies. In: *The Astrophysical Journal* 420 (1994), S. 87–109

## Abbildungsverzeichnis

1	Bindungsenergie . . . . .	7
2	Schalenbrennen . . . . .	8
3	Typische Erscheinungsform der drei Galaxienarten . . . . .	11
4	Sonnenzusammensetzung Asplund u.a., 2009 . . . . .	24
5	Gradientenvergleich zwischen Beobachtungen und Simulationen . . . . .	29
6	Gradienten aus CALIFA, Ho u.a. 2015 . . . . .	30
7	Metallizitätsgradienten bei unterschiedlichen Rotverschiebungen . . . . .	31
8	Gradient-Masse-Beziehung, Tissera u.a. 2018 . . . . .	32
9	MZR, verschiedenen Arten der Metallizitätsmessung, Kewley & Ellison, 2008 . . . . .	33
10	Vergleich Beobachtungen - Illustris-Simulation . . . . .	36
11	EAGLE-MZR . . . . .	38
12	junge Sternpopulationen aus MAGNETICUM bei $z=0$ . . . . .	38
13	Beziehung zwischen Gasphasen- und stellarer Metallizität . . . . .	39
14	Vergleich der drei Simulationen . . . . .	41
15	MZR-Kurve bei unterschiedlicher Rotverschiebung, Zahid u.a. 2014 . . . . .	42
16	Abhängigkeit der Gas- und Sternmassen von der Rotverschiebung, Zahid u.a. 2014 . . . . .	44
17	Masse-Metallizitäts-Beziehung für das Verhältnis aus Gasmasse zu stellarer Masse einer Galaxie . . . . .	45
18	Sättigung in der Metallizitätskurve bei $z=2$ . . . . .	47
19	MZR-Überriesen-Methode . . . . .	51
20	Metallizitätsgradienten aus der Analyse von Überriesen . . . . .	52
21	gestapelte Spektren . . . . .	52

## Tabellenverzeichnis

1	Einteilung der Galaxien in drei Arten . . . . .	12
2	chemische Zusammensetzung der Sonne, Wiersma u.a. 2009a . . . . .	25

# Danksagung

Im Rahmen meiner Zulassungsarbeit möchte ich mich ganz herzlich bei Rolf-Peter Kudritzki bedanken, ohne den diese Arbeit nie möglich gewesen wäre. Er hat sich immer Zeit genommen, mir mit viel Geduld jede einzelne meiner zahlreichen Fragen zu erklären. Er hat mir immer wieder Tipps und Anregungen gegeben und mich aufgebaut, wenn ich überhaupt nicht mehr weiter wusste.

Außerdem möchte ich mich bei Felix Schulze bedanken, der mir über mehrere Stunden IDL beigebracht hat und meine Programme immer wieder überprüft hat.

Ein weiteres Dankeschön geht an Adelheid Teklu, die sich mit mir zusammen durch die verschiedenen Berechnungsmöglichkeiten für Metallizitäten gekämpft hat.

Zum Schluss möchte ich mich noch bei Rhea-Silvia Remus bedanken, die ihre wertvolle Freizeit damit verbracht hat, die komplette Arbeit Probe zu lesen und mich auf Fehler aufmerksam zu machen.

# Selbstständigkeitserklärung

## Erklärung zur Hausarbeit gemäß § 29 (Abs.6) LPO I

Hiermit erkläre ich, dass die vorliegende Hausarbeit von mir selbstständig verfasst wurde und dass keine anderen als die angegebenen Hilfsmittel benutzt wurden. Die Stellen der Arbeit, die anderen Werken dem Wortlaut oder Sinn nach entnommen sind, sind in jedem einzelnen Fall unter Angabe der Quelle als Entlehnung kenntlich gemacht.

Diese Erklärung erstreckt sich auch auf etwa in der Arbeit enthaltene Zeichnungen, Kartenskizzen und bildliche Darstellungen.

