

INAUGURAL - DISSERTATION
zur
Erlangung der Doktorwürde
der
Naturwissenschaftlich - Mathematischen
Gesamtfakultät
der
Ruprecht - Karls - Universität Heidelberg

vorgelegt von

Dipl.-Phys. Stephan M. Birkmann
aus Heidelberg

Tag der mündl. Prüfung: 07.02.2007

Frühe Phasen der massereichen Sternentstehung

Gutachter: Prof. Dr. Dietrich Lemke
Prof. Dr. Burkhard Fuchs

Frühe Phasen der massereichen Sternentstehung - Durch Verknüpfung der ISOPHOT Zufallsdurchmusterung (ISOSS) mit dem IRAS Punktquellenkatalog und galaktischen Moleküllinien-Durchmusterungen konnten 50 junge und massereiche ($M \geq 100 M_{\odot}$) Sternentstehungsregionen identifiziert werden. Um die Natur dieser Quellen näher zu untersuchen, wurden im Rahmen der vorliegenden Doktorarbeit Nachfolgebeobachtungen vom nahen Infrarot bis in den Radiobereich durchgeführt. In den studierten Regionen wurden kompakte Kondensationen von dichtem molekularem Gas gefunden. Die durchschnittliche Temperatur dieser Objekte ist kleiner als 18 K. In zwei Fallstudien wird gezeigt, dass es sich bei diesen Objekten um junge, massereiche proto- und prä-stellare Kerne handelt. Mindestens sechs Kerne zeigen Signaturen von einfallendem Gas, die auch in interferometrischen Beobachtungen mit hoher räumlicher Auflösung bestätigt werden konnten. Alle Regionen sind Orte aktiver Sternentstehung, wie Aufnahmen mit dem Weltraumteleskop SPITZER belegen. Eine Charakterisierung der entdeckten jungen stellaren Objekte erfolgt anhand ihrer Flüsse im mittleren Infrarot. Durch Vergleich der beobachteten spektralen Energieverteilungen von protostellaren Kernen mit zweidimensionalen Strahlungstransportrechnungen ist eine Abschätzung der fundamentalen Parameter wie Alter, Masse und Leuchtkraft der eingebetteten Quelle möglich. Der Nachweis von Jets und kollimierten molekularen Ausflüssen von diesen Objekten spricht dabei gegen das Modell der konkurrierenden Akkretion und Verschmelzung. Vielmehr liefert die vorliegende Arbeit Hinweise darauf, dass massereiche Sterne ebenso entstehen wie ihre masseärmeren Geschwister: durch den Kollaps eines kohärenten Kerns und Akkretion über eine Scheibe.

The early phases of massive star birth - By crosscorrelating the ISOPHOT Serendipity Survey (ISOSS) with the IRAS catalogue and large molecular line surveys 50 young massive ($M \geq 100 M_{\odot}$) star forming regions were identified. In order to study the nature of these sources and their (pre-)stellar content, an extensive campaign of multi-wavelength follow-up observations was conducted. In all covered regions very cold ($\langle T \rangle \leq 18$ K), compact, and dense molecular cores were found. These objects are very promising candidates for massive protostellar and prestellar cores, as is shown in two case studies. At least six of the detected protostellar cores show line profiles that indicate infall motion. Observations with the SPITZER space telescope reveal that all regions are places of active star formation. The detected young stellar objects are classified by means of their mid-infrared colors. The characterisation of the massive protostellar cores (e.g. their age, mass, and luminosity) is based on comparison of their spectral energy distributions with two-dimensional radiative transfer simulations. There is evidence for jets and collimated outflows around these high mass objects, suggesting that high mass stars form like their lower mass siblings: by the collapse of a coherent core and disk accretion.

“Die Sterne Lügen nicht - sie schweigen.”
Rudolf Kippenhahn

Inhaltsverzeichnis

1	Einführung	5
1.1	Sternentstehung	5
1.1.1	Die Entstehung massereicher Sterne	5
1.1.2	Konkurrierende Akkretion und Verschmelzung	7
1.1.3	Gravitativer Kollaps eines turbulenten Mediums	8
1.2	Signaturen der massereichen Sternentstehung	10
1.2.1	Beobachtungstechnische Herausforderungen	10
1.3	Die ISOPHOT Zufallsdurchmusterung	11
1.3.1	Bedeutung von Durchmusterungen im fernen Infrarot	12
1.3.2	Himmelsüberdeckung des ISOSS	12
1.3.3	Flusskalibration	12
1.3.4	Extraktion der Ferninfrarot-Punktquellen	13
1.3.5	Beschränkungen des ISOSS	14
1.4	Aufbau der Doktorarbeit	14
2	Auswahl der Quellen	17
2.1	Auswahlkriterien	17
2.1.1	Assoziation mit molekularem Gas	17
2.1.2	Flussverhältnisse ISOSS zu IRAS	18
2.2	Entfernung der Sternentstehungsregionen	18
2.3	Leuchtkräfte	18
2.4	Staubtemperaturen	19
2.5	Staubmassen	19
2.6	Übersicht über die ISOSS-Sternentstehungsregionen	19
3	Folgebeobachtungen	21
3.1	Thermische Staubemission im (Sub)Millimeter-Bereich	21
3.1.1	Motivation und Zielsetzung	21
3.1.2	Beobachtungen	21
3.1.3	Datenreduktion	22
3.1.4	Detektionsstatistik	22
3.2	CO(3-2)-Durchmusterung am Heinrich-Hertz-Teleskop	22
3.2.1	Motivation	22
3.2.2	Beobachtungen und Datenreduktion	23
3.2.3	Detektionsstatistik	23
3.3	Beobachtungen von Moleküllinien	23
3.3.1	Indikatoren für hohe Dichten	23
3.3.2	Gas-Dynamik: Einfall	28
3.3.3	Datenreduktion und Kalibration	28

3.4	Beobachtungen im nahen Infrarot	29
3.4.1	Zielsetzung	29
3.4.2	Technische Umsetzung, Datenreduktion und Kalibration	29
3.5	Beobachtungen mit dem SPITZER Weltraumteleskop	30
3.5.1	Zielsetzung	31
3.5.2	Datenreduktion und Kalibration	31
3.5.3	Weiterführende Beobachtungen mit IRS	32
3.6	Beobachtungen mit dem Plateau-de-Bure-Interferometer	32
3.6.1	Beobachtungen	32
3.6.2	Datenreduktion	33
3.7	Vorhandene Datensätze	33
3.7.1	Submillimeter-Beobachtungen mit SCUBA	33
3.7.2	Ammoniak-Beobachtungen am Effelsberg-100-m-Teleskop	33
4	Fallstudie I: ISOSS J18364-0221	35
4.1	Einführung	35
4.2	Beobachtungen und Datenreduktion	35
4.2.1	Die ISOPHOT Zufallsdurchmusterung	35
4.2.2	Beobachtungen des Staubkontinuums mit SCUBA	36
4.2.3	Beobachtungen von Moleküllinien	36
4.2.4	Beobachtungen im nahen Infrarot	37
4.3	Ergebnisse	37
4.3.1	Morphologie und Flüsse	37
4.3.2	Staubtemperaturen	37
4.3.3	Massen der Kerne	38
4.3.4	Gesamtmasse von ISOSS J18364-0221	40
4.3.5	Kaltes Gas	41
4.4	Diskussion	41
4.4.1	Der massereiche Protostern SMM1	41
4.4.2	Der massereiche prä-stellare Kern SMM2	43
5	Fallstudie II: ISOSS J23053+5953	45
5.1	Einführung	45
5.2	Beobachtungen und Datenreduktion	45
5.2.1	ISOPHOT Zufallsdurchmusterung	45
5.2.2	Beobachtungen im Submillimeter-Kontinuum mit SCUBA	46
5.2.3	Beobachtungen im nahen Infrarot	46
5.2.4	Beobachtungen mit dem SPITZER Weltraumteleskop	46
5.2.5	Moleküllinienbeobachtungen	47
5.3	Ergebnisse	47
5.3.1	Staubkontinuum: Morphologie und Flüsse	47
5.3.2	Staubtemperaturen und Massen	48
5.3.3	Gastemperaturen und -dichten	49
5.3.4	Hochaufgelöste Karten	52
5.3.5	Dynamik des Gases	53
5.3.6	Aktive Sternentstehung	53
5.4	Diskussion	55

5.4.1	Der Submillimeter-Kern SMM1	55
5.4.2	Der massereiche protostellare Kern SMM2	56
6	Zusammenfassung der Nachfolgebeobachtungen	61
6.1	(Sub)Millimeter-Morphologie der ISOSS-Quellen	61
6.2	Massenbestimmung aus den CO-Karten	63
6.3	Extinktionskarten aus NIR-Beobachtungen	66
6.4	Eingebettete junge stellare Objekte	68
6.5	Aufnahmen der (Sub)Millimeter-Kerne im fernen Infrarot	70
6.5.1	Morphologie	70
6.5.2	Spektrale Energieverteilungen der Kerne	76
6.5.3	Temperaturen und Massen	76
6.5.4	Proto- oder prä-stellare Kerne?	78
6.6	Moleküllinienbeobachtungen	78
6.6.1	Dichtes Gas	78
6.6.2	Einfall und Kollaps	79
6.7	Interferometrie	81
6.8	SPITZER IRS Beobachtungen	82
6.9	Junge Sternentstehungsregionen aus dem ISOSS	83
7	Ausblick	87
7.1	Die Grenzen bisheriger Beobachtungen	87
7.2	Weiterführende Beobachtungen	87
7.2.1	Interferometrie	87
7.2.2	SPITZER IRS Spektroskopie	88
7.2.3	Das HERSCHEL-Weltraumteleskop	88
7.2.4	Das JAMES WEBB SPACE TELESCOPE	89
7.3	Vergleich mit Strahlungstransportrechnungen	91
7.3.1	Protostellare Kerne	91
7.3.2	Junge stellare Objekte	92
A	Aufnahmen mit OMEGA2000 und IRAC	109

Kapitel 1

Einführung

Dieses Kapitel gibt eine kurze Einführung in das Gebiet der Sternentstehung im allgemeinen und in die theoretischen und beobachtungstechnischen Schwierigkeiten der massereichen Sternentstehung im speziellen. Darüber hinaus wird die ISOPHOT Zufallsdurchmusterung vorgestellt und ihre Bedeutung für die vorliegende Arbeit erläutert.

1.1 Sternentstehung

Sterne entstehen aus dichten Kondensationen der interstellaren Materie (ISM) in kalten Molekülwolken (Ward-Thompson, 2002). Massearme Sterne ($M_* \leq 8 M_\odot$) können aus dichten, prä-stellaren Kernen (ihren Geburtswolken) durch deren von innen nach außen laufenden gravitativen Kollaps entstehen (Shu, 1977). Durch das Vorhandensein von Turbulenz und Magnetfeldern in der Molekülwolke bildet sich aufgrund von Drehimpulserhaltung bei der Kontraktion eine flache Struktur und schließlich eine Akkretionsscheibe aus. Teile des ursprünglichen Drehmoments werden in vom jungen Protostern getriebenen molekularen Ausflüssen weggetragen, so dass eine weitere Kontraktion erfolgen kann. Die unterschiedlichen Phasen der Entstehung von massearmen Sternen werden in vier Klassen unterteilt (Lada, 1987; Andre et al., 1993), welche durch ihre spektrale Energieverteilung (engl.: spectral energy distribution, SED) unterscheidbar sind (siehe Abbildung 1.1): Die Klasse 0 ist charakterisiert durch einen kalten Kern, in dessen Zentrum sich bereits ein junger Protostern gebildet hat, der sich im hydrostatischen Gleichgewicht befindet und Gas akkretiert. Der Großteil der Masse befindet sich jedoch noch in der umgebenden Hülle, der Protostern selbst ist nicht sichtbar. Vor dieser Phase kommt noch die des prä-stellaren Kerns (Klasse -I), in welchem sich noch kein ausgebildeter Protostern befindet.

Beobachtungen deuten darauf hin, dass die ursprüngliche Massenfunktion (engl.: initial mass function, IMF) der Sterne bis zu sehr hohen Massen von $\sim 150 M_\odot$ einem Potenzgesetz mit konstantem Exponenten $\alpha \approx 2.35$ folgt (Elmegreen, 2000; Figer, 2005; Oey & Clarke, 2005; Weidner & Kroupa, 2004). Doch während die Entstehung isolierter, massearmer Sterne wie unserer Sonne in Grundzügen verstanden ist, bringt die Entstehung massereicher Sterne ($M_* \geq 8 M_\odot$) weitere theoretische und beobachtungstechnische Herausforderungen mit sich, die zu unterschiedlichen Erklärungsansätzen geführt haben.

1.1.1 Die Entstehung massereicher Sterne

Massereiche Sterne mit mehr als ca. acht Sonnenmassen erreichen die erforderlichen Drücke und Temperaturen für Wasserstoffbrennen, während sie noch Material aus ihrer Geburtswolke akkretieren (Shu et al., 1987). Durch das Einsetzen der Kernfusionsprozesse im Inneren werden dann sehr große Energien frei, die in Form von Strahlung nach außen transportiert werden müssen.

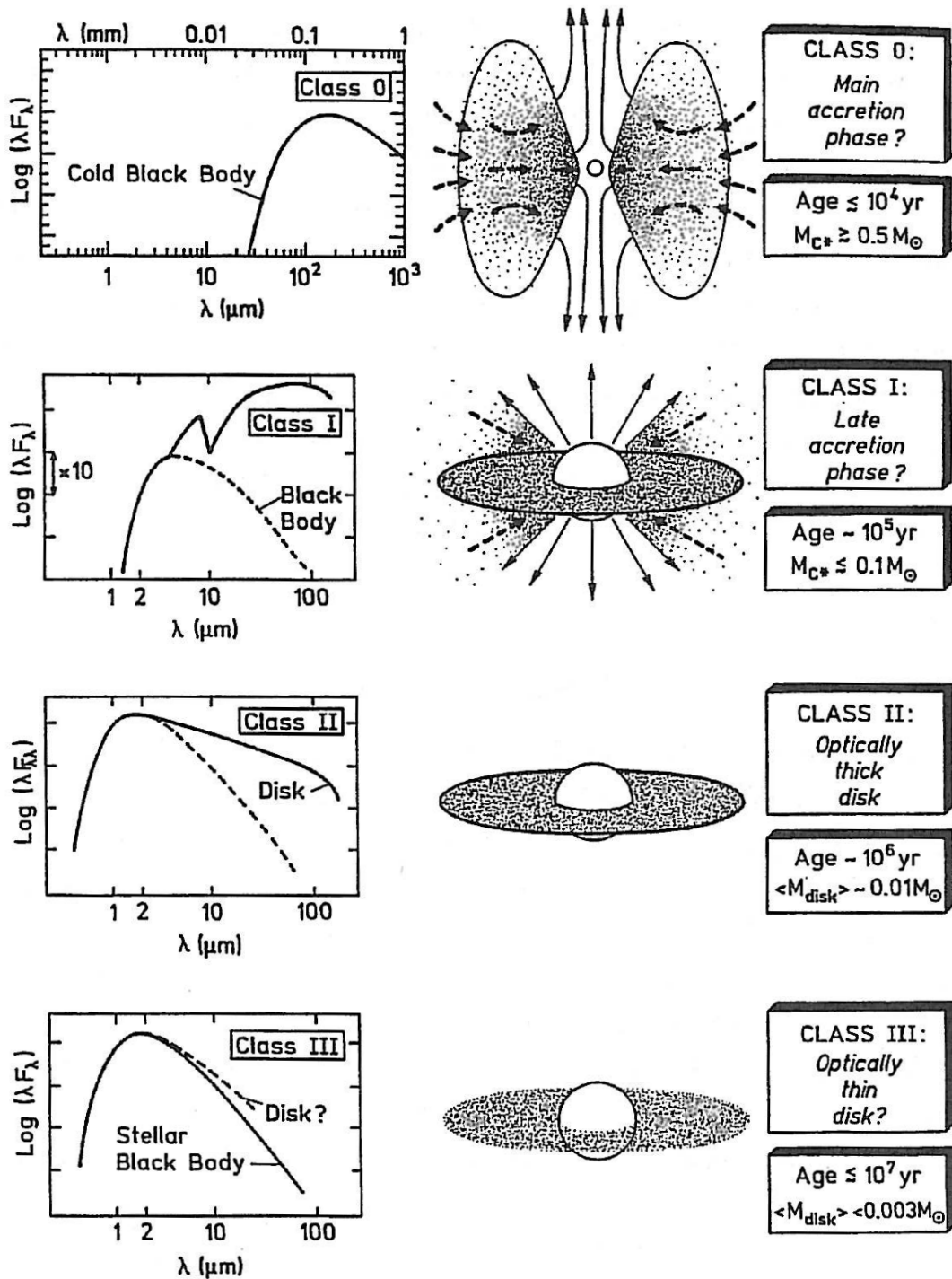


Abbildung 1.1: Die Entwicklungsstufen von massearmen, jungen stellaren Objekten und ihre Einteilung in die Klassen 0, I, II und III (nach André, 1994).

Dadurch entsteht ein großer Strahlungsdruck auf den Staub und somit auch auf das Gas in der Umgebung, der der Gravitation entgegen wirkt. Eindimensionale Simulationen ergaben, dass für Sterne ab $\sim 20 M_{\odot}$ infolge des Strahlungsdrucks eine weitere Akkretion von Material verhindert wird und das Wachstum des Sterns aufhört (Wolfire & Cassinelli, 1987). Nach neueren, zwei- und dreidimensionalen Rechnungen kann diese Massengrenze weiter oben angesiedelt werden: durch die Ausbildung einer Akkretionsscheibe werden ein Großteil des einfallenden Gases konzentriert und große Bereiche vor der direkten Strahlung des Protosterns geschützt, welche die innere Region durch fast materialfreie Regionen nahe der Pole verlässt (Nakano, 1989; Jijina & Adams, 1996). Yorke & Sonnhalter (2002) fanden mit Hilfe eines zylindrisch symmetrischen Modells mit Akkretionsscheibe, dass sich Sterne mit bis zu $40 M_{\odot}$ bilden können, bevor der stetig ansteigende Strahlungsdruck letztendlich den Einfall stoppt.

Eine weitere theoretische Herausforderung bringt die Ionisation durch die ultraviolette Strahlung des jungen, massereichen Sterns mit sich. In einem massereichen Kern ist die Fluchtgeschwindigkeit der Teilchen deutlich kleiner als die Schallgeschwindigkeit in ionisiertem Gas (ca. 10 km s^{-1}). Bildet daher ein Stern in dem ihn umgebenden Kern eine HII-Region aus, so würde dies die Molekülwolke vom Stern entkoppeln und ein Ende der Akkretion bedeuten (Larson & Starrfield, 1971; Yorke & Kruegel, 1977). Nur wenn die frühe Ausbildung einer HII-Region unterdrückt wird, kann Akkretion weiter stattfinden.

In den vergangenen zehn bis fünfzehn Jahren wurden zwei Theorien bevorzugt zur Erklärung der Entstehung massereicher Sterne herangezogen. Diese beiden Erklärungsansätze werden im Folgenden kurz vorgestellt: Das Modell der konkurrierenden Akkretion und Verschmelzung (engl.: competitive accretion and coalescence) und das des gravitativen Kollaps eines turbulenten Mediums.

1.1.2 Konkurrierende Akkretion und Verschmelzung

Dieses Modell macht die Annahme, dass die Molekülwolke durch lokale Jeans-Instabilität in viele dichte Kerne mit anfänglichen Massen von nur $\sim 0.5 M_{\odot}$ fragmentiert (Bonnell et al., 2004). In diesen Kernen entstehen massearme Protosterne, die dann beginnen Gas aus der sie umgebenden Molekülwolke zu akkretieren. Dabei stehen alle protostellaren Objekte in Konkurrenz. Im Zentrum der Molekülwolken sind die Gasdichten am höchsten und die Akkretion läuft am schnellsten ab (Bonnell et al., 2001). Da der gesamte Komplex aus Gas und jungen Sternen gravitativ instabil ist, kontrahiert die Molekülwolke mitsamt den Sternen, was in enorm hohen Sterndichten von $\sim 10^6 - 10^8 \text{ pc}^{-3}$ resultiert. Massereiche Sterne entstehen nun bei diesen großen Dichten durch direkte Kollisionen der leichteren Ausgangsobjekte oder aus der Verschmelzung von Mehrfachsystemen, die durch Reibung und fortlaufende Akkretion in immer engeren Bahnen umlaufen (Bonnell & Bate, 2005). Die Verfechter der Theorie glauben, dass sich durch diesen Mechanismus auch große stellare Massen erzeugen lassen.

Das Modell würde auf natürliche Weise erklären, warum O und B Sterne praktisch ausschließlich in Haufen und dort vorzugsweise im Zentrum vorkommen (Lada & Lada, 2003; Hillenbrand & Hartmann, 1998). Auch die große Anzahl von massereichen Mehrfachsystemen (siehe z.B. Preibisch et al., 1999; Hillwig et al., 2006; Apai et al., 2006) ließe sich so zumindest qualitativ erklären (Bonnell & Bate, 2005; Pinsonneault & Stanek, 2006).

Beobachtungsbefunde

Zur Bestätigung des Modells der konkurrierenden Akkretion bzw. Verschmelzung bieten sich folgende beobachtungstechnische Möglichkeiten an:

1. Der Nachweis der bei der direkten Verschmelzung von zwei Sternen emittierten Strahlung. Diese Strahlungsausbrüche würden einige Jahre bis Jahrhunderte andauern und wären durch die hohe Extinktion in den Kernen nur im Infraroten nachzuweisen (Bally & Zinnecker, 2005).
2. Die Beobachtung nur schwach kollimierter Ausflüsse um die verschmolzenen Sterne. Die Orientierung der Akkretionsscheiben der Ausgangsobjekte ist zufällig, weshalb eine Überlagerung mehrerer Ausflüsse im Mittel eine geringere Kollimation ergibt als sie ein einzelner von einem massereichen Objekt stammender Ausfluss aufweisen würde.
3. Der Nachweis von eingebetteten jungen Haufen mit Sterndichten von ca. 10^6 bis 10^8 pc^{-3} .

Keine der drei oben aufgeführten Signaturen konnte bisher durch direkte Beobachtung bestätigt werden. Zur Bestätigung des ersten Punktes bedarf es einer systematischen Überwachung von sehr jungen, massereichen Sternentstehungsregionen. Solch ein Datensatz steht zur Zeit nicht zur Verfügung.

Eine weitere Schwierigkeit mit diesem Modell ist, dass die zu Beginn noch vorhandenen Akkretionsscheiben durch Kollisionen und Verschmelzungen zerstört werden (Bally & Zinnecker, 2005) und daher bei den so entstandenen massereichen Sternen keine Scheiben mehr beobachtet werden sollten. Jedoch sind mehrere Beispiele für Scheiben um massereiche Protosterne bekannt (siehe z.B. Jiang et al., 2005; Patel et al., 2005). Desweiteren werden Akkretionsscheiben benötigt, um hoch-kollimierte molekulare Ausflüsse zu erzeugen, wie sie ebenfalls um junge, massereiche Objekte beobachtet werden (Beuther & Shepherd, 2005).

Auch folgende theoretische Schwierigkeit spricht gegen das Modell der konkurrierenden Akkretion: Nach Krumholz et al. (2005b) muss für das Verschmelzungsmodell die Virial-Masse der Kerne $\alpha_{\text{vir}}^2 M \leq 10 M_{\odot}$ betragen, wobei M die Masse des Kerns und α_{vir} der nach Bertoldi & McKee (1992) definierte Virial-Parameter ist:

$$\alpha_{\text{vir}} = 5\sigma^2 R/GM. \quad (1.1)$$

Hier ist σ die Geschwindigkeitsdispersion des Gases im Kern und R dessen effektiver Radius. Für zahlreiche beobachtete Kerne gilt jedoch $\alpha_{\text{vir}} \sim 1$ und $M \sim 1000 M_{\odot}$, so dass das Modell der konkurrierenden Akkretion hier nicht realisiert sein dürfte.

1.1.3 Gravitativer Kollaps eines turbulenten Mediums

In Anbetracht der Problematik bezüglich des Verschmelzungsmodells stellt sich die Frage, ob es nicht möglich ist, dass sich massereiche Sterne in gleicher Weise bilden, wie es für massearme Sterne geschieht: durch den Kollaps eines kohärenten Kerns und die Akkretion über eine Scheibe. Die drei wichtigsten Herausforderungen an ein solches Modell sind:

1. Die Erklärung des beobachteten Zustands von massereichen Kernen, ihrer Struktur und Entstehung.
2. Ein Mechanismus zur Aufrechterhaltung der Akkretion auch unter dem großen Strahlungsdruck des sich bildenden Sterns.
3. Eine Erklärung, warum der protostellare Kern nicht ionisiert und damit aufgelöst wird, bevor der Stern überhaupt große Massen erreicht.

Massereiche Kerne

Nach Padoan & Nordlund (2002) entstehen in einem turbulenten Medium durch Fragmentation Gasklumpen, deren Massenfunktion der ursprünglichen Massenfunktion von Sternen entspricht. Dies wird auch durch den beobachtungstechnischen Nachweis von Kernen mit $M \gg M_{\odot}$ bestätigt (Reid & Wilson, 2005; Beuther et al., 2005) und spricht dafür, dass auch sehr massereiche molekulare Kerne durch Fragmentation entstehen können.

Jedoch muss die interne Struktur solcher Objekte von der massearmer Kerne abweichen, denn die thermische Jeans-Masse $M_J \approx 18 M_{\odot} T^{1.5} n^{-0.5}$ ist unabhängig von der Gesamtmasse der Molekülwolke (Jeans, 1928). Für in jungen Sternentstehungsregionen typische Werte von $T \sim 10$ K und $n \approx 10^5 - 10^6 \text{ cm}^{-3}$ ist M_J in der Größenordnung einer Sonnenmasse. Daher können massereiche Kerne nicht ausschließlich durch thermischen Druck gestützt werden, vielmehr muss das Gas in ihnen turbulent sein. Ein Modell für massereiche, turbulente Kerne, die sich im Druck-Gleichgewicht mit ihrer Umgebung befinden, liefert hohe Oberflächendichten $\Sigma \sim 1 \text{ g cm}^{-2}$ und Drücke $P/k \sim 10^8 \text{ K cm}^{-3}$ (McKee & Tan, 2003). Durch diese hohen Drücke sind die Kerne sehr kompakt ($R \sim 0.1 \text{ pc}$), und durch die daraus folgende hohe Dichte werden große Akkretionsraten von $\dot{M} \sim 10^{-3} M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$ auf die eingebetteten Sterne erreicht. Dies ermöglicht die Bildung von massereichen Sternen innerhalb von ca. 10^5 Jahren.

Ob aus den so strukturierten massereichen Kernen auch tatsächlich massereiche Sterne entstehen oder vielmehr aus ihnen eine Vielzahl von massearmen Objekten hervorgeht, ist dabei von entscheidender Bedeutung und ein Thema aktueller Forschung. Jedoch scheinen neuere Simulationen von Krumholz et al. (2006b) darauf hinzudeuten, dass in solchen Kernen sehr massereiche Sterne entstehen können, bevor die Kerne weiter fragmentieren.

Strahlungsdruck und Akkretion

Simulationen zeigen, dass, sobald ein massereicher Stern ca. $15 M_{\odot}$ erreicht hat, sein Strahlungsdruck erheblichen Einfluss auf die weitere Akkretion nimmt. In zweidimensionalen hydrodynamischen Simulationen mit Strahlungstransport ergibt sich ab $15 M_{\odot}$ eine Umkehrung des Masseinfalls von den Polen des Protosterns ausgehend. Während eine weitere Akkretion aus einer Scheibe in der Äquatorebene des Systems stattfindet (Yorke & Sonnhalter, 2002), entkommt die Strahlung durch die dünner werdenden Gebiete an den Polen. Jedoch reicht dieser Mechanismus nicht aus, um auch Sterne mit Massen $> 40 M_{\odot}$ bilden zu können.

Demgegenüber zeigen aktuelle dreidimensionale Simulationen (Krumholz et al., 2005a), dass auch höhere Massen möglich sein sollten. Dabei bilden sich an den Polen asymmetrische Blasen verdünnten Gases. Die dichten Wände dieser Blasen können das äußere Gas vor direkter Bestrahlung schützen, womit eine weitere Akkretion entlang der Blasenwände auf die Scheibe und den Protostern möglich ist.

Ionisation

Massereiche Sterne emittieren eine große Anzahl von ionisierenden Photonen. Während der Akkretionsphase darf sich jedoch keine große HII-Region ausbilden, da sonst der Massefluss zum Stern nicht mehr aufrecht erhalten werden könnte. Im sphärisch-symmetrischen Fall können hohe Akkretionsraten dafür sorgen, dass sich keine ausgedehnte HII-Region entwickeln kann (Walmsley, 1995). Vielmehr wird durch das einfallende Gas der ionisierte Bereich sehr dicht an der Oberfläche des Sterns gehalten. Die dafür benötigten Akkretionsraten sollten bei der Entstehung

von massereichen Sternen leicht erreicht werden.

Für die Existenz solcher gedämpfter oder eingeschnürter HII-Regionen (engl.: quenched HII-regions) spricht unter anderem auch der Nachweis von ultrakompakten HII-Regionen. Diese müssen aufgrund ihrer beobachteten Häufigkeit eine mittlere Lebensdauer von $\sim 10^5$ Jahren haben (Wood & Churchwell, 1989; Kurtz et al., 1994), während die dynamische Zeitskala von solch kompakten Gebilden nur $\sim 10^3$ Jahre betragen dürfte. Daher muss es eine Phase geben, in der diese HII-Regionen durch Akkretion begrenzt werden und so ihre kompakte Form über den Zeitraum der Entstehung des massereichen Sterns ($\sim 10^5$ Jahre) beibehalten.

1.2 Signaturen der massereichen Sternentstehung

Die frühesten Entwicklungsphasen massereicher Sterne finden in dichten Molekülwolken statt. Zu Beginn steht die Existenz eines prä-stellaren Kerns (Klasse -I), in dem sich noch kein hydrostatischer Kern gebildet hat und der seine Leuchtkraft nur durch externe Heizung durch das interstellare Strahlungsfeld bezieht. Nach Evans et al. (2002) hätte ein massereicher prä-stellarer Kern mit $M \sim 10^{(3\pm 1)} M_{\odot}$ einen Radius von $R = 0.2$ bis 1 pc und eine mittlere Dichte von ca. 10^5 bis 10^6 cm^{-3} . Das Dichteprofil folgt dabei einem Potenzgesetz $n(r) = n_0(r/r_0)^{-p}$, wobei p zwischen 1.5 und 2.0 liegt. Die Temperatur im Kern sinkt von Aussen nach Innen und erreicht im Zentrum Werte von $T \sim 5 \dots 7$ K. Diese untere Grenze ist durch Heizung des Kerns durch kosmische Teilchenstrahlung gegeben, die auch sehr dichte Regionen durchdringen kann (Hayashi & Nakano, 1965). Mit einer mittleren Temperatur von $T \sim 12$ K und einer Masse von $M \sim 1000 M_{\odot}$ hätte so ein Objekt eine Leuchtkraft von $L_{\text{IR}} \sim 150 L_{\odot}$. In einer Entfernung von 5 kpc entspricht dies einem Fluss von $F_{170\mu\text{m}} \sim 15 \text{ Jy}$.

Die nächste Entwicklungsstufe ist die des protostellaren Kerns (Klasse 0), welcher aus dem prä-stellaren Kern durch Kollaps hervorgeht. Er enthält einen jungen Protostern (oder eine Ansammlung derselben) und ist kompakter ($R \sim 0.1$ pc) und dichter ($n \sim 10^8 \text{ cm}^{-3}$, $\langle p \rangle \sim 1.7 \pm 0.4$, Mueller et al., 2002). Den Großteil ihrer Leuchtkraft beziehen protostellare Kerne aus dem Kollaps und der Akkretion auf ihr Zentralobjekt (McKee & Tan, 2003). Dieses hat je nach Masse einen Radius von einigen zehn Sonnenradien und ist aufgrund der hohen optischen Tiefen im Kern höchstens im mittleren Infrarot direkt zu beobachten. Die spektrale Energieverteilung wird jedoch dominiert von der Emission kalten Staubes in der Hülle des Kerns, die nun durch die innere Heizung mittlere Temperaturen von ca. 20 bis 40 K aufweist (Sridharan et al., 2002). Die Leuchtkräfte massereicher protostellarer Kerne liegen im Bereich einiger 1000 Sonnenleuchtkräfte (Molinari et al., 1996).

1.2.1 Beobachtungstechnische Herausforderungen

Aufgrund der IMF und den kurzen Zeitskalen in der Entstehung sind massereiche Protosterne und die Regionen aus denen sie hervorgehen deutlich seltener als Gebiete der Sternentstehung niedriger Masse. Daher ist die mittlere Entfernung zu sehr jungen, massereichen Sternentstehungsregionen hoch (einige Kiloparsec). Um die Anfangsbedingungen bei der Entstehung massereicher Sterne zu untersuchen, ist eine direkte Beobachtung dieser seltenen und weit entfernten Gebiete erforderlich. Denn hat sich erstmal ein Stern frühen Spektraltyps gebildet, haben die von ihm ausgehende Strahlung, Jets und molekularen Ausflüsse großen Einfluss auf die umgebende Molekülwolke und machen so ein Studium der Anfangsbedingungen in diesen Regionen unmöglich. Eine weitere Schwierigkeit ist die Komplexität von massereichen Sternentstehungsregionen, da die Bildung sehr massereicher Sterne nicht isoliert, sondern zusammen mit der Entstehung von Sternen niedrigerer Masse in Haufen auftritt (Evans et al., 2002; Lada & Lada, 2003; Hillenbrand & Hartmann, 1998).

Tabelle 1.1: Zu beobachtende Eigenschaften eines prä- bzw. jungen protostellaren Kerns mit $M \sim 1000 M_{\odot}$ in einer Entfernung von $d = 5$ kpc.

Kern	Temperatur [K]	Leuchtkraft [L_{\odot}]	$F_{100\mu\text{m}}$ [Jy]	$F_{170\mu\text{m}}$ [Jy]	Radius ["]
prä-stellar	~ 12	~ 150	~ 1.5	~ 15	~ 30
protostellar	~ 20	~ 5000	~ 180	~ 250	$\lesssim 10$

Durch die komplexen Morphologien ist es schwierig, die physikalischen Bedingungen in einzelnen prä- oder protostellaren Kernen zu bestimmen.

Durch die tiefen Temperaturen und hohen (Säulen-)Dichten in prä- und protostellaren Kernen sind diese Objekte fast ausschließlich im Bereich der Ferninfrarot- und (Sub)Millimeterwellen zu beobachten. Die schlechte Transmission der Erdatmosphäre bei diesen Wellenlängen macht solche Beobachtungen vom Erdboden aus jedoch nur schwer durchführbar (im Submillimeter-Bereich) bzw. unmöglich (im fernen Infrarot). Die typischen Eigenschaften und zu beobachtenden Parameter eines massereichen prä- und jungen protostellaren Kerns sind in Tabelle 1.1 zusammengefasst.

Unser derzeitiges Wissen über die Entstehung und die frühen Phasen der Entwicklung von massereichen Sternen wurde aus Beobachtungen von leuchtkräftigen Infrarot-Quellen gewonnen: sogenannten massereichen protostellaren Objekten (engl.: **high-mass protostellar objects**, HMPOs; Sridharan et al., 2002) und heißen molekularen Kernen (engl.: **hot molecular cores**, HMCs; Kurtz et al., 2000). Beide Objektklassen gehören zu den jüngsten bekannten Stadien von massereichen Sternen und sind dichte Kondensationen warmen ($T > 30$ K) Gases und Staubes. Aufgrund ihrer hohen Leuchtkraft von $L_{\text{IR}} > 10^3 L_{\odot}$ wurden viele dieser Objekte bereits durch die IRAS-Mission nachgewiesen und durch ihre Infrarot-Farben identifiziert (z.B. Fontani et al., 2005; Williams et al., 2004; Molinari et al., 2002; Forbrich et al., 2004).

Im Gegensatz dazu ist über ein mögliches früheres Entwicklungsstadium als die der HMPOs bzw. HMCs relativ wenig bekannt. Zwar wurden in den letzten Jahren vielversprechende Kandidaten für sehr junge massereiche Protosterne in der Nähe von weiter entwickelten Quellen gefunden (Garay et al., 2004; Forbrich et al., 2004; Wu et al., 2005; Beuther et al., 2005). Ein eindeutiges Beispiel für einen massereichen prä-stellaren Kern ist bis jetzt jedoch unbekannt.

1.3 Die ISOPHOT Zufallsdurchmusterung

Das Photopolarimeter ISOPHOT (Lemke et al., 1996) war eines von vier wissenschaftlichen Instrumenten an Bord des ISO Weltraumteleskops (Kessler et al., 1996). ISO bestand aus einem mit superflüssigem Helium gekühlten Ritchey-Chrétien-Teleskop mit 60 cm Hauptspiegeldurchmesser, welches zusammen mit den Instrumenten in den Kryostaten eingebaut war. Während seiner 29 Monate andauernden Mission führte ISO im Gegensatz zu früheren Infrarot-Missionen (z.B. IRAS oder COBE/DIRBE) Detailbeobachtungen von ausgewählten Objekten durch.

Obwohl ISO als dreiachsstabiliertes Observatorium ausgelegt war, konnte mit ihm auch eine Himmelsdurchmusterung durchgeführt werden: die ISOPHOT Zufallsdurchmusterung (englisch: **ISOPHOT Serendipity Survey**, ISOSS). Zwischen den fest ausgerichteten astronomischen Beobachtungen wurde in den Schwenkphasen die langwellige ISOPHOT C200-Kamera eingeschaltet. Daraus entstanden Streifenkarten der bei den Schwenks überfahrenen Regionen. Insgesamt konnten so 550 Stunden an Beobachtungszeit gewonnen werden, die sonst während der Bewegungen des Teleskops ungenutzt verstrichen wären.

1.3.1 Bedeutung von Durchmusterungen im fernen Infrarot

Bodengebundene Beobachtungen im (Sub)Millimeter-Bereich erlauben den Nachweis kalter Quellen mit vergleichsweise hoher räumlicher Auflösung. Jedoch sind große Himmelsdurchmusterungen nur schwer zu bewerkstelligen, da die Gesichtsfelder der bisherigen Kameras zu klein sind und der Einfluss der variablen Atmosphäre zu Schwierigkeiten bei der Kalibration und den erreichbaren Empfindlichkeiten führt. Mit der Fertigstellung von großen Bolometer-Kameras der neuen Generation (z.B. SCUBA-2; Holland et al., 2006) werden zumindest größere Gesichtsfelder zur Verfügung stehen.

Im Gegensatz dazu erreichen selbst kleine gekühlte Teleskope im Weltraum sehr hohe Empfindlichkeiten auch bei relativ kurzen Integrationszeiten. Da die beobachteten Wellenlängen sowohl den Bereich des Emissionsmaximums als auch den Wien'schen Teil der SED von sehr kalten Quellen überdecken, lassen sich aus den Flüssen im fernen Infrarot Staubtemperaturen ermitteln. Aus Messungen im (Sub)Millimeter-Bereich allein ist dies nicht möglich, da mit diesen Daten, die ausschließlich auf dem Rayleigh-Jeans Teil der SED liegen, die Temperatur des emittierenden Staubes nur schlecht einzugrenzen ist.

Daher bieten systematische Durchmusterungen im fernen Infrarot die vielversprechendste Möglichkeit, kalte (und damit junge) und massereiche Sternentstehungsregionen zu entdecken.

1.3.2 Himmelsüberdeckung des ISOSS

Da die Abfolge der fest ausgerichteten Beobachtungen durch verschiedene Kriterien der Missionsplanung, wie z.B. Häufigkeit der Auswahl einer Quelle und Quellendichte in einem bestimmten Himmelsgebiet, bestimmt waren, ergaben sich nicht genau vorherzusagende Bahnen der Schwenks am Himmel. Daher rührt die Bezeichnung "Zufalls"-Durchmusterung. Die Himmelsüberdeckung dieser Durchmusterung beträgt ca. 15%, wobei sie in Gebieten mit häufig beobachteten Regionen (z.B. in der Nähe des galaktischen Zentrums oder des nördlichen ekliptischen Pols) deutlich höher liegen kann. Eine typische Streifenkarte für Regionen nahe der galaktischen Ebene ist in Abbildung 1.2 gezeigt.

Gegenwärtig stellt ISOSS die größte Himmelsdurchmusterung hoher räumlicher Auflösung (ca. 1.5' FWHM) und Empfindlichkeit (~ 1 Jy für Punktquellen) im Wellenlängenbereich jenseits von $100 \mu\text{m}$ dar, da die IRAS-Mission nur bis $100 \mu\text{m}$ Wellenlänge beobachtete und COBE/DIRBE eine deutlich schlechtere Winkelauflösung von ca. 0.7° besaß. Ob und inwieweit die Ferninfrarot-Durchmusterung der im März 2006 gestarteten AKARI-Mission (früher ASTRO-F, Shibai 2004; Pearson et al. 2003) den ISOSS übertreffen wird, bleibt abzuwarten.

