

Kapitel 1

Einleitung

1.1 Die Entstehung und Entwicklung massereicher Sterne

Massereiche Sterne produzieren einen großen Teil der Energie im interstellaren Strahlungsfeld der Milchstraße und greifen tief in die Abläufe des kosmischen Kreislaufs der Materie¹ ein. Während ihrer kosmologisch kurzen Lebenszeit ($\sim 10^6$ Jahre) senden sie sehr intensive ultraviolette Strahlung aus und geben einen erheblichen Teil ihrer Masse durch Sternenwinde oder am Ende durch eine Supernova-Explosion an die Wolke zurück, in der sie sich gebildet haben. Sie beeinflussen die weitere Sternentstehung in den Überresten der Wolke und bereiten die Grundlage für einen neuen Zyklus.

Im Interstellaren Medium (ISM) spiegelt sich die Vergangenheit der galaktischen Entwicklung wieder. Als Beispiele seien Dichtewellen im neutralen Medium innerhalb der galaktischen Scheibe oder lokale Phänomene wie Sternentstehung oder Supernova-Explosionen erwähnt (z. B. de Jong et al. 1980; Blitz & Shu 1980; Hunter et al. 1986; Wolfire et al. 2003; Mac Low & Klessen 2004; Ballesteros-Paredes 2006). Im neutralen Medium stellt sich ein Gleichgewicht zu etwa gleichen Teilen aus atomarem und molekularem Gas (den H_2 -Molekülwolken) ein. Etwa 1 % der Masse einer H_2 -Molekülwolke steckt in Staubteilchen. Mit dem Staub sind Kühlprozesse verbunden, die den Gasdruck der Wolke verringern und eine langsame (fragmentierte) Kontraktion und Abkühlung der Wolke ermöglichen (siehe z. B. Simulationen von Koyama & Inutsuka 2002; Vázquez-Semadeni et al. 2006). Unterhalb von ~ 50 K wird das Medium überwiegend neutral und liegt, wie spätestens seit Absorptionmessungen von Caruthers (1970) bekannt ist, durch die Bildung von H_2 auf Stauboberflächen praktisch vollständig in molekularer Form vor. Die atomare Form des Wasserstoffs kann hingegen nur in Anwesenheit von UV-Strahlung gebildet werden. Der quantitative Nachweis des molekularen Gases gelingt wegen der hohen Energie im ersten angeregten Niveau und des fehlenden Dipolmoments von H_2 nur indirekt: Durch das CO-Molekül. Seit den ersten Messungen des $J = 1 \rightarrow 0$ -Rotationsübergangs von Wilson et al. (1970) hat sich CO zum meist verwendeten Molekül zur Untersuchung des molekularen Gases

¹Zyklischer Prozess, bei dem die Materie abwechselnd im Zustand eines heißen Plasmas in den Sternen oder als kaltes Gas im Interstellaren Medium vorliegt.

entwickelt (siehe z. B. Review von Combes 1991) und ergänzt Staub-Kontinuum-Messungen für den Nachweis des sehr kalten Staubes. Aus all diesen Messungen ist, dank immer besserer Winkelauflösung und neuer Beobachtungstechniken, ein gutes Verständnis über die verschiedenen Phasen bei der Bildung *normaler* Sterne (Kollaps, Protostern, Ausbildung einer Scheibe, Übergang zum Hauptreihestern) hervorgegangen (Review Shu et al. 1987). In unserer solaren Nachbarschaft gibt es zahlreiche Regionen, wo die normalen Sterne anscheinend ohne massereiche Sterne entstehen (z. B. in ρ Ophiuchus, Perseus, Serpens, Taurus, Lupus oder Chameleon).