München, den 26. September 2019

---

Franziska Eisner



# Anhang

## A.1 Code für MZR (vgl. Abbildung 12)

```

pro mZR_youngones_z0
  setcolors

  !P.font=1
  SET_PLOT,'ps'
  DEVICE,/ENCAPSULATED
  DEVICE,COLOR = 1
  DEVICE,XOFFSET=1
  DEVICE,YOFFSET=1
  DEVICE,FONT_SIZE=13
  loadct,39
  DEVICE,FILE = 'nameofpicture.eps', /color,xsize=15,ysize=15

  name='/HydroSims/Magneticum/Box3/hr_bao/groups_144/sub_144'
  snap_name='/HydroSims/Magneticum/Box3/hr_bao/snapdir_144/snap_144'
  readnew,snap_name,h,'HEAD'
  help,h,/str
  ; Load Halo Positions
  readnew,name,x_halo,'GPOS'
  readnew,name,pos_halo,'SPOS'
  readnew,name,m_halo,'MVIR'
  readnew,name,rad_halo,'RVIR'
  readnew,name,sfr_halo,'SSFR'

  ihal=0
  x0=pos_halo[* ,ihal]
  r0=0.1*rad_halo[ihal]
  r1=rad_halo[ihal]

  read_particles_in_box,snap_name,['POS','VEL','MASS','ID','Zs','iM','AGE'],x0-
r0,x0+r0,4,val00=x,val01=v,val02=m,val03=id,val04=Zs,val05=iM,val06=a
  @setconst
  universe
  setuniverse,h=0.704,o=0.272,l=0.728

  gyear=3.14712e+16
  z_born=(1/a) -1
  t0=z2t(h.redshift)
  t=z2t(z_born)
  age=t0/gyear-t/gyear

  rr=SQRT((x[0,*]-x0[0])^2+(x[1,*]-x0[1])^2+(x[2,*]-x0[2])^2)
  jj=WHERE(age LT 1 AND rr LT r0,nfound)
  nn=WHERE(rr LT r0)

  rrj=rr[jj]/r0 ;Damit nimmt rr Werte zwischen 0 und 1 an
  xj=x[* ,jj]
  vj=v[* ,jj]
  mj=m[jj]

```

```

idj=id[jj]
Zsj=Zs[* ,jj]
iMj=iM[jj]
iM_all=m[nn]*10000000000/0.704

IF (nfound GT 0) THEN BEGIN
z1=fltarr(nfound)
  FOR i=0L,nfound-1 DO BEGIN
    z1[i] =((TOTAL(Zsj[1:10,i]))/(iMj[i]-TOTAL(Zsj[0:10,i])))/(0.0142/0.7381) ;Zahid et al. 2017
  END

ll=WHERE(z1 GT 0)
z1=z1[ll]
z1=ALOG10(z1[ll]*5490/706500./16)+12
END

ll=WHERE(z1 GT 0)
z1=z1[ll]

xx=mean(z1)
M=TOTAL(iM_all)
print,xx
print,M

IF (xx GT 7) THEN BEGIN

  plot,ALOG10(M[*]),xx[*],psym=2,xtit='log(M/M_sun)',ytit='12+log(O/
H)',xr=[9,13],yr=[7,10],color=0,charsize=1.5
  legend,['stars < 1Gy, z=0','Tremonti et al. 2004','Andrews et al. 2013','Kewley&Ellison 2009
PP04','Kewley&Ellison 2009
P05'],/fill,/top,/left_legend,psym=[2,0,0,0,0],linestyle=[6,0,0,0,0],thick=[0,4,4,4,4],colors=[0,250,80,16
0,100]
END

mbins=5000

m_hal=dblarr(5000)
z_hal=dblarr(5000)

FOR q=1L,mbins-2 DO BEGIN
  ihal=q
  x0=pos_halo[* ,ihal]
  r0=0.1*rad_halo[ihal]
  r1=rad_halo[ihal]

  IF (sfr_halo[ihal] GT 0) THEN BEGIN

    read_particles_in_box,snap_name,['POS','VEL','MASS','ID','Zs','iM','AGE'],x0-
r0,x0+r0,4,val00=x,val01=v,val02=m,val03=id,val04=Zs,val05=iM,val06=a