1.3.3 Flusskalibration

Nachdem die Schwenkdaten mit Hilfe der Satelliten-Telemetrie auf ein Kartengitter gebracht wurden, musste eine Flusskalibration erfolgen. Bei den in der C200-Kamera eingesetzten Detektoren handelte es sich um Photodetektoren aus mit Gallium dotierten Germanium Kristallen (Ge:Ga). Um eine höhere obere Grenzwellenlänge zu erreichen, wurden die Germanium-Kristalle entlang ihrer [100]-Richtung bis dicht an die Bruchgrenze gedrückt. Bei solchen Detektoren ist das Ausgangssignal (der Strom I) proportional zur einfallenden Infrarot-Strahlungsleistung P . Der Proportionalitätsfaktor R , die sogenannte Stromempfindlichkeit (engl.: Responsivity), hängt hierbei jedoch neben dem Druck und der Vorspannung (engl.: Bias) auch von zeitlich variablen Faktoren

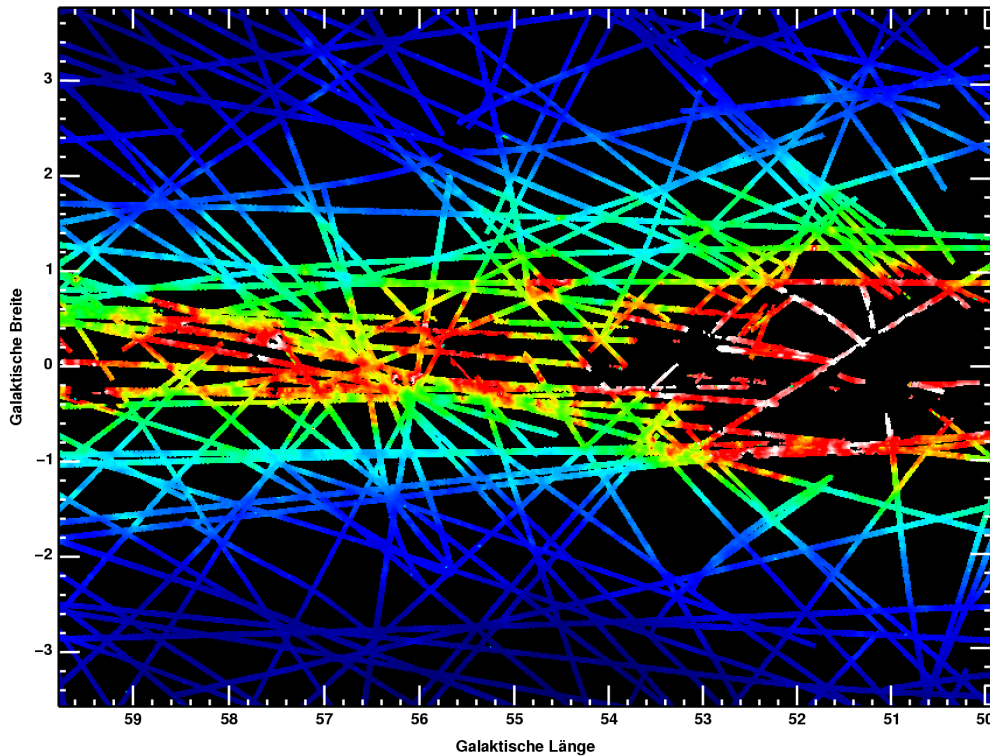


Abbildung 1.2: Streifenkarte der ISOPHOT Zufallsdurchmusterung eines ca. $10^\circ \times 7^\circ$ großen Gebietes. Die hellsten Gebiete (weiß) haben eine Flächenhelligkeit von $\sim 600 \text{ MJy sr}^{-1}$, die schwächsten (dunkelblau) $\sim 60 \text{ MJy sr}^{-1}$. Der mittlere Bereich zeigt die galaktische Ebene. Hier ist die Flächenhelligkeit teilweise so groß, dass die Detektoren in Sättigung gehen und eine genaue Ableitung des Flusses nicht mehr möglich ist.

(Bestrahlungsgeschichte, Treffer durch Teilchen der kosmischen Strahlung etc.) ab. Daher ist eine genaue Kalibration der Detektoren äußerst schwierig.

Durch die große Anzahl von Überlappungen bei den Schwenks (siehe Abbildung 1.2) konnte zur Verbesserung der Flusskalibration die Methode der selbstkonsistenten Kreuzkalibration angewendet werden. Dabei wird ausgenutzt, dass an Kreuzungspunkten der Schwenks gleiche Helligkeiten gemessen werden sollten. Die Stromempfindlichkeiten der einzelnen Schwenks wurden so angepasst, dass die Summe der Abweichungen an allen Kreuzungspunkten minimal wurde. Dabei wurde der Einfluss des zeitlich veränderlichen Zodiakallichts (Kelsall et al., 1998) mit berücksichtigt. Durch diese Anpassung ergab sich eine Verbesserung der Reproduzierbarkeit der gemessenen Flächenhelligkeiten um etwa eine Größenordnung, die Absolutkalibration blieb erhalten (Krause, 2003).

1.3.4 Extraktion der Ferninfrarot-Punktquellen

Um die kompakten Ferninfrarot-Quellen aus den Streifenkarten zu extrahieren, wurde ein von Stickel et al. (1998) entwickeltes Verfahren angewendet. Mit Hilfe eines Filters wurde zunächst der lokale Hintergrund bestimmt und anschließend nach Quellen-Kandidaten gesucht, welche ein Intensitätsmaximum hatten, das mehr als $3\text{-}\sigma$ über diesem Hintergrund lag. Die Quellflüsse und -positionen wurden dann mittels Anpassung einer zweidimensionalen Gaußfunktion an die Daten bestimmt. Da die eingesetzten Ge:Ga Detektoren auch empfindlich auf Treffer kosmischer Teilchenstrahlung reagierten, mussten diese Artefakte vorher durch entsprechende Algorithmen

entfernt werden. Die Quellenextraktion und Flusskalibration für Sternentstehungsgebiete waren Teil der Dissertation von Oliver Krause (2003).

1.3.5 Beschränkungen des ISOSS

Eine offensichtliche Limitierung des ISOSS ist seine nicht vollständige Himmelsüberdeckung und die Sättigung bei hohen Flächenhelligkeiten $F \gtrsim 600 \text{ MJy sr}^{-1}$. So ist für Regionen nahe der galaktischen Ebene oft keine Helligkeit abzuleiten, obwohl Schwenks über diese Gebiete verliefen (siehe Abbildung 1.2). Dies ist insbesondere für Regionen mit einer galaktischen Länge $l > 300^\circ$ und $l < 60^\circ$ der Fall.

Eine weitere Schwierigkeit ist das recht kleine Gesichtsfeld der C200-Kamera von ca. $3'$ Breite. Dadurch ist die Überdeckung der bei den Satellitenschwenks überfahrenen Quellen gering, was eine Unterscheidung von kompakten Quellen und Regionen mit senkrecht zur Schwenkrichtung ausgedehnter Emission schwierig macht.

Desweiteren bietet der ISSOS nur Daten bei $\lambda = 170 \mu\text{m}$. Diese Wellenlänge fällt in den Bereich des Emissionsmaximums der thermischen Strahlung von kaltem ($T \sim 15 \text{ K}$) Staub und ist daher gut zu dessen Nachweis geeignet. Mit dem Fluss bei einer Wellenlänge allein lässt sich jedoch keine Temperatur für den Staub ableiten, und somit ist auch eine Massenbestimmung der Regionen nicht möglich.

Um diese Beschränkungen auszugleichen wurden Kriterien entwickelt, die mit Hilfe von zusätzlich zur Verfügung stehenden Daten die Auswahl von jungen und massereichen Sternentstehungsregionen ermöglichen. Diese Kriterien werden in Kapitel 2 vorgestellt.

1.4 Aufbau der Doktorarbeit

In der vorliegenden Arbeit werden die Frühphasen der massereichen Sternentstehung mit Hilfe von Beobachtungen untersucht. Die Auswahl der im Detail nachbeobachteten und studierten Regionen erfolgte nach ihrer Masse und mittleren Staubtemperatur, für die aus vorangegangenen Arbeiten bereits Abschätzungen vorlagen (Krause, 2003). Die durchgeführten und analysierten Nachfolgebeobachtungen schließen dabei bodengebundene Aufnahmen vom nahen Infrarot bis in den Radiobereich, sowie satellitengestützte Beobachtungen mit dem SPITZER Weltraumteleskop mit ein.

Nach der in diesem Kapitel erfolgten kurzen Einleitung in das Gebiet der Sternentstehung und der ISOPHOT Zufallsdurchmusterung ergibt sich der folgende Aufbau der Arbeit:

- Kapitel 2 beschreibt die Kriterien zur Auswahl der beobachteten und studierten Quellen aus der insgesamt viele tausende Quellen umfassenden Datenbank der ISOPHOT Zufallsdurchmusterung.
- In Kapitel 3 werden die durchgeführten Nachfolgebeobachtungen und ihre Ziele beschrieben. Beobachtungen im nahen Infrarot wurden am Calar Alto 3.5-m-Teleskop durchgeführt. Moleküllinien- und Kontinuumsmessungen im (Sub)Millimeter-Bereich fanden am Heinrich-Hertz-Teleskop, am IRAM-30-m-Teleskop und am Plateau-de-Bure-Interferometer statt. Aufnahmen im mittleren und fernen Infrarot erfolgten mit dem Weltraumteleskop SPITZER.
- Kapitel 4 stellt eine detaillierte Fallstudie der Sternentstehung in der Region ISOSS J18364-0221 vor. Aus den durchgeführten Beobachtungen ergibt sich die Präsenz eines massereichen

protostellaren Objekts, welches noch tief in der umgebenden Hülle eingebettet ist und einen molekularen Ausfluss, sowie Signaturen von einfallendem Material aufweist. In unmittelbarer Nähe zu diesem interessanten Objekt befindet sich ein prä-stellarer Kern mit ca. 200 Sonnenmassen, dessen tiefe Temperaturen und niedriger Grad von Turbulenz auf ein sehr frühes Entwicklungsstadium hindeuten.

- In Kapitel 5 wird eine zweite Fallstudie vorgestellt. Die Sternentstehungsregion ISOSS J23053+5953 enthält zwei kompakte Kerne. Interferometrie-Beobachtungen im Millimeter-Kontinuum zeigen, dass einer dieser Kerne auch auf sehr kleinen Skalen kompakt bleibt und seine Masse groß genug ist, um einen O-Stern samt zugehörigem Sternhaufen zu bilden. Die von ihm gewonnene spektrale Energieverteilung ist konsistent mit der aus Akkretion gewonnenen Leuchtkraft eines sehr jungen massereichen Protosterns.
- In Kapitel 6 werden die Ergebnisse der Nachfolgebeobachtungen der ISOSS Quellen zusammengefasst. Aus einer Moleküllinien-Durchmusterung von 99 Regionen am Heinrich-Hertz-Teleskop lassen sich Massen und Entfernungen zu den Objekten ableiten. SPITZER Beobachtungen erlauben die genaue Bestimmung von Temperaturen und Massen für dreizehn Kerne, sowie eine Klassifizierung der eingebetteten jungen stellaren Objekte. Der dynamische Zustand einer Auswahl von Kernen wird anhand von beobachteten Moleküllinienübergängen untersucht. Interferometrische Messungen erlauben das Studium einzelner Regionen im Millimeterbereich mit sehr hohen räumlichen Auflösungen.
- Die Arbeit schließt mit einem Ausblick auf bereits angelaufene und geplante Nachfolgeprojekte, die sich aus dieser Dissertation ergeben haben. Dazu gehören weitere interferometrische Beobachtungen im Bereich der Millimeter-Wellenlängen sowie spektroskopische Aufnahmen mit dem SPITZER Weltraumteleskop. Auch die Möglichkeiten mit den zukünftigen Weltraummissionen HERSCHEL und JWST werden diskutiert, sowie der Einsatz von auf Strahlungstransportrechnungen basierenden Simulationen zur Klassifikation und Charakterisierung junger stellarer Objekte und Protosterne.

Kapitel 2

Auswahl der Quellen

Dieses Kapitel beschreibt die Kriterien, nach denen Quellen aus der ISOSS Datenbank als junge Sternentstehungsregionen identifiziert und für Nachbeobachtungen ausgewählt wurden.

2.1 Auswahlkriterien

Wie schon in Abschnitt 1.3 angedeutet und in dieser Arbeit gezeigt wird, bietet die bei langen Wellenlängen durchgeführte ISOPHOT Zufallsdurchmusterung ausgezeichnete Möglichkeiten zur Entdeckung massereicher Sternentstehungsgebiete in frühen Entwicklungsstadien. Entscheidend für eine korrekte Identifikation dieser Objekte ist jedoch die Abgrenzung zu anderen kalten Ferninfrarot-Quellen mit ähnlicher spektraler Energieverteilung.

Da der im interstellaren Medium verteilte Staub in der galaktischen Ebene das Maximum seiner Säulendichte erreicht, gehen viele der insgesamt ca. 325000 in den ISOSS Streifenkarten identifizierten Quellen (Stickel et al., 2002) auf Kondensationen im interstellaren Zirkus zurück. Die kalte Komponente des interstellaren Staubes hat eine mittlere Temperatur von $T = 18 \pm 2$ K (Desert et al., 1990) und ist somit leicht mit jungen Sternentstehungsregionen zu verwechseln. Kontamination durch extragalaktische Quellen (z.B. Infrarot-Galaxien) spielt ebenfalls eine große Rolle (Stickel et al., 2004), auch wenn diese nicht in der galaktischen Ebene konzentriert sind.

Im Gegensatz zu nahen, kompakten Zirkusknoten sind massereiche, junge Sternentstehungsgebiete jedoch mit dichtem molekularem Gas assoziiert. Anhand der Stärke der Emission und der Kinematik des molekularen Gases lassen sich also Zirkusknoten und Sternentstehungsregionen zuverlässig voneinander unterscheiden. Auch ein Ausschluss von extragalaktischen Quellen ist so möglich.

Folgende Auswahlkriterien wurden für die Sternentstehungsgebiete des ISOSS angewandt (Krause, 2003):

1. Kompakte Quelle in der Streifenkarte mit einer Gaußschen Halbwertsbreite (engl.: **full width half maximum**, FWHM) von $1.2' < \text{FWHM} < 3.5'$ und einem Signal-zu-Rausch-Verhältnis größer 5.
2. Emission von molekularem Gas (CO(1-0), $^{13}\text{CO}(1-0)$ oder CS(2-1)) in einem Abstand $d < 3'$.
3. Assoziierte IRAS $100\mu\text{m}$ -Punktquelle in einem Abstand $d < 3'$.

2.1.1 Assoziation mit molekularem Gas

In den letzten zwei Jahrzehnten wurden mehrere Himmelsdurchmusterungen in Linien der Moleküle CO und CS durchgeführt (Heyer et al., 1998; Lee et al., 2001; Brunt et al., 2003), sowie große

Programme zur Nachbeobachtung von IRAS-Quellen (Casoli et al., 1986; Wouterloot & Brand, 1989; Reach et al., 1993; Bronfman et al., 1996; Yang et al., 2002). Da diese Durchmusterungen eine mit dem ISOSS vergleichbare Winkelauflösung haben, sind sie hervorragend geeignet, um das mit kompakten Quellen assoziierte molekulare Gas von ausgedehnter Umgebungsemission unterscheiden zu können.

Wenn vorhanden wurden die Daten der ^{13}CO - und CS-Linienemission verwendet. Diese Übergänge haben im Vergleich zu ^{12}CO eine niedrigere Linienopazität bzw. eine höhere kritische Dichte und sind daher zum Nachweis dichten Gases besser geeignet.

2.1.2 Flussverhältnisse ISOSS zu IRAS

Durch Auswahlkriterium Nr. 3 ist sichergestellt, dass es für jede ISOSS Sternentstehungsregion eine assoziierte IRAS Punktquelle gibt. Da IRAS den gesamten Himmel bei den Wellenlängen $12\ \mu\text{m}$, $25\ \mu\text{m}$, $60\ \mu\text{m}$ und $100\ \mu\text{m}$ kartiert hat, sind somit neben dem aus den ISOSS Daten bestimmten Infrarotfluss bei $170\ \mu\text{m}$ auch die anderen Flüsse (zumindest der bei $100\ \mu\text{m}$) bekannt. Aufgrund der tiefen Staubtemperaturen gibt es bei kurzen Wellenlängen teilweise nur eine obere Grenze für den Fluss. Durch die Kenntnis des Flusses bei einer weiteren Wellenlänge im FIR wird die Bestimmung der mittleren Staubtemperatur möglich (siehe Abschnitt 2.4).

2.2 Entfernung der Sternentstehungsregionen

Die kinematische Entfernung der ISOSS-Sternentstehungsregionen wurde aus ihren Radialgeschwindigkeiten (abgeleitet aus den CO- und CS-Durchmusterungen) mit Hilfe des galaktischen Rotationsmodells von Brand & Blitz (1993) bestimmt. Bei Quellen innerhalb der Umlaufbahn der Sonne um das galaktische Zentrum gibt es zwei Lösungen für die Entfernung. In diesen Fällen wurde die Methode von Herbst & Sawyer (1981) eingesetzt, um mittels der beobachteten Dichte von Vordergrundsternen zwischen der nahen und fernen Lösung zu unterscheiden. Bei Radialgeschwindigkeiten, die nach dem Rotationsmodell nicht erlaubt sind, wurde die entsprechende Tangentialgeschwindigkeit zur Entfernungsbestimmung verwendet. Für Gebiete im Bereich des galaktischen Antizentrums ergeben sich teilweise recht große Unsicherheiten für die Entfernung, da dort die Abhängigkeit der Radialgeschwindigkeit von der Entfernung sehr klein ist.

Die mittlere Entfernung aller identifizierten ISOSS-Sternentstehungsregionen beträgt $5.9\ \text{kpc}$, der Entfernungsbereich liegt zwischen 0.2 und $15\ \text{kpc}$ (Krause, 2003).

2.3 Leuchtkräfte

Die Berechnung der Infrarot-Leuchtkräfte der ISOSS Quellen erfolgte nach der Formel

$$L_{\text{IR}} = 4\pi d^2 F \quad [\text{W}], \quad (2.1)$$

wobei d die Entfernung zur Quelle ist und F der gesamte Strahlungsfluss im Infraroten. Dieser ist gegeben durch die Flussdichten F_λ von IRAS und ISOSS (Krause, 2003)

$$F = \left(2.21 \frac{F_{12\mu\text{m}}}{\text{Jy}} + 0.87 \frac{F_{25\mu\text{m}}}{\text{Jy}} + 0.45 \frac{F_{60\mu\text{m}}}{\text{Jy}} + 0.18 \frac{F_{100\mu\text{m}}}{\text{Jy}} + 0.11 \frac{F_{170\mu\text{m}}}{\text{Jy}} \right) 10^{-13} \quad [\text{W m}^{-2}]. \quad (2.2)$$

Die Genauigkeit dieser Gleichung beträgt ca. 20% für Staubtemperaturen zwischen 10 K und 30 K und einen Emissivitätsindex von $0 < \beta < 2$.

2.4 Staubtemperaturen

Im Wellenlängenbereich zwischen 50 und 240 μm ist die spektrale Energieverteilung der Quellen durch die thermische Emission von zwei Staubkomponenten dominiert: von relativ warmen, sehr kleinen Staubpartikeln und deutlich größeren, sich im thermischen Strahlungsgleichgewicht mit ihrer Umgebung befindlichen Staubkörnern niedriger Temperatur.

Für das Flussverhältnis der beiden langen Wellenlängen $\lambda_1 = 100 \mu\text{m}$ und $\lambda_2 = 170 \mu\text{m}$ sind jedoch nur die großen, kalten Staubpartikel von Bedeutung. Unter der Annahme, dass die Emission bei diesen Wellenlängen optisch dünn ist und von einem grauen Körper mit dem Emissivitätsindex $\beta = 2$ ausgeht, kann aus dem Flussverhältnis von $F_{\lambda_1=170\mu\text{m}}/F_{\lambda_2=100\mu\text{m}}$ die Temperatur T_d des kalten Staubes berechnet werden:

$$\frac{F_{\lambda_1}}{F_{\lambda_2}} = \frac{\lambda_2^5 (e^{hc/kT_d\lambda_2} - 1)}{\lambda_1^5 (e^{hc/kT_d\lambda_1} - 1)}. \quad (2.3)$$

Die mittlere Staubtemperatur der ISOSS-Quellen beträgt $\langle T \rangle = 19 \text{ K}$. Dieser Wert ist um mehr als 10 K niedriger als die mittleren Staubtemperaturen von massereichen Sternentstehungsgebieten, die in anderen Studien untersucht wurden (z.B. Hunter et al., 2000; Sridharan et al., 2002).

2.5 Staubmassen

Bei bekannter Staubtemperatur kann die Masse des emittierenden Staubes nach der Formel von Hildebrand (1983) abgeleitet werden:

$$M_d = \frac{d^2 F_\lambda}{\kappa_\lambda B_\lambda(T_d)}, \quad (2.4)$$

wobei $B_\lambda(T_d)$ die Plancksche Strahlungsformel für einen Schwarzen Körper mit der Temperatur T_d und κ_λ die Opazität des Staubes bei der Wellenlänge λ bezeichnet. Mit $\kappa_{170\mu\text{m}} = 25 \text{ cm}^2 \text{ g}^{-1}$ wurde ein Wert verwendet, wie er nach Ossenkopf & Henning (1994) typischerweise in dichten protostellaren Kernen auftritt.

Bei bekanntem Gas-zu-Staub-Verhältnis lässt sich dann aus der gefundenen Staubmasse die durch molekulares Gas dominierte Gesamtmasse der Sternentstehungsregionen ableiten. Dazu wurde ein durchschnittliches galaktisches Gas-zu-Staub-Verhältnis von 150 angenommen (Sodroski et al., 1997).

2.6 Übersicht über die ISOSS-Sternentstehungsregionen

Insgesamt konnten durch die Kreuzkorrelation mit IRAS und den Molekülliniendurchmusterungen 253 Quellen gefunden werden. Von diesen haben 193 eine Leuchtkraft $L_{\text{IR}} \geq 100 L_\odot$ oder eine Gesamtmasse $M \geq 100 M_\odot$ und stehen daher mit massereichen Sternentstehungsregionen in Verbindung. Das Masse-Leuchtkraft-Diagramm dieser Quellen ist in Abbildung 2.1 gezeigt.

Ungefähr 50 dieser Regionen haben ein Flussverhältnis $F_{170\mu\text{m}}/F_{100\mu\text{m}} \geq 2$, was nach Gleichung (2.3) einer Staubtemperatur von $T_d \leq 18 \text{ K}$ entspricht (Krause et al., 2004). Diese tiefen Temperaturen führen zu großen Masse-zu-Leuchtkraft-Verhältnissen $M/L \gtrsim 0.5$ und deuten auf eine sehr frühe Entwicklungsstufe der kalten Sternentstehungsregionen hin. Daher wurden diese Quellen für weitere Studien ausgewählt und in verschiedenen Wellenlängenbereichen nachbeobachtet.

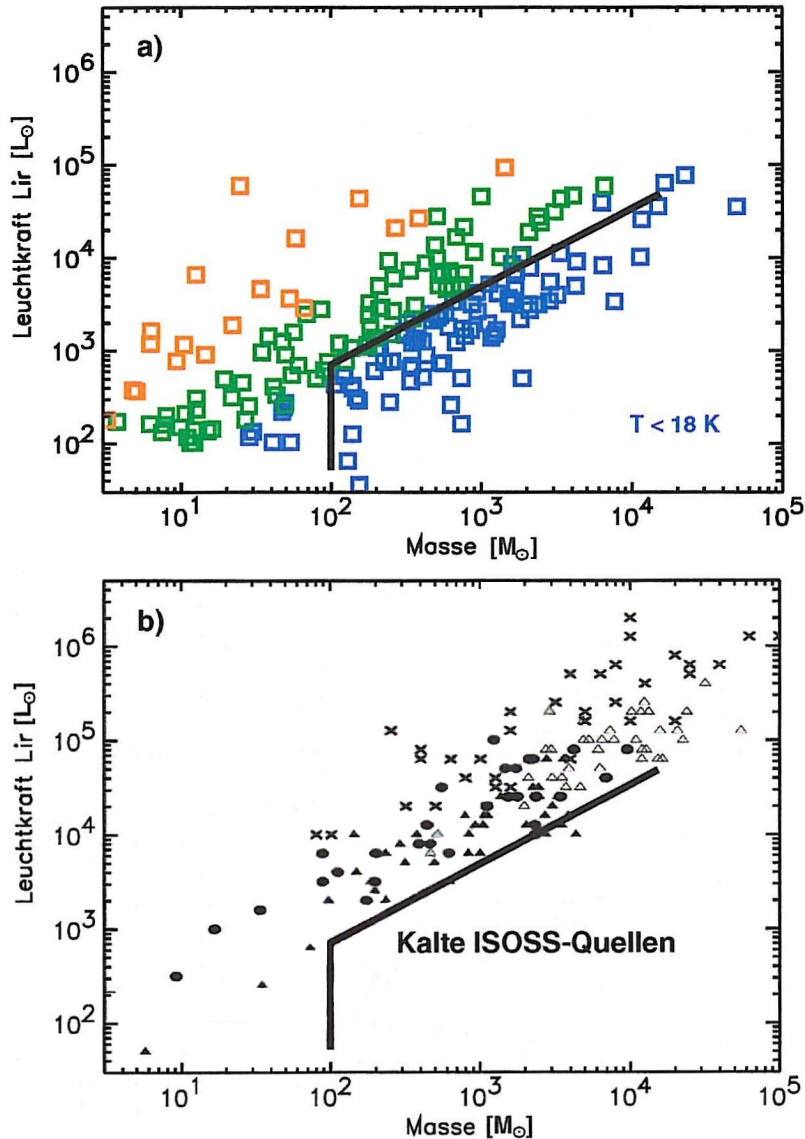


Abbildung 2.1: a) Masse-Leuchtkraft-Diagramm der ISOSS-Sternentstehungsgebiete. Rechts unterhalb des schwarzen Balkens befinden sich die jungen und massereichen Regionen, von denen ein Großteil im Rahmen dieser Doktorarbeit nachbeobachtet wurde. b) Masse-Leuchtkraft-Diagramm bekannter massereicher protostellarer Objekte (Kreise und Dreiecke) nach Sridharan et al. (2002) und ultrakompakter HII-Regionen (Kreuze) aus Hunter et al. (2000). Die Bilder sind aus Krause (2003) entnommen.

Kapitel 3

Folgebeobachtungen der kalten ISOSS-Sternentstehungsregionen

Dieses Kapitel beschreibt die durchgeführten Nachfolgebeobachtungen der ISOSS-Sternentstehungsregionen. Der dabei abgedeckte Wellenlängenbereich erstreckt sich vom nahen Infrarot bis zu Zentimeterwellen im Radiobereich. Eine Zusammenfassung der Ergebnisse folgt in Kapitel 6.

3.1 Thermische Staubemission im (Sub)Millimeter-Bereich

3.1.1 Motivation und Zielsetzung

Messungen der Staubemission im fernen Infrarot mit Satelliten bieten die Möglichkeit, Staubtemperaturen und -massen von ganzen Molekülwolken und großen Kernen abzuschätzen. Jedoch ist die Winkelauflösung von ISOSS und IRAS aufgrund der vergleichsweise kleinen Hauptspiegel begrenzt (ca. $1.5'$). Sehr kompakte Objekte, wie z.B. massereiche protostellare Kerne mit $R \leq 0.1$ pc – dies entspricht einer Ausdehnung von nur $\sim 4''$ in einer Entfernung von 5 kpc – können so nicht voneinander getrennt werden. Bodengebundene Beobachtungen im Wellenlängenbereich zwischen $450 \mu\text{m} \leq \lambda \leq 1.2$ mm bieten daher folgende Vorteile:

- Durch den Einsatz großer Teleskope kann trotz der langen Wellenlängen eine hohe räumliche Auflösung ($8'' - 15''$ FWHM entsprechend $0.2 - 0.4$ pc bei $d = 5$ kpc) erreicht werden. Dies macht eine morphologische Untersuchung der Ferninfrarot-Quellen möglich.
- Messungen im Rayleigh-Jeans-Bereich der SED sind zusammen mit Messungen des ISOSS (im Bereich der maximalen Emission) und IRAS (Wienscher Ast) sehr gut geeignet, um sowohl die Staubtemperatur wie auch den Emissivitätsindex genau zu bestimmen.
- Durch die geringe Opazität des Staubes im Millimeter-Bereich bleibt die Emission selbst bei sehr hohen Säulendichten von $N(\text{H}_2) \sim 10^{25} \text{ cm}^{-2}$ optisch dünn und erlaubt daher eine akkurate Massenbestimmung.

3.1.2 Beobachtungen

Kontinuum-Beobachtungen bei einer Wellenlänge von 1.2 mm erfolgten in der Winterperiode 2003/2004 mit der Max-Planck-Millimeter-Bolometer-Kamera MAMBO-2 (Kreysa et al., 1999) am 30-m-Teleskop des Instituts für Radioastronomie im Millimeterbereich (IRAM) auf dem Pico Veleta (Spanien). Dabei wurde das Verfahren der sogenannten “on-the-fly”-Kartierung eingesetzt, bei dem

das Teleskop während der Integration ständig den Bereich der Quelle abfährt. Dieses ermöglicht ein effizientes Beobachten von größeren Feldern ($5 \times 5 \text{ arcmin}^2$) bei gleichzeitig vollständiger Überdeckung der Fokalebene. Das Teleskop wird während der Integration gleichmäßig über die zu beobachtende Quelle gefahren. Die Integrationszeit pro Karte betrug ca. 35 min. Die atmosphärische Transmission während der Beobachtungen lag zwischen $0.4 < \tau_{250\text{GHz}} < 0.6$. Dadurch ergab sich eine durchschnittliche Nachweisempfindlichkeit von $\sim 5 \text{ mJy beam}^{-1}$ ($1-\sigma$).

3.1.3 Datenreduktion

Die MAMBO-2 Daten wurden mit dem Programmpaket MOPSIC reduziert, welches Routinen zur Reduktion von korreliertem Himmelsrauschen beinhaltet. Die photometrische Genauigkeit wird auf ca. 25% geschätzt, die Positioniergenauigkeit des Teleskops beträgt $\sim 3''$ ($1-\sigma$). Die Größe der Hauptkeule beträgt $\sim 10''$ volle Halberwertsbreite (FWHM).

3.1.4 Detektionsstatistik

In der zur Verfügung stehenden Zeit konnten 13 ISOSS-Regionen mit MAMBO-2 beobachtet werden. Neun der beobachteten Objekte wurden detektiert. Diese Nachweisrate ist wahrscheinlich auf die nur mäßigen atmosphärischen Bedingungen und auf die Auswahl der Quellen zurückzuführen: Es wurden vergleichsweise schwache Regionen beobachtet, da die 30 hellsten kalten ISOSS-Sternentstehungsregionen bereits im Submillimeter-Bereich aufgenommen worden waren (siehe Abschnitt 3.7.1).

3.2 CO(3-2)-Durchmusterung am Heinrich-Hertz-Teleskop

3.2.1 Motivation

Den Großteil der Masse in Molekülwolken macht molekulares Gas aus. Der Anteil des im (Sub)Millimeter-Bereich beobachteten Staubes hingegen beträgt nur $\leq 1\%$. Dies macht eine direkte Untersuchung des Gases wünschenswert, dessen Hauptanteil durch molekularen Wasserstoff (H_2) gegeben ist. Dieser ist in kalten Regionen jedoch nicht direkt zu beobachten, da Wasserstoff als symmetrisches Molekül keine Dipol-Übergänge besitzt und somit nicht im Radiobereich emittiert. Erlaubte Quadrupol-Übergänge befinden sich im mittleren Infrarot ($\lambda \approx 28 \mu\text{m}$), werden jedoch erst bei Temperaturen $T > 50 \text{ K}$ angeregt. Daher werden oft andere Moleküle wie z.B. Kohlenmonoxid (CO) zur Charakterisierung der Gasphase eingesetzt.

In insgesamt vier Beobachtungskampagnen zwischen Dezember 2004 und Januar 2006 wurden am Heinrich-Hertz-Teleskop (HHT; jetzt Submillimeter Telescope, SMT) auf dem Mount Graham (Arizona) eine Auswahl der ISOSS-Sternentstehungsregionen kartiert. Durch die hohe Lage von $\sim 3200 \text{ m}$ und den besonders in den Wintermonaten sehr geringen Wasserdampfgehalt der Atmosphäre ist das 10-m-Teleskop gut für Beobachtungen im Submillimeter-Bereich geeignet. Die CO(3-2)-Linie bei $\nu = 345.8 \text{ GHz}$ wurde für die Durchmusterung der Quellen ausgewählt, da sie im Vergleich mit den niedrigeren Übergängen von CO erst bei etwas höheren Dichten optisch dick wird und auch zur Identifikation von molekularen Ausflüssen geeignet ist. Desweiteren stand mit dem 345 GHz SIS Empfänger des Max-Planck-Instituts für Radioastronomie (MPIfR) in Bonn ein leistungsfähiges Instrument zur Verfügung.

3.2.2 Beobachtungen und Datenreduktion

Die Karten wurden im “on-the-fly”-Modus gewonnen. Bei guten atmosphärischen Bedingungen hat dieses Verfahren gegenüber dem der klassischen Rasterkarte den Vorteil einer höheren Effizienz, da weniger Zeit auf den Referenzpositionen verbracht werden muss.

Die Größe der Karten betrug zwischen $4 \times 4 \text{ arcmin}^2$ und $7 \times 7 \text{ arcmin}^2$, die Fahrgeschwindigkeit $10'' \text{ s}^{-1}$ und der Abstand zwischen den Kartenzeilen $8''$. Dadurch wurde eine gute Abtastung der Halbwertsbreite der Hauptkeule erreicht, welche $\sim 22''$ (FWHM) beträgt.

Die spektrale Auflösung der verwendeten Korrelatoren betrug 480 kHz, dies entspricht bei der beobachteten Ruhfrequenz von CO(3-2) einer Geschwindigkeitsauflösung von $\Delta v \approx 0.42 \text{ km s}^{-1}$. Die atmosphärische Transmission während der Beobachtungskampagnen lag zwischen $\tau_{345\text{GHz}} \sim 0.1$ und $\tau_{345\text{GHz}} \sim 0.8$. Bei schlechter Transmission ($\tau_{345\text{GHz}} \geq 0.5$) wurden teilweise mehrere Karten auf einer Quelle gefahren, um die Nachweisempfindlichkeit zu verbessern. Die photometrische Kalibration der Daten erfolgte durch regelmäßige Messungen verschiedener Himmelsstandards, wie z.B. W3(OH), G34.4 und W75N. Die erreichte spektrophotometrische Genauigkeit beträgt ca. 25%. Alle Daten wurden mit dem Programm CLASS reduziert, welches Teil des GILDAS Programmpakets¹ ist.

3.2.3 Detektionsstatistik

Insgesamt konnten 99 Quellen am HHT in CO(3-2) kartiert werden. Darunter waren die ca. 50 kalten ISOSS-Sternentstehungsregionen, die zu großen Teilen auch im (Sub)Millimeter-Kontinuum beobachtet wurden, als auch wärmere ISOSS-Quellen. In allen beobachteten Regionen wurde CO(3-2)-Emission nachgewiesen, meist in Form kompakter Quellen. Der während der ersten Beobachtungskampagne gewonnenen Karten der integrierten Linienemission von CO(3-2) sind in Abbildung 3.1 gezeigt.

3.3 Beobachtungen von Moleküllinien

Weitere Moleküllinienmessungen fanden sowohl am HHT während der oben bereits erwähnten Beobachtungskampagnen als auch am IRAM-30-m-Teleskop im November 2003 statt. Dabei lag das Hauptaugenmerk auf dem Studium von sehr dichtem Gas in den ISOSS-Sternentstehungsregionen, wie es in den Frühphasen der Geburt von massereichen Sternen erwartet wird. Nicht nur die Existenz solch dichten Gases sollte nachgewiesen, sondern auch seine Kinematik studiert und damit auf den dynamischen Zustand der Molekülwolkenkerne geschlossen werden.

3.3.1 Indikatoren für hohe Dichten

Kohlenmonoxid ist ein Standard-Indikator zum Nachweis von molekularem Gas. CO hat jedoch den Nachteil, dass die hohen Säulendichten in massereichen Sternentstehungsregionen zu sehr hohen optischen Tiefen in den Emissionslinien führen. Dadurch wird es praktisch unmöglich, anhand von CO-Beobachtungen Aussagen über die inneren Wolkenbereiche zu treffen.

Während die Rotationsübergänge $J = 1 - 0$ und $J = 2 - 1$ des CO Moleküls schon bei geringen Dichten $n \sim 10^3 \text{ cm}^{-3}$ angeregt werden und damit auch bei niedrigen Säulendichten optisch dick werden, gibt es Moleküle, deren sogenannte kritische Dichte n_c deutlich höher liegt. Dadurch

¹<http://www.iram.fr/IRAMFR/GILDAS>

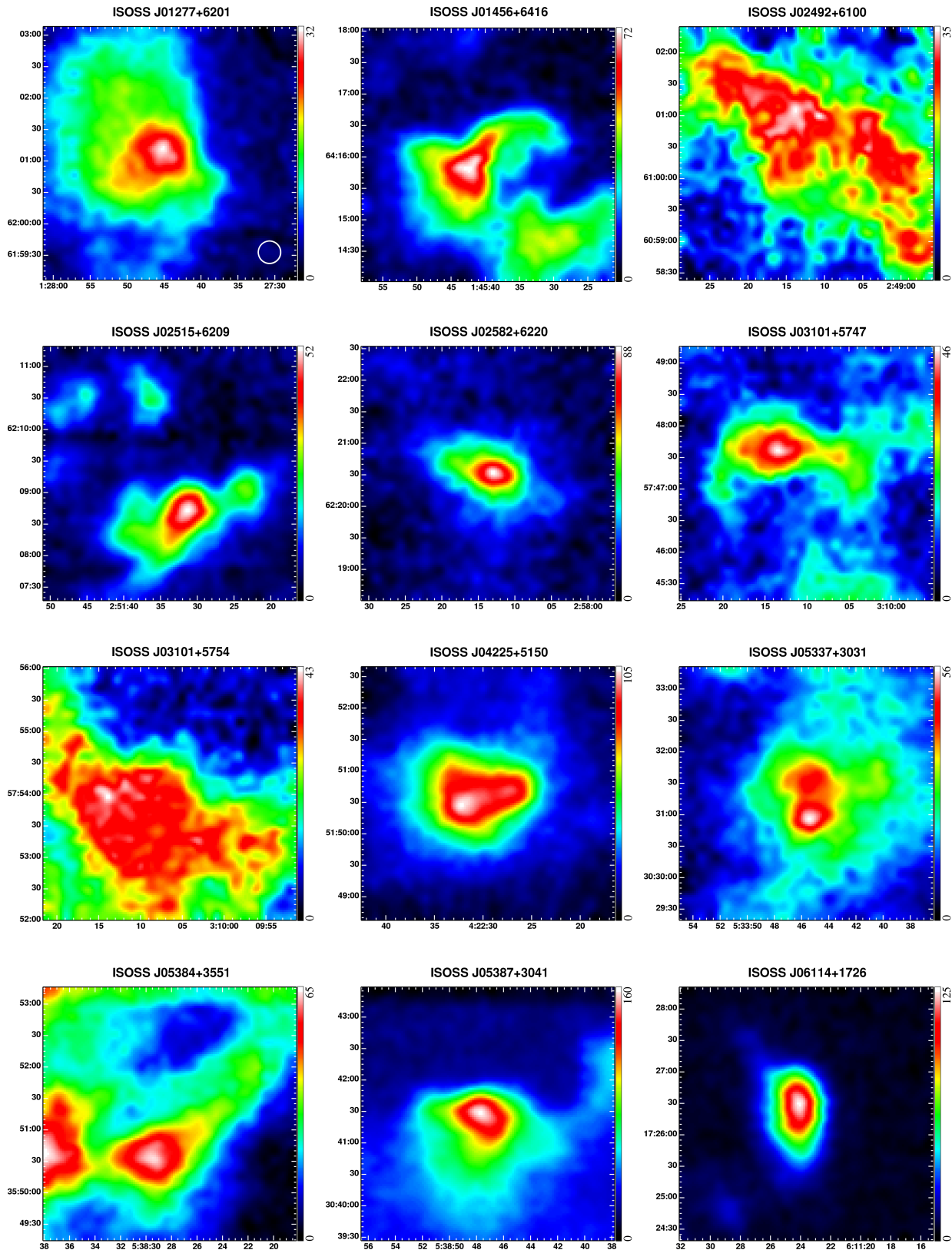


Abbildung 3.1: Karten der integrierten CO(3-2)-Linienemission. Die Achsenbeschriftung zeigt die Rektaszension bzw. Deklination. Die Farbkodierung ist linear innerhalb der für jede Karte angegebenen Grenzen, die Einheit der Linienemission ist $[\text{K km s}^{-1}]$. Die Größe der Hauptkeule (FWHM) ist im Bild links oben eingezeichnet, sie ist für alle gezeigten Karten gleich.