Deutlich weiter entfernt liegen die weniger gut verstandenen Sternentstehungsregionen mit *massereichen* OB-Sternen (z. B. Garay & Lizano 1999; Beuther et al. 2007). In der Milchstraße sind die massereichen Sterne nicht überall anzutreffen, sondern treten hauptsächlich in Sternhaufen (Clustern) auf. Entsprechend der Masseverteilung aller Sterne in einem Sternhaufen nach der *Initial Mass Function* (IMF) ($dN \sim M^{-\alpha} dM$, Salpeter 1955, siehe auch Review von Corbelli et al. 2005) haben einige der Sterne eine besonders große Masse ($M \geq 10 M_{\odot}$). Ihr Einfluss auf die Umgebung ist schon während der Bildungsphase nachweisbar. Die UV Strahlung dieser Sterne ist so stark, dass sie das molekulare Gas in der Gashülle um den Stern zerstören kann. Reine Scheibenakkretion von Gas, wie sie bei normalen Sternen auftritt, wird dadurch vermutlich frühzeitig unterbunden, so dass ihre Massezunahme und damit ihre Gesamtmasse nach oben hin begrenzt sein sollte. Eine weitere Massezunahme kann durch Interaktion und Verschmelzung von Sternen geschehen. Gleichzeitig können sie in ihrer kurzen Lebensdauer Gas in benachbarten Wolken über die stellaren Winde und die UV-Strahlung verdichten und eine sukzessive Sternentstehung auslösen. Beobachtbare Indizien auf massereiche Sternentstehung sind: Eine dichte Molekülwolke mit mehreren $100 M_{\odot}$ und hoher visueller Extinktion, eine hohe Infrarotleuchtkraft ($10^3 - 10^6 L_{\odot}$), eine vom Stern ionisierte Region (sichtbar als H II-Region im Radiokontinuum) und möglicherweise auch CH_3OH - und H_2O -Maser in der Umgebung.

Neben umfangreichen Untersuchungen mit bis zu 150 *high-mass star-forming* Regionen aus unserer Galaxie (z. B. Plume et al. 1997; Hunter et al. 2000; Peeters et al. 2002; Mueller et al. 2002; Shirley et al. 2003) gibt es zahlreiche genauere Fallstudien einzelner Regionen, von denen hier nur wenige genannt sein sollen, wie z. B. Ori IRC 2 (Lerate et al. 2006), W 3 (OH), W 75 N, S 106 (Schneider et al. 2002, 2003), S 140 (Poelman & Spaans 2005, 2006), Cep A (van den Ancker et al. 2000; Froebrich et al. 2002), NGC 2024 (Giannini et al. 2000). Eine wichtige Bedeutung kommt in diesen Untersuchungen den Photonen-Dominierten-Regionen zu (siehe nächster Abschnitt), welche die Grenzschichten zwischen der H II-Region eines OB-Sterns und der Molekülwolke bilden. Sie sind ein weiteres Indiz auf massereiche Sternentstehung, da das Interstellare Medium aus Gas und Staub in den benachbarten Molekülwolken vorwiegend durch UV-Photonen geheizt wird und sich eine warme und dichte Komponente im Interstellaren Medium mit leicht beobachtbarer Linienemission ausbildet (Peeters et al. 2005).

1.1.1 Photonen Dominierte Regionen

In frühen chemischen Modellen (z. B. Glassgold & Langer 1974; Black & Dalgarno 1976) und H_2 -Photodissoziationsmodellen (siehe Review von van Dishoeck 1987)