```

```
@setconst
universe
setuniverse,h=0.704,o=0.272,l=0.728
```

```
gyear=3.14712e+16
z_born=(1/a) -1
t0=z2t(h.redshift)
t=z2t(z_born)
age=t0/gyear-t/gyear
```

```
rr=SQRT((x[0,*]-x0[0])^2+(x[1,*]-x0[1])^2+(x[2,*]-x0[2])^2)
jj=WHERE(age LT 1 AND rr LT r0,nfound)
nn=WHERE(rr LT r0)
```

```
rrj=rr[jj]/r0 ;Damit nimmt rr Werte zwischen 0 und 1 an
xj=x[* ,jj]
vj=v[* ,jj]
mj=m[jj]
idj=id[jj]
Zsj=Zs[* ,jj]
iMj=iM[jj]
M_all=m[nn]*10000000000/0.704
```

```
IF (nfound GT 0) THEN BEGIN
z1=fltarr(nfound)
FOR i=0L,nfound-1 DO BEGIN
z1[i] =((TOTAL(Zsj[1:10,i]))/(iMj[i]-TOTAL(Zsj[0:10,i])))/(0.0142/0.7381)
END
```

```
ll=WHERE(z1 NE 0)
z1=z1[ll]
z1=ALOG10(z1[ll]*5490/706500./16)+12
ll=WHERE(z1 NE 0)
z1=z1[ll]
END
```

```
yy=mean(z1)
M=TOTAL(M_all)
print,yy
print,ALOG10(M)
```

```
m_hal(q)=ALOG10(M)
z_hal(q)=yy
IF (yy GT 7) THEN BEGIN
oplot,ALOG10(M[*]),yy[*],psym=2,color=0
END
END
END
```

```

nbins=50
step=(MAX(m_hal)-MIN(m_hal))/nbins
mean_z=dblarr(50)
mean_zp=dblarr(50)
mean_zm=dblarr(50)
m_bin=dblarr(50)

```

```

FOR i=0, nbins-1 DO BEGIN
  ii=WHERE(m_hal GT i*step AND m_hal LT (i+1)*step,nfound)
  IF(nfound GT 0) THEN BEGIN
    mean_z(i)=mean(z_hal(ii))
    jj=SORT((z_hal(ii)))
    mean_zp[i]=z_hal[ii][jj[0.75*N_ELEMENTS(ii)]]
    mean_zm[i]=z_hal[ii][jj[0.25*N_ELEMENTS(ii)]]
    m_bin(i)=i*step+step/2.
  END
END

```

```

jj=WHERE(mean_z GT 0)
mean_z=mean_z[jj]
kk=WHERE(m_bin GT 0)
m_bin=m_bin[kk]
hh=WHERE(mean_zm GT 0)
mean_zm=mean_zm[hh]
oo=WHERE(mean_zp GT 0)
mean_zp=mean_zp[oo]

```

```

oplot,m_bin[*],mean_z[*],thick=4

```

```

FOR iii=0,N_ELEMENTS(mean_z)-1 DO BEGIN
  oplot,[m_bin[iii]],[mean_z[iii]],thick=2,psym=4
  oplot,[m_bin[iii],m_bin[iii]],[mean_zm[iii],mean_zm[iii]],thick=4,linestyle=0
  oplot,[m_bin[iii],m_bin[iii]],[mean_zp[iii],mean_zp[iii]],thick=4,linestyle=0
END

```

```

xtab_3=10^(findgen(mbins)/(mbins-1)*1)+2

```

```

oplot,xtab_3,[-1.492+1.847*xtab_3-0.08026*(xtab_3)^2],color=250,thick=4

```

```

log10mstar=[7.45369,7.52994,7.59813,7.65102,7.73162,7.79953,7.87225,7.97262,8.04730,8.13125,8.
22459,8.30175,8.36724,8.44149,8.53071,8.62284,8.67720,8.74011,8.83224,8.92501,9.01617,9.11087,
9.21693,9.29708,9.39665,9.48206,9.57751,9.66913,9.76560,9.85239,9.94963,10.03994,10.13654,10.2
1862,10.33580,10.43580]
Met_andrews=[7.82333,7.86391,7.90407,7.93317,7.97579,8.01242,8.05301,8.10561,8.14196,8.18313,
8.22527,8.26409,8.29460,8.32452,8.36188,8.39726,8.42023,8.44138,8.47147,8.50218,8.53020,8.5561