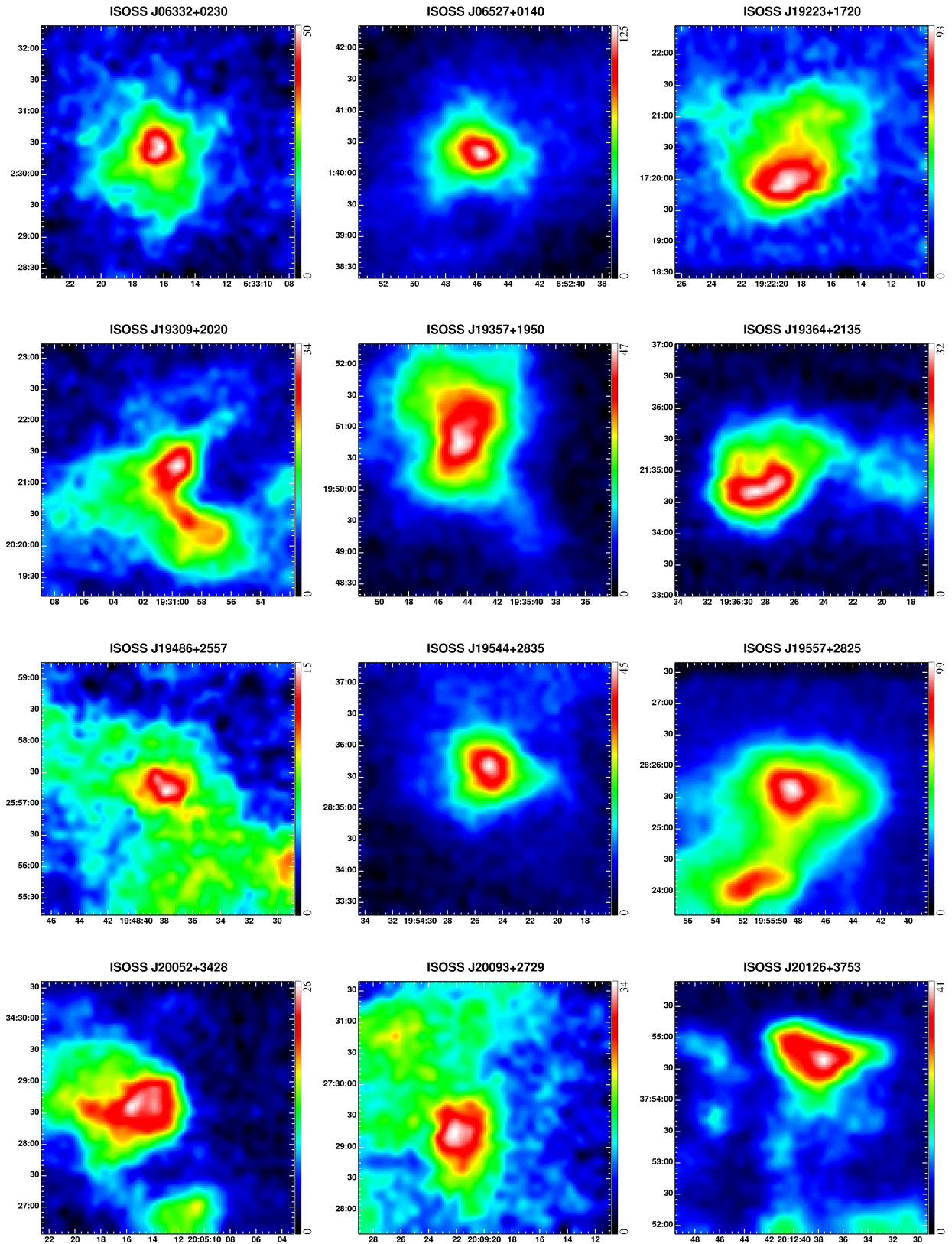


Abbildung 3.1: (Fortsetzung)

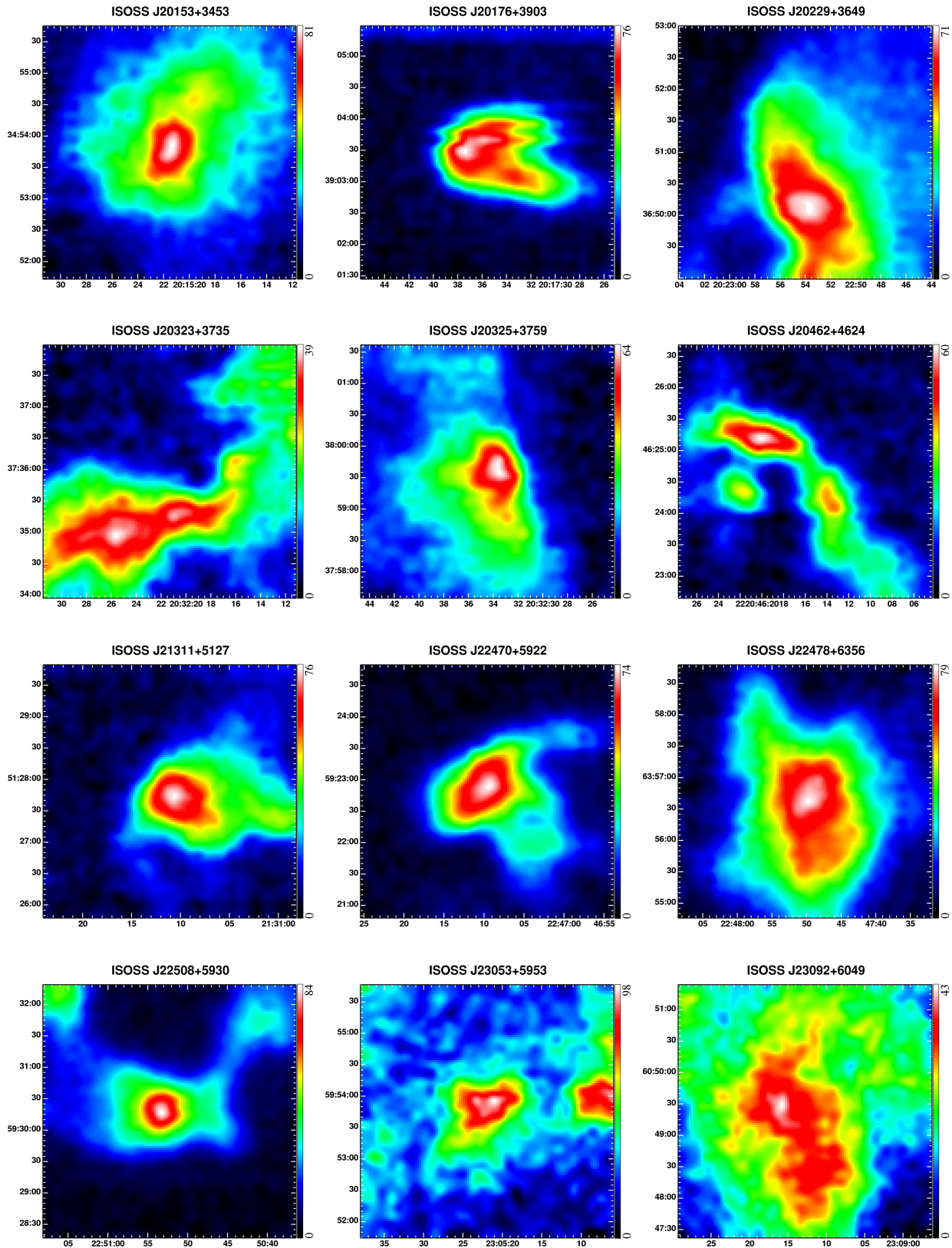


Abbildung 3.1: (Fortsetzung)

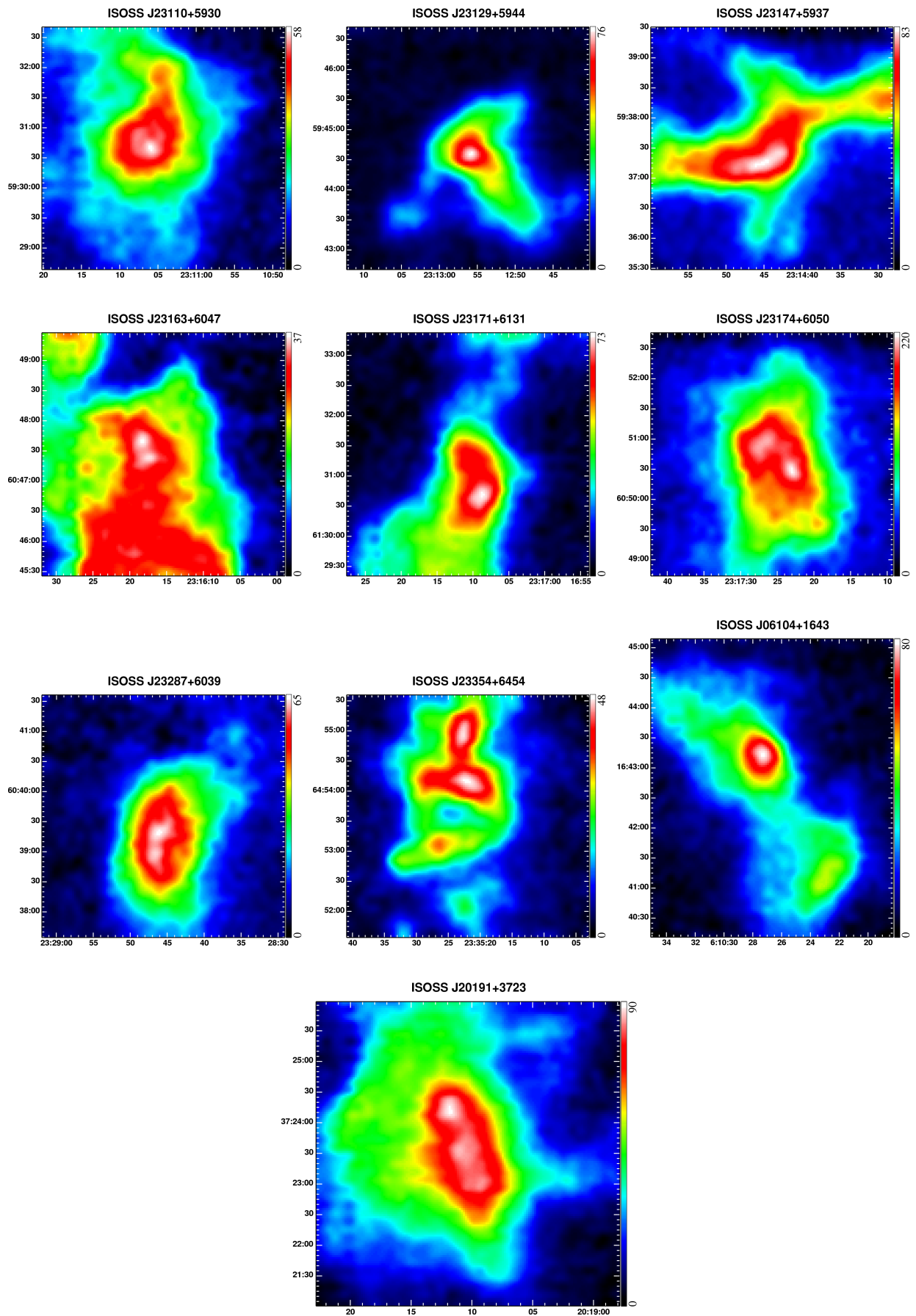


Abbildung 3.1: (Fortsetzung)

Tabelle 3.1: Eigenschaften der beobachteten Indikatoren für hohe Dichten nach Evans (1999).

Molekül	Übergang	$f\nu$ [GHz]	E_{up} [K]	$n_c(10\text{ K})$ [cm^{-3}]
CS	$J = 2 \rightarrow 1$	98.0	7.1	3.0×10^5
CS	$J = 3 \rightarrow 2$	147.0	14	1.3×10^6
CS	$J = 5 \rightarrow 4$	244.9	35	8.8×10^6
CS	$J = 7 \rightarrow 6$	342.9	66	2.8×10^7
HCO ⁺	$J = 1 \rightarrow 0$	89.2	4.3	1.7×10^5
HCO ⁺	$J = 3 \rightarrow 2$	267.6	26	4.2×10^6
HCO ⁺	$J = 4 \rightarrow 3$	356.7	43	9.7×10^6
HCN	$J = 1 \rightarrow 0$	88.6	4.3	2.6×10^6
HCN	$J = 4 \rightarrow 3$	354.5	43	1.5×10^8
H ₂ CO	$2_{12} \rightarrow 1_{11}$	140.8	6.8	1.1×10^6
H ₂ CO	$3_{13} \rightarrow 2_{12}$	211.2	17	5.6×10^6

werden die Übergänge dieser Moleküle erst bei höheren Dichten angeregt und sind somit nur in Regionen hoher Dichte zu beobachten. Typische Indikatoren für höhere Dichten sind z.B. die Moleküle CS, HCO⁺ und HCN. Dabei ist zu beachten, dass die Anregungsenergie bzw. -temperatur – insbesondere bei den niederfrequenten Übergängen – nicht höher liegt als für CO. Daher können diese Linien auch in sehr kalten Regionen angeregt werden.

Beobachtungen der Übergänge CS(2-1), CS(3-2), CS(5-4), HCO⁺(1-0), HCO⁺(3-2), H₂CO(2₁₂-1₁₁) und H₂CO(3₁₃-2₁₂) erfolgten am IRAM-30-m-Teleskop mit den A/D Empfängern und HERA (Schuster et al., 2004). Am HHT wurden Beobachtungen der Übergänge CS(7-6), HCO⁺(4-3) und HCN(4-3) durchgeführt. Eine Übersicht der Anregungstemperaturen E_{up} und kritischen Dichten n_c dieser Linienübergänge ist in Tabelle 3.1 zusammengestellt.

Die Größe der Hauptkeule der Messungen am IRAM-30-m-Teleskop variiert je nach Frequenz des beobachteten Übergangs zwischen 9.5'' und 26'' volle Halbwertsbreite (FWHM). Für die Beobachtungen am HHT beträgt sie $\sim 22''$.

3.3.2 Gas-Dynamik: Einfall

Trotz der hohen kritischen Dichten können die beobachteten Übergänge in dichten Kernen optisch dick werden. Dies erlaubt eine Analyse des kinematischen Zustands dieser Objekte. Für optisch dicke Übergänge erwartet man eine Selbstabsorption bei der Zentralgeschwindigkeit. Fällt jedoch das Gas auf das Zentrum des Kerns zu, so verschiebt sich diese Selbstabsorption in den roten Bereich, d.h. zu positiveren Radialgeschwindigkeiten, und es entsteht ein asymmetrisches Linienprofil (Choi, 2002). Wird ein solches Profil beobachtet und kann außerdem noch die Zentralgeschwindigkeit der Emission durch die Beobachtung einer optisch dünnen und daher nicht selbstabsorbierenden Linie bestimmt werden, so ist dies ein Hinweis auf einfallendes Material bzw. den Kollaps des Kerns. Als optisch dünne Linie wurde der Übergang von H¹³CO⁺(3-2) ($\nu = 260.3$ GHz) beobachtet.

3.3.3 Datenreduktion und Kalibration

Die Datenreduktion erfolgte mit CLASS. Die am IRAM-30-m-Teleskop gewonnenen Daten sind dank der bekannten Teleskop- und Instrumentenparameter, sowie der gemessenen Transmission der Atmosphäre bereits geeicht. Die Kalibration der HHT Beobachtungen erfolgte durch Messungen von Himmelsstandardquellen wie z.B. W75N, OMC1, NGC 7027, W3(OH) und IRC+10216.

3.4 Beobachtungen im nahen Infrarot

Insgesamt 22 ISOSS-Sternentstehungsgebiete wurden im Oktober 2003, Juni 2004, Oktober 2004 und Oktober 2005 mit den Nahinfrarot-Kameras OMEGA2000 (Baumeister et al., 2003) und OMEGA PRIME (Bizenberger et al., 1998) am Calar Alto 3.5-m-Teleskop (Spanien) beobachtet. Dabei wurden Aufnahmen in den photometrischen Bändern J, H und K_S gewonnen. Einzelne Objekte wurden auch mit Schmalbandfiltern in Linien des ionisierten Wasserstoffs (Brackett γ , $\lambda = 2.166 \mu\text{m}$) und des molekularen Wasserstoffs (S(1) 1-0, $\lambda = 2.122 \mu\text{m}$) beobachtet.

OMEGA2000 bietet ein verzeichnungsfreies Gesichtsfeld von $15.4 \times 15.4 \text{ arcmin}^2$. Als Detektor wird ein HAWAII-2 Chip der Firma Rockwell mit 2048×2048 Bildelementen (engl.: Pixel) eingesetzt. Die Bildskala beträgt $\sim 0.4496'' \text{ pix}^{-1}$. OMEGA PRIME verfügt über einen etwas älteren HAWAII Detektor, der mit seinen 1024×1024 Bildelementen und einer Skala von $\sim 0.4'' \text{ pix}^{-1}$ ein Gesichtsfeld von $6.8 \times 6.8 \text{ arcmin}^2$ erreicht. Diese Kamera wurde nur im Juni 2004 eingesetzt, da OMEGA2000 aufgrund von Wartungsarbeiten zu diesem Zeitpunkt nicht zur Verfügung stand.

3.4.1 Zielsetzung

Die Hauptziele der durchgeführten Beobachtungen im nahen Infrarot (NIR) lassen sich wie folgt zusammenfassen:

- Die Suche nach jungen stellaren Objekten (engl.: young stellar objects, YSOs) in den ISOSS-Regionen und wenn möglich ihre Klassifikation anhand der Infrarot-Farben.
- Bestimmung von Massen und Dichteverteilungen isolierter protostellarer Wolken aus der im NIR bestimmten Extinktion. Dazu werden die Dichte und Farben der Hintergrundsterne nach den Methoden von Lada et al. (1994) und Lombardi & Alves (2001) analysiert und Extinktionskarten erzeugt.
- Die Suche nach durch Schocks angeregter Emission, wie sie bei der Existenz von protostellaren Jets zu erwarten ist.

3.4.2 Technische Umsetzung, Datenreduktion und Kalibration

Alle Breitbandaufnahmen haben eine Integrationszeit von 20 min. Da die Helligkeit des Nachthimmels im nahen Infrarot hoch ist, wurde die Integrationszeit in viele kurze Belichtungen von nur 3 bis 15 s Dauer aufgeteilt. Außerdem wurde zwischen den einzelnen Aufnahmen das Teleskop um $1'$ bis $2'$ verfahren. Dies ermöglicht eine präzise Subtraktion der Himmelshelligkeit, da diese hauptsächlich durch die Emission von OH in den oberen Schichten der Atmosphäre bedingt und zeitlich variabel ist (Vaduvescu & McCall, 2004). Als Muster für die Teleskopbewegungen wurde ein Reuleaux-Dreieck (Reuleaux, 1963) gewählt, da es bei gegebener Gesamtabdeckung der Quelle große räumliche Abstände zwischen den einzelnen Aufnahmen zulässt und damit auch bei ausgedehnten Objekten eine korrekte Himmelssubtraktion ermöglicht.

Die Daten wurden mit dem Programmpaket IRAF² (engl.: image reduction and analysis facility) reduziert, wobei teilweise selbstgeschriebene Skripte zur verbesserten Himmelssubtraktion und Kombination der einzelnen Aufnahmen eingesetzt wurden. Die astrometrische und photometrische Kalibration der fertig reduzierten Bilder erfolgte anhand des 2MASS Punktquellenkatalogs (Cutri et al., 2003). Die erreichte absolute astrometrische Genauigkeit liegt bei $\sim 0.1''$. Die photometrische

²<http://iraf.noao.edu/>

Genauigkeit für ausreichend helle Sterne ($m_{K_s} \lesssim 15$ mag) ist durch die von 2MASS bestimmt und beträgt $\sim 2\%$ (Skrutskie et al., 2006).

3.5 Beobachtungen mit dem SPITZER Weltraumteleskop

Das Weltraumteleskop SPITZER (Werner et al., 2004) ist das vierte und damit letzte der “Großen Observatorien” (engl.: “Great Observatories”) der NASA. Wie ISO hat es einen aktiv gekühlten Hauptspiegel, jedoch mit einem etwas größeren Durchmesser von 0.85 m. An Bord von SPITZER befinden sich drei wissenschaftliche Instrumente die den Wellenlängenbereich von $3 \mu\text{m}$ bis $160 \mu\text{m}$ abdecken: die Infrared Array Camera (IRAC), der Infrared Spectrograph (IRS) und das Multiband Imaging Photometer for Spitzer (MIPS).

IRAC (Fazio et al., 2004) ist eine Kamera für das mittlere Infrarot (MIR) für simultane Aufnahmen in vier Kanälen bei 3.6 , 4.5 , 5.8 und $8.0 \mu\text{m}$ Zentralwellenlänge. Durch den Einsatz von dichroitischen Strahlteilern können zwei benachbarte Felder in jeweils zwei Filtern beobachtet werden ($3.6 \mu\text{m}$ und $5.8 \mu\text{m}$; $4.5 \mu\text{m}$ und $8 \mu\text{m}$). Jeder Detektor hat 256×256 Bildelemente und ein Gesichtsfeld von ca. $5.2' \times 5.2'$. Die volle Halbwertsbreite der Punktverbreiterungsfunktion (engl.: point spread function, PSF) beträgt $\sim 1.5''$ bei $3.6 \mu\text{m}$ und $4.5 \mu\text{m}$, $\sim 1.8''$ bei $5.8 \mu\text{m}$ und $\sim 2.0''$ bei $8 \mu\text{m}$.

IRS (Houck et al., 2004) ist ein Spektrometer für den Wellenlängenbereich von ca. 5 bis $38 \mu\text{m}$. Zwei Langspaltspektrographen (Wellenlängenbereich $5.2 \mu\text{m} \leq \lambda \leq 14.5 \mu\text{m}$ bzw. $14 \mu\text{m} \leq \lambda \leq 38 \mu\text{m}$, Spaltlänge $\sim 60''$ bzw. $180''$) bieten eine Auflösung von $\lambda/\Delta\lambda \approx 120$. Zwei Kurzspalt-Echelle-Spektrographen mit einer Auflösung von $\lambda/\Delta\lambda \approx 600$ decken den Wellenlängenbereich von $9.9 \mu\text{m} \leq \lambda \leq 19.6 \mu\text{m}$ und $19 \mu\text{m} \leq \lambda \leq 37 \mu\text{m}$ ab.

MIPS (Rieke et al., 2004) ermöglicht Abbildungen und Photometrie bei Wellenlängen von 24 , 70 und $160 \mu\text{m}$. Das Gesichtsfeld der $24 \mu\text{m}$ Kamera beträgt ca. $5.4' \times 5.4'$, das der $70 \mu\text{m}$ Kamera $2.7' \times 1.35'$ im verwendeten Betriebsmodus. Desweiteren bietet MIPS im sogenannten SED-Modus auch noch die Möglichkeit der Langspaltspektroskopie für einen Wellenlängenbereich von $52 \mu\text{m} \leq \lambda \leq 93 \mu\text{m}$. Die volle Halbwertsbreite der Punktverbreiterungsfunktion von MIPS beträgt $\sim 6''$ bei $24 \mu\text{m}$ und $\sim 18''$ bei $70 \mu\text{m}$.

Insgesamt wurden im Rahmen dieser Doktorarbeit acht junge Sternentstehungsregionen, die 13 kompakte molekulare Kerne enthalten mit SPITZER beobachtet. Alle Regionen wurden mit IRAC in den vier zur Verfügung stehenden Bändern aufgenommen. Die Integrationszeit betrug jeweils 582.4 s. Um eine hohe Empfindlichkeit bei gleichzeitiger Messung von hellen Quellen zu gewährleisten, wurde die Kameraeinstellung für hohe Dynamik (engl.: high dynamic range) verwendet. Dabei werden alternierend Einzelaufnahmen mit kurzer ($t_{\text{int}} = 0.4$ s) und längerer ($t_{\text{int}} = 12$ s) Belichtungszeit genommen. Um die durch die relativ großen Bildelemente von $\sim 1.2''$ ansonsten zu grob abgetastete Punktverbreiterungsfunktion möglichst gut zu rekonstruieren, wurde das Teleskop zwischen den Aufnahmen spiralförmig verfahren (engl.: dithering).

Mit MIPS wurden Aufnahmen der Regionen bei $24 \mu\text{m}$ und $70 \mu\text{m}$ gewonnen. Für die Beobachtungen bei $70 \mu\text{m}$ wurde der hochauflösende Modus verwendet, um die durch das Teleskop erreichte Abbildungsqualität voll ausnutzen zu können. Dadurch ergab sich jedoch ein vergleichsweise kleines Gesichtsfeld, weshalb die Beobachtungen direkt auf die kompakten Kerne gerichtet wurden. Die Integrationszeiten betragen 312.5 s (MIPS $24 \mu\text{m}$) bzw. 226.5 s (MIPS $70 \mu\text{m}$), wobei auch hier mehrere Einzelaufnahmen mit kürzerer Integrationszeit genommen wurden und das Teleskop dazwischen geringfügig verfahren wurde.

Von den 13 Kernen wurden im MIPS SED Modus Spektren von $\sim 52\ \mu\text{m}$ bis $93\ \mu\text{m}$ aufgenommen. Die Integrationszeit betrug jeweils 189 s.

3.5.1 Zielsetzung

Mit SPITZER steht erstmals seit Ende der ISO-Mission im Jahre 1998 wieder ein leistungsfähiges Observatorium für die Wellenlängen des thermischen und fernen Infrarots zur Verfügung. Durch die hohe Empfindlichkeit im mittleren Infrarot und das große Gesichtsfeld ermöglicht es eine detaillierte Charakterisierung der kalten ISOSS Quellen. Die wissenschaftlichen Ziele der Beobachtungen sind:

- Messung der thermischen Staubemission auf dem Wienschen Ast der SED mit vergleichbarer räumlicher Auflösung wie die (Sub)Millimeter-Kontinuumsbeobachtungen. Damit lassen sich auch für einzelne kompakte Kerne genaue Staubtemperaturen bestimmen und Massen ableiten.
- Suche nach tief eingebetteten protostellaren Objekten in den massereichen Kernen mit MIPS bei $24\ \mu\text{m}$. Dies sollte es ermöglichen zwischen wahren prä-stellaren Kernen und bereits etwas weiter entwickelten (Klasse 0) Objekten zu unterscheiden (Young et al., 2004).
- Durch die Erstellung von Farb-Farb-Diagrammen aus den Daten der vier photometrischen IRAC Bänder ist eine Einteilung der eingebetteten jungen stellaren Objekte in die verschiedenen Entwicklungsstufen (Klasse I/0, Klasse II, Klasse III) möglich (Allen et al., 2004).

3.5.2 Datenreduktion und Kalibration

IRAC und MIPS

Als Ausgangspunkt für eine weitere Datenreduktion und -analyse dienten die sogenannten grundkalibrierten Daten (engl.: **b**asic **c**alibrated **d**ata, BCD), wie sie vom wissenschaftlichen Zentrum von SPITZER, dem SSC (engl.: **S**PIitzer **S**cience **C**enter), zur Verfügung gestellt werden. Diese Daten sind bereits flusskalibriert. Mit Hilfe des Programmpakets MOPEX wurden dann kosmetische Artefakte durch helle Quellen entfernt und die Astrometrie der einzelnen Bilder verbessert. Anschließend erfolgte die Kombination der Einzelaufnahmen unter IRAF mit selbstgeschriebenen, auf der “drizzle“-Anwendung (Fruchter & Hook, 2002) basierenden Skripten.

Die Detektion, Extraktion und Photometrie von Punktquellen erfolgte ebenfalls mit IRAF. Dabei wurde das Verfahren der PSF-Photometrie verwendet, welches auch in Gebieten hoher Objektdichte eine exakte Photometrie ermöglicht. Die Ergebnisse dieser Methode wurden an isolierten Sternen mittels Aperturphotometrie verifiziert. Dabei wurden die auf der SSC Website³ bzw. im IRAC Datenhandbuch⁴ angegebenen Apertur-Korrekturen berücksichtigt. Die photometrische Genauigkeit beträgt bei ausreichend hellen Quellen ca. 2% für IRAC, für MIPS 5% bei $24\ \mu\text{m}$ und 10% bei $70\ \mu\text{m}$.

³<http://ssc.spitzer.caltech.edu/mips/apercorr/>

⁴<http://ssc.spitzer.caltech.edu/irac/dh/>

MIPS SED-Modus

Da zum Zeitpunkt der Veröffentlichung im SPITZER-Archiv noch keine grundkalibrierten Daten für die MIPS SED Beobachtungen zur Verfügung standen, wurden hier die unkalibrierten Rohdaten verwendet. Für jeden der beobachteten Kerne wurde ein Spektrum entlang einer drei Pixel großen Apertur extrahiert. Die relative Flusskalibration dieser Daten erfolgte dann gegen ein mit denselben Einstellungen extrahiertes und kalibriertes Spektrum des Himmelsstandards α Boo. Die absolute Kalibration basiert auf den im MIPS $70\mu\text{m}$ Filter gemessenen Flüssen der Kerne. Die photometrische Genauigkeit wird auf ca. 15% geschätzt.

3.5.3 Weiterführende Beobachtungen mit IRS

Die Ergebnisse der oben aufgeführten SPITZER Beobachtungen (siehe Kapitel 6) machten ein weiteres Studium einiger Quellen mittels IRS wünschenswert. Diese wurden im Zuge der dritten Runde von SPITZER Beobachtungen im Februar 2006 beantragt und genehmigt (Birkmann et al., 2006). Die ersten Beobachtungen dieser neuen Kampagne wurden erfolgreich durchgeführt. Die vorläufigen Ergebnisse für eine der untersuchten Quellen werden in Abschnitt 6.8 vorgestellt.

3.6 Beobachtungen mit dem Plateau-de-Bure-Interferometer

Das IRAM Plateau-de-Bure-Interferometer (PdBI) in den französischen Alpen bietet durch die Zusammenschaltung von bis zu sechs 15 m Antennen eine hohe Winkelauflösung im Wellenlängenbereich von ~ 1.2 mm bis ~ 3.6 mm. Je nach Konfiguration der Antennen und somit Länge der Basislinien lassen sich so Auflösungen von $< 1''$ im Millimeterbereich erreichen.

3.6.1 Beobachtungen

Die Sternentstehungsregion ISOSS J23053+5953 wurde in zwei Konfigurationen (B und C) mit dem PdBI im Sommer 2005 beobachtet. Dabei wurden Daten der Kontinuums-Emission bei 1.3 mm und 3.4 mm gewonnen, um die Morphologie der Staubemission von proto- oder prä-stellaren Kernen in der Region mit hoher räumlicher Auflösung (die FWHM der Hauptkeule entspricht etwa 3500 AE (Astronomische Einheit)) zu untersuchen. Zudem sollten Aufnahmen von CO(2-1) Aufschluss über bereits bei Messungen mit Einzelteleskopen gefundene molekulare Ausflüsse geben und deren genaue Herkunft bestimmen. Desweiteren wurden Spektren von HCO⁺(1-0) gewonnen, um beobachtete Signaturen von Gaseinfall (siehe Abschnitt 3.3.2) mit besserer räumlicher Auflösung zu bestätigen. Eine genauere Beschreibung dieser Beobachtungen und ihrer Ergebnisse wird in Kapitel 5 im Rahmen einer Fallstudie vorgestellt.

Interferometrische Messungen einer weiteren Quelle (ISOSS J18364-0221) sind bereits ange laufen, waren zum Zeitpunkt des Verfassens dieser Doktorarbeit jedoch noch nicht abgeschlossen. Auch hier wird das 1.3 mm und 3 mm Kontinuum, sowie die CO(2-1) und HCO⁺(1-0) Linien beobachtet. Zusätzlich werden außerdem noch Spektren des HCN(1-0)-Übergangs aufgenommen, welche ebenfalls zur Bestimmung von Einfallbewegungen geeignet sind. Dieser Übergang hat im Vergleich zu HCO⁺(1-0) eine höhere kritische Dichte n_c und zeigt daher dichtere, weiter innen liegende Bereiche des Kerns.

3.6.2 Datenreduktion

Die Datenreduktion der ersten Quelle erfolgte im Oktober 2005 bei IRAM in Grenoble (Frankreich). Nach der Kalibration der Phasen, Bandpässe und Amplituden mit dem Programm CLIC erfolgte die Erstellung der flusskalibrierten interferometrischen Karten mit dem MAPPING Programm. Beide Programme sind Teil des GILDAS Pakets. Die Bestimmung der Kontinuumsflüsse sowie die Visualisierung der Spektren wurde ebenfalls mit GILDAS durchgeführt. Die spektrophotometrische Genauigkeit wird auf 20% bei 1.3 mm und 15% bei 3.4 mm geschätzt.

3.7 Vorhandene Datensätze

Bei der Untersuchung der kalten ISOSS-Sternentstehungsregionen wurde auch auf bereits vorhandene Datensätze zurückgegriffen. Bei diesen Daten handelt es sich um Beobachtungen der thermischen Staubemission im Submillimeter-Bereich und Messungen der Inversionsübergänge von Ammoniak. Die Datensätze wurden von Oliver Krause gewonnen. In der hier vorliegenden Arbeit wurden die Submillimeter-Daten ausgewertet, um einerseits die Planung und Durchführung der in diesem Kapitel vorgestellten weiteren Nachfolgebeobachtungen zu ermöglichen und andererseits zur Bestimmung der Temperaturen und Massen der proto- und prä-stellaren Kerne (siehe die beiden Fallstudien in Kapitel 4 und 5, sowie die Zusammenfassung der Ergebnisse in Kapitel 6). Die Ammoniak-Daten wurden in den beiden Fallstudien verwendet.

3.7.1 Submillimeter-Beobachtungen mit SCUBA

Beobachtungen mit der Bolometerkamera SCUBA (Submillimetre Common-User Bolometer Array, Holland et al., 1999) am James-Clerk-Maxwell-Teleskop (JCMT) auf dem Mauna Kea (Hawaii) fanden im Juli 2001 und Mai 2003 unter guten atmosphärischen Bedingungen (Transmission $\tau_{850\mu\text{m}} = 0.185 \pm 0.01$) statt. SCUBA erlaubt simultane Beobachtungen bei den Wellenlängen $450\mu\text{m}$ und $850\mu\text{m}$ durch den Einsatz eines dichroitischen Strahlteilers. Die Integrationszeit für jede Karte betrug 30 min. Als Kartierungsmethode wurde der sogenannte "Jiggle"-Modus eingesetzt. Dieser ist besonders für kompakte Quellen geeignet und erlaubt durch Bewegungen des Sekundärspiegels des JCMTs eine komplette und effiziente Abtastung der durch die Empfängeranordnung nur teilweise abgedeckten Fokalebene von SCUBA.

Die Reduktion der SCUBA Daten wurde mit dem Programmpaket SURF (SCUBA User Reduction Facility, Jenness & Lightfoot, 1998) durchgeführt. Die photometrische Kalibration erfolgte an Karten von Mars, Uranus und dem protoplanetaren Nebel CRL618, die zwischen den Beobachtungen der ISOSS Quellen gewonnen wurden. Die abgeleitete photometrische Genauigkeit beträgt ca. 25% bei $450\mu\text{m}$ und 20% bei $850\mu\text{m}$. Die volle Halbwertsbreite der Hauptkeule beträgt $\sim 8''$ und $\sim 15''$ bei 450 bzw. $850\mu\text{m}$ Wellenlänge. Die Positionsgenauigkeit der Beobachtungen wird auf $3''$ ($1-\sigma$) geschätzt.

Insgesamt konnten in der zur Verfügung stehenden Zeit 30 Sternentstehungsregionen mit SCUBA beobachtet werden. Dabei wurden in allen Zielregionen Submillimeter-Quellen nachgewiesen.

3.7.2 Ammoniak-Beobachtungen am Effelsberg-100-m-Teleskop

Ammoniak (NH_3) ist für Untersuchungen des dichten molekularen Gases gut geeignet. Die erlaubten Inversionsübergänge (J,K) = (1,1), (2,2) usw. emittieren im Radiobereich, und die relative Be-

setzung dieser Zustände ist hauptsächlich durch Stoßanregung durch Wasserstoffmoleküle bedingt. Daher kann das Intensitätsverhältnis der Hauptkomponenten der (1,1)- bzw. (2,2)-Übergänge als “Wolkenthermometer” eingesetzt werden (Harju et al., 1993; Walmsley & Ungerechts, 1983). Die Inversionsübergänge zeigen Hyperfeinstruktur und bestehen folglich aus mehreren Komponenten. Das Intensitätsverhältnis der Hauptkomponente eines Übergangs zu ihren Satellitenkomponenten ermöglicht die Bestimmung der jeweiligen optischen Tiefe der Linie.

Die Beobachtungen der Ammoniak-Inversionsübergänge in den ISOSS Sternentstehungsregionen am 100-m-Teleskop in Effelsberg fanden im September 2002 und Januar 2003 statt. Die Auflösung des Teleskops bei der Beobachtungsfrequenz von 23.7 GHz beträgt 40'' FWHM. Der eingesetzte Autokorrelator erlaubte die simultane Beobachtung der Inversionsübergänge (J,K) = (1,1), (2,2), (3,3) und (4,4). Die photometrische Kalibration basiert auf Messungen der Quelle NGC 7027, die Genauigkeit beträgt ca. 10%. Die Reduktion und Auswertung der Daten erfolgte mit dem Programmpaket CLASS.

Von insgesamt 30 kartierten ISOSS Quellen konnte die Inversionslinie NH₃ (1,1) in 17 Fällen nachgewiesen werden. Bei 14 Objekten wurde zusätzlich noch die (2,2) Linie detektiert. Die höher angeregten Übergänge (3,3) und (4,4) sind charakteristisch für sogenannte heiße molekulare Kerne (engl.: **hot molecular core**, HMC), konnten aber in keiner der ISOSS Quellen nachgewiesen werden. Dies spricht für niedrige Temperaturen in den ausgewählten Sternentstehungsregionen und somit für eine sehr frühe Entwicklungsstufe.

Kapitel 4

Fallstudie I: Die junge Sternentstehungsregion ISOSS J18364-0221

Die erste Fallstudie befasst sich mit ISOSS J18364-0221, einer massereichen Sternentstehungsregion aus der Auswahl von kalten Quellen der ISOPHOT Zufallsdurchmusterung (Krause et al., 2004). Beobachtungen der thermischen Kontinuums-Emission im Submillimeterbereich zeigen zwei kompakte molekulare Kerne in der Region. Der erste Kern hat eine Staubtemperatur von 16.5 K. Moleküllinienbeobachtungen deuten auf den Einfall von Gas sowie die Existenz von Ausflüssen hin. Mit einer Masse von $75 M_{\odot}$ wäre er massereich genug, um einen O-Stern mit zugehörigem Sternhaufen zu bilden. Dieser Kern hat kein Gegenstück im nahen Infrarot und ist deshalb ein aussichtsreicher Kandidat für einen massereichen Protostern in einer Entwicklungsstufe, die der Klasse 0 im Bereich der massearmen Sternentstehung entspricht. Der zweite Kern hat eine Temperatur von nur $T \sim 12$ K und eine Masse von $M \sim 280 M_{\odot}$. Die Temperatur und auch der Grad an Turbulenz in diesem Kern ist vergleichbar mit massearmen prä-stellaren Kernen und liegt deutlich unter den Werten, wie sie bis jetzt in massereichen Kernen gefunden wurden.

4.1 Einführung

Um die physikalischen Bedingungen in der einmaligen Auswahl der kalten und massereichen ISOSS-Sternentstehungsregionen weiter zu untersuchen, wurde eine Multi-Wellenlängen-Nachbeobachtungskampagne begonnen (siehe z.B. Krause et al., 2003). Diese wird mit der vorliegenden Arbeit fortgesetzt und umfasst nunmehr ca. 30 gut untersuchte Regionen. Die dabei gewonnenen Daten reichen vom nahen Infrarot bis in den Radiobereich. Im Folgenden wird über die Entdeckung von sehr kalten und massereichen Molekülwolken-Kernen in der Region ISOSS J18364-0221 berichtet, deren Eigenschaften Aufschluss über die Rahmenbedingungen erlauben, unter denen Sterne großer Masse entstehen.

4.2 Beobachtungen und Datenreduktion

4.2.1 Die ISOPHOT Zufallsdurchmusterung

Abbildung 4.1 zeigt Beobachtungen von ISOSS J18364-0221 im fernen Infrarot mit ISOSS und IRAS. Die Quelle wurde von zwei Pixeln der ISOPHOT C200 Kamera (FWHM ca. $1.5'$) zentral überfahren. Der $170 \mu\text{m}$ -Fluss wurde nach dem Verfahren von Krause (2003) und Stickel et al.