wurde erkannt, dass in den Oberflächen von Molekülwolken durch UV-Strahlung in der Gasphase und auf den Stauboberflächen viele (photo)chemische Reaktionen ablaufen. Verschiedene Mechanismen in diesen Photonen Dominierten Regionen (PDRen) bewirken dabei eine Heizung des Gases (de Jong et al. 1980; Tielens & Hollenbach 1985; Sternberg & Dalgarno 1989; Bourlot et al. 1993, siehe Zusammenfassungen von Sternberg & Dalgarno 1995; Hollenbach & Tielens 1997; Hollenbach & Tielens 1999). Ab ~ 6 eV liegt die Energie der Photonen hoch genug, um einzelne Elektronen aus den Oberflächen von Staubteilchen zu lösen, die ihre kinetische Energie an das Gas abgeben (photoelektrisches Heizen), oder um molekularen Wasserstoff in einen angeregten Zustand zu versetzen, bei dem H_2 entweder zerstört werden kann oder seine kinetische Energie an das Gas abgeben kann (Photodissoziation bzw. UV-Pumpen). Auch die Temperatur des Staubes steigt durch UV-Absorption in einem geringeren Maße an. An der Lyman-Kante, oberhalb der Ionisierungsenergie von atomarem Wasserstoff H I von 13.6 eV, verursacht die Absorption durch H I eine rapide Abnahme der Anzahl der höherenergetischen Photonen, noch bevor diese die PDR erreichen können. Zudem wirkt die stark erhöhte Temperatur des molekularen Gases aktivierend auf viele chemische Reaktionen in der Gasphase. Kohlenstoff spielt in der Chemie der PDR eine wichtige Rolle. Seine am häufigsten vorkommende Form ändert sich mit fortschreitender Absorption der UV-Strahlung in die Wolke hinein von ionisiertem Kohlenstoff (C II), zu atomarem Kohlenstoff (C I, Ionisationsenergie 11.26 eV) und weiter zu Kohlenmonoxid (CO, Dissoziationsenergie 11.09 eV). Die drei Spezies eignen sich damit als Tracer für einen großen Teil des molekularen Gases. Andere Atome, wie der atomare Sauerstoff oder Stickstoff (Ionisierungsenergie 13.62 eV bzw. 14.53 eV), sind auch in der H II-Region stabil oder rekombinieren, wie z. B. Schwefel, erst tief in der Wolke.

Die Heizung des Gases und des Staubes durch UV-Photonen steht in einem Gleichgewicht mit der Kühlung im Fern-Infrarotbereich. Die Kühlung läuft über zwei getrennte Wege ab: Für den Staub durch die Kontinuumstrahlung der Staubteilchen und für das Gas durch Emission einiger starker Linien wie [O I], [C II], mid- und high- J CO sowie durch [C I], OH, H_2O , [Si II] und einiger weiterer Linien, die nicht im Fern-IR liegen. Die Linienkühlung kann einige Prozent der Staubkühlung ausmachen. Die Gas- und Staubtemperaturen können bei hohen Dichten aneinander gekoppelt sein.

Ein reges Interesse an PDRen belegen mehr als 230 Publikationen² in den letzten 10 Jahren, allein zum Begriff *PDR*. Aktuelle Untersuchungen umfassen PDRen in den Kernen von aktiven Galaxien, in den Akkretionsscheiben von Protosternen, in Supernovaüberresten oder in Planetarischen Nebeln, d. h. auch da wo Sternentstehung nicht unmittelbar beteiligt ist. Ein Spezialfall sind XDREn, in denen die Röntgenstrahlung einer Röntgenquelle nicht nur an der Oberfläche heizt (z. B. Maloney et al. 1996; Meijerink & Spaans 2005; Meijerink et al. 2006). Auch sind neben den Kohlenstoffspezies C II, C I und CO auch Hydride untersucht worden, um die Lücken in den chemischen Reaktionsnetzwerken der Modelle durch Beobachtungen schließen zu können (z. B. CH, CH^+ , OH, H_2O oder HCO^+). Zeitabhängige chemische Modelle (z. B. von Störzer et al. 1997; Bertoldi & Draine 1996; Gorti & Hollenbach 2002) simulieren eine wandernde Ionisationsfront oder einen verdampfenden Wolkenklumpen. Umgekehrt sehen Kamegai et al. (2003) in der [C I]-Verteilung in ρ Oph Anzeichen für eine evo-

²Ergebnis einer Suchanfrage in der *Astrophysics Data System*-Publikationsdatenbank (ADS).