```

3,8.57974,8.60074,8.62242,8.64083,8.65699,8.66927,8.68395,8.69642,8.70609,8.71437,8.72402,8.72951,8.73380,8.74132]

oplot,log10mstar[\*],Met\_andrews[\*],thick=4,color=80

log10mstars\_kewleyPP04=[8.54397,8.61598,8.68799,8.76001,8.83202,8.90403,8.97605,9.04806,9.12008,9.19209,9.26410,9.33612,9.40813,9.48014,9.55216,9.62417,9.69619,9.76820,9.84021,9.91223,9.98424,10.05625,10.12827,10.20028,10.27230,10.34431,10.41632,10.48834,10.56035,10.63236,10.70438,10.77639,10.84841,10.92042,10.99843]

Met\_kewleyPP04=[8.25858,8.27876,8.30037,8.32182,8.34475,8.36732,8.38984,8.41267,8.43554,8.45842,8.48099,8.50346,8.52542,8.54723,8.56837,8.58917,8.60909,8.62851,8.64697,8.66471,8.68143,8.69714,8.71163,8.72505,8.73715,8.74792,8.75718,8.76490,8.77126,8.77573,8.77843,8.77888,8.77838,8.77583,8.77522]

oplot,log10mstars\_kewleyPP04[\*],Met\_kewleyPP04[\*],thick=4,color=160

log10mstars\_kewleyP05=[8.52371,8.59798,8.66954,8.74605,8.82257,8.90899,8.98280,9.05931,9.13313,9.20964,9.28616,9.36267,9.44189,9.51840,9.58771,9.66693,9.74119,9.81546,9.88972,9.96399,10.03600,10.11026,10.18453,10.25879,10.33306,10.40732,10.48159,10.55810,10.63731,10.71383,10.79034,10.86686,10.94337]

Met\_kewleyP05=[8.23067,8.22308,8.21701,8.21278,8.20969,8.20823,8.20831,8.20932,8.21164,8.21522,8.21961,8.22466,8.23095,8.23718,8.24434,8.25209,8.26036,8.26836,8.27676,8.28517,8.29412,8.30266,8.31079,8.31906,8.32692,8.33479,8.34211,8.34848,8.35479,8.36000,8.36439,8.36813,8.37041]

oplot,log10mstars\_kewleyP05[\*],Met\_kewleyP05[\*],thick=4,color=100

DEVICE,/close

stop

end

## A.2 Elemente nach Asplund u.a. 2009

Table 1: Element abundances in the present-day solar photosphere. Also given are the corresponding values for CI carbonaceous chondrites (Lodders, Palme & Gail 2009). Indirect photospheric estimates have been used for the noble gases (Sect. 3.9).