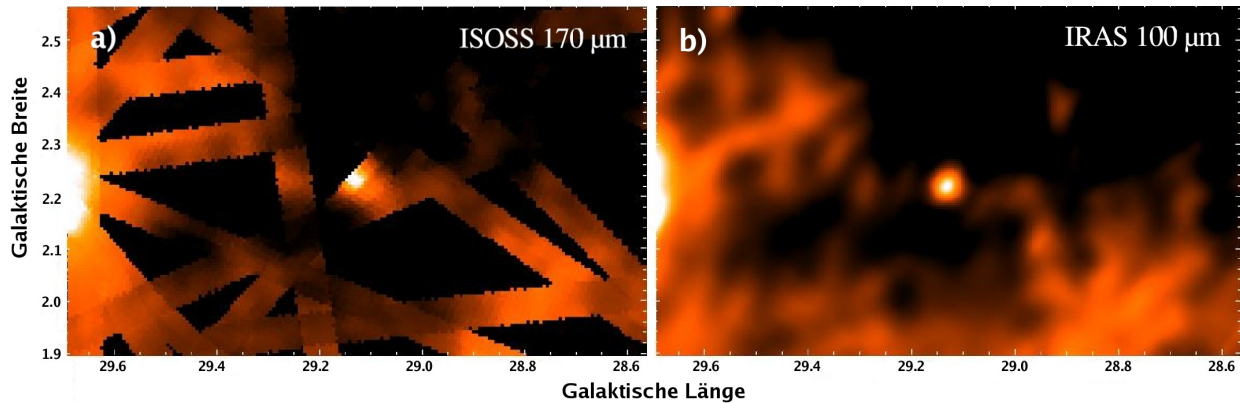


Abbildung 4.1: a) Aus den Satellitenschwenks der ISOPHOT Zufallsdurchmusterung konstruierte $170\ \mu\text{m}$ -Karte. ISOSS J18364-0221 ist die kompakte Quelle im Zentrum. b) $100\ \mu\text{m}$ -Karte derselben Region, aufgenommen mit IRAS.

(2004) zu $F_{170\ \mu\text{m}} = 235 \pm 47\ \text{Jy}$ bestimmt. Die gefundene ISOSS-Quelle stimmt in ihrer Position mit der Punktquelle IRAS 18339-0224 (R.A. (2000)= $18^{\text{h}}36^{\text{m}}24^{\text{s}}.7$, DEC. (2000)= $-02^{\circ}21'49''$) überein, welche bereits von Yang et al. (2002) in CO(1-0) Linienemission nachgewiesen wurde. Die Radialgeschwindigkeit der CO-Emission ($v_{\text{LSR}} \sim 33\ \text{km s}^{-1}$) lässt nach dem Rotationsmodell der Milchstraße nach Brand & Blitz (1993) auf eine kinematische Entfernung von $d \sim 2.2 \pm 0.4\ \text{kpc}$ schließen. Eine unabhängige Entfernungsbestimmung wurde außerdem mit der empirischen Formel $d = 320 N^{0.57}\ \text{pc}$ durchgeführt, wobei N die Anzahl der Vordergrundsterne auf den POSS-B Bildplatten (Reid et al., 1991) innerhalb eines Durchmessers von $5'$ ist (Herbst & Sawyer, 1981). Beide Ergebnisse stimmen innerhalb der Fehler miteinander überein.

4.2.2 Beobachtungen des Staubkontinuums mit SCUBA

Karten der Emission im Submillimeter-Kontinuum bei $850\ \mu\text{m}$ und $450\ \mu\text{m}$ wurden mit SCUBA (Holland et al., 1999) am James-Clerk-Maxwell-Teleskop im Mai 2003 aufgenommen. Die Transmission der Atmosphäre war gut ($\tau_{225\ \text{GHz}} = 0.067 \pm 0.003$). Die Daten wurden mit dem Programmpaket SURF reduziert, das auch Routinen zur Unterdrückung des durch die Atmosphäre verursachten korrelierten Rauschens enthält. Die photometrische Unsicherheit beträgt ca. 20% bei $450\ \mu\text{m}$ und 12% bei $850\ \mu\text{m}$. Die Größe der Hauptkeule dieser Beobachtungen ist $7.5''$ beziehungsweise $14.5''$ (FWHM).

4.2.3 Beobachtungen von Moleküllinien

Beobachtungen der Ammoniak (NH_3) Inversionsübergänge (J,K) = (1,1), (2,2), (3,3) und (4,4) wurden im Januar 2003 am Effelsberg-100-m-Teleskop durchgeführt. Die Größe der Hauptkeule bei der Frequenz von 23.7 GHz beträgt $40''$ (FWHM). Die mittlere Positioniergenauigkeit des Teleskops wird auf $5''$ ($1-\sigma$) geschätzt und die photometrische Unsicherheit beträgt 10%.

Messungen der Übergänge von CO(2-1) und $\text{C}^{18}\text{O}(2-1)$ (volle Halbwertsbreite der Hauptkeule $\sim 11''$) und von $\text{HCO}^+(3-2)$ und $\text{H}^{13}\text{CO}^+(3-2)$ ($\sim 9.5''$ FWHM) wurden am IRAM-30-m-Teleskop im November 2003 durchgeführt. Messungen der CO(3-2)-Linie wurden im Dezember 2004 am 10 m Spiegel des Heinrich-Hertz-Teleskops gewonnen (Hauptkeulengröße $\sim 22''$ FWHM). Für alle Beobachtungen wurden die vorhandenen Empfänger der Einrichtungen eingesetzt, die

Datenreduktion erfolgte mit dem Programmpaket CLASS. Die atmosphärische Transmission betrug $\tau_{225\text{GHz}} \sim 0.15$ während der $\text{HCO}^+(3-2)$ Beobachtungen, $\tau_{225\text{GHz}} \sim 0.5$ für die Messungen des $\text{CO}(2-1)$ -Übergangs und $\tau_{225\text{GHz}} \sim 0.1$ bei den Messungen von $\text{CO}(3-2)$. Die Positioniergenauigkeit für beide Teleskope beträgt ca. $3''(1-\sigma)$. Die radiometrische Genauigkeit wird auf 15% für die Beobachtungen im Millimeterbereich und auf ca. 20% für $\text{CO}(3-2)$ geschätzt.

4.2.4 Beobachtungen im nahen Infrarot

Nahinfrarot-Aufnahmen in den Bändern J, H und K_S wurden am Calar Alto 3.5-m-Teleskop gewonnen. Die Aufnahmen in H und K_S erfolgten im Oktober 2003 mit OMEGA2000, die Aufnahme im J-Band im Juni 2004 mit OMEGA PRIME. Das Seeing betrug ca. $1.2''$ in J und H und $1.0''$ in K_S . Die Datenreduktion wurde mit Standardprozeduren und selbst geschriebenen Skripten in IRAF durchgeführt. Die photometrische Kalibration basiert auf dem 2MASS-Katalog (Cutri et al., 2003), die Genauigkeit für ausreichend helle Sterne beträgt $\sim 2\%$.

4.3 Ergebnisse

4.3.1 Morphologie und Flüsse

Abbildung 4.2 zeigt eine Nahinfrarot-Aufnahme der Region ISOSS J18364-0221 und darübergelegt eine Konturdarstellung der Kontinuum-Emission bei $850\mu\text{m}$ aufgenommen mit SCUBA. Die Quelle, welche im fernen Infrarot für IRAS und ISO noch punktförmig erschien, wird im Submillimeter in zwei voneinander getrennte Kerne aufgelöst. Die Ausdehnung des östlichen Kerns (SMM1) beträgt $17'' \times 10.5''$ ($\text{PA} \sim -10^\circ$), die westliche Komponente (SMM2) ist mit $\sim 40''$ FWHM deutlich ausgedehnter. Die Flüsse für die beiden Kerne betragen $F_{850\mu\text{m}} = 2.11 \pm 0.25$ Jy und $F_{450\mu\text{m}} = 13.5 \pm 2.7$ Jy für SMM1 und $F_{850\mu\text{m}} = 2.85 \pm 0.34$ Jy und $F_{450\mu\text{m}} = 15.8 \pm 3.2$ Jy für SMM2. Da der $850\mu\text{m}$ Fluss durch Emission der $\text{CO}(3-2)$ -Linie kontaminiert sein kann, wurde der mögliche Anteil im SCUBA-Fluss aus der am HHT gewonnenen $\text{CO}(3-2)$ -Karte überprüft. Er ist kleiner als die Unsicherheit in der Flusskalibration der SCUBA-Messungen.

4.3.2 Staubtemperaturen

Die Bestimmung von Staubtemperaturen aus Submillimeter-Photometrie allein ist schwierig, da die abgeleitete Temperatur sehr stark vom Emissivitätsindex β abhängt. Typische Werte von β für kompakte Kerne werden in der Literatur im Bereich zwischen 1 und 2 angegeben. Mit einem Emissivitätsindex von $\beta = 2$ findet man Staubtemperaturen von $T_d = 14$ K für SMM1 und $T_d = 12$ K für SMM2. Niedrigere Werte für β würden höhere Temperaturen liefern. Um den minimal möglichen Wert für β zu bestimmen und damit die Temperatur nach oben zu begrenzen, wird der $100\mu\text{m}$ -Fluss der gesamten Region ISOSS J18364-0221 betrachtet, der ein oberes Limit für die Emission der beiden gefundenen Kerne setzt. Anhand der nach dem HIRES-Verfahren prozessierten IRAS $100\mu\text{m}$ -Karte wurde ein Flussverhältnis von 10:1 für die Kerne SMM1 zu SMM2 bestimmt. Mit diesem Verhältnis ergibt sich unter Verwendung von Formel (2.3) $\beta = 1.6$ und $T_d = 21$ K für SMM1, sowie $\beta = 1.8$ und $T_d = 13.8$ K für SMM2. Da dies die obere Grenze darstellt, werden im Folgenden die Mittelwerte verwendet: $\beta = 1.8 \pm 0.2$, $T_d = 16.5^{+6}_{-3}$ K (SMM1) beziehungsweise $\beta = 1.9 \pm 0.1$, $T_d = 12.8^{+2.0}_{-1.5}$ K (SMM2).

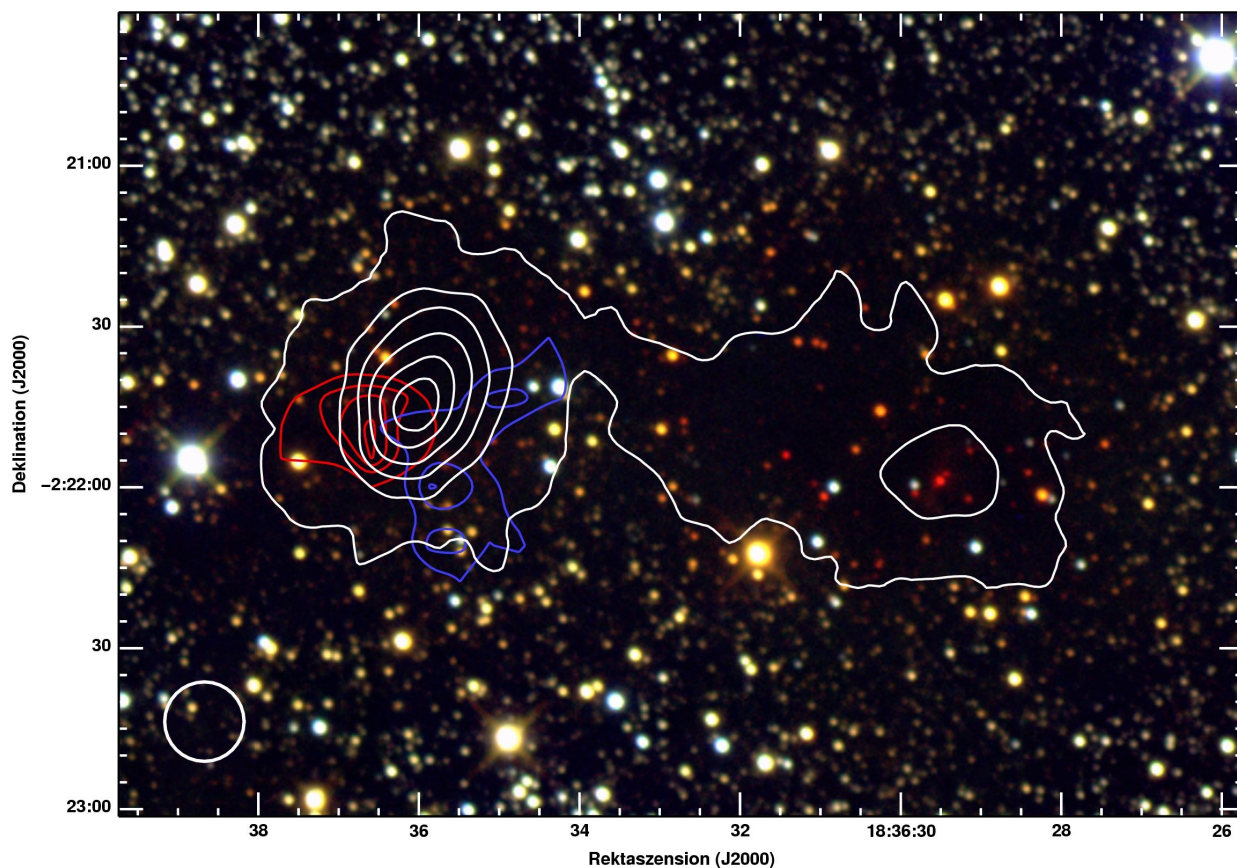


Abbildung 4.2: Farbkomposit der Region ISOSS J18364-0221 erzeugt aus den Nahinfrarot-Aufnahmen in J, H und K_S . Die weißen Konturen geben den $850\ \mu\text{m}$ -Fluss bei Werten 50, 150, 250, $+200\ \text{mJy beam}^{-1}$ an. Die farbigen Konturen zeigen die CO(2-1)-Linienemission im Geschwindigkeitsbereich $v_{\text{LSR}} = 40 \dots 52\ \text{km s}^{-1}$ (Rot) und $v_{\text{LSR}} = 22 \dots 30\ \text{km s}^{-1}$ (Blau). Die Größe der Hauptkeule (FWHM) bei $850\ \mu\text{m}$ ist unten links angedeutet.

4.3.3 Massen der Kerne

Eine Abschätzung der Staubmassen der Kerne erfolgt mit der Beziehung nach Hildebrand (1983):

$$M_d = F_\lambda d^2 / \kappa_\lambda B_\lambda(T). \quad (4.1)$$

Mit einem Gas-zu-Staub-Verhältnis von $R_{\text{gd}} = 100$ ergibt sich eine Masse von $M = 75 \pm 30\ M_\odot$ für SMM1, SMM2 hat eine Masse von $M = 280_{-60}^{+75}\ M_\odot$. Für die Opazität des Staubes wurden folgende Werte aus Ossenkopf & Henning (1994) verwendet: Für SMM1 $\kappa_{850\ \mu\text{m}} = 0.018\ \text{cm}^2\ \text{g}^{-1}$ (Gas und Staub, dünne Eismäntel, $n(\text{H}_2) = 10^6\ \text{cm}^{-3}$) und für SMM2 $\kappa_{850\ \mu\text{m}} = 0.010\ \text{cm}^2\ \text{g}^{-1}$ (Gas und Staub, dünne Eismäntel). Der erste Wert ist typisch für Staub in dichten protostellaren Kernen, der zweite für ausgedehntere, prä-stellare Kerne.

Die Emission im Submillimeter-Kontinuum korreliert mit der in den Nahinfrarot-Aufnahmen beobachteten Extinktion, was deutlich an der Rötung und Anzahl der Hintergrundsterne in Abbildung 4.2 zu erkennen ist. Aus den NIR Daten wurde eine quantitative Extinktionskarte nach der NICER Methode von Lombardi & Alves (2001) erzeugt (siehe Abbildung 4.3). Diese Karte zeigt auch, dass die kompakten Submillimeter-Kerne von ISOSS J18364-0221 in einem größeren Molekülwolkenkomplex eingebettet liegen. Bei diesem Komplex handelt es sich um die optische Dunkelwolke Lynds 541.

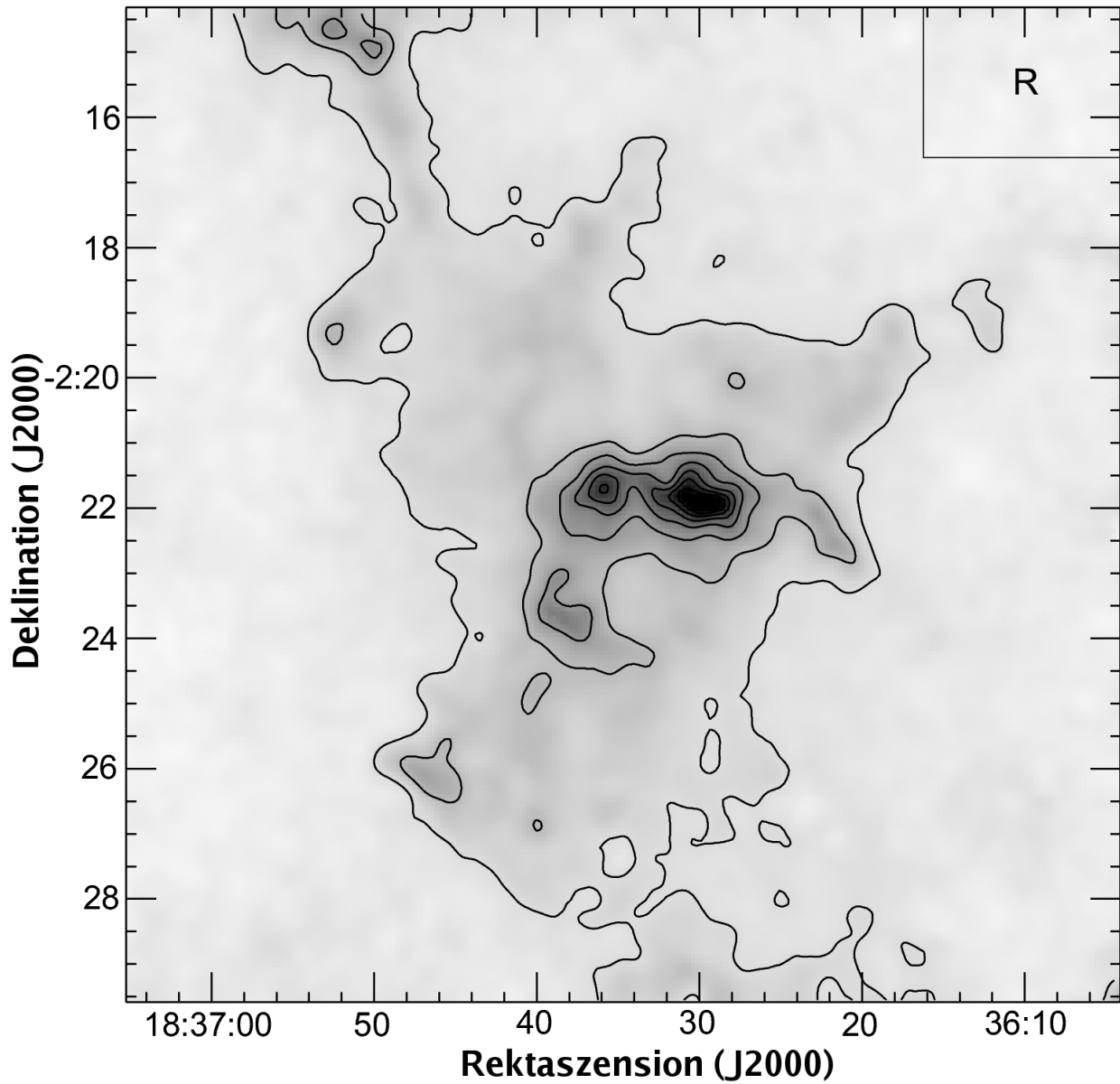


Abbildung 4.3: Extinktionskarte des Gebiets um ISOSS J18364-0221. Die Konturen zeigen die optische Extinktion in Schritten von $A_V = 4$ mag. Die lokale Extinktion in Richtung der Quelle wurde aus einer Referenzregion ermittelt (mit "R" gekennzeichnetes Rechteck oben rechts). Extinktionsfreie Nahinfrarot-Farben wurden aus einem simulierten Sternenkatalog (Robin et al., 2003) bestimmt.

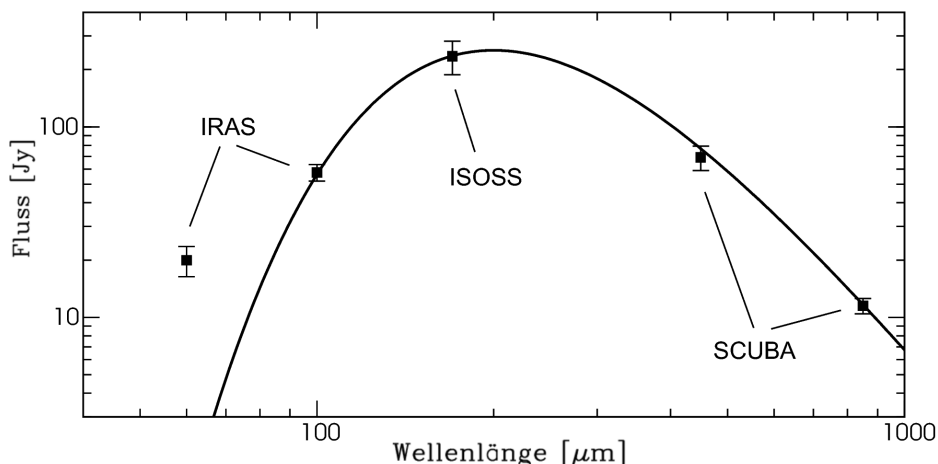


Abbildung 4.4: Spektrale Energieverteilung von ISOSS J18364-0221. Die durchgezogene Linie zeigt die Emission eines modifizierten ($\beta = 2$) Schwarzen Strahlers. Der Photometriepunkt bei $60\ \mu\text{m}$ wurde nicht berücksichtigt. Bei diesen Wellenlängen spielt die Emission von warmen, kleinen Staubpartikeln bereits eine große Rolle.

4.3.4 Gesamtmasse von ISOSS J18364-0221

Im Gegensatz zu den Submillimeter-Karten, auf denen Objekte mit typischen Größen von einzelnen Wolkenkernen ($0.1\ \text{pc}$) aufgelöst werden, erlauben die relativ großen Hauptkeulen der ISOSS- und IRAS-Beobachtungen im FIR die Bestimmung der durchschnittlichen Temperatur und der Masse der gesamten dichten Wolke auf einer Skala von ca. $1\ \text{pc}$. Bei den SCUBA Submillimeter-Beobachtungen hingegen werden durch die kleinen Auslenkwinkel des JCMT Sekundärspiegels (ca. $2'$) Strukturen vergleichbarer Ausdehnung bei den differentiellen Messungen herausgefiltert. Wie auf der Extinktionskarte (Abbildung 4.3) gut zu erkennen ist, ist ISOSS J18364-0221 recht ausgedehnt, und somit der mit SCUBA gemessene Gesamtfluss zu niedrig. Berücksichtigt man eine durchschnittliche Säulendichte von $A_V \sim 7\ \text{mag}$ um die Zentralbereiche der Quelle, so lassen sich die integralen Flüsse der gehoppten SCUBA-Messungen korrigieren.

Für Wellenlängen größer als $100\ \mu\text{m}$ kann die spektrale Energieverteilung gut durch einen einzelnen modifizierten ($\beta = 2$) Schwarzen Körper beschrieben werden (Abbildung 4.4). Aus der Anpassung ergibt sich eine Temperatur von $T_d = 14.6^{+1.2}_{-1.0}\ \text{K}$ und eine Gesamtleuchtkraft von $L \sim 800\ L_\odot$. Die Masse der Region wird zu $M = 900^{+450}_{-330}\ M_\odot$ bestimmt, dabei wurde eine Opazität von $\kappa_{170\ \mu\text{m}} = 25\ \text{cm}^2\ \text{g}^{-1}$ angenommen. Die Unsicherheit bei dieser Bestimmung ist dominiert durch die der abgeleiteten Temperatur und der Opazität. Eine untere Grenze für die Masse kann aus der Extinktionskarte gewonnen werden. Nach Dickman (1978) gilt

$$M = (\Delta\Omega d)^2 \mu \frac{N_H}{A_V} \sum_i A_V(i), \quad (4.2)$$

wobei $\Delta\Omega$ der Raumwinkel eines Pixels der Extinktionskarte ist, d die Entfernung zur Quelle und μ die um den Anteil schwererer Elemente (hauptsächlich Helium) korrigierte Masse des Wasserstoffatoms. Mit einem Verhältnis von $N_H/A_V = 1.87 \times 10^{21}\ \text{cm}^{-2}\ \text{mag}^{-1}$ (Savage & Mathis, 1979) erhält man für ISOSS J18364-0221 eine Masse von $M \geq 460\ M_\odot$. Für den gesamten in Abbildung 4.3 zu erkennenden Molekülwolkenkomplex beträgt die Masse $M \sim 3200\ M_\odot$.

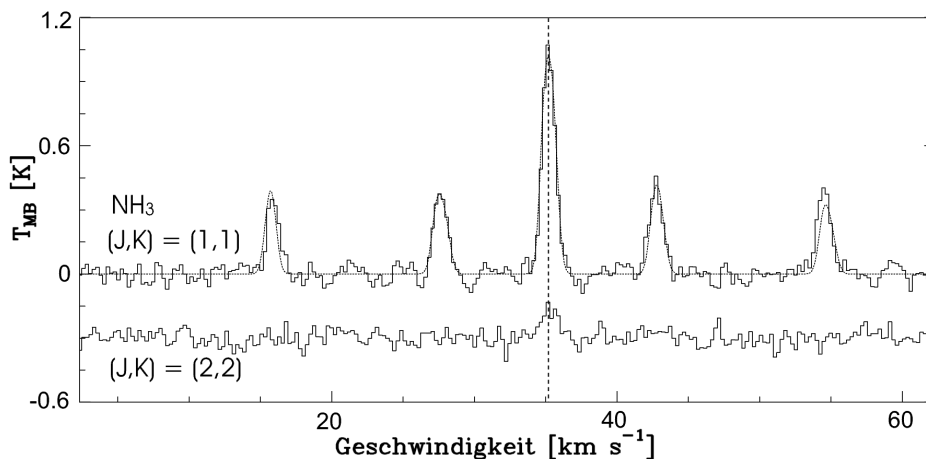


Abbildung 4.5: Spektren der NH_3 (J,K) = (1,1) und (2,2) Inversionsübergänge gemessen in Richtung von SMM2. Die dünne Linie zeigt eine Anpassung an die Hyperfeinstruktur-Komponenten des (1,1) Übergangs.

4.3.5 Kaltes Gas

Aus dem Intensitätsverhältnis der verschieden hoch angeregten Inversionsübergänge (J,K) = (1,1) und (2,2) von Ammoniak lässt sich an der Position von SMM2 eine kinetische Gastemperatur von $T_{\text{kin}} = 11.6 \pm 1.5$ K ableiten (Abbildung 4.5). Die Inversionsübergänge (J,K) = (3,3) und (4,4) wurden in keinem der beiden Kerne nachgewiesen ($\sigma_{\text{RMS}} \sim 30$ mK). Da diese Übergänge als empfindliche Nachweismethode für HMCs gelten, spricht die Nichtdetektion gegen die Präsenz eines solchen Objektes in ISOSS J18364-0221. Das im Submillimeter-Bereich beobachtete Dichteprofil von SMM2 ist flach und seine Ausdehnung ist vergleichbar mit der Keulengröße der Ammoniak-Messungen (40''). Daher sind Effekte durch die sogenannte Hauptkeulenverdünnung (engl.: beam dilution), die sonst bei im Vergleich zur Hauptkeule kleinen Quellen auftritt, vernachlässigbar. Somit können die Linienmessungen direkt mit den Kontinuumsmessungen verglichen werden. Die gute Übereinstimmung zwischen den abgeleiteten Temperaturen T_{kin} und T_{d} spricht für eine effiziente thermische Kopplung zwischen Gas und Staub, wie es für kalte und dichte Kerne erwartet wird.

4.4 Diskussion

Im Folgenden wird die mögliche Natur der beiden massereichen Kerne in ISOSS J18364-0221 sowie die Schlussfolgerungen, die sich daraus für die Anfangsbedingungen der Entstehung von Sternen frühen Spektraltyps ergeben, diskutiert.

4.4.1 Der massereiche Protostern SMM1

Der Submillimeter-Kern SMM1 ist kalt ($T \approx 16.5$ K) und kompakt (effektiver Radius $R \sim 0.2$ pc). Aus der SCUBA 450 μm -Karte wird eine Säulendichte von $N(\text{H}_2) = 2.2 \times 10^{23} \text{ cm}^{-2}$ und eine minimale Zentraldichte von $n(\text{H}_2) = 1.4 \times 10^6 \text{ cm}^{-3}$ abgeleitet. Messungen der optisch dünnen $\text{H}^{13}\text{CO}^+(3-2)$ -Linie von SMM1 erlauben eine unabhängige Überprüfung der Temperatur und (Säulen-)Dichte des Gases. Mit den aus den Staubkontinuums-Messungen abgeleiteten Dichten und Temperaturen und unter Verwendung der Strahlungstransport-Software von Schöier et al. (2005)

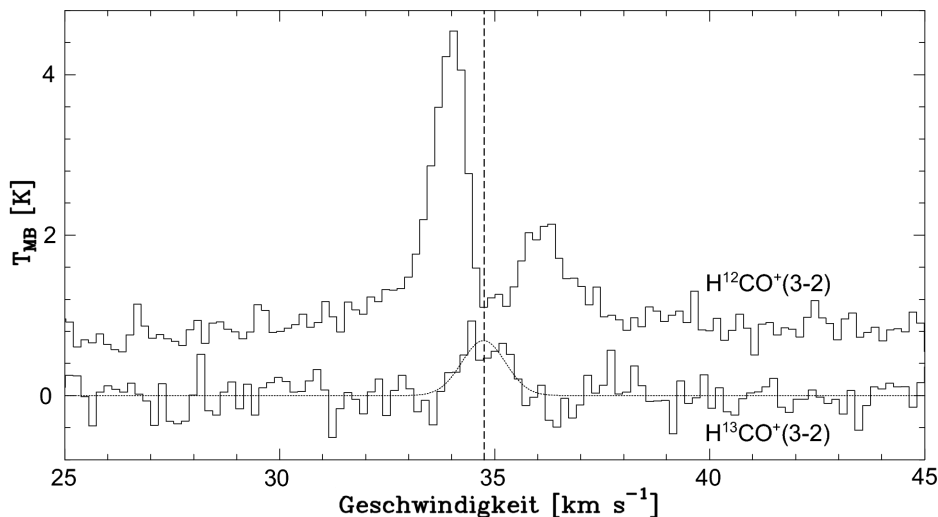


Abbildung 4.6: Spektren der Übergänge $\text{H}^{12}\text{CO}^+(3-2)$ und $\text{H}^{13}\text{CO}^+(3-2)$ an der Position von SMM1. Die gestrichelte vertikale Linie markiert die Zentralgeschwindigkeit der optisch dünnen H^{13}CO^+ -Linie. Relativ dazu zeigt die optisch dicke H^{12}CO^+ -Linie eine rotverschobene Selbstabsorption.

findet man eine relative Häufigkeit von $[\text{HCO}/\text{H}_2] = 8 \times 10^{-10}$. Dieser Wert stimmt gut mit dem für protostellare Kerne erwarteten überein (Bergin & Langer, 1997).

Die Moleküllinienmessungen zeigen außerdem, dass der Kern sich wahrscheinlich im Stadium des Kollaps befindet: die optisch dicke $\text{H}^{12}\text{CO}^+(3-2)$ -Linie zeigt im Vergleich mit dem optisch dünnen $\text{H}^{13}\text{CO}^+(3-2)$ -Übergang eine rotverschobene Selbstabsorption (Abbildung 4.6). Diese Signatur ist bezeichnend für einen Einfall von Material zum Zentrum des Kerns (Choi, 2002; Evans, 1999). Desweiteren zeigt die $\text{CO}(2-1)$ -Karte breite Linienflügel um den Submillimeter-Kern, was auf das Vorhandensein von molekularen Ausflüssen hindeutet (siehe Abbildung 4.2). Die Eigenschaften der Ausflüsse wurden aus den $\text{CO}(2-1)$ - und $\text{C}^{18}\text{O}(2-1)$ -Karten nach den in Henning et al. (2000a) aufgeführten Methoden bestimmt. Für den Ausfluss um SMM1 ergibt sich eine Masse von $M_f \approx 18 M_\odot$ und ein dynamisches Alter von $t_d \sim 1.8 \times 10^4$ Jahren. Als Ausflussrate erhält man $\dot{M} \approx 1 \times 10^{-3} M_\odot \text{ yr}^{-1}$ und der Impulseintrag ist $F \approx 8.5 \times 10^{-3} M_\odot \text{ km s}^{-1} \text{ yr}^{-1}$. Keine der Größen wurde auf die unbekannte Inklination i des Ausflusses korrigiert, wodurch sich noch höhere Werte ergeben würden. Doch auch die vorhandenen Werte sind durchaus mit den Ausflüssen, die in anderen massereichen Sternentstehungsregionen gefunden wurden, vergleichbar (siehe z.B. Beuther et al., 2002; Zhang et al., 2005). Allerdings muss auch erwähnt werden, dass die roten bzw. blauen Flügel eine komplexe Morphologie aufweisen, und höher aufgelöste Beobachtungen erforderlich sind, um auf die tatsächliche Anzahl der treibenden Quellen zu schließen.

An der zentralen Position von SMM1 ist weder in unseren tiefen Nahinfrarot-Aufnahmen noch in Daten des Midcourse Space Experiments (MSX) im mittleren Infrarot eine Quelle auszumachen. Berücksichtigt man die hohe Säulendichte an dieser Stelle, die für ein zentral gelegenes Objekt eine Extinktion von $A_V \geq 120$ bedeuten würde, so ist dies jedoch nicht weiter verwunderlich.

Mit seiner Masse von $M \sim 75 M_\odot$ wäre SMM1 massereich genug, um einen Stern späten O-Typs und eine dazugehörige Ansammlung von masseärmeren Sternen zu bilden. Dies macht den Kern SMM1 zu einem aussichtsreichen Kandidaten für einen jungen, massereichen Protostern, der sich in einer Entwicklungsstufe vergleichbar mit der von masseärmeren Klasse 0 Objekten befindet.

4.4.2 Der massereiche prä-stellare Kern SMM2

SMM2 hat sehr niedrige Staub- und Gastemperaturen ($T \approx 12$ K), eine moderate Dichte (Zentraldichte $n(\text{H}_2) \sim 2.3 \times 10^5 \text{ cm}^{-3}$) und ist ausgedehnt (effektiver Radius $R \sim 0.5$ pc). Nach Evans et al. (2002) sind solche Bedingungen charakteristisch für die frühesten Phasen der Sternentstehung, wurden bisher jedoch nur in prä-stellaren Kernen niedriger Masse nachgewiesen.

Der dynamische Zustand des Kerns wird mithilfe des Virial-Theorems untersucht, wobei

$$E_{\text{mag}} + E_{\text{pot}} = 2(E_{\text{kin}} - E_{\text{ext}}) \quad (4.3)$$

die Voraussetzung für einen gravitativ gebundenen Kern ist. Dabei steht E_{mag} für die magnetische Energie, E_{pot} für die potentielle Energie, E_{kin} die gesamte kinetische Energie und E_{ext} für den externen Druck. Die kinetische Energie kann auch ausgedrückt werden als

$$E_{\text{kin}} = E_{\text{therm}} + E_{\text{turb}} = \frac{3}{2}NkT + \frac{3}{2}M\sigma_{\text{turb}}^2, \quad (4.4)$$

mit $\sigma_{\text{turb}}^2 = \Delta V^2 / (8 \ln 2) - kT/m$, wobei $\Delta V = 0.90 \text{ km s}^{-1}$ die Linienbreite aus den Ammoniak-Messungen ist (Abbildung 4.5) und m die Masse des NH_3 -Moleküls. Die potentielle Energie eines homogenen Ellipsoiden ist nach Liljestrom (1991)

$$E_{\text{pot}} = 3GM^2/5R. \quad (4.5)$$

Daraus ergibt sich $E_{\text{pot}} = 9.5 \times 10^{38} \text{ J}$, $E_{\text{therm}} = 3.1 \times 10^{37} \text{ J}$, und $E_{\text{turb}} = 1.2 \times 10^{38} \text{ J}$. Unter Vernachlässigung des externen Drucks und der Magnetfelder, für die im Moment keine Daten vorliegen, beläuft sich die gesamte kinetische Energie auf ca. 16% der potentiellen Energie. Dies würde bedeuten, dass SMM2 Jeans-instabil ist. Die sehr schmale Linienbreite der optisch dünnen Inversionsübergänge von Ammoniak legt nahe, dass der Grad an Turbulenz nicht so hoch ist wie in weiter entwickelten massereichen Kernen.

In der unmittelbaren Nähe des Zentrums von SMM2 befinden sich zwei Infrarot-Quellen mit sehr roten Nahinfrarot-Farben ($H - K_S = 3.7$ und $H - K_S = 4.5$). Basierend auf ihren Flüssen im NIR und MIR, die einen spektralen Index von $a = d \log(\lambda F_\lambda) / d \log(\lambda) \sim 3$ zeigen, handelt es sich bei diesen Objekten wahrscheinlich um massearme Klasse I Quellen. Die Existenz solcher jungen stellaren Objekte unterstützt zusätzlich die These, dass SMM2 auf größeren Skalen Jeans-instabil ist, und Fragmentation und die Bildung von ersten kompakten Gasklumpen bereits begonnen hat. Das macht SMM2 zu einem vielversprechenden Kandidaten für einen massereichen prä-stellaren Kern, charakteristisch für die frühesten Phasen in der Geburt von Sternen.

Es wurde vorgeschlagen (z.B. durch Evans et al., 2002), dass die frühen Phasen in der Entstehung massereicher Sterne vergleichbar mit der Geburt von massearmen Sternen sein sollten. Die hier vorgestellten Beobachtungsergebnisse liefern Hinweise dafür, dass die Anfangsbedingungen der massereichen Sternentstehung in der Tat durch sehr tiefe Temperaturen und geringe Turbulenz charakterisiert sind.

Kapitel 5

Fallstudie II: Ein massereicher protostellarer Kern mit einfallender Hülle

Die zweite Fallstudie befasst sich mit der Sternentstehungsregion ISOSS J23053+5953. Diese Region enthält zwei Molekülwolkenkerne (SMM1 und SMM2) mit einer Masse von jeweils $\sim 200 M_{\odot}$. SMM2 ist ein sehr vielversprechender Kandidat für einen extrem jungen, massereichen protostellaren Kern. Die abgeleiteten Gas- und Staubtemperaturen sind niedrig ($T \sim 17$ K) und die Linienprofile in $\text{HCO}^+(3-2)$ und $(1-0)$ werden als Einfallsignaturen gedeutet. Die Leuchtkraft und die beobachtete SED können durch die Akkretionsleuchtkraft eines kompakten Objekts erklärt werden, wie ein Vergleich mit Modellen aus zwei-dimensionalen Strahlungstransportrechnungen zeigt. Der andere Kern (SMM1) ist offenbar weiter entwickelt und ein Ort aktiver Sternentstehung. Hier konnten zahlreiche eingebettete junge stellare Objekte nachgewiesen werden. Im Gegensatz zu SMM2 bleibt er in interferometrischen Karten nicht kompakt, sondern zerfällt in drei Komponenten mittlerer Masse.

5.1 Einführung

Beobachtungen erbrachten in letzter Zeit verstärkt Hinweise darauf, dass das Akkretionszenario auch im Bereich der massereichen Sternentstehung zutrifft (Beltrán et al., 2006; Beuther et al., 2006; Puga et al., 2006; Keto & Wood, 2006). Dies wirft die Frage auf, ob auch die frühesten Phasen der massereichen Sternentwicklung denen der massearmen gleichen, d.h. ob die Anfangsbedingungen in beiden Fällen durch die Existenz von kalten ($T \lesssim 12$ K) prä-stellaren Kernen gekennzeichnet sind (Ward-Thompson, 2002). In diesem Kapitel wird über die Entdeckung eines Kandidaten für einen extrem jungen, massereichen protostellaren Kern in der Sternentstehungsregion ISOSS J23053+5953 berichtet. Diese Region befindet sich im Cepheus Molekülwolken-Komplex in einer Entfernung von ~ 3.5 kpc (Wouterloot et al., 1989, und Referenzen darin).

5.2 Beobachtungen und Datenreduktion

5.2.1 ISOPHOT Zufallsdurchmusterung

Die Position von ISOSS J23053+5953 stimmt mit der Punktquelle IRAS 23032+5937 (R.A. (2000)= $23^{\text{h}}05^{\text{m}}23^{\text{s}}.1$, DEC. (2000)= $+59^{\circ}53'52''$) überein. Der $170 \mu\text{m}$ -Fluss beträgt $F_{170\mu\text{m}} = 96_{-20}^{+90}$ Jy und wurde nach den Verfahren von Krause (2003) und Stickel et al. (2004) bestimmt. Die relativ große Unsicherheit nach oben ist dadurch bedingt, dass die Quelle nicht vollständig von dem ISOSS-Schwenk überdeckt wurde.