lutionäre Entwicklung von C I hin zu CO, nachdem die Anregung durch das UV-Feld und einer Supernova-Stoßfront abgeklungen ist. Auch im Rahmen des SFB 494³ wurde in den letzten Jahren intensiv an PDR-Modellen gearbeitet und mit PDR-Modellen die Linienemission von PDRen untersucht, u. a. Kramer et al. (2005, M 83 und M 51), Röllig et al. (2006, zur Rolle der Metallizität), Bensch (2006, B 5) und Mookerjea et al. (2006, Cep B). Die Untersuchungen der letzten Jahre zeigen allerdings auch, dass die von verschiedenen Gruppen publizierten PDR-Modelle sich etwas divergent entwickelt haben und sich widersprechende Aussagen abgeleitet werden konnten. Vor dem Hintergrund der in naher Zukunft verfügbaren Sub-mm- und Fern-IR-Observatorien wurden deshalb in einem *PDR-Benchmark* (Roellig et al. 2007) alle derzeit genutzten Modelle verglichen und auf Unterschiede untersucht.

Auch wenn die Theorie überprüfbare Aussagen macht, ist die direkte Beobachtung der Zonen einer PDR eine nicht einfache Aufgabe. Denn nur im mm-, Sub-mm- und Fern-IR-Bereich kann die Strahlung diese Gebiete weitgehend ungehindert verlassen und erlaubt Rückschlüsse auf die physikalischen und chemischen Bedingungen in diesen Grenzschichten. Oft steht die gewünschte Winkel- oder die spektrale Auflösung in diesem Wellenlängenbereich nicht zur Verfügung. Selbst im am besten untersuchten Fall, im nahegelegenen *Orion Bar* (z. B. Tielens et al. 1993; Herrmann et al. 1997; Le Petit et al. 2002; Gorti & Hollenbach 2002; Ikeda et al. 2002; Fuente et al. 2003; Marrone et al. 2004; Pardo et al. 2005), ist die geschichtete Struktur nicht klar als PDR-Schichtung (d. h. C II/C I/CO) identifizierbar. Zudem ist die Situation nicht immer so eindeutig, dass die PDR weder nur von einer Seite beschienen wird und daher im Querschnitt beobachtbar ist, noch dürfte die Molekülwolke so homogen wie im Modell strukturiert sein. Statt dessen sind die Wolken fraktal strukturiert, d. h. auf großen und kleinen Skalen selbstähnlich und fragmentiert, und bieten dank eines stark erhöhten Verhältnisses von Oberfläche zu Volumen eine große Angriffsfläche für die UV-Strahlung (z. B. Modelle von Meixner & Tielens 1993). Die UV-Strahlung kann somit durch Streuung sehr *tief* in die Wolke vordringen und dort, im Gegensatz zum homogenen Fall, mehr Gas anregen. Die Schlussfolgerung von Hollenbach & Tielens (1997), dass *praktisch das gesamte atomare und ein Großteil des molekularen Gases in der Milchstraße durch die allgegenwärtige UV-Strahlung prozessiert wird* liegt dann nicht mehr fern (vgl. auch Einleitung zu Zielinsky 1999, „PDRen sind überall“).

Trotz der genannten Einschränkungen bei der Beobachtung können die an der Heizung und Kühlung der Wolke beteiligten Spezies mittels der Linienstrahlung untersucht werden. Insbesondere eignen sich bestimmte Verhältnisse zwischen zwei Linienflüssen als gute *Thermometer* für die vorherrschenden Temperaturen, wenn die Anregungsenergien der Linienniveaus unterschiedlich sind und die notwendigen Dichten erreicht werden, um diese Niveaus thermisch zu besetzen. Ein Beispiel ist das Verhältnis $[C I] \ ^3P_2 \rightarrow \ ^3P_1 / \ ^3P_1 \rightarrow \ ^3P_0$, welches für Temperaturen bis ~ 100 K und Dichten ab 10^3 cm^{-3} besonders empfindlich ist. $CO \ J = 7 \rightarrow 6 / [C I] \ ^3P_2 \rightarrow \ ^3P_1$ dagegen eignet sich als *Dichteindikator* des warmen Gases ab 10^5 cm^{-3} . Diese drei Linien lassen sich mit dem SMART-Empfänger am KOSMA⁴ 3m-Teleskop, welcher in Hinblick auf bo-

³Sonderforschungsbereich 494: Die Entwicklung der Interstellaren Materie: Terahertz-Spektroskopie in Weltall und Labor. Die vorliegende Arbeit wurde durch diese Förderung unterstützt.