	Elem.	Photosphere	Meteorites		Elem.	Photosphere	Meteorites
1	H	12.00	8.22 ± 0.04	44	Ru	1.75 ± 0.08	1.76 ± 0.03
2	He	[10.93 ± 0.01]	1.29	45	Rh	0.91 ± 0.10	1.06 ± 0.04
3	Li	1.05 ± 0.10	3.26 ± 0.05	46	Pd	1.57 ± 0.10	1.65 ± 0.02
4	Be	1.38 ± 0.09	1.30 ± 0.03	47	Ag	0.94 ± 0.10	1.20 ± 0.02
5	B	2.70 ± 0.20	2.79 ± 0.04	48	Cd		1.71 ± 0.03
6	C	8.43 ± 0.05	7.39 ± 0.04	49	In	0.80 ± 0.20	0.76 ± 0.03
7	N	7.83 ± 0.05	6.26 ± 0.06	50	Sn	2.04 ± 0.10	2.07 ± 0.06
8	O	8.69 ± 0.05	8.40 ± 0.04	51	Sb		1.01 ± 0.06
9	F	4.56 ± 0.30	4.42 ± 0.06	52	Te		2.18 ± 0.03
10	Ne	[7.93 ± 0.10]	-1.12	53	I		1.55 ± 0.08
11	Na	6.24 ± 0.04	6.27 ± 0.02	54	Xe	[2.24 ± 0.06]	-1.95
12	Mg	7.60 ± 0.04	7.53 ± 0.01	55	Cs		1.08 ± 0.02
13	Al	6.45 ± 0.03	6.43 ± 0.01	56	Ba	2.18 ± 0.09	2.18 ± 0.03
14	Si	7.51 ± 0.03	7.51 ± 0.01	57	La	1.10 ± 0.04	1.17 ± 0.02
15	P	5.41 ± 0.03	5.43 ± 0.04	58	Ce	1.58 ± 0.04	1.58 ± 0.02
16	S	7.12 ± 0.03	7.15 ± 0.02	59	Pr	0.72 ± 0.04	0.76 ± 0.03
17	Cl	5.50 ± 0.30	5.23 ± 0.06	60	Nd	1.42 ± 0.04	1.45 ± 0.02
18	Ar	[6.40 ± 0.13]	-0.50	62	Sm	0.96 ± 0.04	0.94 ± 0.02
19	K	5.03 ± 0.09	5.08 ± 0.02	63	Eu	0.52 ± 0.04	0.51 ± 0.02
20	Ca	6.34 ± 0.04	6.29 ± 0.02	64	Gd	1.07 ± 0.04	1.05 ± 0.02
21	Sc	3.15 ± 0.04	3.05 ± 0.02	65	Tb	0.30 ± 0.10	0.32 ± 0.03
22	Ti	4.95 ± 0.05	4.91 ± 0.03	66	Dy	1.10 ± 0.04	1.13 ± 0.02
23	V	3.93 ± 0.08	3.96 ± 0.02	67	Ho	0.48 ± 0.11	0.47 ± 0.03
24	Cr	5.64 ± 0.04	5.64 ± 0.01	68	Er	0.92 ± 0.05	0.92 ± 0.02
25	Mn	5.43 ± 0.05	5.48 ± 0.01	69	Tm	0.10 ± 0.04	0.12 ± 0.03
26	Fe	7.50 ± 0.04	7.45 ± 0.01	70	Yb	0.84 ± 0.11	0.92 ± 0.02
27	Co	4.99 ± 0.07	4.87 ± 0.01	71	Lu	0.10 ± 0.09	0.09 ± 0.02
28	Ni	6.22 ± 0.04	6.20 ± 0.01	72	Hf	0.85 ± 0.04	0.71 ± 0.02
29	Cu	4.19 ± 0.04	4.25 ± 0.04	73	Ta		-0.12 ± 0.04
30	Zn	4.56 ± 0.05	4.63 ± 0.04	74	W	0.85 ± 0.12	0.65 ± 0.04
31	Ga	3.04 ± 0.09	3.08 ± 0.02	75	Re		0.26 ± 0.04
32	Ge	3.65 ± 0.10	3.58 ± 0.04	76	Os	1.40 ± 0.08	1.35 ± 0.03
33	As		2.30 ± 0.04	77	Ir	1.38 ± 0.07	1.32 ± 0.02
34	Se		3.34 ± 0.03	78	Pt		1.62 ± 0.03
35	Br		2.54 ± 0.06	79	Au	0.92 ± 0.10	0.80 ± 0.04
36	Kr	[3.25 ± 0.06]	-2.27	80	Hg		1.17 ± 0.08
37	Rb	2.52 ± 0.10	2.36 ± 0.03	81	Tl	0.90 ± 0.20	0.77 ± 0.03
38	Sr	2.87 ± 0.07	2.88 ± 0.03	82	Pb	1.75 ± 0.10	2.04 ± 0.03
39	Y	2.21 ± 0.05	2.17 ± 0.04	83	Bi		0.65 ± 0.04
40	Zr	2.58 ± 0.04	2.53 ± 0.04	90	Th	0.02 ± 0.10	0.06 ± 0.03
41	Nb	1.46 ± 0.04	1.41 ± 0.04	92	U		-0.54 ± 0.03
42	Mo	1.88 ± 0.08	1.94 ± 0.04				

## A.3 SDSS

**Infobox - SDSS:**

Mit dem Sloan Digital Sky Survey werden seit 2000 Aufnahmen des Himmels gemacht. Diese Beobachtungen werden mit Hilfe dreier Teleskope durchgeführt:

- das Sloan Foundation 2.5m Teleskop am Apache Point Observatorium in New Mexico
- das Irénée du Pont Teleskop am Las Campanas Observatorium in Chile
- das NMSU 1-Meter Teleskop am Apache Point Observatorium in New Mexico

Die Beobachtungen sind durch mehrere Missionen erfolgt, die jeweils 6 bis 8 Jahre gedauert haben. Die aktuelle Mission SDSS-IV läuft voraussichtlich noch bis 2020. (Quelle: <https://www.sdss.org/>)