5.2.2 Beobachtungen im Submillimeter-Kontinuum mit SCUBA

Karten der Staubkontinuums-Emission im Submillimeter-Bereich ($450\ \mu\text{m}$ und $850\ \mu\text{m}$) wurden mit SCUBA (Holland et al., 1999) im Mai 2003 am JCMT aufgenommen. Die atmosphärischen Bedingungen waren gut ($\tau_{850\ \mu\text{m}} \sim 0.2$). Die photometrische Kalibration basiert auf Beobachtungen von Uranus, welche direkt vor den eigentlichen Aufnahmen von ISOSS J23053+5953 durchgeführt wurden. Die photometrische Genauigkeit wird auf 20% bei einer Wellenlänge von $450\ \mu\text{m}$ und auf 12% bei $850\ \mu\text{m}$ geschätzt. Die Größe der Hauptkeule beträgt $7.5''$ bei $450\ \mu\text{m}$ und $14.5''$ bei $850\ \mu\text{m}$ volle Halbwertsbreite (FWHM). Die Positioniergenauigkeit des Teleskops beträgt ca. $3''$ ($1-\sigma$).

5.2.3 Beobachtungen im nahen Infrarot

Beobachtungen im nahen Infrarot wurden am Calar Alto 3.5-m-Teleskop mit OMEGA2000 (Oktober 2003 und Oktober 2005) und OMEGA PRIME (Juli 2004) durchgeführt. Breitbandaufnahmen in den Bändern J, H und K_S haben eine Integrationszeit von jeweils 20 Minuten, eine Schmalbandaufnahme bei einer Zentralwellenlänge von $\lambda = 2.122\ \mu\text{m}$ ($\nu = 1-0\ \text{S}(1)$ Übergang von molekularem Wasserstoff) hat eine Integrationszeit von 40 Minuten. In allen Bändern betrug die Belichtungszeit der einzelnen Aufnahmen nur wenige Sekunden, dann wurde das Teleskop verfahren, um eine Subtraktion des variablen Nachthimmelshintergrunds zu ermöglichen. Das Seeing wurde zu $\sim 0.72''$ in K_S , $\sim 0.63''$ in H, $\sim 1.6''$ in J und $\sim 0.8''$ in $\text{H}_2\ 1-0\ \text{S}(1)$ bestimmt. Die Datenreduktion erfolgte mit Prozeduren und selbst geschriebenen Skripten unter IRAF. Die photometrische Kalibration basiert auf dem 2MASS Punktquellenkatalog (Cutri et al., 2003).

5.2.4 Beobachtungen mit dem SPITZER Weltraumteleskop

Die Beobachtungen mit dem SPITZER Weltraumteleskop umfassen IRAC Photometrie in allen vier zur Verfügung stehenden Bändern ($3.6\ \mu\text{m}$, $4.5\ \mu\text{m}$, $5.8\ \mu\text{m}$ und $8\ \mu\text{m}$), Photometrie mit MIPS bei Wellenlängen von $24\ \mu\text{m}$ und $70\ \mu\text{m}$, sowie niedrig auflösende Spektrophotometrie im Bereich von $52\ \mu\text{m}$ bis ca. $93\ \mu\text{m}$. Die Integrationszeiten betragen 582.4 s (IRAC), 312.5 s (MIPS $24\ \mu\text{m}$), 226.5 s (MIPS $70\ \mu\text{m}$) und $2 \times 189\ \text{s}$ (Spektrophotometrie mit MIPS SED, zwei Positionen). Als Ausgangspunkt für die weitere Datenreduktion und Analyse wurde bei den Karten die grundkalibrierten Daten (BCD) des SPITZER Science Centers (SSC) verwendet. Mit Hilfe der MOPEX Software wurden Artefakte aufgrund von kosmischen Teilchen oder Sättigungseffekten durch im Feld liegende helle Quellen entfernt. Die astrometrische Kalibration konnte ebenfalls mit MOPEX an den 2MASS Katalog angepasst und verbessert werden. Die endgültigen Bilder wurden mit selbstgeschriebenen Skripten in IRAF aus den überarbeiteten BCD Aufnahmen erzeugt. Identifikation, Extraktion und Photometrie von Punktquellen erfolgte mittels PSF- und Aperturphotometrie unter IRAF. Dabei wurden die auf der SSC Website¹ angegebenen Apertur-Korrekturen berücksichtigt.

Die relative Flusskalibration der aus den MIPS SED Aufnahmen gewonnenen Spektren wurde gegen ein kalibriertes Spektrum von $\alpha\ \text{Boo}$ durchgeführt. Die absolute Kalibration erfolgte relativ zu dem mit MIPS im $70\ \mu\text{m}$ Filter gemessenen Fluss. Die photometrische Genauigkeit wird auf ca. 2% für IRAC, 5% für MIPS bei $24\ \mu\text{m}$, 10% bei $70\ \mu\text{m}$ und 12% für den MIPS SED-Modus geschätzt.

¹<http://ssc.spitzer.caltech.edu/mips/apercorr/>

Tabelle 5.1: Linien- und Kontinuumsbeobachtungen von ISOSS J23053+5953 im (Sub)Millimeter-Bereich.

Molekül	Übergang	Frequenz [GHz]	Datum der Beobachtung	Teleskop	Keulen- größe	T_{sys} [K]
HCO ⁺	$J = 3 \rightarrow 2$	267.5576	06.11.2003	IRAM 30m	9.5''	~ 1700
H ¹³ CO ⁺	$J = 3 \rightarrow 2$	260.2555	"		9.5''	~ 1700
CO	$J = 3 \rightarrow 2$	345.7960	18.12.2004	HHT 10m	22''	~ 600
	$J = 2 \rightarrow 1$	230.5380	14.01.2006		33''	~ 750
¹³ CO	$J = 2 \rightarrow 1$	220.3987	16.01.2006		34''	~ 700
C ¹⁸ O	$J = 2 \rightarrow 1$	219.5604	"		34''	"
H ₂ CO	$3_{03} \rightarrow 2_{02}$	218.2222	18.01.2006		35''	~ 630
	$3_{22} \rightarrow 2_{21}$	218.4756	"		35''	"
CH ₃ OH	$5_0 \rightarrow 4_0 - E$	241.7002	19.01.2006		31''	~ 530
	$5_{-1} \rightarrow 4_{-1} - E$	241.7672	"		31''	"
	$5_0 \rightarrow 4_0 - A$	241.7914	"		31''	"
CO	$J = 2 \rightarrow 1$	230.5380	Jan. - März	PdBI	1.15'' × 0.87''	~ 400
1.3 mm	Kontinuum	230.5	2005		(PA = 75°)	"
HCO ⁺	$J = 1 \rightarrow 0$	89.1880	"		2.58'' × 2.16''	~ 150
3 mm	Kontinuum	89.2	"		(PA = 78°)	"

5.2.5 Moleküllinienbeobachtungen

Moleküllinienbeobachtungen wurden am IRAM-30-m-Teleskop und am Heinrich-Hertz-Teleskop durchgeführt. Die Beobachtungen umfassten dabei die Linien CO(2-1), ¹³CO(2-1), C¹⁸O(2-1), CO(3-2), HCO⁺(3-2), H¹³CO⁺(3-2), sowie Übergänge von Formaldehyd (H₂CO) und Methanol (CH₃OH). Desweiteren wurden räumlich hochauflösende Karten der Linienübergänge von CO(2-1), HCO⁺(1-0) und des 1.3 mm und 3 mm Kontinuums am Plateau-de-Bure-Interferometer gewonnen. Ein Überblick über die in dieser Fallstudie verwendeten Messungen ist in Tabelle 5.1 gegeben. Alle Daten wurden mit den Programmen CLASS, GREG und MAPPING des GILDAS Softwarepakets reduziert und kalibriert.

5.3 Ergebnisse

5.3.1 Staubkontinuum: Morphologie und Flüsse

Die SCUBA-Karten der Region ISOSS J23053+5953 sind in Abbildung 5.1.a gezeigt. Zwei kompakte Kerne im Abstand von $\approx 17''$ mit einem Positionswinkel $PA = 50^\circ$ (Nord nach Ost) sind deutlich zu erkennen. Desweiteren gibt es noch eine ausgedehnte Komponente, die insbesondere in der 850 μm Karte sichtbar ist. Aufgrund der Größe der Hauptkeule von 14.5'' (FWHM) bei einer Wellenlänge von 850 μm sind die beiden Kerne deutlich getrennt aber nicht aufgelöst. Bei 450 μm jedoch erscheint der nordöstliche Kern (SMM1) leicht ausgedehnt, während der andere Kern (SMM2) unaufgelöst bleibt.

Die Flüsse der Kerne betragen $F_{450\mu\text{m}} = 12.8 \pm 2.6$ Jy und $F_{850\mu\text{m}} = 1.65 \pm 0.25$ Jy für SMM1 und $F_{450\mu\text{m}} = 10.3 \pm 2.1$ Jy und $F_{850\mu\text{m}} = 1.51 \pm 0.23$ Jy für SMM2. Die Flussbestimmung erfolgte dabei mit den Methoden von Sandell & Weintraub (2001). Der Fluss der gesamten Region (innerhalb

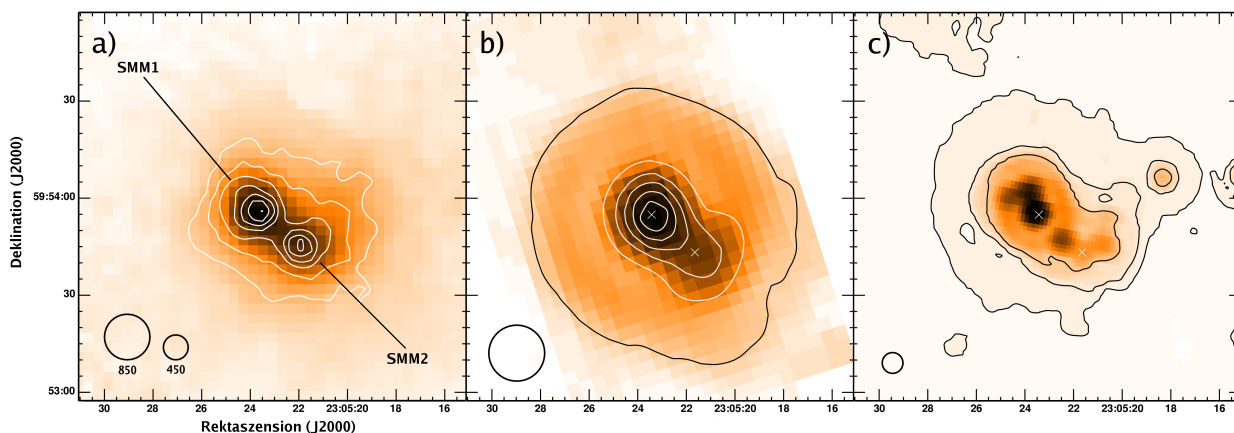


Abbildung 5.1: **a)** Karte der $850\ \mu\text{m}$ Kontinuum-Emission von ISOSS J23053+5953 aufgenommen mit SCUBA. Die Farbkodierung zeigt den Fluss auf linearer Skala mit einem Maximalwert von $1.5\ \text{Jy beam}^{-1}$. Die überlagerten Konturen zeigen die Karte bei $450\ \mu\text{m}$ in Schritten von $1\ \text{Jy beam}^{-1}$. Die Größe der Hauptkeulen (FWHM) bei 850 und $450\ \mu\text{m}$ sind als Kreise unten links gezeigt. **b)** MIPS $70\ \mu\text{m}$ -Karte in logarithmischer Farbskala. Die Konturen entsprechen Flächenhelligkeiten von $130\ \text{MJy sr}^{-1}$, $400\ \text{MJy sr}^{-1}$... $1600\ \text{MJy sr}^{-1}$ in Schritten von $400\ \text{MJy sr}^{-1}$. Die aus den interferometrischen Daten abgeleiteten Positionen von SMM1 und SMM2 sind durch weiße Kreuze gekennzeichnet. Die Halbwertsbreite der Punktverbreiterungsfunktion der MIPS $70\ \mu\text{m}$ -Beobachtungen ist unten links als Kreis eingezeichnet. **c)** Karte der Emission bei $24\ \mu\text{m}$ in logarithmischer Farbskala. Die drei Konturlinien bei 20 , 22 und $30\ \text{MJy sr}^{-1}$ heben die ausgedehnte Komponente hervor. Die Halbwertsbreite der Punktverbreiterungsfunktion für MIPS $24\ \mu\text{m}$ ist unten links als Kreis dargestellt.

einer Apertur von $90''$) ist $F_{450\ \mu\text{m}} = 34 \pm 7\ \text{Jy}$ und $F_{850\ \mu\text{m}} = 8.3 \pm 1.2\ \text{Jy}$. Der gemessene Fluss bei $850\ \mu\text{m}$ kann durch die Linienemission von CO(3-2) kontaminiert sein. Daher wurde der mögliche Beitrag dieser Linie zum Kontinuum-Fluss aus der CO(3-2)-Karte abgeschätzt. Er ist kleiner als 6% und damit innerhalb der Kalibrationsgenauigkeit.

In der $70\ \mu\text{m}$ -Karte sind die beiden Kerne mit der von MIPS erreichten Auflösung von $18''$ (FWHM) gerade noch zu trennen (Abbildung 5.1.b). Die mittels PSF-Photometrie bestimmten Flüsse betragen $F_{70\ \mu\text{m}} = 29.5 \pm 3.0\ \text{Jy}$ für SMM1 und $F_{70\ \mu\text{m}} = 11.7 \pm 1.2\ \text{Jy}$ für SMM2. Der Gesamtfluss der Region wurde mit Apertur-Photometrie zu $F_{70\ \mu\text{m}} = 44.7 \pm 4.5\ \text{Jy}$ bestimmt. Damit tragen die beiden Kerne mehr als 90% zum gesamten $70\ \mu\text{m}$ -Fluss von ISOSS J23053+5953 bei.

Abbildung 5.1.c zeigt einen Ausschnitt der MIPS $24\ \mu\text{m}$ -Karte. In der Umgebung der beiden Kerne können insgesamt sechs Punktquellen ausgemacht werden. Zwei davon befinden sich sehr nahe an den Positionen der maximalen Emission im Submillimeter-Kontinuum. Der Fluss dieser Quellen beträgt $F_{24\ \mu\text{m}} = 0.77 \pm 0.04\ \text{Jy}$ (SMM1) und $F_{24\ \mu\text{m}} = 0.050 \pm 0.004\ \text{Jy}$ (SMM2). Zusätzlich zu den Punktquellen gibt es auch noch eine ausgedehnte Emission um den zentralen Bereich von ISOSS J23053+5953. Der Gesamtfluss der Region wird zu $F_{24\ \mu\text{m}} = 1.74 \pm 0.09\ \text{Jy}$ bestimmt.

5.3.2 Staubtemperaturen und Massen

Abbildung 5.2 zeigt die spektralen Energieverteilungen für die beiden Kerne für den Wellenlängenbereich von $24\ \mu\text{m}$ bis $850\ \mu\text{m}$. In diesem Bereich ist thermische Staubemission die dominierende Komponente für die beobachteten Flüsse. Um die Staubtemperaturen und -massen zu bestimmen, wurden die Spektren zweier modifizierter Schwarzer Körper (einer warmen und einer kalten Komponente) an die Daten angepasst. Die Planckschen Energieverteilungen wurden dabei mit den aus

Tabelle 5.2: Staubtemperaturen, Gasmassen und Leuchtkräfte für die Gesamtquelle ISOSS J23053+5953 und die beiden Submillimeter-Kerne.

Quelle	Masse [M_{\odot}]	Leuchtkraft [L_{\odot}]	T_{kalt} [K]	T_{warm} [K]	$\frac{M_{\text{kalt}}}{M_{\text{total}}}$	$\frac{L_{\text{kalt}}}{L_{\text{total}}}$	M/L [M_{\odot}/L_{\odot}]
ISOSS J23053+5953	900	2100	17.1	53	> 0.99	0.72	0.43
SMM1	195	1000	19.5	51	> 0.99	0.68	0.19
SMM2	205	490	17.3	41	> 0.99	0.76	0.42

Ossenkopf & Henning (1994) entnommenen Staubopazitäten modifiziert. Als Modell wurde das für eine Staubverteilung mit dicken Eisschichten gewählt, welches bei einer Wellenlänge von $850\mu\text{m}$ eine Opazität von $\kappa_{850\mu\text{m}} = 1.0\text{ cm}^2\text{ g}^{-1}$ liefert und bei langen Wellenlängen einem Emissivitätsindex von $\beta \sim 1.8$ entspricht. Für beide Kerne konnte eine sehr gute Übereinstimmung der Anpassung mit den spektrophotometrischen Daten erreicht werden.

Die aus der Staubemission abgeleitete Gasmasse der beiden Kerne beträgt jeweils $M \approx 200 M_{\odot}$, unter der Annahme eines Gas-zu-Staub-Verhältnisses von 100. Der Hauptanteil des Staubes ist dabei kalt ($T_{\text{d}} = 19.5\text{ K}$ für SMM1 und $T_{\text{d}} = 17.3\text{ K}$ für SMM2). Die Leuchtkraft der Kerne vom mittleren Infrarot bis in den Millimeter-Bereich beträgt $L_{\text{IR}} = 1000 L_{\odot}$ (SMM1) beziehungsweise $L_{\text{IR}} = 490 L_{\odot}$ (SMM2). Für die gesamte Region ergibt sich $M = 900 M_{\odot}$ und $L_{\text{IR}} = 2100 L_{\odot}$, wobei hier auch die IRAS- und ISOSS-Flüsse berücksichtigt wurden. Tabelle 5.2 fasst die Ergebnisse zusammen.

Die Karte der $\text{C}^{18}\text{O}(2-1)$ -Linie wurde verwendet, um eine von Staubopazitäten und -temperaturen unabhängige Abschätzung für die Masse der Region zu bekommen. Strahlungstransportrechnungen zeigen, dass für Temperaturen $15\text{ K} \leq T_{\text{K}} \leq 80\text{ K}$ und Dichten $10^3\text{ cm}^{-3} \leq n(\text{H}_2) \leq 10^6\text{ cm}^{-3}$ die Säulendichte und die Intensität der $\text{C}^{18}\text{O}(2-1)$ -Linie folgendermaßen zusammen hängen (Rohlfs & Wilson, 2004, sowie dort aufgeführte Referenzen):

$$N_{\text{H}_2} = 5.3 \times 10^{21} \int T_{\text{MB}}(\text{C}^{18}\text{O}, J = 2 \rightarrow 1) dv, \quad (5.1)$$

wobei die Einheiten von dv [km s^{-1}], von T_{MB} [K] und von N_{H_2} [cm^{-2}] sind und ein Häufigkeitsverhältnis von C^{18}O zu H_2 von 3.4×10^{-7} (Wilson & Rood, 1994) angenommen wurde. Die Masse der Molekülwolke berechnet sich dann zu

$$M_{\text{H}_2} = \mu m_{\text{H}_2} d^2 \times \sum_i \Omega_i N_i(\text{H}_2), \quad (5.2)$$

wobei m_{H_2} die Masse eines Wasserstoffmoleküls, $\mu = 1.36$ die Erhöhung der Masse durch den Anteil schwererer Elemente (hauptsächlich Helium), d die Entfernung zur Quelle und Ω_i der projizierte Raumwinkel der einzelnen Kartenpunkte ist. Damit ergibt sich aus der $\text{C}^{18}\text{O}(2-1)$ -Karte eine Gesamtmasse von $M_{\text{H}_2} = 1000 \pm 200 M_{\odot}$, was sehr gut mit den Ergebnissen aus der Staubemission übereinstimmt.

5.3.3 Gastemperaturen und -dichten

Die für den Großteil des Gases und Staubes abgeleiteten tiefen Temperaturen werden durch Messungen der (J,K)=(1,1) und (2,2) Inversionsübergänge von Ammoniak (NH_3) unterstützt (Wouterloot et al., 1988). Dabei wurden Geschwindigkeitskomponenten von $v_{\text{LSR}} = -50.8\text{ km s}^{-1}$

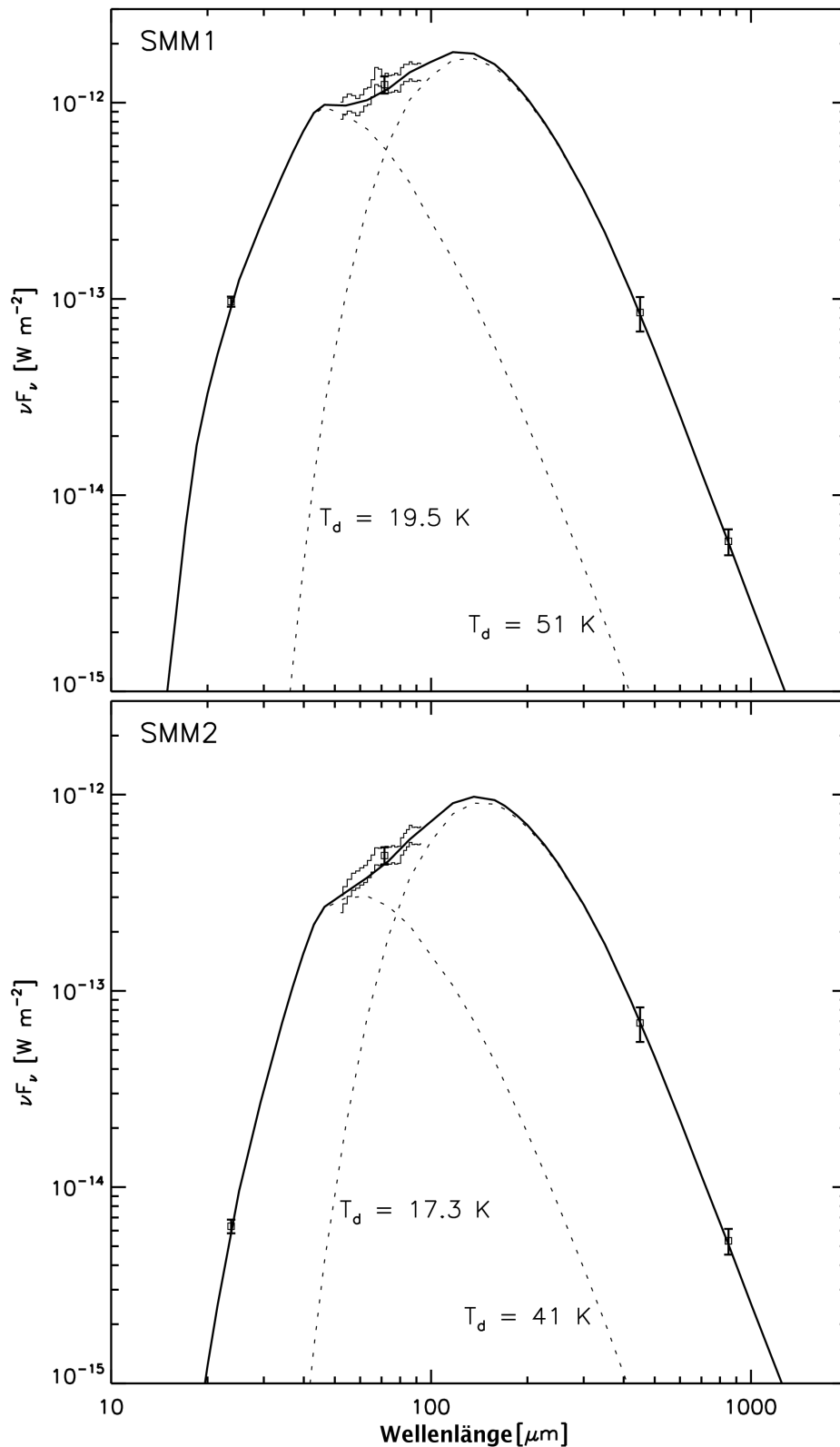


Abbildung 5.2: Spektrale Energieverteilung von SMM1 (oben) und SMM2 (unten). Die quadratischen Symbole zeigen die photometrischen Datenpunkte von MIPS bei 24 und $70\ \mu\text{m}$ und SCUBA bei 450 und $850\ \mu\text{m}$. Der mit dem MIPS SED-Modus beobachtete Bereich zwischen 52 und $93\ \mu\text{m}$ ist als gestufte Linie dargestellt ($\pm 1\text{-}\sigma$). Die durchgezogene Linie zeigt das Modell aus zwei modifizierten Schwarzen Strahlern, die gestrichelten Linien jeweils die Beiträge der warmen bzw. kalten Komponente.

Tabelle 5.3: Intensitäten und integrierte Linienflüsse der beobachteten Übergänge von Methanol (CH₃OH).

Übergang	Intensität T_{MB} [K]	$\int T_{\text{MB}}(\nu)d\nu$ [K km s ⁻¹]
$5_0 \rightarrow 4_0 - A$	1.26 ± 0.02	8.03 ± 0.08
$5_{-1} \rightarrow 4_{-1} - E$	1.05 ± 0.02	6.92 ± 0.08
$5_0 \rightarrow 4_0 - E$	0.29 ± 0.02	1.42 ± 0.08

Tabelle 5.4: Intensitäten und integrierte Linienflüsse der beobachteten Übergänge von Formaldehyd (H₂CO).

Übergang	Intensität T_{MB} [K]	$\int T_{\text{MB}}(\nu)d\nu$ [K km s ⁻¹]
$3_{03} \rightarrow 2_{02}$	0.751 ± 0.015	4.41 ± 0.08
$3_{22} \rightarrow 2_{21}$	0.136 ± 0.015	0.64 ± 0.06

und $v_{\text{LSR}} = -52.3 \text{ km s}^{-1}$ gefunden, und Gastemperaturen von $T_{\text{kin}} = 15.4 \text{ K}$ beziehungsweise $T_{\text{kin}} = 14.8 \text{ K}$ gemessen. Dies stimmt sehr gut mit den niedrigen Staubtemperaturen der kalten Komponente überein.

Um die Dichte des Gases in den Kernen von ISOSS J23053+5953 abzuschätzen, wurden Linienübergänge von Methanol (CH₃OH) analysiert. Nach Leurini et al. (2004) sind die $5_k \rightarrow 4_k$ Übergänge von CH₃OH bei $\nu = 241 \text{ GHz}$ für Temperaturen oberhalb von ca. 15 K nur sehr schwach von der Temperatur abhängig und eignen sich zur Bestimmung der räumlichen Dichte ab Werten von $n(\text{H}_2) \approx 10^5 \text{ cm}^{-3}$. Da die entsprechenden Linien am HHT zeitgleich und innerhalb eines Bandpasses beobachtet werden konnten, beeinflussen die Unsicherheiten in der absoluten spektrophotometrischen Kalibration nicht die ermittelten Dichten. Die Ausdehnung der Hauptkeule der Beobachtungen (FWHM $\sim 31''$) ist größer als der Abstand der beiden Kerne und die an den Positionen der Submillimeter-Maxima aufgenommenen Spektren zeigen die gleichen Linienverhältnisse innerhalb der Messfehler. Das Verhältnis der kombinierten Messungen für die $5_0 \rightarrow 4_0 - E$ und $5_{-1} \rightarrow 4_{-1} - E$ Linien ist $\log [T_{\text{R}}(5_0 \rightarrow 4_0)/T_{\text{R}}(5_{-1} \rightarrow 4_{-1})] = -0.56 \pm 0.04$ (siehe Tabelle 5.3). Mit einer Methanolhäufigkeit von $N(\text{CH}_3\text{OH})/\Delta\nu = 10^{14} \text{ cm}^{-2} (\text{km s}^{-1})^{-1}$ ergibt sich so eine räumliche Dichte von $n(\text{H}_2) = (2 \pm 1) \times 10^6 \text{ cm}^{-3}$.

Die zwei beobachteten Übergänge von Formaldehyd (H₂CO) sind ein gutes Werkzeug, um bei den beobachteten hohen Dichten von $n(\text{H}_2) \geq 10^5 \text{ cm}^{-3}$ Gastemperaturen im Bereich $T_{\text{K}} \leq 50 \text{ K}$ zu bestimmen (Mangum & Wootten, 1993). Dabei hängt das Verhältnis der Linien nur schwach von dem genauen Wert der Dichte ab. Beide Übergänge konnten am HHT zeitgleich und innerhalb eines Bandpasses beobachtet werden. Dadurch spielt die absolute Kalibration keine Rolle für die Bestimmung der Gastemperatur. Genau wie bei den Messungen von Methanol ist die volle Halbwertsbreite der Hauptkeule größer als der Abstand der Quellen, und die Linienverhältnisse sind identisch. Diese und die über die Geschwindigkeit integrierten Linienflüsse sind in Tabelle 5.4 zusammengefasst. Mit dem Modell von Mangum & Wootten (1993), einer Häufigkeit von $N(\text{para-H}_2\text{CO})/\Delta\nu \approx 10^{13.5} \text{ cm}^{-2} (\text{km s}^{-1})^{-1}$, einer Dichte von $n(\text{H}_2) \approx 2 \times 10^6 \text{ cm}^{-3}$ (aus den Methanol-Messungen) und dem Linienverhältnis $T_{\text{R}}(3_{03} \rightarrow 2_{02})/T_{\text{R}}(3_{22} \rightarrow 2_{21}) = 5.5^{+0.8}_{-0.6}$ erhält man eine Gastemperatur von $T_{\text{K}} = 42 \pm 10 \text{ K}$. Unter der Annahme von lokalem thermischen Gleichgewicht (engl.: local thermal equilibrium, LTE) in der Molekülwolke kann auch der integrierte Linienfluss zum Abschätzen der Temperatur verwendet werden. Mit $\int T_{\text{R}}(3_{03} \rightarrow 2_{02})d\nu / \int T_{\text{R}}(3_{22} \rightarrow 2_{21})d\nu = 6.9^{+0.8}_{-0.7}$ findet man $T_{\text{K}} = 35 \pm 3 \text{ K}$, niedriger als das vorherige Ergebnis aber innerhalb der Fehler. Beide Abschätzungen stimmen gut mit den Temperaturen der warmen Staubkomponenten aus den spektralen Energieverteilungen überein.

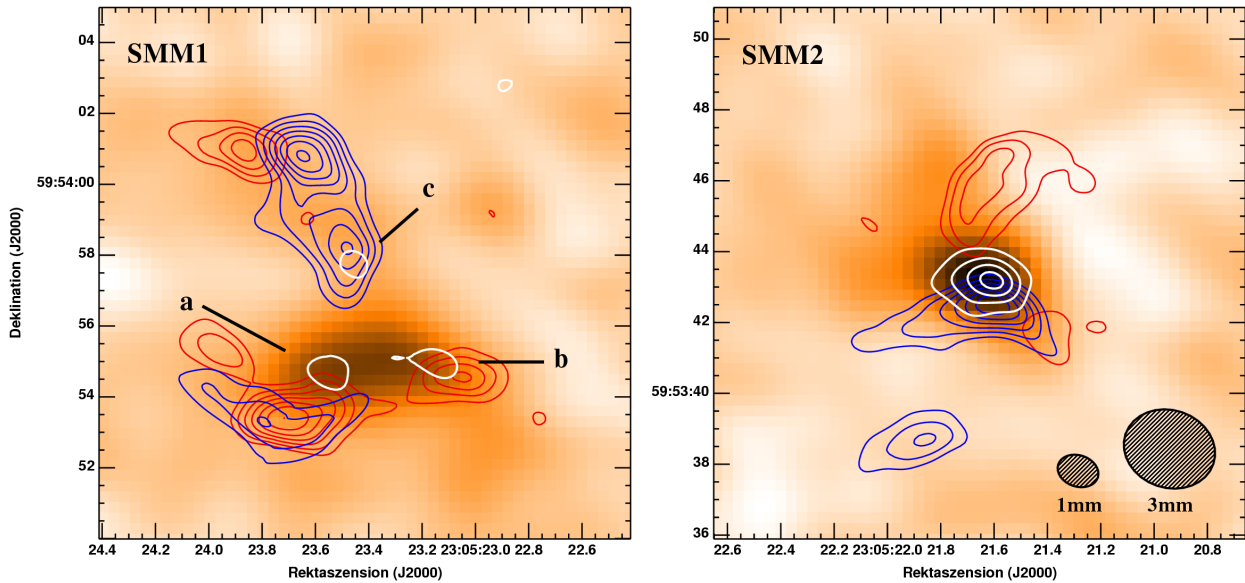


Abbildung 5.3: Mit dem PdBI aufgenommene Karten von ISOSS J23053+5953 SMM1 (links) und SMM2 (rechts). Die lineare Farbskala zeigt den Fluss im 3.4 mm Kontinuum mit einem maximalen Wert von $2.6 \text{ mJy beam}^{-1}$. Die weißen Konturen geben die Emission bei 1.3 mm Wellenlänge in Schritten von $3.7 \text{ mJy beam}^{-1}$ (entsprechend $5\text{-}\sigma$) wieder. Die blauen und roten Konturen zeigen die integrierten Linienhelligkeiten von CO(2-1) in Bereichen von $v_{\text{LSR}} = -70.5 \dots -53.5 \text{ km s}^{-1}$ beziehungsweise $v_{\text{LSR}} = -48.5 \dots -32.5 \text{ km s}^{-1}$, beginnend bei einer Intensität von 25 K km s^{-1} und weiter in Schritten von 15 K km s^{-1} . Die Größen der interferometrischen Hauptkeulen sind unten rechts dargestellt.

5.3.4 Hochaufgelöste Karten

Die mit dem PdBI aufgenommenen räumlich hochaufgelösten Karten im Millimeter-Kontinuum sind in Abbildung 5.3 gezeigt. Die Größe der synthetisierten Hauptkeule von $2.58'' \times 2.16''$ (PA = 78°) bei 3.4 mm und $1.15'' \times 0.87''$ (PA = 75°) bei 1.3 mm entspricht dabei einer räumlichen Auflösung von ca. 8250 AE beziehungsweise 3500 AE in der Entfernung der Region. Beide Kerne wurden eindeutig nachgewiesen. SMM1 ist bei 3.4 mm Wellenlänge ausgedehnt und wird bei 1.3 mm in mindestens zwei, wahrscheinlich drei voneinander getrennte Komponenten aufgelöst (SMM1a bis c). Dagegen ist der Kern SMM2 unaufgelöst bei 3.4 mm und erscheint leicht ausgedehnt bei 1.3 mm. Er lässt sich als Kombination aus einer Punktquelle mit 11 mJy und einer Gaußschen Komponente (volle Halbwertsbreite $2.5'' \times 1.6''$, entsprechend $8750 \times 5600 \text{ AU}$ (PA = 84°)) mit 34 mJy beschreiben. Die Flüsse der beiden Kerne und ihrer Komponenten sind in Tabelle 5.5 zusammengefasst.

Ausgehend von den modifizierten Planck-Kurven, die an die beobachteten SEDs der beiden Kerne angepasst wurden (siehe Abbildung 5.2), wurden die bei 1.3 mm und 3.4 mm erwarteten Gesamtflüsse bestimmt. Diese erwarteten Flüsse sind auch in Tabelle 5.5 aufgeführt. Der mit dem Interferometer gemessene Fluss von SMM1 beträgt nur ca. 6% des anhand der SCUBA Messungen erwarteten, für SMM2 sind es 12.5%. Diese Diskrepanz ist wohl dadurch bedingt, dass das Interferometer Strukturen, die größer als ca. 1/4 der Größe der Hauptkeulen der Einzelteleskope sind, herausfiltert (Stanimirovic, 2002). Mit der etwas schlechteren Auflösung bei 3.4 mm werden 40% bis 60% der aus den Einzelteleskopaufnahmen erwarteten Flüsse gemessen. In Tabelle 5.5 sind außerdem die den einzelnen Komponenten der Kerne zugeordneten Massen angegeben, wie sie aus den 1.3 mm Flüssen abgeleitet wurden.

Tabelle 5.5: Erwartete und gemessene Flüsse und Massen für SMM1 und SMM2 und ihre Komponenten.

Quelle	erwarteter Fluss [mJy]		gemessener Fluss [mJy]		Masse [M_{\odot}]
	1.3 mm	3.4 mm	1.3 mm	3.4 mm	
SMM1	400	15	25	8.7	12
... a			9.0		4.4
... b			9.1		4.4
... c			5.5		2.7
SMM2	360	14	45	5.4	26
... kompakt			11		6.5
... Gauß			34		19.5

Tabelle 5.6: Parameter der gefundenen Ausflüsse.

Quelle	M_f [M_{\odot}]	$ P_f $ [$M_{\odot} \text{ km s}^{-1}$]	E_{kin} [$M_{\odot} \text{ km}^2 \text{ s}^{-2}$]
SMM1a	1.69	16.1	78
SMM1c	1.84	14.7	72
SMM2	1.58	13.9	71

5.3.5 Dynamik des Gases

In den PdBI CO(2-1)-Karten sind bis zu drei molekulare Ausflüsse zu identifizieren, wobei eine bipolare Struktur um SMM2 am klarsten hervortritt (siehe Abbildung 5.3). Die Masse der Ausflüsse M_f , ihr mechanischer Impuls P_f und die kinetische Energie E_{kin} wurden nach dem in Henning et al. (2000a,b) angewendeten Verfahren bestimmt. Die Ermittlung der Masse erfolgte dabei nach Gleichung (5.2), mit einer H_2 -Säulendichte von $N(\text{H}_2)(\text{cm}^{-2}) = 3 \times 10^{20} \int T_{\text{MB}} \text{d}\nu$ (Osterloh et al., 1997). Tabelle 5.6 fasst die Ergebnisse zusammen.

Die Spektren der $\text{HCO}^+(3-2)$ - und $\text{H}^{13}\text{CO}^+(3-2)$ -Übergänge sind in Abbildung 5.4 gezeigt. Die Winkelauflösung der Beobachtungen von ca. $9.5''$ erlaubt dabei eine Trennung der Linienemission der beiden Kerne. Für beide Kerne wird in der optisch dicken $\text{HCO}^+(3-2)$ -Linie eine rotverschobene Selbstabsorption relativ zur optisch dünnen $\text{H}^{13}\text{CO}^+(3-2)$ -Linie beobachtet. Solch ein Profil wird erwartet, wenn sich das Gas in einem Kern auf das Zentrum desselben zubewegt (Choi, 2002). Dies legt nahe, dass beide (Sub)Millimeter-Kerne Einfall von umgebenden Material zeigen und kollabieren.

Ein ähnliches Linienprofil wurde für SMM2 mit dem PdBI auch im $\text{HCO}^+(1-0)$ -Übergang gemessen (siehe Abbildung 5.5). Die Messungen können daher als Hinweis auf eine Einfallbewegung von Gas auch bis zu kleinen Skalen ($\sim 8500 \text{ AE}$), z.B. auf den im Millimeter-Kontinuum entdeckten, kompakten Kern, gedeutet werden. Bei SMM1 hingegen wird das mit IRAM beobachtete großräumige Profil nicht in den interferometrischen $\text{HCO}^+(1-0)$ -Spektren reproduziert.

5.3.6 Aktive Sternentstehung

Aufnahmen von ISOSS J23053+5953 im mittleren Infrarot mit IRAC und im nahen Infrarot mit OMEGA2000 bzw. OMEGA PRIME sind in Abbildung 5.6 dargestellt. Diese Bilder zeigen mehrere junge stellare Objekte, die insbesondere in den IRAC-Daten hervortreten. Eine Klassifikation dieser Objekte anhand ihrer Infrarot-Farben folgt in Abschnitt 6.4. Die deutlich leuchtkräftigeren YSOs befinden sich in der Umgebung von SMM1.

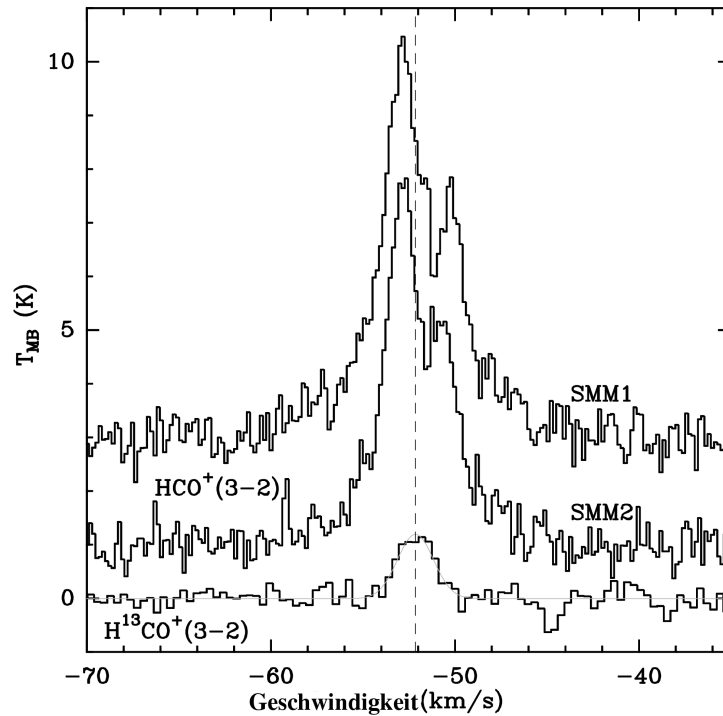


Abbildung 5.4: Spektren der $\text{HCO}^+(3-2)$ - und $\text{H}^{13}\text{CO}^+(3-2)$ -Linien von SMM1 und SMM2. Die $\text{HCO}^+(3-2)$ -Spektren von SMM1 und SMM2 wurden um 3 K beziehungsweise 1 K nach oben verschoben. Die graue Linie zeigt eine Gauß-Anpassung an das Spektrum des optisch dünnen $\text{H}^{13}\text{CO}^+(3-2)$ -Übergangs. Die gestrichelte vertikale Linie markiert die Zentralgeschwindigkeit von $v_{\text{LSR}} = -52.127 \pm 0.095 \text{ km s}^{-1}$. Beide Kerne zeigen eine rotverschobene Selbstabsorption in der $\text{HCO}^+(3-2)$ Linie.