⁴KOSMA – Kölner Observatorium für SubMillimeter Astronomie

dengebundene PDR-Beobachtungen entwickelt wurde, gleichzeitig detektieren (siehe nächstes Kapitel). Die Bedeutung von mid- J ^{13}CO wurde bereits von Graf (1991) erkannt. Die $^{13}\text{CO } J = 8 \rightarrow 7$ Linie, ebenfalls im Abstimmbereich von SMART, erweist sich als nützlich, um eine obere Grenze für Dichte und Temperatur zu erhalten. Die Daten von anderen Observatorien wie dem *Kuiper Airborne Observatory* (KAO), dem ISO-Satelliten, dem *Five College Radio Astronomy Observatory* (FCRAO) oder dem *James Clerk Maxwell Telescope* (JCMT) ergänzen die anders nicht beobachtbaren Wellenlängen – oder die mangelnde Winkelauflösung. So existiert bereits eine Vielzahl an PDR-Linienbeobachtungen von massereichen Sternentstehungsregionen. Insbesondere wurden mit dem LWS-Instrument von ISO eine Fülle an (wenn auch spektral nicht aufgelösten) Linien gemessen, welche eine vergleichbare räumliche Auflösung wie die KOSMA-Daten haben und deshalb zu einer Multilinen-PDR-Analyse kombiniert werden können, die in diesem Umfang bisher nicht möglich war.

1.2 Inhalt und Ziele

Diese Arbeit verfolgt zwei grundlegende Ziele:

1. Untersuchung der Wechselwirkung bei der Entstehung massereicher Sterne mit dem molekularen Gas in einer Phase, in der die Sterne noch in die Wolke eingebettet sind und nur indirekt nachweisbar sind. Dazu sollen drei unterschiedlich komplexe massereiche Sternentstehungsregionen untersucht werden. Ein wichtiges Anliegen dieser Arbeit ist der Vergleich der PDR-Linienemission in diesen aktiven Regionen mit Modellen. Hierzu finden im Detail verschiedene Analysemethoden Anwendung, welche im folgenden **Kapitel 2** kurz vorgestellt werden. Ausserdem wird auf die verwendete Instrumentierung eingegangen, zu der auch die Beobachtungssoftware gehört.

Kapitel 3 widmet sich der DR 21/DR 21 (OH)-Sternentstehungsregion, in der von Lane et al. (1990) starke PDR-Linienemission im atomaren und molekularen Gas gefunden wurde. Die neuen Beobachtungen von CO-Rotationslinien von KOSMA, FCRAO und ISO werden mit Strahlungstransportrechnungen für zwei klumpige Gaskomponenten, eine dicht und kalt und die andere dicht und warm, modelliert. Da auch die integrierten Intensitäten von [C II], [C I] und [O I] bekannt sind, kann die Kühleffizienz des Gases abgeschätzt werden.

Die Region Onsala 1 (Israel & Wootten 1983; Kumar et al. 2004) wird in **Kapitel 4** mit einer Vielzahl von Spektrallinien, beobachtet am JCMT, untersucht. Aufgrund der höheren Winkelauflösung der Daten kann die Quellstruktur genauer als bei DR 21 analysiert werden. Verschiedene Strahlungstransport-Simulationen werden durchgeführt, um die Temperaturen und Dichten einzugrenzen, sowie um die kinematischen Eigenschaften des Gases besser zu verstehen.