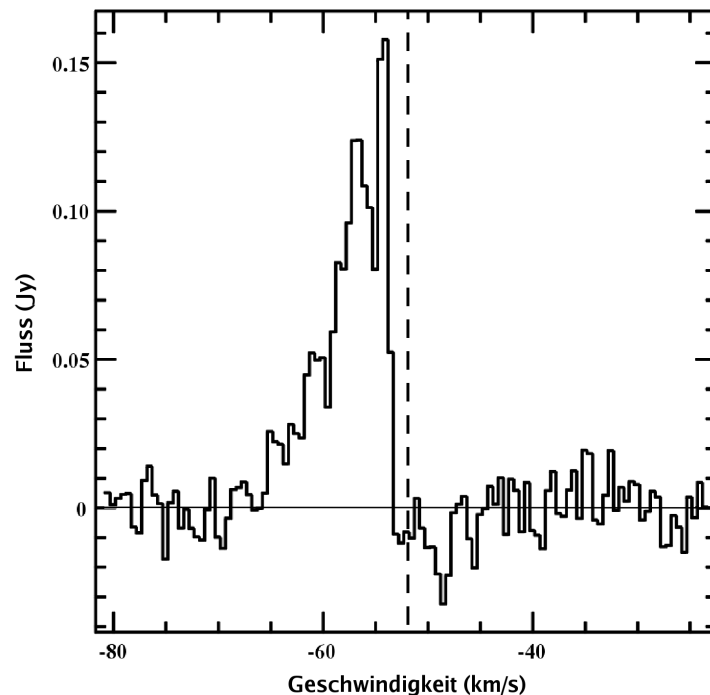


Abbildung 5.5: Das Spektrum der $\text{HCO}^+(1-0)$ -Linie an der Position von SMM2, gemessen mit dem PdBI, zeigt eine sehr ausgeprägte rotverschobene Selbstabsorption. Die gestrichelte vertikale Linie markiert die Zentralgeschwindigkeit des optisch dünnen $\text{H}^{13}\text{CO}^+(3-2)$ -Übergangs aus Abbildung 5.4.

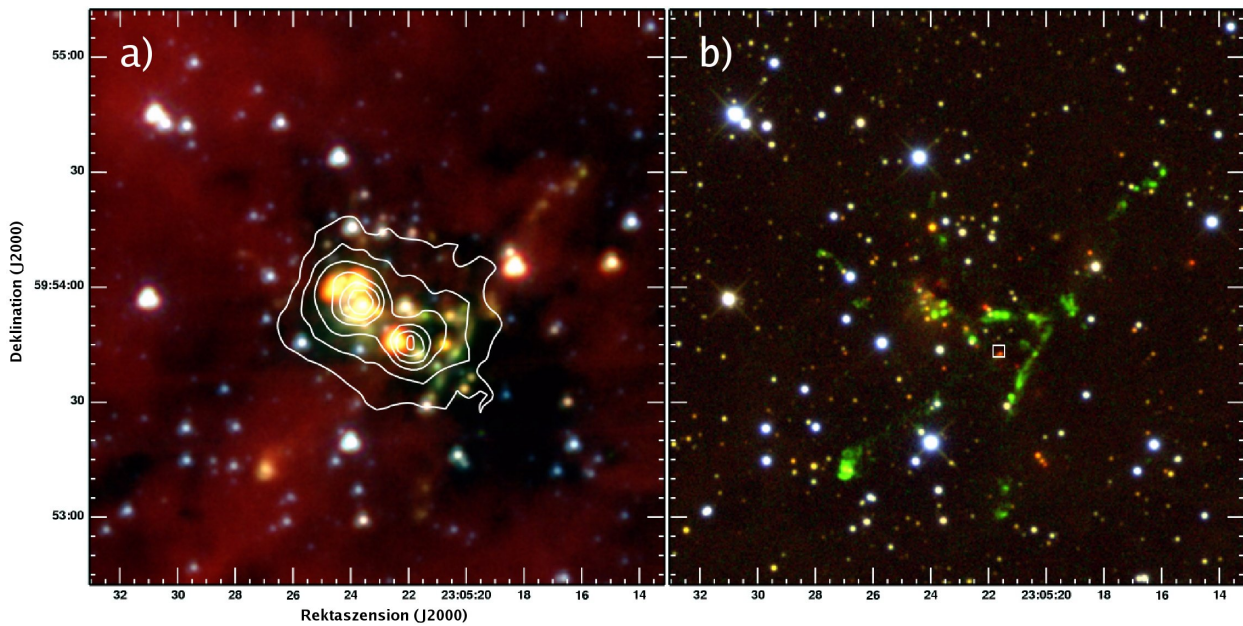


Abbildung 5.6: **a)** Farbkomposit der Region um ISOSS J23053+5953 erzeugt aus den IRAC-Aufnahmen in allen vier photometrischen Bändern. Dabei entsprechen die Wellenlängen 3.6 , 4.5 , 5.8 und $8\ \mu\text{m}$ den Farben Blau, Grün, Orange und Rot. Die weißen Konturen zeigen die $450\ \mu\text{m}$ Kontinuum-Emission mit den gleichen Schritten wie in Abbildung 5.1. **b)** Farbkomposit aus den Nahinfrarot-Aufnahmen, wobei die Bänder J, H und K_S den Farben Blau, Grün und Rot entsprechen. Die Emission der mit einem Schmalbandfilter aufgenommenen H_2 -Linie ($\lambda = 2.122\ \mu\text{m}$) ist grün überlagert. Der weiße Kasten zeigt die zentrale Position von SMM2, abgeleitet aus den PdBI Kontinuum Daten.

Die Aufnahmen zeigen außerdem die Existenz von zahlreichen Ausflüssen und Jets, die von einigen der Infrarot-Quellen ausgehen. Diese Jets können insbesondere im nahen Infrarot durch die Emission von geschocktem molekularem Wasserstoff im H_2 -Übergang $1-0\ \text{S}(1)$ verfolgt werden. Ein besonders ausgeprägter bipolarer Jet geht von einem YSO im Westen von ISOSS J23053+5953 aus (R.A. (2000)= $23^{\text{h}}05^{\text{m}}18^{\text{s}}.3$, DEC. (2000)= $+59^{\circ}54'05''$). Dieser hat eine Länge von ca. $2\ \text{pc}$ und wird sowohl im NIR als auch mit IRAC beobachtet, hier am ausgeprägtesten im $4.5\ \mu\text{m}$ -Band.

5.4 Diskussion

Mit einem Masse-zu-Leuchtkraft-Verhältniss von $M/L = 0.43\ M_{\odot}/L_{\odot}$ und Gesamtmasse $M = 900\ M_{\odot}$ ist ISOSS J23053+5953 eine massereiche Sternentstehungsregion in einem frühen Entwicklungszustand. Die zwei in ihr entdeckten (Sub)Millimeter-Kerne SMM1 und SMM2 haben eine hohe Masse ($M \sim 200\ M_{\odot}$) und der überwiegende Anteil von Gas und Staub ist kalt ($T \lesssim 19\ \text{K}$). Die gemessenen spektralen Energieverteilungen der Kerne enthalten Datenpunkte im Mittel- und Ferninfrarot, welche mit einer Auflösung gewonnen wurden, die mit der der Submillimeter-Messungen vergleichbar ist. Durch diese Datenpunkte auf dem Wienschen Teil der SEDs ist eine genaue Bestimmung der Staubtemperaturen möglich.

5.4.1 Der Submillimeter-Kern SMM1

In den mit IRAM gewonnenen Spektren der $\text{HCO}^+(3-2)$ -Linie zeigen beide Kerne Signaturen von Einfall. SMM1 wird mit dem PdBI jedoch in drei kompakte Objekte aufgelöst, weshalb nicht

eindeutig ist, ob das beobachtete Profil tatsächlich von einfallendem Gas herrührt, oder vielmehr ein Überlagerungseffekt der Profile der verschiedenen Quellen bei leicht unterschiedlichen Zentralgeschwindigkeiten ist. Das Vorhandensein von mehreren leuchtkräftigen Infrarot-Quellen in der Nähe dieses Kerns legt nahe, dass SMM1 ein Ort aktiver Sternentstehung ist (siehe Abbildungen 5.1.c und 5.6).

5.4.2 Der massereiche protostellare Kern SMM2

Im Gegensatz zu SMM1 ist SMM2 ein vielversprechender Kandidat für einen extrem jungen, massereichen protostellaren Kern. Aufgrund der Interferometriedaten kann SMM2 als kompakter Millimeter-Kern mit einer zusätzlichen zweidimensionalen Gaußschen Komponente ($R_{\text{maj}} = 4400$ AU und $R_{\text{min}} = 2800$ AU) beschrieben werden. Die Masse innerhalb dieses Radius ist $M = 26 M_{\odot}$. Unter der Annahme eines oblaten Ellipsoiden als Geometrie des Kerns ergibt sich eine räumliche Dichte von $n(\text{H}_2) = 1.5 \times 10^7 \text{ cm}^{-3}$. Die Säulendichte im Zentrum der Millimeter-Emission ($F_{1.3\text{mm}} = 17 \text{ mJy beam}^{-1}$) beträgt mindestens $N(\text{H}_2) = 1.3 \times 10^{24} \text{ cm}^{-2}$. SMM2 zeigt ein für einfallendes Gas charakteristisches Linienprofil, sowohl in Einzelteleskop- als auch in interferometrischen Aufnahmen. Der rote Flügel der $\text{HCO}^+(1-0)$ -Linie ist vollkommen unterdrückt (Abbildung 5.5), was als Resultat des einfallenden Gases interpretiert wird. Die im Vergleich zur $\text{HCO}^+(3-2)$ -Linie deutlich stärker ausgeprägte Selbstabsorption wird mit der niedrigeren kritischen Dichte des (1-0)-Übergangs erklärt. Desweiteren befindet sich um SMM2 ein bipolarer molekularer Ausfluss, nachgewiesen in der PdBI CO(2-1)-Karte. Im Vergleich zur hohen Masse des zentralen Objekts ist die abgeleitete Masse und der Impuls für diesen Ausfluss recht gering. Es muss jedoch berücksichtigt werden, dass das Interferometer größere Strukturen herausfiltert. Daher kann nicht der gesamte Linienfluss rekonstruiert werden (Choi et al., 2004) und somit sind auch die abgeleiteten Massen und Impulse geringer.

In der Nähe des Zentrums von SMM2 befindet sich eine Infrarot-Quelle, die in H und K_S , sowie allen vier IRAC Bändern nachgewiesen wird (Abbildung 5.6). Berücksichtigt man die Genauigkeit der Astrometrie der Nahinfrarot-Aufnahmen ($\sim 0.1''$ rms) und der PdBI-Beobachtungen ($\sim 0.15''$ rms), so liegt die Quelle mehr als $2\text{-}\sigma$ vom Millimeter-Kern entfernt. Dennoch kann damit nicht ausgeschlossen werden, dass sie das NIR/MIR Gegenstück zu SMM2 ist. Die gemessene H- K_S Farbe von 2.22 mag würde für einen Hauptreihenstern frühen Spektraltyps (O, B oder A) nach dem Extinktionsgesetz von Rieke & Lebofsky (1985) eine optische Extinktion von $A_V \approx 37$ mag bedeuten. Die mit dieser Extinktion entrötete SED kann bis $5 \mu\text{m}$ Wellenlänge gut durch ein Kurucz Modell (1979) für einen B2.5V Stern ($T_{\text{eff}} = 20000 \text{ K}$, $\log(g) = 4.0$) in einer Entfernung von 3.5 kpc beschrieben werden (siehe Abbildung 5.7). Ausnahme sind die Datenpunkte bei 5.8 und $8 \mu\text{m}$, die ungefähr einen Faktor zwei über dem Kurucz-Modell liegen. Ein solcher Stern hätte jedoch eine Leuchtkraft von $L \sim 2100 L_{\odot}$ (de Jager & Nieuwenhuijzen, 1987), was nicht mit der beobachteten Leuchtkraft des Kerns von $L \sim 490 L_{\odot}$ in Einklang zu bringen ist. Desweiteren entspricht die für das Zentrum von SMM2 abgeleitete Säulendichte $N(\text{H}_2) = 1.3 \times 10^{24} \text{ cm}^{-2}$ einer optischen Extinktion von $A_V \sim 350$ mag, wenn man eine sphärische Dichteverteilung und ein Gas-zu-Staub-Verhältnis von $N_{\text{H}}/A_V = 1.87 \times 10^{21} \text{ cm}^{-2} \text{ mag}^{-1}$ annimmt (Savage & Mathis, 1979). Die abgeleitete Extinktion von $A_V = 37.1$ mag für einen Hauptreihenstern würde dann implizieren, dass dieser nicht im Zentrum liegen und somit auch nicht das Gegenstück zu SMM2 sein kann. Eine andere Möglichkeit ist, dass die Dichteverteilung im Zentrum der Form eines Torus bzw. einer Scheibe folgt, und man daher durch einen relativ freien Bereich in den Kern hineinschauen kann.

Eine andere Erklärungsmöglichkeit für die beobachtete Infrarot-Quelle wäre, dass es sich um einen jungen T Tauri Stern mit Akkretionsscheibe handelt. Mit den empirisch ermittelten

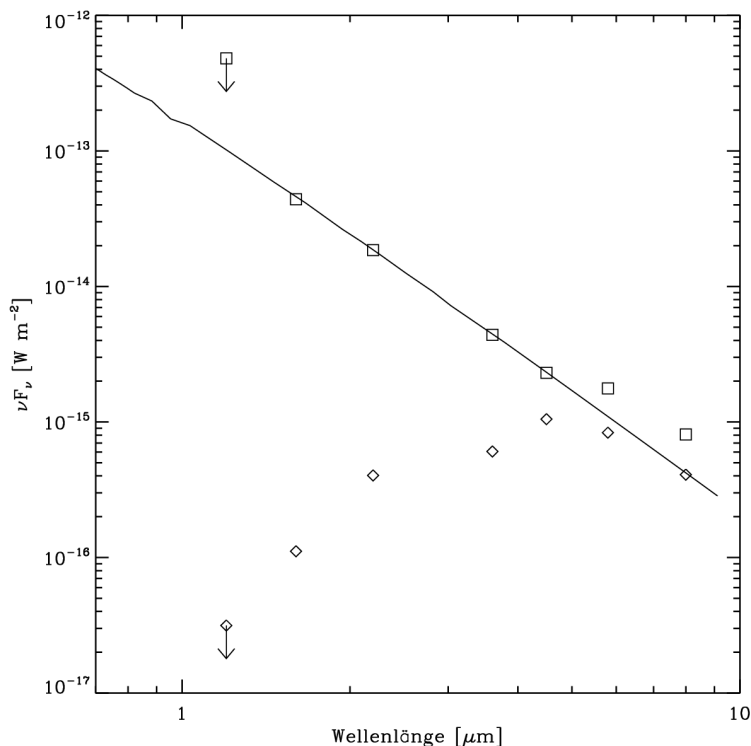


Abbildung 5.7: SED des Gegenstück-Kandidaten zu SMM2 im nahen und mittleren Infrarot (Rauten). Die mit $A_V = 37.1$ mag entröteten Flüsse sind als offene Quadrate dargestellt. Der Fluss bei $\lambda = 1.2 \mu\text{m}$ (J-Band) ist eine obere Grenze ($3\text{-}\sigma$). Die Linie zeigt das Kurucz Modell für einen B2.5V Stern in einer Entfernung von 3.5 kpc.

Beziehungen von Carpenter et al. (1993) für T Tauri Sterne, $\log(M) = -0.24M_K + 0.24$ und $\log(M) = -0.25M_H + 0.44$, ergibt sich eine Extinktion von $A_V \sim 23$ mag und eine Masse für ein solches Objekt von $M \sim 1.2 M_\odot$. Die Leuchtkraft wäre dann $L \leq 6 L_\odot$ (Calvet et al., 2004) und könnte somit nicht annähernd die Leuchtkraft von SMM2 erklären, jedoch die beobachteten Flüsse bis 8 μm Wellenlänge.

Die Schlussfolgerung ist daher die folgende: die NIR-Quelle in der Nähe von SMM2 ist wahrscheinlich nicht das Gegenstück eines tief eingebetteten Protosterns, sondern ein junges stellares Objekt mittlerer Masse, welches sich in den Randgebieten des Kerns befindet. Die scheinbare Nähe zum Zentrum des Millimeter-Kerns wäre somit nur ein Projektionseffekt. Aber wenn die beobachtete Leuchtkraft nicht von einem bereits entwickelten Protostern oder gar einem Hauptreihenstern herrührt, was ist dann ihr Ursprung? Eine Möglichkeit wäre die Heizung der dort liegenden Staubwolken durch das externe Strahlungsfeld um SMM2, welches aufgrund der in der Nähe befindlichen YSOs und anderer, teilweise recht weit entwickelter Sternentstehungsregionen deutlich höher sein dürfte als das mittlere Strahlungsfeld in der Milchstraße. Jedoch konnten Modelle für einen extern geheizten Kern, die mit Hilfe des MC3D-Strahlungstransport-Programms von Wolf (2003) gerechnet wurden, die beobachtete SED nicht reproduzieren. Die andere Möglichkeit wäre die Akkretionsleuchtkraft eines noch sehr tief eingebetteten Protosterns.

Die HCO^+ -Spektren deuten auf die Bewegung von Gas in Richtung des Zentrum des Kerns hin. In den frühen Phasen seiner Entwicklung wird die Leuchtkraft eines Protosterns hauptsächlich durch Freisetzung potentieller Energie und Akkretion erzeugt. Die generierte Leuchtkraft hängt dabei von der Masse des Kerns bzw. Protosterns und der Akkretionsrate \dot{M}_* ab (Palla & Stahler,

1992) und beläuft sich auf

$$L_{\text{acc}} = \frac{f_{\text{acc}} G M_*(t) \dot{M}_*(t)}{R_*(t)}, \quad (5.3)$$

wobei G die Gravitationskonstante ist, M_* die Masse der Protosterns/Kerns, R_* dessen Radius, \dot{M}_* die Akkretionsrate und $f_{\text{acc}} \approx 0.5$ ein Faktor mit dem berücksichtigt wird, dass Teile der umgesetzten Energie dazu verwendet werden, um einen Ausfluss zu treiben. Die Masse, Akkretionsrate und der Radius sind zeitabhängige Größen. Durch Vergleich mit Modellen von McKee & Tan (2003) für die protostellare Entwicklung findet man, dass die beobachtete Leuchtkraft, Masse und Oberflächendichte $\Sigma \approx 6 \text{ g cm}^{-2}$ des Kerns einer massereichen protostellaren Molekülwolke entspricht, die einen sich bildenden Protostern enthält.

Um die Eigenschaften des protostellaren Kerns und seiner zentralen Quelle näher zu untersuchen, wurde die beobachtete SED mit zweidimensionalen Strahlungstransportrechnungen verglichen. Robitaille et al. (2006) haben mit dem Monte-Carlo-Code von Whitney et al. (2003) SEDs für über 20000 junge stellare Objekte bei jeweils zehn verschiedenen Inklinationen der Akkretionsscheibe gerechnet. Nur für ein Modell (ID 3000552) konnte eine sehr gute Übereinstimmung gefunden werden (siehe Abbildung 5.8). Danach handelt es sich bei dem Zentralobjekt um einen sehr jungen ($t \sim 5000$ Jahre) Protostern mit einer momentanen Masse von $M_* \sim 4.6 M_{\odot}$, einem Radius $R_* \sim 33 R_{\odot}$ und einer Oberflächentemperatur $T_{\text{eff}} \sim 4200 \text{ K}$. Er ist von einer Scheibe umgeben, die unter einem Winkel von $i \sim 32^\circ$ gesehen wird. Die Einfallrate des umgebenden Kerns ist mit $\dot{M}_{\text{Kern}} = 2.1 \times 10^{-3} M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$ recht hoch und spricht für ein weiteres Wachstum des zentralen Objekts.

Um ein Gefühl für die Qualität der Ergebnisse zu bekommen, wurden auch die Parameter der zehn nächstbesten Modelle betrachtet. Bei allen ergab sich die Masse des Protosterns zu $M \geq 4 M_{\odot}$ und ein Alter von $t < 3.6 \times 10^4$ Jahren. Dies unterstützt den Befund, dass es sich bei SMM2 um einen sehr jungen und massereichen protostellaren Kern handelt. Die beobachteten Einfallprofile auf kleinen Skalen und die molekularen Ausflüsse sprechen dabei für das Szenario des gravitativen Kollaps eines kohärenten Kerns und gegen das Modell der konkurrierenden Akkretion und Verschmelzung.

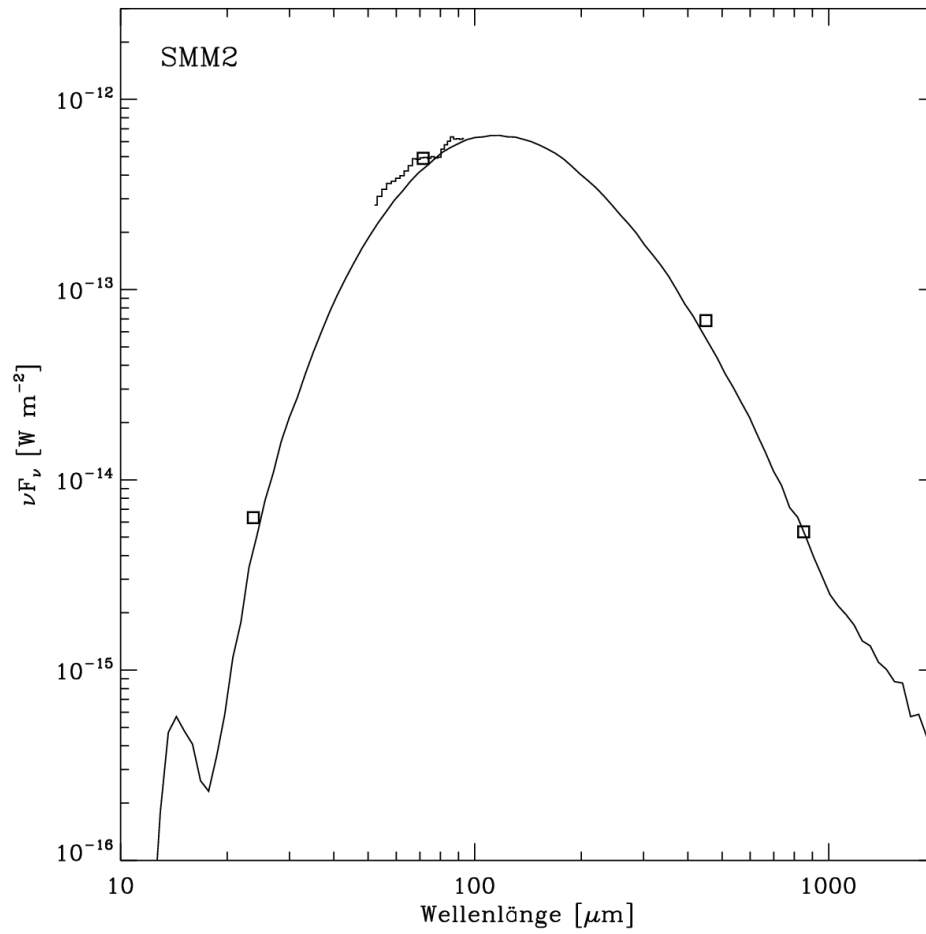


Abbildung 5.8: SED von SMM2 (Quadrate und Histogrammlinien) und Anpassung mit dem Modell ID 3000552 aus Robitaille et al. (2006) für eine Inklination von $i \approx 32^\circ$ (durchgezogene Linie).

Kapitel 6

Zusammenfassung der Nachfolgebeobachtungen der ISOSS-Sternentstehungsregionen

Dieses Kapitel fasst die Ergebnisse der Nachfolgebeobachtungen der ca. 50 kalten ISOSS-Sternentstehungsregionen zusammen. Messungen des thermischen Staubkontinuums im (Sub)Millimeter-Bereich zeigen kompakte Kerne in allen studierten Quellen. Aus den Daten der am HHT durchgeführten CO(3-2)-Durchmusterung werden Entfernungen und Massen der Regionen abgeschätzt. Anhand der Nahinfrarot-Aufnahmen mit OMEGA2000 wurden Extinktionskarten von 22 Gebieten erstellt. Beobachtungen im mittleren Infrarot mit IRAC enthüllen eine Reihe von eingebetteten jungen stellaren Objekten in den acht mit SPITZER studierten Regionen. Eine Klassifizierung dieser Objekte erfolgt anhand der Farben im mittleren Infrarot. Beobachtungen im fernen Infrarot ermöglichen eine Bestimmung von Temperatur und Masse der kompakten (Sub)Millimeter-Kerne. Einige dieser Objekte zeigen Einfall von Gas sowie molekulare Ausflüsse. Von insgesamt drei Kernen wurden Beobachtungen am PdB-Interferometer mit hoher räumlicher Auflösung durchgeführt. Zum Schluss werden die ersten Daten der IRS Beobachtungen vorgestellt sowie die Eignung des ISOSS zum Aufspüren junger, massereicher Sternentstehungsregionen diskutiert. In Tabelle 6.1 sind die Beobachtungen und ihre Ziele zusammengefasst.

6.1 (Sub)Millimeter-Morphologie der ISOSS-Quellen

Ein Ziel der Beobachtungen im (Sub)Millimeter-Bereich war das Studium der Morphologie der kalten ISOSS-Sternentstehungsregionen. Durch die Winkelauflösung von IRAS bzw. ISOSS von ca. 90'' FWHM konnten die Quellen nicht aufgelöst werden. Bodengebundene Teleskope ermöglichen durch ihre großen Hauptspiegel höhere Auflösungen.

Bei allen nachgewiesenen ISOSS-Quellen fand sich eine ausgedehnte Emissionskomponente und mindestens ein kompakter Kern. Als exemplarisches Beispiel ist in Abbildung 6.1 die Sternentstehungsregion ISOSS J04225+5150 bei den drei Wellenlängen 450 μm , 850 μm und 1.2 mm gezeigt. In dieser Region befinden sich gleich drei kompakte Kerne.

Die Detektion dieser Kerne ermöglichte einen Teil der weiteren Nachfolgebeobachtungen, insbesondere die Untersuchung ihres dynamischen Zustands mit Hilfe von Moleküllinienmessungen (siehe Abschnitt 6.6.2). Zusammen mit den Beobachtungen im mittleren und fernen Infrarot war außerdem eine genaue Bestimmung der Temperaturen und Massen dieser Kerne möglich (siehe Abschnitt 6.5.2).

Tabelle 6.1: Nachfolgebeobachtungen und ihre Ziele

Beobachtung	Anzahl der Objekte	Ziele
(Sub)Millimeter-Kontinuum	40 Regionen	Morphologie und Nachweis prä- oder protostellarer Kerne; Bestimmung von Säulendichten und Massen
CO(3-2)-Durchmusterung	99 Regionen	Morphologie; Abschätzung von Säulendichten und Massen; Nachweis von Ausflüssen
Nahinfrarot-Aufnahmen	22 Regionen	Nachweis junger stellarer Objekte und Jets; Erstellung von Extinktionskarten
IRAC-Beobachtungen	8 Regionen	Nachweis und Klassifizierung junger stellarer Objekte
MIPS 24 μm -Beobachtungen	8 Regionen	Nachweis tief eingebetteter Protosterne und Kandidaten für prä-stellare Kerne
MIPS 70 μm -Beobachtungen	8 Regionen	Morphologie im FIR; Bestimmung von Temperaturen und Massen
MIPS SED-Beobachtungen	13 Kerne in 8 Regionen	Bestimmung von Temperaturen und Massen der Kerne
Moleküllinien-Beobachtungen	28 Kerne in 17 Regionen	Bestimmung der Dichte; Anregungszustände; Gas-Dynamik/Einfall
Interferometrie	3 Kerne in 2 Regionen	Morphologie, Fragmentation, Ausflüsse und Einfall mit hoher räumlicher Auflösung
IRS-Spektroskopie	6 Protosterne in 4 Regionen	Bestimmung der Massen, Leuchtkräfte und Alter der Protosterne

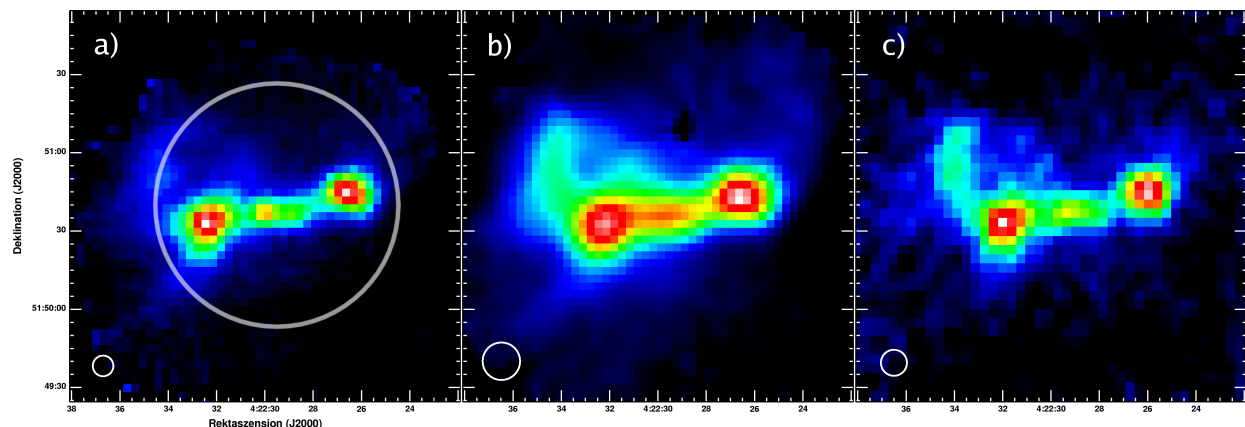


Abbildung 6.1: Die Sternentstehungsregion ISOSS J04225+5150 bei **a)** 450 μm , **b)** 850 μm und **c)** 1.2 mm. Neben den drei kompakten Kernen ist eine ausgedehnte Emissionskomponente auszumachen. Die Größen (FWHM) der Hauptkeulen sind jeweils unten links dargestellt. Der große Kreis in Feld a) deutet die Größe der Punktverbreiterungsfunktion der ISOPHOT Zufallsdurchmusterung an ($\sim 90''$ FWHM).

6.2 Massenbestimmung aus den CO-Karten

Die Entfernungsbestimmung der in CO(3-2) kartierten 99 ISOSS-Regionen wurde analog zu dem in Abschnitt 2.2 Verfahren durchgeführt: aus den Spektren wurde die Zentralgeschwindigkeit der CO(3-2)-Emission ermittelt und aus dieser nach dem galaktischen Rotationsmodell von Brand & Blitz (1993) die kinematische Entfernung bestimmt. Bei zwei Lösungen wurde nach dem Verfahren von Herbst & Sawyer (1981) die Anzahl der Vordergrundsterne benutzt, um zwischen den beiden Möglichkeiten zu unterscheiden. Bei nach dem Rotationsmodell verbotenen Radialgeschwindigkeiten wurde die Tangentialgeschwindigkeit der beobachteten Region zur Entfernungsbestimmung eingesetzt.

Um die Masse der Regionen abschätzen zu können, wurde der integrierte Linienfluss in den Karten betrachtet. Da der CO(3-2) Übergang bei hohen Dichten optisch dick wird, ist eine exakte Bestimmung der Masse schwierig. Vergleiche mit Karten des bis zu hohen Dichten optisch dünnen C¹⁸O(2-1)-Übergangs zeigten jedoch, dass es in den meisten Fällen eine gute Übereinstimmung der integrierten Linienemissionen gab.

Dieser Befund wurde mit einem Programm für molekulare Strahlungstransportrechnungen von van der Tak¹ quantitativ nachgeprüft. Für mittlere räumliche Dichten ($10^4 \text{ cm}^{-3} \leq n(\text{H}_2) \leq 10^6 \text{ cm}^{-3}$) und niedrige Temperaturen ($15 \text{ K} \leq T_{\text{kin}} \leq 30 \text{ K}$) ist der beobachtete integrierte Linienfluss annähernd proportional zur Säulendichte $N(\text{H}_2)$. Durch Vergleich der Karten in C¹⁸O(2-1) und CO(3-2) und mit Gleichung (5.1) ergibt sich

$$N(\text{H}_2) \approx 1.5 \times 10^{20} \int T_{\text{MB}}(\text{CO}, J = 3 \rightarrow 2) dv, \quad (6.1)$$

wobei T_{MB} die Antennentemperatur in Kelvin ist. Der Konversionsfaktor vor dem Integral ist um einen Faktor ~ 3 unsicher. Die Bestimmung der Massen erfolgt mit der Gleichung

$$M_{\text{H}_2} = \mu m_{\text{H}_2} d^2 \times \sum_i \Omega_i N_i(\text{H}_2). \quad (6.2)$$

Die Entfernungen zu den Quellen und die aus den Karten abgeleiteten Größen d.h. der maximale integrierte Linienfluss, die maximale Säulendichte, die über den Raumwinkel aufsummierte Säulendichte und die Masse jeder einzelnen Sternentstehungsregion sind in Tabelle 6.2 zusammengefasst.

Tabelle 6.2: Entfernung, maximale integrierte Antennentemperatur und abgeschätzte Masse der 99 am HHT in CO(3-2) kartierten ISOSS-Sternentstehungsregionen.

Quelle ISOSS...	v_{LSR} [km s ⁻¹]	Entfernung [kpc]	$\max(\int T_{\text{MB}} dv)$ [K km s ⁻¹]	$\max(N(\text{H}_2))$ [$\times 10^{21} \text{ cm}^{-2}$]	$\sum_i \Omega_i N_i(\text{H}_2)$ [$\times 10^{-5} \text{ cm}^{-2}$]	Masse [M_{\odot}]
..J00018+6337	-59.6	6.0	14.7	2.2	1.7	200
..J00154+6114	-39.0	3.7	123.7	18.6	34.4	1500
..J00180+6550	-47.0	4.5	58.0	8.7	10.9	720
..J00239+6606	-67.7	7.0	170.8	25.6	44.9	7200
..J00298+6351	-57.5	5.7	39.0	5.8	4.7	490
..J00465+5537	-39.3	3.7	59.3	8.9	9.0	400
..J01078+6521	-86.2	10.3	109.7	16.5	9.8	3400
..J01277+6201	-43.8	4.1	32.2	4.8	9.5	520
..J01456+6416	-81.7	10.0	71.9	10.8	12.2	4000

¹<http://www.sron.rug.nl/vdtak/radex/radex.php>

Tabelle 6.2: (Fortsetzung)

Quelle ISOSS...	v_{LSR} [km s ⁻¹]	Entfernung [kpc]	$\max(\int T_{\text{MB}} dv)$ [K km s ⁻¹]	$\max(N(\text{H}_2))$ [$\times 10^{21}$ cm ⁻²]	$\sum_i \Omega_i N_i(\text{H}_2)$ [$\times 10^{-5}$ cm ⁻²]	Masse [M_{\odot}]
...J02012+6745	-39.7	3.7	34.2	5.1	12.9	590
...J02193+6216	-51.6	5.3	35.7	5.4	10.7	980
...J02298+6145	-52.1	5.5	45.5	6.8	15.8	1500
...J02423+6253	-71.3	9.0	49.8	7.5	2.5	660
...J02492+6100	-37.4	3.7	35.0	5.2	20.8	900
...J02515+6209	-46.0	4.8	52.7	7.9	6.5	480
...J02582+6220	-51.7	5.7	88.0	13.2	8.4	880
...J03101+5747	-40.1	4.2	46.3	6.9	8.2	480
...J03101+5754	-38.6	4.0	42.8	6.4	23.8	1300
...J03189+6022	-49.1	5.6	27.2	4.1	3.1	320
...J03318+6007	-4.3	0.4	19.0	2.9	9.1	4
...J03448+2930	16.7	1.0	10.3	1.5	2.3	8
...J03540+3810	-5.6	0.7	31.3	4.7	17.4	29
...J04225+5150	-37.3	5.5	107.8	16.2	27.4	2700
...J04569+3757	-36.1	8.5	38.8	5.8	5.5	1300
...J05211+3639	-15.1	6.7	47.7	7.2	13.1	1900
...J05336+3741	-10.5	4.1	28.2	4.2	6.1	340
...J05337+3031	-17.8	2.5	56.5	8.5	22.4	460
...J05383+2726	-5.7	4.0	45.4	6.8	11.1	580
...J05384+3551	-18.6	9.0	65.9	9.9	16.3	4300
...J05387+3041	-15.6	9.0	163.5	24.5	28.3	7500
...J06092-0643	10.8	1.1	45.5	6.8	12.2	45
...J06104+1643	21.7	6.7	79.8	12.0	23.3	3400
...J06114+1726	22.6	7.7	125.8	18.9	9.7	1900
...J06332+0230	25.3	3.1	50.9	7.6	10.1	320
...J06527+0140	45.8	6.5	126.1	18.9	18.2	2500
...J18290-0141	7.4	1.3	59.6	8.9	10.8	60
...J18326-0456	43.7	3.2	36.8	5.5	11.3	380
...J18345-0431	41.2	3.1	55.8	8.4	15.3	470
...J18364-0221	35.0	2.2	67.9	10.2	23.0	360
...J19223+1720	42.6	4.2	93.6	14.0	16.3	950
...J19309+2020	-1.1	9.7	34.7	5.2	8.3	2600
...J19332+1752	58.2	5.0	44.9	6.7	14.7	1200
...J19357+1950	48.7	4.0	47.7	7.2	13.0	680
...J19364+2135	21.5	2.1	32.9	4.9	4.8	67
...J19387+2425	10.1	2.1	13.4	2.0	1.1	16
...J19407+2410	-54.3	13.8	47.5	7.1	3.0	1900
...J19449+2614	40.3	2.0	60.7	9.1	11.4	150
...J19486+2556	22.1	2.9	15.4	2.3	4.8	130
...J19544+2835	12.6	1.6	45.8	6.9	7.0	55
...J19557+2825	27.8	3.7	99.0	14.8	26.8	1200
...J20043+3338	5.4	2.3	87.1	13.1	9.4	160
...J20052+3428	-32.9	8.9	26.4	4.0	5.7	1500
...J20093+2729	5.5	2.0	34.3	5.2	11.7	150
...J20126+3753	19.7	1.5	41.7	6.3	5.0	37

Tabelle 6.2: (Fortsetzung)

Quelle ISOSS...	v_{LSR} [km s ⁻¹]	Entfernung [kpc]	$\max(\int T_{\text{MB}} dv)$ [K km s ⁻¹]	$\max(N(\text{H}_2))$ [$\times 10^{21}$ cm ⁻²]	$\sum_i \Omega_i N_i(\text{H}_2)$ [$\times 10^{-5}$ cm ⁻²]	Masse [M_{\odot}]
...J20153+3453	2.5	2.0	81.4	12.2	26.4	340
...J20161+3601	3.7	2.1	25.0	3.7	7.0	100
...J20161+3624	-79.9	13.6	101.1	15.2	5.7	3400
...J20175+3903	1.9	2.0	76.5	11.5	12.0	160
...J20191+3723	2.3	2.2	90.7	13.6	57.2	900
...J20229+3649	-5.7	5.1	71.9	10.8	26.6	2300
...J20241+3646	-4.0	4.9	50.4	7.6	13.9	1100
...J20298+3559	0.6	1.8	60.9	9.1	20.1	210
...J20323+3735	-3.3	4.3	39.0	5.8	15.2	930
...J20325+3759	-3.7	4.3	64.4	9.7	17.5	1100
...J20462+4624	-74.1	10.6	60.5	9.1	12.8	4700
...J20554+4720	-11.3	3.3	44.1	6.6	7.8	280
...J21211+4928	-53.2	7.2	28.8	4.3	8.6	1500
...J21240+4936	-40.4	5.8	12.1	1.8	2.5	270
...J21287+5436	-92.7	11.6	86.0	12.9	9.4	4100
...J21311+5127	-53.9	3.5	76.7	11.5	14.7	590
...J21317+5115	-38.0	5.3	117.0	17.6	16.6	1500
...J21366+5202	-44.1	5.8	16.6	2.5	6.2	680
...J21390+5456	-62.9	7.6	25.2	3.8	6.1	1100
...J21563+5910	-26.9	3.4	46.0	6.9	15.2	560
...J22164+6003	-59.4	6.5	70.1	10.5	14.0	1900
...J22165+6048	-10.2	1.4	42.5	6.4	20.9	120
...J22264+5805	-66.1	7.3	48.5	7.3	17.3	3000
...J22450+5848	-51.4	5.5	63.6	9.5	8.5	830
...J22470+5922	-55.9	5.9	74.4	11.2	13.5	1500
...J22478+6357	-40.0	4.1	79.8	12.0	29.4	1600
...J22508+5930	-46.5	4.9	84.4	12.7	11.0	850
...J22526+6000	-50.8	5.3	315.1	47.3	54.4	5000
...J22536+6231	-8.0	0.9	44.1	6.6	20.0	55
...J23037+6024	-54.2	5.6	39.2	5.9	9.2	930
...J23051+6014	-50.2	3.3	191.0	28.7	43.1	1500
...J23053+5953	-51.7	3.5	98.4	14.8	16.5	660
...J23054+6008	-53.5	3.7	235.2	35.3	64.9	2900
...J23089+6134	-56.0	5.7	94.2	14.1	34.3	3700
...J23092+6049	-52.4	5.4	43.1	6.5	27.5	2600
...J23110+5930	-46.7	4.8	58.2	8.7	19.7	1500
...J23129+5944	-38.7	3.9	76.2	11.4	12.4	620
...J23147+5937	-46.0	4.7	83.9	12.6	26.4	1900
...J23163+6047	-55.3	5.6	37.8	5.7	22.2	2300
...J23164+6053	-55.3	5.6	30.8	4.6	12.1	1200
...J23171+6131	-53.7	5.4	73.7	11.1	18.5	1800
...J23174+6050	-30.1	3.0	221.8	33.3	77.4	2300
...J23287+6039	-37.0	4.0	65.2	9.8	16.5	860
...J23354+6452	-63.3	6.5	70.2	10.5	19.9	2700
...J23540+6033	-41.1	4.0	48.6	7.3	15.1	770

Ein Histogramm der Massenverteilung der ISOSS-Regionen ist in Abbildung 6.2.a gezeigt. Das Maximum dieser Verteilung liegt bei $\sim 1000 M_{\odot}$.