Die Molekülwolke und H II-Region W3 Main (z. B. Tieftrunk et al. 1997; Ruch et al. 2007) in **Kapitel 5** bietet dank der über die Region verteilten und gut untersuchten OB-Sterne die Möglichkeit, das Fern-UV-Feld in der Molekülwolke zu studieren. Insbesondere wird die Korrelation vom FUV-Feld zum UV-Tracer

[C II] und zum FIR-Kontinuum untersucht und mit einem plan-parallelen PDR-Modell verglichen. Aus den [C II]- und [O I]-Linienintensitäten lässt sich die Gaskühleffizienz berechnen, mit der, wenn sie sich durch ein Modell reproduzieren lässt, indirekt etwas über die PDR-Physik hinzugelernt werden kann. Angesichts der erwarteten hohen Dichten wird die Klumpigkeit des Medium abgeschätzt.

In **Kapitel 6** werden die Eigenschaften des molekularen Gases (Masse und Dichte der Klumpen, das äußere UV-Feld und die Klumpenanzahl) in DR 21 und in Onsala 1 mit Ensembles aus gleichförmigen sphärischen PDR-Klumpen untersucht. Die Verteilung des CO-Gesamtflusses auf die low- J , mid- J und high- J Übergänge wird als diagnostisches Mittel vorgestellt und die Bedeutung für die Gaskühlung diskutiert.

In naher Zukunft werden mit SOFIA⁵, mit ALMA⁶ und mit Herschel⁷ äußerst effektive Observatorien zur Verfügung stehen, für die die hier vorgestellten Analysemethoden sehr nützlich sein werden.

2. Die Neu- und Weiterentwicklung einer Observatoriums-Steuerungssoftware. Dank neuer Empfänger mit vielen simultan messenden Pixeln, neuen hochauflösenden Spektrometern und neuen Beobachtungsmodi mit hohen Datenraten muss die Software an einem Observatorium immer neuen Anforderungen genügen. Zudem erzwingt die rasante Entwicklung der Rechner- und Betriebssystemarchitekturen eine regelmäßige Überarbeitung. So entstand aus der Notwendigkeit das Ziel, eine auf die Bedürfnisse eines modernen Submillimeter-Radioteleskops zugeschnittene Kontrollsoftware zu entwickeln mit dem Schwerpunkt auf der Gestaltung einer Benutzerschnittstelle.

Idealerweise fließen die mit den vorherigen Systemen gesammelten Erfahrungen in die Entwicklung eines neuen Konzepts ein. Da an einem Observatorium viele hochspezialisierte Systeme vorhanden sind, ist eine Modularisierung in unabhängige Komponenten mit genau spezifizierten Schnittstellen gegenüber eigenen Softwarelösungen an anderen Observatorien von Vorteil. Das KOSMA-Teleskop bietet sich als Testumgebung an und vereinfacht die Anpassung an andere Observatorien wie NANTEN2⁸ und SOFIA. Aus der Perspektive der Beobachter vereinfacht sich die Bedienung dank Automatisierung und reduziert die Fehlerquellen, wenn eine vertraute Software zum Einsatz kommt. Deshalb wird in **Anhang A** ein Einblick gegeben, der etwas zum Verständnis und zur Klärung der grundlegenden Fragen beitragen soll und die Arbeiten dokumentiert.

In den weiteren Anhängen werden zudem noch vertiefende Erläuterungen zum UV-Strahlungsfeld von OB-Sternen (**Anhang B**), zur LTE-Methode (**Anhang C**), sowie zum Strahlungstransport (**Anhang D**) im molekularen Gas gegeben. **Anhang E** beschreibt schließlich das Korrekturverfahren, mit dem die Spektren des SMART-Empfängers in dieser Arbeit bearbeitet wurden.

⁵SOFIA – *Stratospheric Observatory For Infrared Astronomy* (z. B. Review Krabbe & Röser 1999)

⁶ALMA – *Atacama Large Millimeter Array*

⁷Herschel – *Herschel Space Observatory*

⁸NANTEN2 – Submillimeter-Teleskop in der Atacama-Wüste in Chile.