Die Daten erlauben auch eine Einteilung der beobachteten Regionen nach ihrer Kompaktheit K , welche als das Verhältnis der maximalen Säulendichte und der über die Karte aufsummierten Säulendichte definiert wird:

$$K = \frac{\max(N(H_2))}{\sum_i \Omega_i N_i(H_2)} \times 10^{-26}. \quad (6.3)$$

Durch den nachgestellten Faktor ergeben sich für K Werte um 1. Das Histogramm der Kompaktheit für die 99 Quellen ist in Abbildung 6.2.b gezeigt, es weist eine bimodale Verteilung auf. Für sehr kompakte Objekte, z.B. Regionen mit nur einem ausgeprägten Kern ist $K \gtrsim 1$, während für Regionen, in denen die ausgedehnte Emissionskomponente dominiert, $K \lesssim 0.8$ ist. Zur Veranschaulichung sind in Abbildung 6.3 die CO-Karten zweier Regionen unterschiedlicher Kompaktheit K gezeigt.

6.3 Extinktionskarten aus NIR-Beobachtungen

Aus den Aufnahmen im Nahinfrarot wurden Extinktionskarten der ISOSS-Regionen und ihrer Umgebung erstellt. Ziel dieser Karten war es, eine unabhängige Massenabschätzung für die Sternentstehungsgebiete bzw. der in ihnen befindlichen molekularen Kerne zu erhalten. Erzeugt wurden die Karten nach der NICER-Methode von Lombardi & Alves (2001). Dabei wurden die Nahinfrarot-Farben der durch den Staub geröteten Hintergrundsterne zur Bestimmung der optischen Extinktion A_V verwendet. Um die mittleren Farben und die Varianz zu ermitteln, wurde ein Katalog der entsprechenden Region nach dem Modell von Robin et al. (2003) eingesetzt.

Die NICER-Methode hat sowohl zusammen mit 2MASS-Daten als auch mit tiefen Nahinfrarot-Aufnahmen schon interessante Ergebnisse über die Struktur von Molekülwolkenkomplexen erbracht (siehe z.B. Lombardi et al., 2006; Teixeira et al., 2005). Im Falle der beobachteten ISOSS-Sternentstehungsregionen zeigte sich jedoch, dass die erzeugten Extinktionskarten in den meisten Fällen wenig aussagekräftig waren und keine gute Massenabschätzung für die Region oder gar einzelne Kerne zuließen. Die möglichen Gründe hierfür sind die folgenden:

1. Die ISOSS-Quellen sind insgesamt recht kompakt, da dies ein Auswahlkriterium war (siehe Abschnitt 2.1). Daher ist die Anzahl der verwendbaren Hintergrundsterne gering.
2. Die NICER-Methode basiert darauf, dass Hintergrundsterne durch die zu untersuchende Wolke hindurch nachgewiesen werden. Die hohen Säulendichten (entsprechend $A_V > 100$ mag) in den (Sub)Millimeter-Kernen machen diese jedoch auch in tiefen Nahinfrarot-Aufnahmen vollkommen undurchsichtig.
3. Durch die große Entfernung der untersuchten Regionen ($d \geq 1.8$ kpc) gibt es eine hohe Kontamination durch Vordergrundsterne, die keine Rötung durch den dahinter liegenden Staub aufweisen.
4. Bei einigen Quellen wurde eine große Anzahl von eingebetteten YSOs gefunden (siehe z.B. Abbildung A.15). Diese Objekte haben intrinsisch rote Nahinfrarot-Farben und verfälschen so die Extinktionskarten.

Die besten Ergebnisse ergaben sich daher für relativ nahe und ausgedehnte Regionen, die in Gebieten hoher Sterndichte liegen, wie z.B. ISOSS J18364-0221 (siehe dazu die in Kapitel 4 vorgestellte

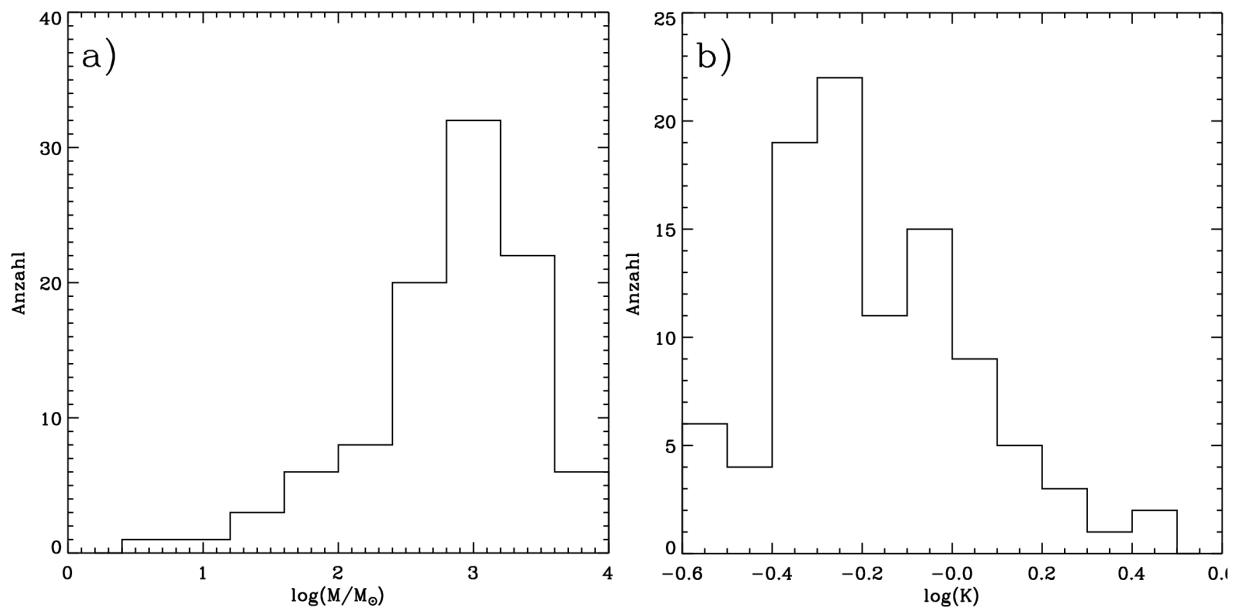


Abbildung 6.2: a) Histogramm der Massenverteilung der ISOSS-Regionen bestimmt aus den CO(3-2)-Karten. Das Maximum dieser Verteilung liegt bei $M \sim 1000 M_{\odot}$. b) Histogramm der Verteilungen der Kompaktheit K der Quellen.

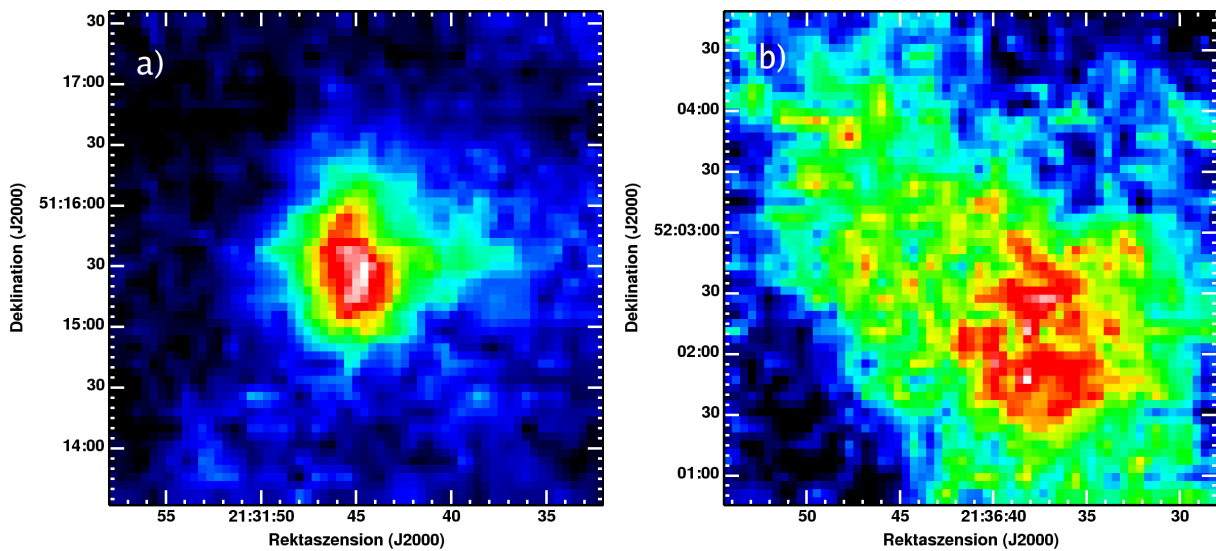


Abbildung 6.3: Beispiel für unterschiedliche Kompaktheiten der ISOSS-Sternentstehungsregionen in den CO(3-2)-Karten. a) ISOSS J21317+5115 hat eine Kompaktheit von $K = 1.06$, während für b) ISOSS J21366+5202 $K = 0.4$ beträgt. Beide Regionen liegen etwa in der gleichen Entfernung $d \sim 5.5$ kpc.

Fallstudie). Generell erscheint diese Methode zum Studium naher, großer Molekülwolkenkomplexe deutlich besser geeignet, jedoch müssen auch hier Effekte durch Vordergrundsterne und die begrenzte Tiefe der Aufnahmen berücksichtigt werden (siehe z.B. Kiss et al., 2006).

6.4 Eingebettete junge stellare Objekte

Trotz ihrer niedrigen Staubtemperaturen $T_d < 18$ K und des daher vergleichsweise frühen Entwicklungszustands, sind alle untersuchten ISOSS-Regionen Orte aktiver Sternentstehung. Dies zeigte sich an den eingebetteten Quellen, die im nahen und mittleren Infrarot mit OMEGA2000 bzw. IRAC nachgewiesen wurden. Aus diesen Aufnahmen erstellte Farbbilder sind in Anhang A gezeigt. Viele der eingebetteten Objekte sind vermutlich YSOs, die mit der Sternentstehungsregion in Zusammenhang stehen.

Um eine quantitative Einteilung der YSO-Kandidaten durchzuführen, wurde die Klassifizierung nach Allen et al. (2004) verwendet. Diese basiert auf den IRAC-Farben der Objekte, die im Farb-Farb-Diagramm unterschiedliche Regionen einnehmen. So lassen sich z.B. Klasse III Objekte und Sterne auf der Hauptreihe von Klasse II und Klasse 0/I recht zuverlässig unterscheiden. Für massearme Sterne vor der Hauptreihe wurde diese Einteilung durch Beobachtungen von jungen Sternhaufen bestätigt (Hartmann et al., 2005). Im Bereich der massereichen Sternentstehung gibt es Strahlungstransportrechnungen für junge Protosterne, die zeigen, dass diese Einteilung auch hier gelten sollte (Robitaille et al., 2006).

Die IRAC Farb-Farb-Diagramme der acht beobachteten Regionen sind in Abbildung 6.4 gezeigt. Die dargestellten Farben [5.8]-[8] und [3.6]-[4.5] basieren dabei auf den scheinbaren Magnituden der Objekte in den vier IRAC Bändern. Diese Magnituden wurden bestimmt nach der Formel

$$\text{mag}[i] = 2.5 \log_{10}(F_{\text{zero}}^{[i]} / F_v^{[i]}), \quad (6.4)$$

wobei $F_v^{[i]}$ den Fluss des Objekts im Band [i] der vier IRAC Bänder angibt, und $F_{\text{zero}}^{[i]}$ dem Äquivalentfluss eines Sterns nullter Magnitude entspricht. Diese Null-Magnituden-Flüsse wurden der absoluten IRAC Kalibration entnommen und betragen 280.9 ± 4.1 , 179.7 ± 2.6 , 115.0 ± 1.7 und 64.13 ± 0.94 Jy in den [3.6], [4.5], [5.8] bzw. [8] μm Bändern (Reach et al., 2005).

Alle Objekte in den Aufnahmen (Gesichtsfeld ca. 5×5 arcmin²), die in allen vier IRAC Bändern nachgewiesen wurden und einen Farbfehler von jeweils ≤ 0.1 mag aufwiesen, wurden als schwarze Kästchen in Abbildung 6.4 eingezeichnet. Der mittlere Farbfehler dieser Quellen ist in jedem Diagramm unten rechts angedeutet. Objekte, die im Bereich der beobachteten (Sub)Millimeter-Kontinuumemission lagen, sind grün markiert. Dies sind die Kandidaten für YSOs, die direkt mit der Sternentstehungsregion in Verbindung stehen.

Objekte mit Farben von stellaren Photosphären finden sich in der Nähe des Nullpunkts ($[(5.8]-[8]), [3.6]-[4.5]) = (0,0)$ wieder. Dieser Bereich schließt somit Vorder- und Hintergrundsterne auf der Hauptreihe, sowie junge, aber bereits (fast) scheibenlose Klasse III Objekte mit ein. YSOs mit Scheiben (Klasse II) fallen in den Bereich $0.0 < ([3.6] - [4.5]) < 0.8$ und $0.4 < ([5.8] - [8]) < 1.1$, gekennzeichnet durch ein rotes Rechteck. Die Variationen in der Farbe sind vor allem durch die Inklination der (nicht aufgelösten) Scheibe und der Akkretionsrate bedingt (Allen et al., 2004). Quellen in früheren Entwicklungsstadien (Klasse I oder Klasse 0) fallen in den durch die gestrichelten blauen Linien gekennzeichneten Bereich rechts oben im Diagramm. Rötung durch Staub kann die Objekte entlang der im ersten Diagramm eingezeichneten Rötungsvektoren (für $A_V = 30$ mag) nach Megeath et al. (2004) in Richtung links oben verschieben. Dadurch können gerötete Klasse II Objekte fälschlicherweise als Klasse 0/I klassifiziert werden. Weitere mögliche

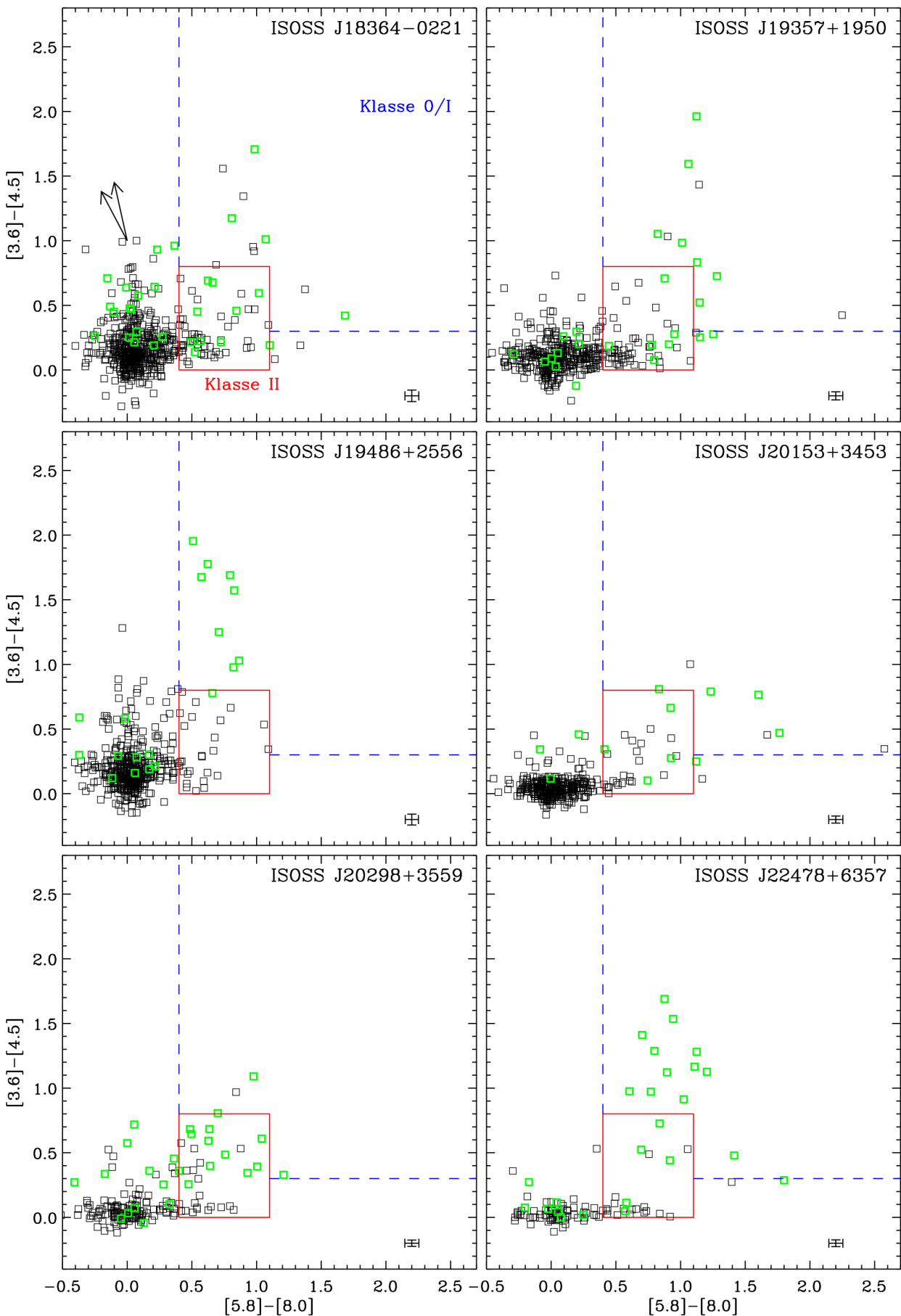


Abbildung 6.4: Farb-Farb-Diagramme der acht mit IRAC beobachteten ISOSS-Regionen. Die schwarzen Quadrate zeigen die Punktquellen mit kleinen Farbfehlern (≤ 0.1 mag) im gesamten Feld, die grünen die Objekte innerhalb der Sternentstehungsregion. Das rote Rechteck definiert den Bereich der Klasse II Objekte, rechts und oberhalb der gestrichelten blauen Linien befinden sich Objekte der Klasse 0/I.

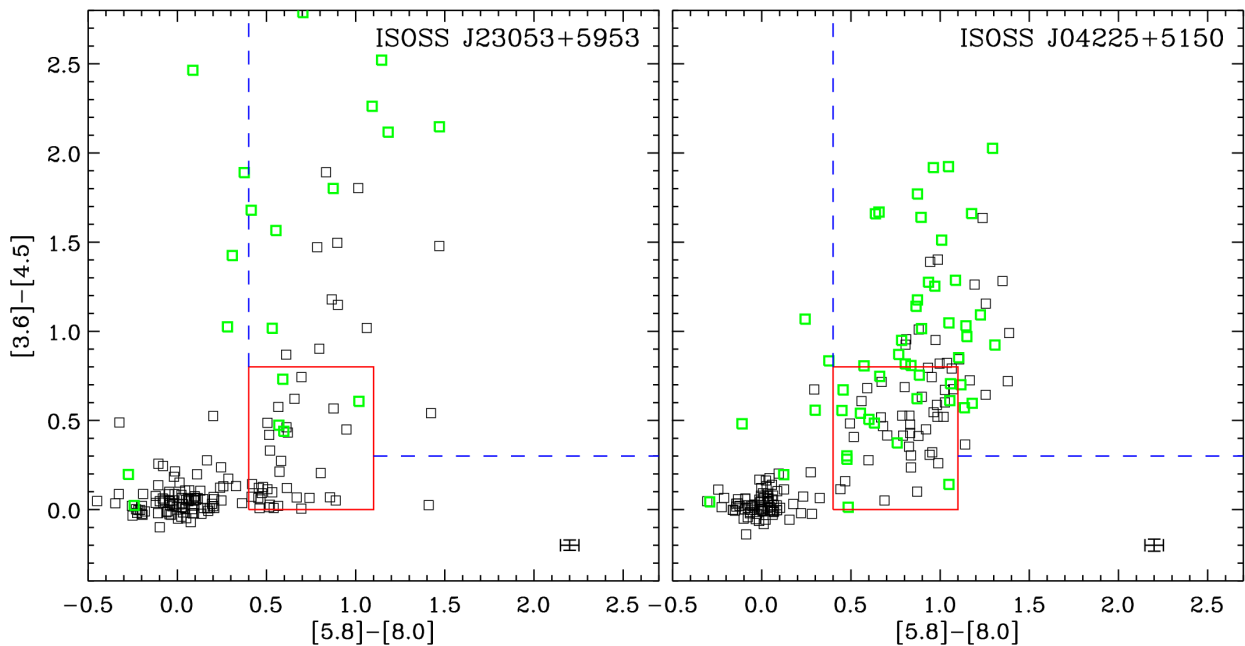


Abbildung 6.4: (Fortsetzung)

Fehlerquellen sind neben Streuung durch Unsicherheiten in der Photometrie die Kontamination durch planetarische Nebel oder Sterne auf dem horizontalen Riesenast (Whitney et al., 2003; Groenewegen, 2006).

In den acht aufgenommenen Regionen wurden insgesamt 2356 Objekte in allen vier IRAC Bändern mit hoher photometrischer Genauigkeit nachgewiesen, davon entfallen 207 Objekte auf die Regionen mit (Sub)Millimeter-Emission (grüne Quadrate). Im Mittel werden in diesen Regionen jeweils $\sim 30\%$ der Objekte als Klasse III bzw. Klasse II identifiziert und $\sim 37\%$ als Klasse 0/I. Tabelle 6.3 fasst die Ergebnisse der Klassifizierung zusammen.

6.5 Aufnahmen der (Sub)Millimeter-Kerne im fernen Infrarot

Die Aufnahmen von acht kalten ISOSS-Sternentstehungsregionen mit SPITZER im fernen Infrarot bei $24\ \mu\text{m}$ und $70\ \mu\text{m}$ Wellenlänge und die Spektrophotometrie von 13 kompakten Kernen in diesen Regionen erlauben

1. eine genaue Bestimmung der Staubtemperatur,
2. eine Abschätzung der Masse,
3. die Suche nach tief eingebetteten jungen Protosternen bei $24\ \mu\text{m}$ mit MIPS und damit eine Klärung der Frage, ob die massereichen Regionen auch prä-stellare Kerne enthalten.

6.5.1 Morphologie

Die Karten der beobachteten Regionen sind in Abbildung 6.5 gezeigt. Das linke Feld zeigt jeweils die Emission bei $24\ \mu\text{m}$, das rechte die bei $70\ \mu\text{m}$ Wellenlänge. Die Emission im thermischen Staubkontinuum bei $850\ \mu\text{m}$ ist als weiße Konturen dargestellt und die identifizierten Kerne wurden

Tabelle 6.3: Klassifizierung der jungen stellaren Objekte.

Region ISOSS...	Objekte insgesamt	Objektklasse			Anteil in %		
		III	II	0/I	III	II	0/I
18364-0221	529	416	95	11	79	18	2
Kernbereich	30	12	12	5	40	40	17
19357+1950	414	328	54	10	79	13	2
Kernbereich	26	11	5	7	42	19	27
19486+2556	443	377	53	8	85	12	2
Kernbereich	19	10	1	8	53	5	42
20153+3453	335	294	20	8	88	6	2
Kernbereich	12	2	5	4	17	42	33
20298+3559	174	133	27	4	76	16	2
Kernbereich	26	9	14	3	35	54	12
22478+6357	112	74	9	12	66	8	11
Kernbereich	25	7	4	12	28	16	48
23053+5953	158	95	24	23	60	15	15
Kernbereich	19	2	5	12	11	26	63
04225+5150	191	87	55	47	46	29	25
Kernbereich	50	3	17	29	6	34	58
insgesamt	2356	1804	337	123	77	14	5
Kernbereich	207	56	63	80	27	30	39

gekennzeichnet. Die niedrigste Kontur definiert den Bereich der (Sub)Millimeter-Emission, in dem die Klassifizierung der YSOs in Abschnitt 6.4 erfolgte.

Alle acht Regionen enthalten $24\ \mu\text{m}$ -Quellen im Bereich der (Sub)Millimeter-Emission und in fast allen Fällen befindet sich eine solche Quelle direkt im Zentrum der Kerne. Ausnahmen sind ISOSS J19486+2556 SMM1 (nur sehr schwache $24\ \mu\text{m}$ -Quelle, auch schwach bei $70\ \mu\text{m}$) und eventuell ISOSS J20153+3453 (Versatz des Maximums), jedoch lässt die Genauigkeit der Astrometrie ($\sim 3''$ für die SCUBA-Beobachtungen) keinen eindeutigen Ausschluss als Gegenstück zum (Sub)Millimeter-Kern zu. Im Folgenden wird eine detailliertere Beschreibung der acht Regionen gegeben.

ISOSS J18364-0221

Diese Sternentstehungsregion ist Gegenstand der in Kapitel 4 vorgestellten ersten Fallstudie. Sie enthält einen protostellaren Kern (SMM1) und einen Kandidaten für einen prä-stellaren Kern (SMM2). SMM1 erscheint im Submillimeter elongiert und hat eine assoziierte Quelle bei 24 und $70\ \mu\text{m}$, die jedoch etwas südlich des Emissionsmaximums sitzt. Wie in Abschnitt 6.7 gezeigt wird, rührt die Elongation von zwei hier nicht aufgelösten Komponenten her, die südliche ist dabei das Gegenstück zu der FIR-Quelle. Der Ursprung diffuser $24\ \mu\text{m}$ -Emission östlich von SMM1 ist externe Heizung der Außenbereiche des dichten Kernes durch das interstellare Strahlungsfeld.

Der prä-stellare Kern SMM2 hat eine deutlich schwächere $70\ \mu\text{m}$ Quelle als Gegenstück, was die in der Fallstudie abgeleiteten niedrigen Temperaturen unterstreicht (siehe auch Abschnitt 6.5.3). Die helle $24\ \mu\text{m}$ -Quelle liegt in der Emission der entdeckten Klasse I Objekte begründet.

ISOSS J19357+1950

In dieser Region korreliert die Emission bei $70\mu\text{m}$ Wellenlänge gut mit der im Submillimeter-Bereich beobachteten. Bei $24\mu\text{m}$ Wellenlänge sind drei Punktquellen im Bereich von SMM1 auszumachen und eine weitere südwestlich, die auch mit Emission im Submillimeterbereich assoziiert ist. Desweiteren gibt es eine ausgedehnte Emissionskomponente die bogenförmig von Südosten nach Nordwesten über SMM1 verläuft. Die helle $24\mu\text{m}$ -Quelle im Südwesten des Feldes ist ein Vordergrundstern, der auch in den Nahinfrarot-Aufnahmen sichtbar ist.

ISOSS J19486+2556

Diese Region hat drei Kerne entlang einer ausgedehnten Kette in Nordost-Südwest-Richtung. SMM2 und SMM3 zeigen Emission bei $70\mu\text{m}$ Wellenlänge und Punktquellen bei $24\mu\text{m}$, welche auf die Existenz von YSOs hindeuten. Südöstlich von SMM2 befindet sich eine Region ausgedehnter Emission bei 24 und $70\mu\text{m}$, die aber keine Assoziation im Submillimeter hat. Ihre Natur ist unbekannt. SMM1 zeigt nur sehr schwache FIR-Quellen und ist daher ein Kandidat für einen prä-stellaren Kern.

ISOSS J20153+3453

ISOSS J20153+3453 ist eine starke Submillimeter-Quelle mit nur einem Kern, die auch ausgeprägte Emission bei $70\mu\text{m}$ zeigt. Bei $24\mu\text{m}$ Wellenlänge sind neben einer ausgedehnten Emissionskomponente zwei helle Punktquellen auszumachen, die mit jungen stellaren Objekten assoziiert sind (siehe auch NIR und IRAC Aufnahmen im Anhang). Das Maximum der Submillimeter-Emission hat scheinbar kein Gegenstück im mittleren Infrarot, jedoch ist die Genauigkeit der Astrometrie der SCUBA-Aufnahmen für einen definitiven Ausschluss nicht ausreichend.

ISOSS J20298+3559

Mit einer Entfernung von 1.8 kpc ist diese Region die nächste der mit SPITZER untersuchten ISOSS-Sternentstehungsregionen. Sie hat drei Submillimeter-Kerne, die alle mit MIR- und FIR-Quellen assoziiert sind. SMM3 zeigt die geringste Emission bei $70\mu\text{m}$ und ist ein Kandidat für einen prä-stellaren Kern mittlerer Masse. Allerdings befindet sich im Bereich dieses Kerns bereits ein Klasse II Objekt ($24\mu\text{m}$ -Quelle), wie aus der IRAC Photometrie (siehe Abschnitt 6.4) abgeleitet werden kann. Die hellste Quelle im Feld, sowohl bei 24 als auch $70\mu\text{m}$ Wellenlänge, ist ein Herbig Be Stern mit ca. 6.5 Sonnenmassen (Krause et al., 2003).

ISOSS J22478+6357

Diese Region hat einen ausgedehnten Kern mit einer Reihe von eingebetteten jungen stellaren Objekten, die auch als Punktquellen bei $24\mu\text{m}$ Wellenlänge nachgewiesen werden. Diese Objekte scheinen auch der Ursprung für die $70\mu\text{m}$ -Emission zu sein, wie durch die gute Korrelation von MIR und FIR nahegelegt wird. Im Nordosten von SMM1 befindet sich eine Region ausgedehnter Emission bei 24 und $70\mu\text{m}$ Wellenlänge. Im fernen Infrarot ist dieses Gebiet sogar deutlich heller als SMM1, ist jedoch nicht mit Submillimeter-Emission assoziiert. Daher muss es sich um relativ kleine Mengen warmen Staubes handeln, der z.B. durch die jungen Objekte in der naheliegenden Sternentstehungsregion geheizt wird.

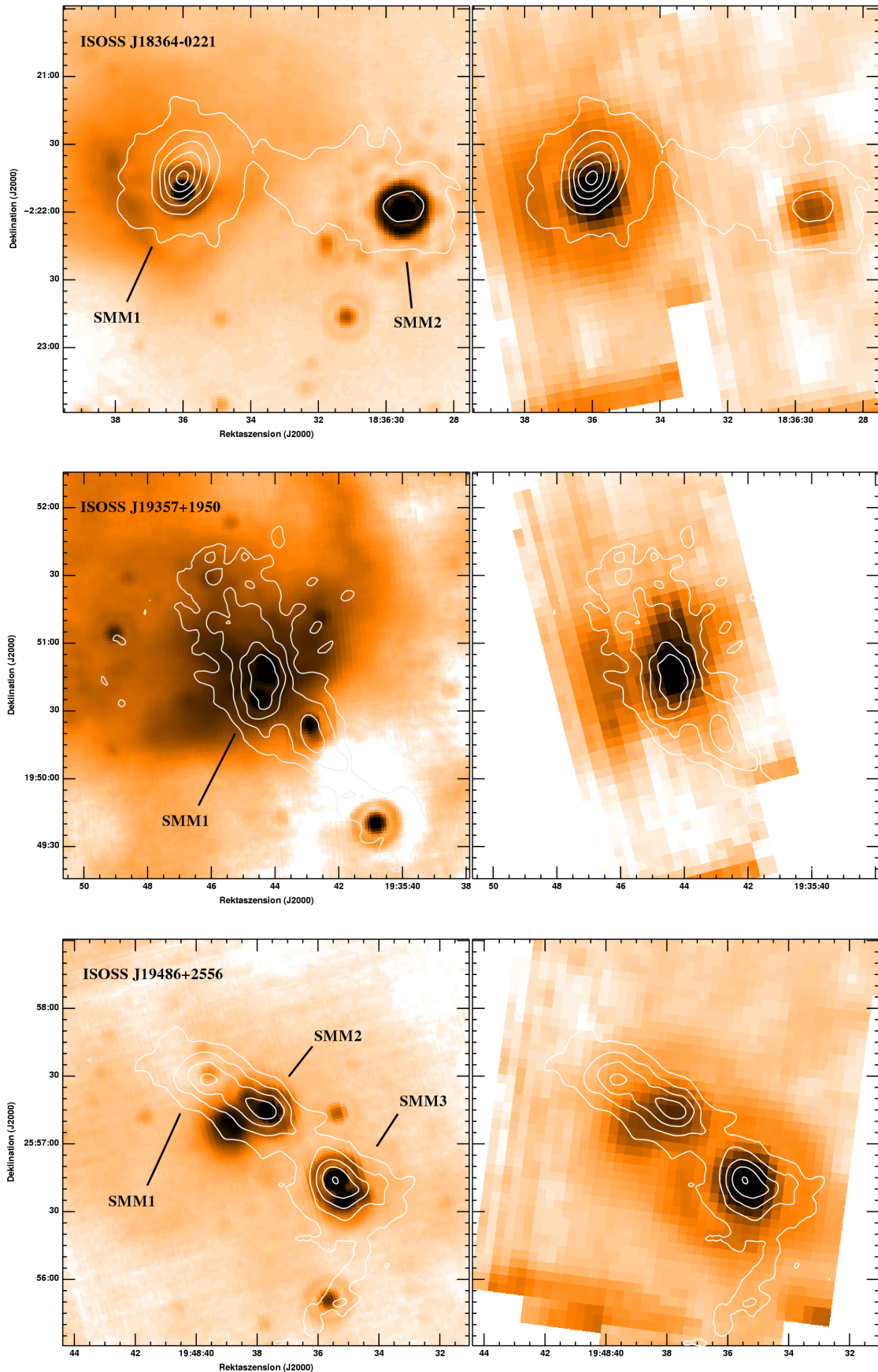


Abbildung 6.5: Die acht mit MIPS beobachteten Sternentstehungsregionen. Das linke Feld jedes Bildes zeigt die Emission bei $24\ \mu\text{m}$, das rechte die bei $70\ \mu\text{m}$. Die Farbskala ist logarithmisch, die Flächenhelligkeit nimmt mit dunkler werdender Färbung zu. Die Konturen zeigen die Kontinuum-Emission bei $850\ \mu\text{m}$ Wellenlänge. Die identifizierten kompakten Kerne sind gekennzeichnet.

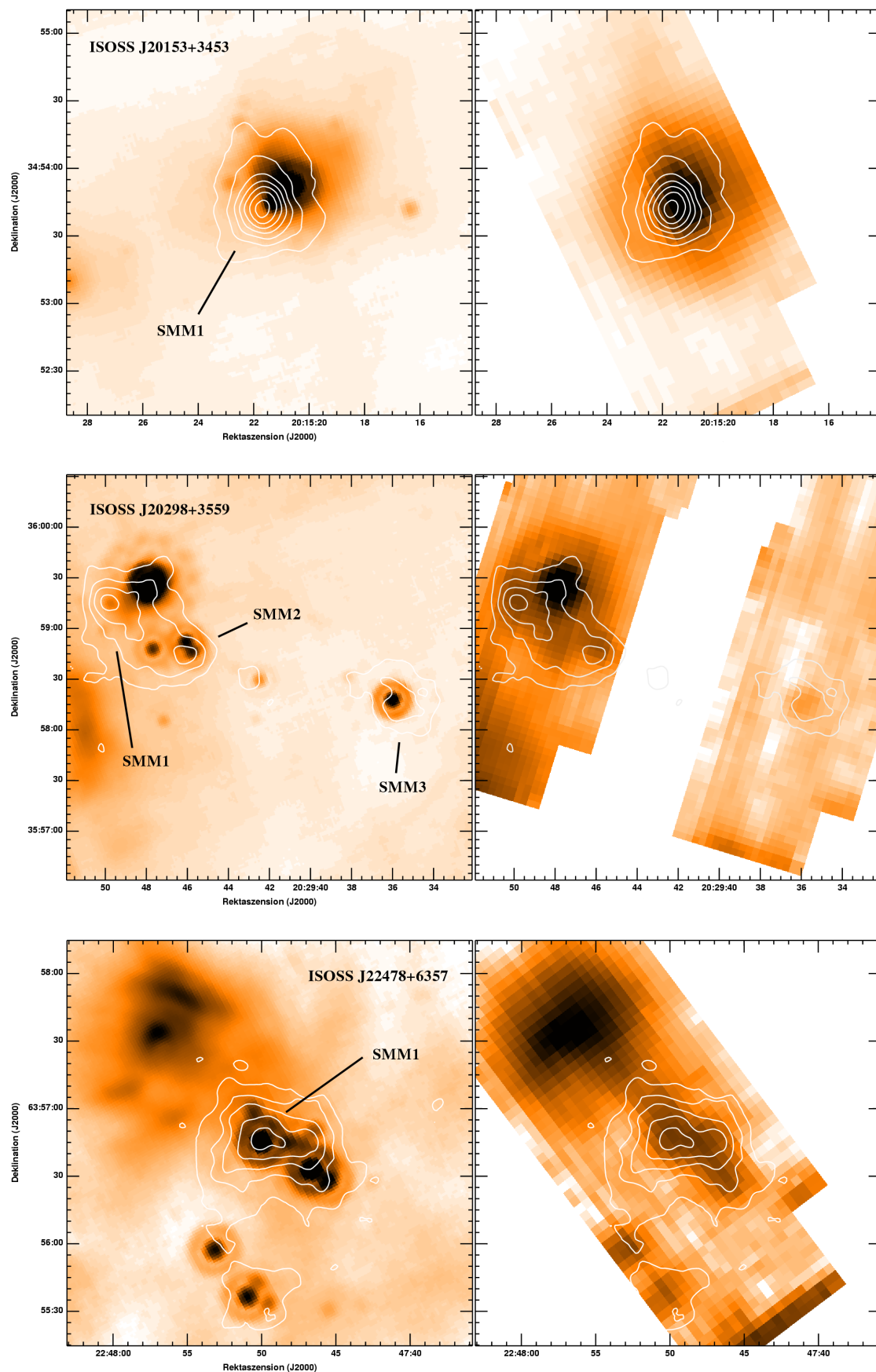


Abbildung 6.5: (Fortsetzung)

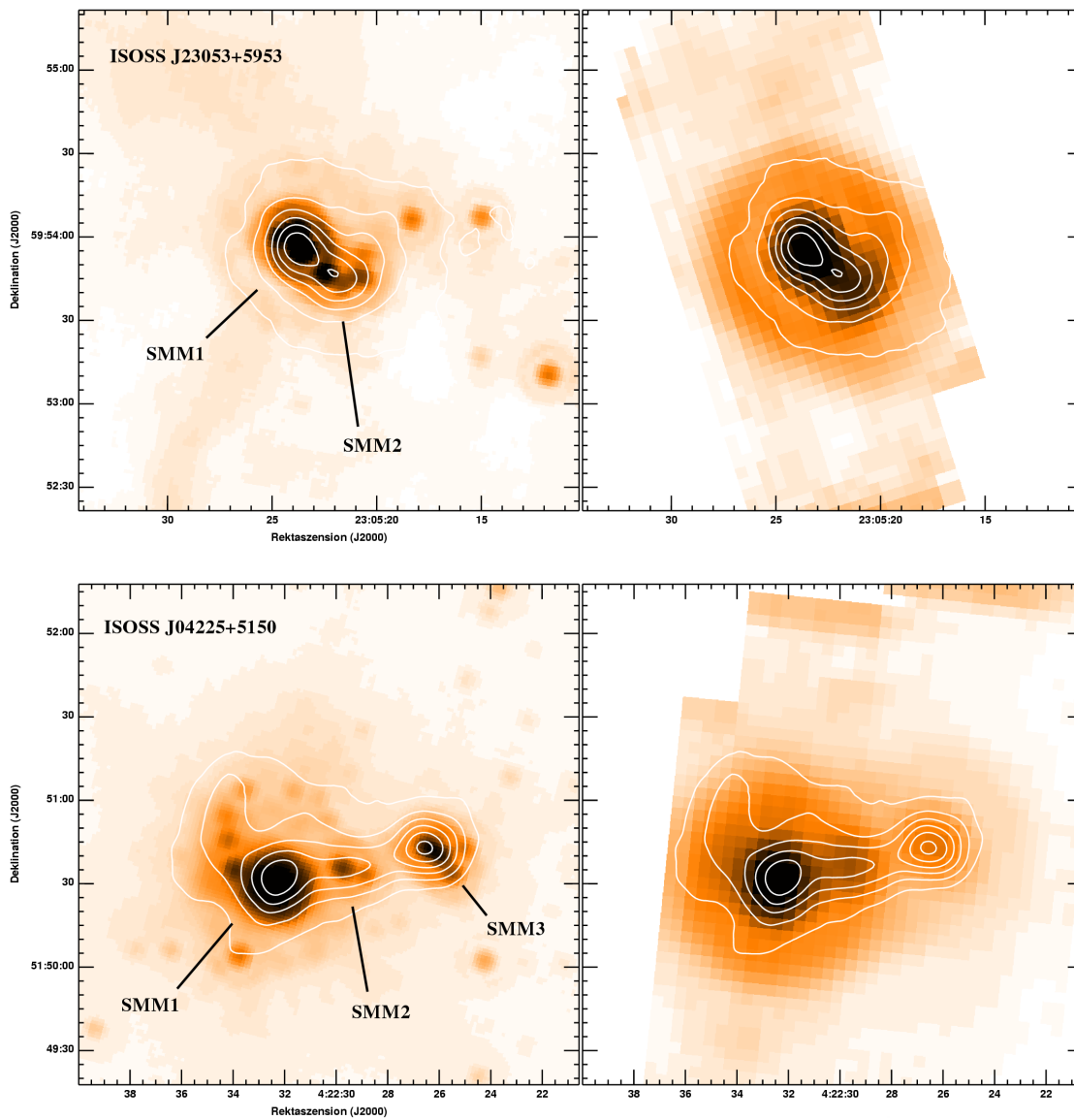


Abbildung 6.5: (Fortsetzung)

ISSO J23053+5953

ISSO J23053+5953 ist Gegenstand der in Kapitel 5 vorgestellten zweiten Fallstudie. Die Emission im Submillimeter korreliert gut mit der im fernen Infrarot. Die bei $24\ \mu\text{m}$ Wellenlänge nachgewiesenen Punktquellen sind mit jungen stellaren Objekten assoziiert bzw. das Gegenstück zu dem massereichen Protostern in SMM2.

ISSO J04225+5150

Diese Region enthält drei kompakte Submillimeter Kerne und eine Vielzahl von jungen stellaren Objekten (siehe Abbildung A.15 und A.16 und Abschnitt 6.4). Die Anzahl und Dichte von YSOs ist in SMM1 besonders hoch, dieser Kern zeigt auch die stärkste Emission bei $24\ \mu\text{m}$ und $70\ \mu\text{m}$. Die Auflösung reicht dabei nicht mehr aus, um einzelne Objekte zu trennen. Im Submillimeter-Kontinuum hat SMM3 einen mit SMM1 vergleichbaren Fluss, ist jedoch bei $70\ \mu\text{m}$ Wellenlänge deutlich schwächer. Dies spricht für eine niedrige Temperatur und einen verhältnismäßig frühen Entwicklungszustand dieses Kerns. Die $24\ \mu\text{m}$ -Emission rührt hauptsächlich von zwei hellen Klasse I Objekten her.

6.5.2 Spektrale Energieverteilungen der Kerne

Die spektralen Energieverteilungen der untersuchten Kerne sind in Abbildung 6.6 gezeigt. Die quadratischen Symbole geben die gemessenen Flüsse bei $24\ \mu\text{m}$, $70\ \mu\text{m}$ (beide MIPS), $450\ \mu\text{m}$ und $850\ \mu\text{m}$ (beide SCUBA) wieder, die histogrammartigen Linien zeigen den Bereich der MIPS SED-Messungen ($52\ \mu\text{m} \leq \lambda \leq 93\ \mu\text{m}$, $\pm 1\text{-}\sigma$). Der Wert bei $170\ \mu\text{m}$ ist der ISSO-Fluss der gesamten Region und stellt somit eine obere Grenze für die einzelnen Kerne dar.

6.5.3 Temperaturen und Massen

Temperaturen und Massen der Kerne wurden analog zu dem in Abschnitt 5.3.2 beschriebenen Verfahren bestimmt, durch Anpassung zweier modifizierter Planckscher Strahler (einer warmen und einer kalten Komponente) an die gemessenen SEDs. Als Staubopazitäten wurden dabei die Werte für das Modell mit dicken Eismänteln nach Ossenkopf & Henning (1994) verwendet. Die gestrichelten Linien in Abbildung 6.6 geben jeweils den Anteil des warmen bzw. kalten modifizierten Planckschen Strahlers wieder, die dicke durchgezogene Linie zeigt die Kombination beider Komponenten.

In allen Fällen konnte eine zufriedenstellende Anpassung erreicht werden. Allerdings rührt der hohe Fluss bei $24\ \mu\text{m}$ in einigen Kernen wahrscheinlich von eingebetteten YSOs her, und nicht vom (kalten) Kern selbst. Jedoch ist dies mit der verfügbaren räumlichen Auflösung und Genauigkeit der Astrometrie nicht eindeutig zu klären.

Die aus der durchgeführten Anpassung abgeleiteten Temperaturen, Leuchtkräfte und Massen sind in Tabelle 6.4 zusammengefasst. Die Kerne haben eine Masse zwischen 23 und $510\ M_{\odot}$, wobei der Großteil ($> 99\%$) der Masse der kalten Komponente zugeschrieben werden muss. Die kalte Komponente erstreckt sich von Temperaturen $T_d \leq 21.5\ \text{K}$ bis zu $T_d \sim 14\ \text{K}$ und stellt in allen Kernen bis auf ISSO J04225+5150 SMM1 mehr als die Hälfte der Leuchtkraft.

Die warme Komponente ($38\ \text{K} \leq T_d \leq 75\ \text{K}$) hingegen enthält nur wenig Masse: $M \leq 1.2\ M_{\odot}$. Jedoch wurde bei der Anpassung optisch dünne Emission vorausgesetzt, was bei den beobachteten hohen Säulendichten bei kürzeren Wellenlängen nicht mehr zutreffen dürfte.

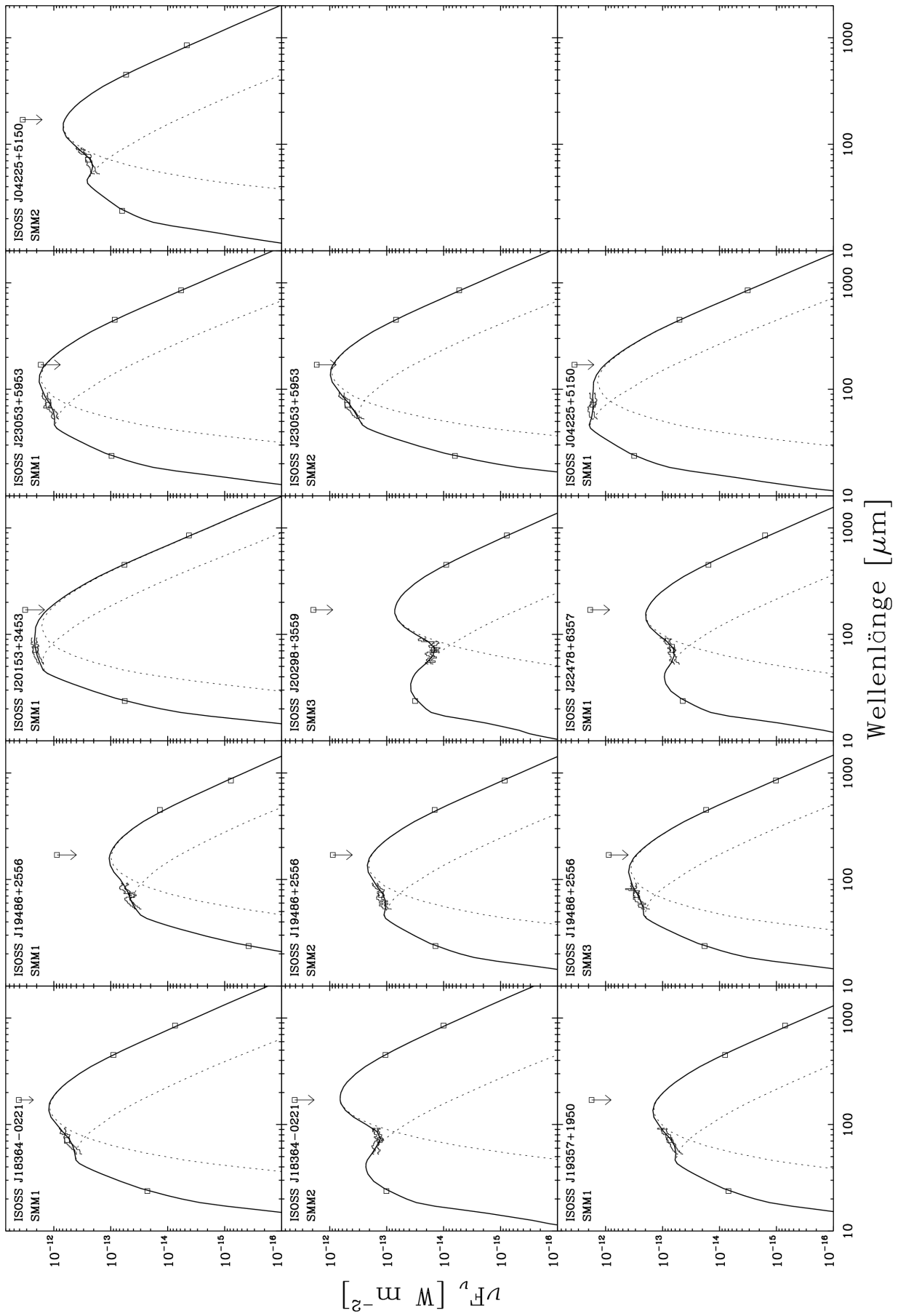


Abbildung 6.6: Spektrale Energieverteilungen der mit SPITZER beobachteten kompakten Kerne. Der Fluss bei 170 μm Wellenlänge ist eine obere Grenze.

Tabelle 6.4: Temperaturen, Leuchtkräfte und Massen der 13 studierten Kerne.

Kern	T_{warm} [K]	T_{kalt} [K]	L_{warm} [L_{\odot}]	L_{kalt} [L_{\odot}]	M_{warm} [M_{\odot}]	M_{kalt} [M_{\odot}]
ISOSS J18364-0221 SMM1	46	17.3	61	189	0.11	108
SMM2	61	13.8	38	105	0.02	360
ISOSS J19357+1950 SMM1	52	18.4	27	76	0.03	30
ISOSS J19486+2556 SMM1	38	15.4	11	28	0.07	30
SMM2	52	18.3	29	58	0.03	23
SMM3	49	20.2	53	100	0.07	23
ISOSS J20153+3453 SMM1	44	21.2	200	220	0.50	38
ISOSS J20298+3559 SMM3	75	14.8	4.2	7.7	< 0.01	17
ISOSS J22478+6357 SMM1	62	16.4	50	100	0.03	126
ISOSS J23053+5953 SMM1	51	19.5	330	690	0.34	195
SMM2	41	17.3	120	370	0.44	205
ISOSS J04225+5150 SMM1	56	21.4	1900	1700	1.22	275
SMM3	59	17.0	265	810	0.12	510

6.5.4 Proto- oder prä-stellare Kerne?

Die Existenz der $24\ \mu\text{m}$ -Quellen wirft die Frage auf, ob sich unter den untersuchten Objekten überhaupt massereiche prä-stellare Kerne befinden, die die früheste Phase der Sternentstehung charakterisieren, oder ob es in allen Fällen bereits einen ausgebildeten Protostern gibt. Einige Regionen erscheinen trotz der Detektion einer $24\ \mu\text{m}$ -Quelle weiterhin als vielversprechende Kandidaten für einen massereichen prä-stellaren Kern, so z.B. ISOSS J18364-0221 SMM2 und ISOSS J04225+5150 SMM3. Die hier gefundenen hellen Mittelinfrarot-Quellen gehen wahrscheinlich auf sehr junge Sterne (Klasse I/II) zurück, die sich nicht im Zentrum des Kerns, sondern in dessen Aussenbereich befinden.

Eine andere mögliche Erklärung für die Emission bei $24\ \mu\text{m}$ ist einfallendes Material zum Zentrum des Kerns. Durch die dabei freigesetzte potentielle Energie würden sich die inneren Bereiche erwärmen. Als Beispiel betrachte man einen kompakten Kern (Radius $R \sim 0.1\ \text{pc}$) mit $M = 100 M_{\odot}$, der eine Masseneinfallrate von $\dot{M} = 10^{-1} M_{\odot} \text{yr}^{-1}$ aufweist. Die Akkretionsleuchtkraft eines solchen Objekts würde $L_{\text{acc}} = G M \dot{M} / R \approx 75 L_{\odot}$ betragen und könnte so die beobachteten Leuchtkräfte der warmen Komponente durchaus erklären.

6.6 Moleküllinienbeobachtungen

6.6.1 Dichtes Gas

Um das dichte Gas in den (Sub)Millimeter-Kernen der ISOSS-Sternentstehungsregionen zu studieren, wurden am IRAM-30-m-Teleskop Beobachtungen von insgesamt 28 dieser Objekte in 17 Regionen durchgeführt. Darunter befanden sich auch die 13 Kerne in den acht Sternentstehungsregionen, die mit SPITZER beobachtet wurden. Alle Quellen wurden in CS(2-1), (3-2) und (5-4), $\text{N}_2\text{H}^+(1-0)$, und $\text{HCO}^+(3-2)$ nachgewiesen. Dies legt nahe, dass die in den Kontinuumsbeobachtungen gefundenen Kerne auch tatsächlich mit Gas hoher räumlicher Dichte ($n(\text{H}_2) \geq 10^6\ \text{cm}^{-3}$) assoziiert sind. Eine andere Erklärung für die aus dem Staubkontinuum abgeleiteten hohen Säulen-

dichten wären Projektionseffekte, bei denen ausgedehnte, filamentartige Strukturen entlang der Sichtlinie scheinbar kompakte und dichte Strukturen erzeugen, die räumlichen Dichten in Wahrheit aber nicht so hoch sind. Durch den Nachweis von mehreren molekularen Übergängen mit hohen kritischen Dichten n_c kann diese Möglichkeit in den beobachteten Kernen jedoch ausgeschlossen werden.

Die Kerne wurden außerdem am HHT in $\text{HCO}^+(4-3)$, $\text{HCN}(4-3)$ und $\text{CS}(7-6)$ beobachtet. Die $\text{HCO}^+(4-3)$ -Linie konnte in über 80% der Fälle nachgewiesen werden, bei $\text{HCN}(4-3)$ lag die Detektionsrate bei ca. 30%. Dass nicht alle Quellen nachgewiesen werden konnten, liegt zum einen an den hohen kritischen Dichten von $n_c \approx 1 \times 10^7 \text{ cm}^{-3}$ (HCO^+) bzw. $n_c = 1.5 \times 10^8 \text{ cm}^{-3}$ (HCN) dieser Übergänge. Desweiteren ist die Hauptkeule dieser Beobachtungen mit $\sim 22''$ deutlich größer als die der 1 mm-Beobachtungen am IRAM-30-m-Teleskop ($\sim 10''$). Dies erschwert bei kompakten Kernen den Nachweis, da der vorhandene Linienfluss auf eine größere Fläche verteilt wird und so die beobachtete Antennentemperatur sinkt (Rohlfs & Wilson, 2004).

Der $\text{CS}(7-6)$ -Übergang konnte in keinem der Kerne nachgewiesen werden. Dies ist vermutlich auf die im Vergleich zu HCN und HCO^+ höhere Anregungstemperatur von $E_{\text{up}} = 66 \text{ K}$ (siehe Tabelle 3.1) zurückzuführen, da die kritische Dichte dieses Übergangs $n_c \sim 3 \times 10^7 \text{ cm}^{-3}$ zwischen der von $\text{HCO}^+(4-3)$ und $\text{HCN}(4-3)$ liegt, und die Intensität der $\text{CS}(5-4)$ -Linie durchaus mit der von $\text{HCO}^+(3-2)$ vergleichbar ist. Dieser Befund bestätigt auch die aus der Staubemission abgeleiteten Temperaturen der Kerne (siehe Tabelle 6.4 in Abschnitt 6.5.3). In den dort untersuchten 13 Kernen liegt die Temperatur der warmen Komponente fast immer unter 60 K, zu niedrig um den $\text{CS}(7-6)$ -Übergang signifikant anzuregen.

6.6.2 Einfall und Kollaps

Die Spektren der beobachteten Übergänge erlauben auch eine Analyse des dynamischen Zustands der Kerne. So ergibt sich durch die Einfallbewegung von molekularem Material eine rotverschobene Selbstabsorption in optisch dicken Linien (Choi et al., 1995; Choi, 2002). Dabei ist es von Bedeutung, eine optisch dünne Linie als Geschwindigkeitsreferenz zu haben, um ein Selbstabsorptionsprofil von zwei überlagerten, bei leicht unterschiedlichen Radialgeschwindigkeiten befindlichen Komponenten unterscheiden zu können.

Signaturen für Einfall wurden schon in einer Reihe von massearmen prä- oder protostellaren Kernen gefunden (siehe z.B. Lee et al., 1999, 2004; Sohn et al., 2004). Dabei wurden als optisch dicke Linien die Übergänge $\text{CS}(2-1)$, $(3-2)$ oder $\text{HCN}(1-0)$ genutzt, als optisch dünne Referenz oft $\text{N}_2\text{H}^+(1-0)$. Simulationen von Choi (2002) zeigen jedoch, dass in massereichen Kernen bei gegebenem Einfall die $\text{HCO}^+(3-2)$ -Linie das eindeutigste Profil zeigt. HCO^+ hat außerdem den Vorteil, dass mit der $\text{H}^{13}\text{CO}^+(3-2)$ -Linie auch ein optisch dünner Übergang bei vergleichbarer Frequenz zur Verfügung steht.

In Abbildung 6.7 sind die $\text{HCO}^+(3-2)$ -Spektren von 16 der 28 beobachteten Kerne gezeigt. In sechs Fällen lässt sich eine rotverschobene Selbstabsorption ausmachen (ISOSS J18364-0221 SMM1, ISOSS J22478+6357, ISOSS J23053+5953 SMM1 + SMM2, ISOSS J04225+5150 SMM3 und ISOSS J05337+3031 SMM2). Hier wurde dieselbe Signatur auch in anderen Linien (z.B. $\text{CS}(3-2)$ und $(5-4)$) nachgewiesen, jedoch zeigen die $\text{HCO}^+(3-2)$ -Spektren den Einfall am deutlichsten. Bei drei weiteren Quellen (ISOSS J19357+1950, ISOSS J19486+2556 SMM3, ISOSS J04225+5150 SMM1) sind ebenfalls Anzeichen einer rotverschobenen Selbstabsorption zu sehen, diese konnte allerdings nicht in den anderen Übergängen nachgewiesen werden. Als optisch dünne Referenz wurde entweder die $\text{H}^{13}\text{CO}^+(3-2)$ -Linie oder bei schwachen Quellen die $\text{N}_2\text{H}^+(1-0)$ -Linie verwendet.

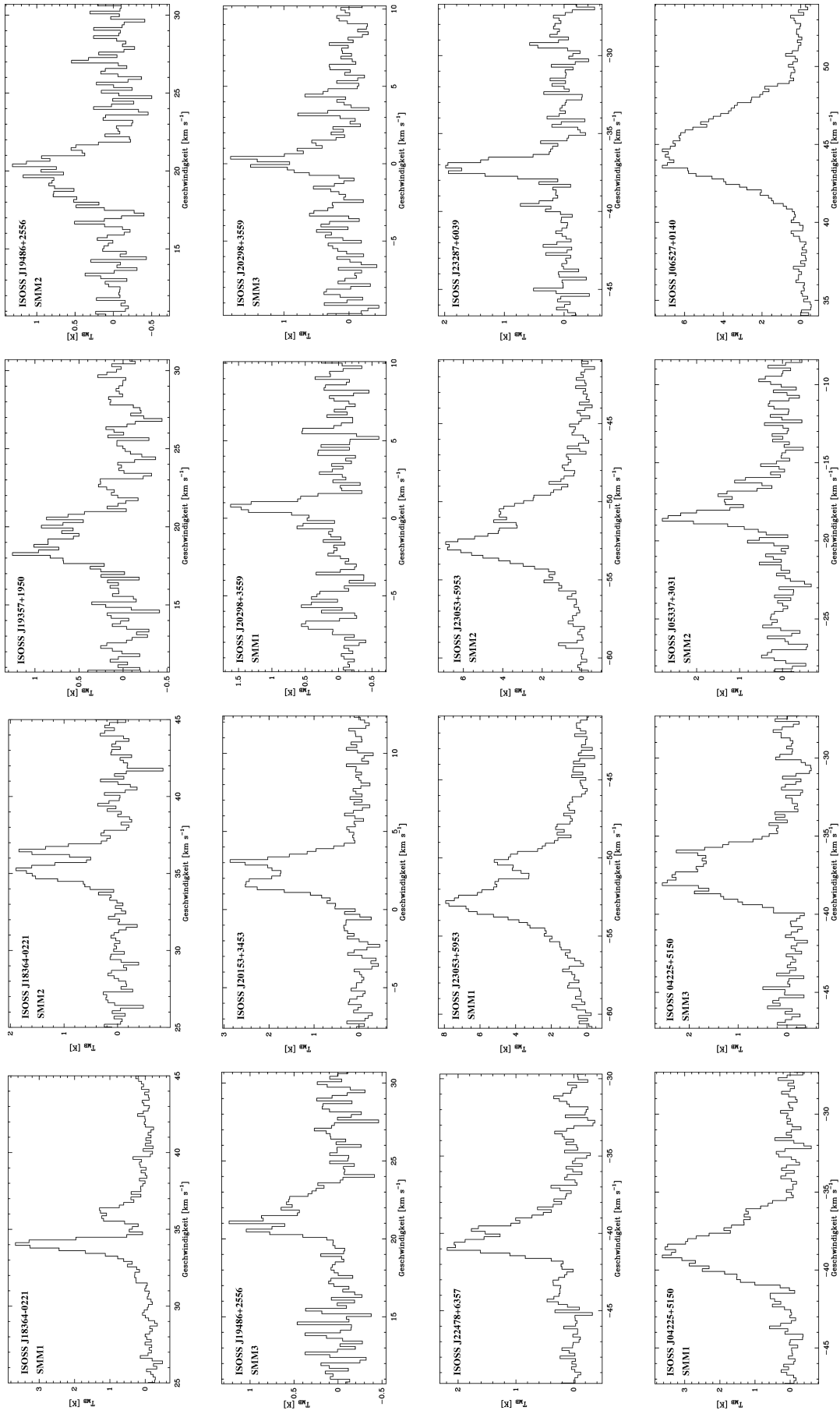


Abbildung 6.7: $\text{HCO}^+(3-2)$ -Spektren der kompakten (Sub)Millimeter-Kerne der kalten ISOSS-Sternentstehungsregionen.

Die unterschiedlichen Profile der HCO^+ -Linie resultieren einerseits aus der Kinematik des Gases (Turbulenz, Einfall), andererseits aus den optischen Tiefen. So wird bei Dichten $n_c > 10^6 \text{ cm}^{-3}$ der Übergang optisch dick und es tritt Selbstabsorption auf (siehe z.B. Spektrum von ISOSS J20153+3453 in Abbildung 6.7). Gibt es darüber hinaus noch eine Vorzugsrichtung für die Bewegung des Gases, z.B. durch Kollaps des Kerns, so verschiebt sich die Geschwindigkeit der Selbstabsorption (siehe Diskussion im vorigen Abschnitt). Durch molekulare Ausflüsse können breite Linienflügel entstehen (siehe z.B. ISOSS J23053+5953 SMM1 in Abbildung 6.7). Bei Kernen mit etwas geringerer räumlicher Dichte und geringer Turbulenz kann die Linie dagegen recht schmal werden ($\Delta v \sim 2 \text{ km s}^{-1}$, siehe ISOSS J23287+6039). Bei verhältnismäßig warmen und weit entwickelten Kernen mit vielen jungen stellaren Objekten und daher auch molekularen Ausflüssen können sehr breite Linien ohne Selbstabsorption auftreten (ISOSS J06527+0140).

32% der in $\text{HCO}^+(3-2)$ beobachteten Kerne haben ein Linienprofil, wie man es bei einfallendem Gas erwartet. Dieser Anteil ist vergleichbar mit dem von Fuller et al. (2005) beobachteten HMPOs, bei denen 22 von 77 Quellen ($\sim 29\%$) Kandidaten für Kerne mit Einfall sind. Jedoch gibt es auch andere dynamische Konfigurationen, die ein solches Linienprofil entstehen lassen können: erstens die Überlagerung von mehreren Komponenten bei unterschiedlichen Radialgeschwindigkeiten und zweitens Rotation des räumlich unaufgelösten Kerns. Während der erste Punkt durch die Beobachtung einer optisch dünnen Linie ohne weitere Komponenten praktisch ausgeschlossen werden kann, sind zur Klärung der zweiten Möglichkeit Aufnahmen mit hoher Auflösung, wie sie im Millimeter-Bereich nur durch Interferometrie möglich sind, notwendig.

6.7 Interferometrie

Interferometrische Beobachtungen im Millimeter-Kontinuum und von Moleküllinien wurden am PdBI durchgeführt. Die Ergebnisse für die Kerne ISOSS J23053+5953 SMM1 und SMM2 wurden bereits in Kapitel 5 im Rahmen einer Fallstudie vorgestellt. Dabei zeigte sich, dass einer der beiden Kerne (SMM2) auch mit der hohen Auflösung des Interferometers (Winkelauflösung $\sim 1''$ FWHM bei 1.3 mm Wellenlänge) kompakt bleibt und eine hohe Masse ($M \approx 25 M_\odot$) hat. Der andere Kern dagegen zerfällt in drei Komponenten mittlerer Masse.

Beide Kerne zeigen in Moleküllinienmessungen mit Einzelteleskopen ein Einfallprofil in $\text{HCO}^+(3-2)$ und CS-Linien. Bei SMM2 wird ein solches Profil auch mit dem PdBI in $\text{HCO}^+(1-0)$ nachgewiesen, bei SMM1 jedoch nicht. Bei letzterer Quelle liegt das beobachtete Spektrum offenbar in der Überlagerung der drei Komponenten begründet. Dies unterstreicht die Bedeutung von Beobachtungen mit hoher räumlicher Auflösung bei der Verifikation von Einfall-Kandidaten.

Eine weitere mit dem PdBI untersuchte Quelle ist der massereiche junge Protostern ISOSS J18364-0221 SMM1, vorgestellt in der Fallstudie in Kapitel 4. Dieses Objekt wurde nicht im nahen Infrarot und IRAC nachgewiesen, jedoch mit MIPS bei $24 \mu\text{m}$ Wellenlänge. In Moleküllinienbeobachtungen am IRAM-30-m-Teleskop wurde Einfall und ein massereicher Ausfluss nachgewiesen, welcher auch als Emission von geschocktem molekularem Wasserstoff zu beobachten ist (siehe Abbildungen A.1 und A.2).

Bisher wurde die Hälfte der Beobachtungen dieser Quelle am PdBI durchgeführt und erste Ergebnisse sind verfügbar. Eine Karte von ISOSS J18364-0221 SMM1 im 3.4 mm-Kontinuum ist in Abbildung 6.8 dargestellt. Der Kern besteht aus zwei Komponenten, die in den SCUBA Beobachtungen nicht eindeutig getrennt werden konnten. Die südliche ist Ursprung der Emission bei $24 \mu\text{m}$ und mit dichtem Gas ($\text{HCN}(1-0)$ und $\text{HCO}^+(1-0)$) assoziiert. In beiden Linien ist rotverschobene Selbstabsorption zu beobachten.

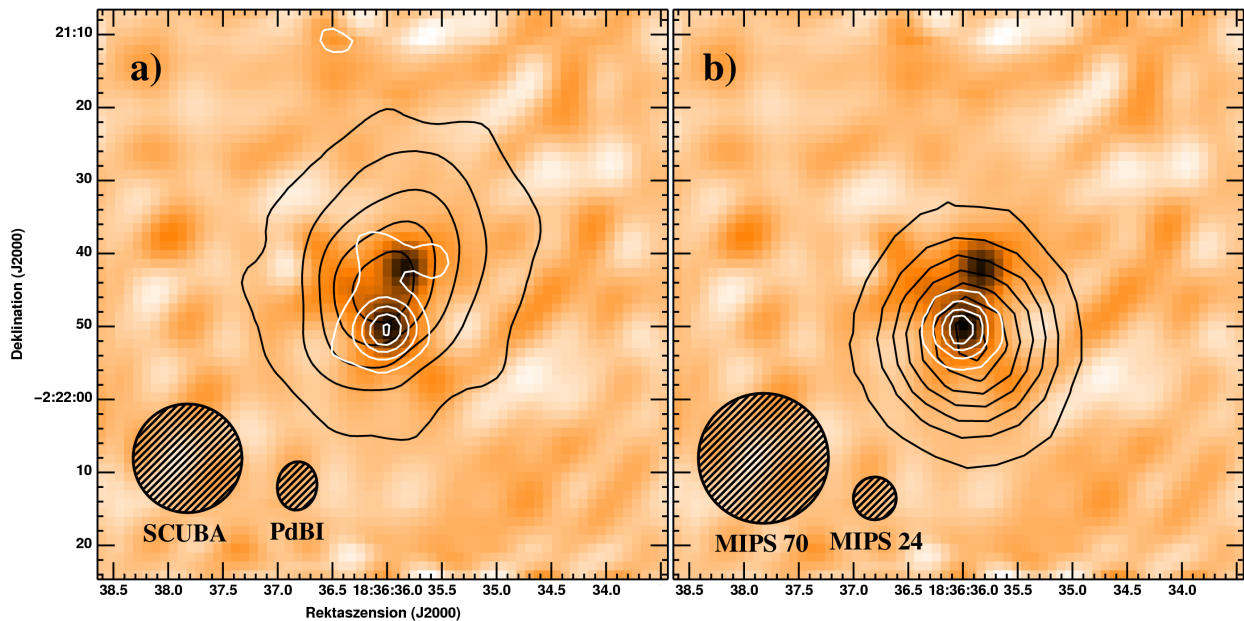


Abbildung 6.8: **a)** PdBI Karte des 3.4 mm-Kontinuums um ISOSS J18364-0221, dunkle Farben bedeuten mehr Fluss. Die schwarzen Konturen zeigen die Emission bei $850\ \mu\text{m}$, gemessen mit SCUBA. Die integrierte Linienemission von HCN(1-0) (PdBI) ist als weiße Konturen dargestellt. Die Größen der Punktverbreiterungsfunktionen ist unten links gezeigt. **b)** Karte wie in a), die schwarzen Konturen zeigen jedoch die Emission bei $70\ \mu\text{m}$, die weißen die bei $24\ \mu\text{m}$ Wellenlänge.

Die nördliche Komponente muss sehr kalt sein, da sie nicht nur keine detektierbare Emission bei $24\ \mu\text{m}$ aufweist, sondern auch ihr $70\ \mu\text{m}$ -Fluss sehr klein ist. Der Großteil der Emission im fernen Infrarot geht auf den Protostern im Süden zurück.

Durch die Vervollständigung der PdBI Beobachtungen in der etwas ausgedehnteren C Konfiguration der Antennen wird die bisher erreichte Auflösung und Empfindlichkeit noch steigen.

6.8 SPITZER IRS Beobachtungen

Insgesamt sechs der entdeckten MIPS $24\ \mu\text{m}$ -Quellen in den kalten Kernen wurden für spektroskopische Beobachtungen mit IRS an Bord von SPITZER ausgewählt. Von vier liegen bereits erste Ergebnisse vor, die Mittelinfrarot-Quelle wurde in allen Fällen detektiert. Durch die Abdeckung des Wellenlängenbereichs von ca. $5.5\ \mu\text{m}$ bis $37\ \mu\text{m}$ erlauben die Daten eine bessere Anpassung an die aus Strahlungstransportrechnungen gewonnenen Modelle (siehe Abschnitt 7.3). Emissionslinien in den Spektren – z.B. die Quadrupol-Übergänge von molekularem Wasserstoff – sollen Aufschluss über die anregende Quelle und die Temperatur und Masse des warmen Gases geben. Eine vollständige Auswertung der Daten wird erfolgen, sobald alle Beobachtungen vorliegen.

Abbildung 6.9 zeigt ein Spektrum niedriger Auflösung ($\lambda/\Delta\lambda \sim 120$) von ISOSS J20153+3453 IRS1, einer hellen $24\ \mu\text{m}$ -Quelle ($F_{24\ \mu\text{m}} = 1.2\ \text{Jy}$), die sich in unmittelbarer Nähe zu dem protostellaren Kern ISOSS J20153+3453 SMM1 befindet (siehe Abbildung 6.5). Neben einem roten Kontinuum weist das Spektrum Absorptionsbereiche auf, die charakteristisch für Silikate sind. Breite Emissionslinien bei 6.2 , 7.7 , 8.6 und $11.3\ \mu\text{m}$ weisen auf Strahlungsanregung von polycyclischen aromatischen Kohlenwasserstoffen (engl.: **polycyclic aromatic hydrocarbons**, PAH) hin (Puget & Leger, 1989). Desweiteren werden Emissionslinien der reinen Rotationsübergänge

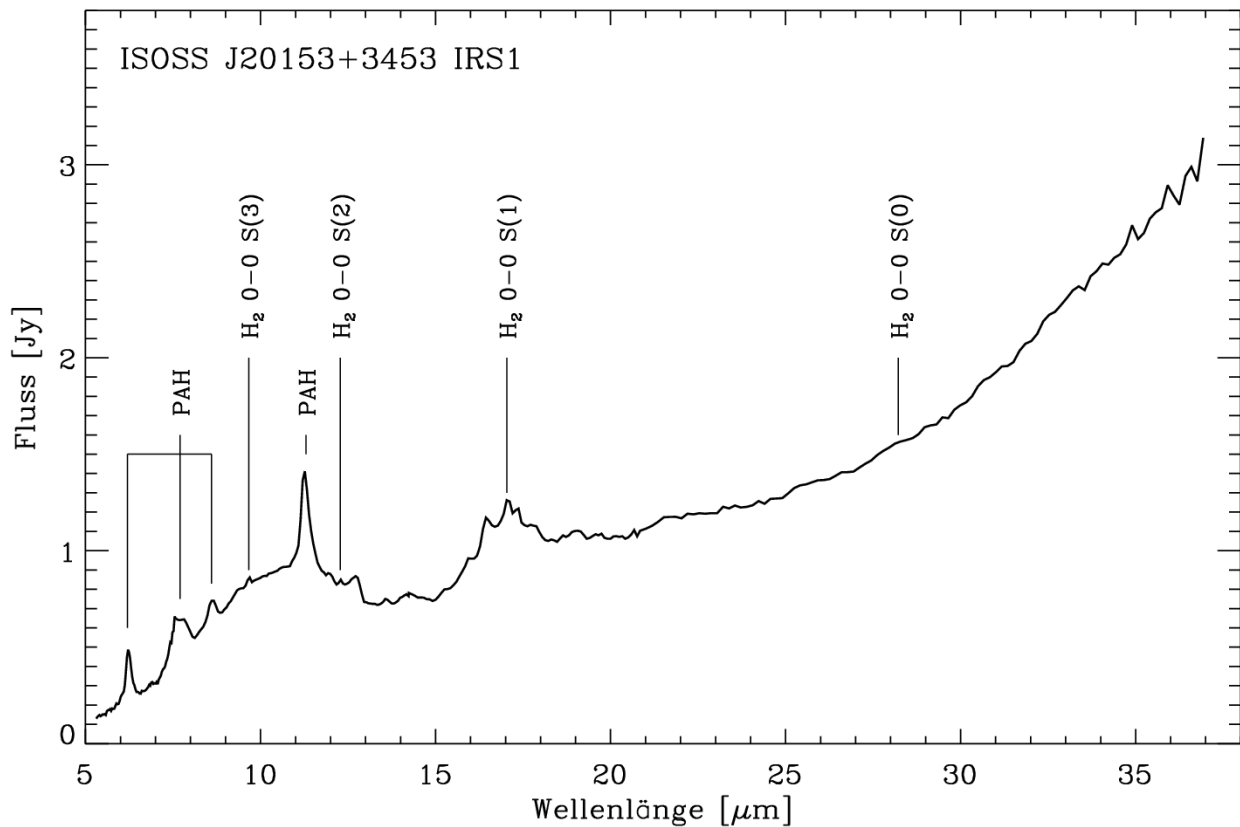


Abbildung 6.9: Spektrum der hellen $24\ \mu\text{m}$ -Quelle ISOSS J20153+3453 IRS1. Identifizierte Emissionslinien von molekularem Wasserstoff sind gekennzeichnet, ebenso Bereiche mit PAH-Emission.

von molekularem Wasserstoff beobachtet, welche aufgrund ihrer schmalen Breite in den höher aufgelösten IRS Echelle-Spektren ($\lambda/\Delta\lambda \sim 600$) jedoch klarer hervortreten. Eine erste Analyse der Linien deutet darauf hin, dass das Verhältnis von ortho- zu para-Wasserstoff nicht dem thermalisierten entspricht und die Anregungstemperatur $T_{\text{ex}} > 1000\ \text{K}$ ist. Dies impliziert Schockanregung der beobachteten Übergänge (Burton et al., 1992) und spricht für die Existenz eines protostellaren Jets.

6.9 Die Eignung des ISOSS zum Nachweis junger Sternentstehungsgebiete

Die vorliegenden Ergebnisse zeigen, dass es mit der ISOPHOT Zufallsdurchmusterung und den angewendeten Auswahlkriterien möglich war, junge und massereiche Sternentstehungsregionen zuverlässig zu identifizieren. Von ca. 50 zur Nachbeobachtung ausgewählten Quellen konnten 35 im (Sub)Millimeter-Kontinuum nachgewiesen werden. In allen Regionen befanden sich kompakte Kondensationen molekularen Gases mit räumlichen Dichten $n(\text{H}_2) \geq 10^6\ \text{cm}^{-3}$. Der Großteil des Staubes (und Gases) in diesen Kernen ist kalt ($13\ \text{K} < T < 22\ \text{K}$). Neun von 28 studierten Kernen zeigen überdies Signaturen von Einfall, drei von diesen Objekten wurden bzw. werden am PdBI mit hoher räumlicher Auflösung studiert. Während ein Kern in mehrere Komponenten zerfällt, zeigen die beiden anderen auch bei hoher Auflösung ein Einfallprofil.

Alle studierten Regionen sind Orte aktiver Sternentstehung. Neben den massereichen Kernen gibt es viele eingebettete YSOs in unterschiedlichen Entwicklungsstufen. Es wurden vielversprechende

Kandidaten für massereiche und sehr junge Protosterne bzw. protostellare Kerne gefunden (siehe die beiden Fallstudien in Kapitel 4 und 5). Auch mögliche Kandidaten für wahre prä-stellare Kerne mit hohen Massen $M > 100 M_{\odot}$ wurden identifiziert. Die genaue Klärung der Natur dieser Objekte bedarf jedoch weiterer Beobachtungen und Vergleich mit Vorhersagen aus Simulationen und Strahlungstransportrechnungen. Dennoch bleibt festzuhalten, dass die Beobachtungsergebnisse – insbesondere die Existenz von Einfall auf kleinen Skalen und kollimierter Ausflüsse und Jets – für das Sternentstehungs-Szenario des gravitativen Kollapses eines turbulenten Mediums sprechen.

Tabelle 6.5 fasst die durchgeführten Beobachtungen und die daraus abgeleiteten Parameter für die studierten Quellen zusammen. Sehr viele (33) der untersuchten Regionen zeigen Anzeichen von molekularen Ausflüssen und damit die Existenz sich entwickelnder Protosterne. Um mehr massereiche Sternentstehungsgebiete in noch früheren Stadien zu finden, ist wahrscheinlich eine Durchmusterung bei zwei Wellenlängen $\lambda > 150 \mu\text{m}$ nötig. Durch die Korrelation mit IRAS $100 \mu\text{m}$ war es zwar möglich Quellen anhand ihrer Temperatur auszuwählen, jedoch scheint diese Wellenlänge nicht ausreichend, um auch extrem kalte ($T \lesssim 12 \text{ K}$) und damit junge Regionen nachzuweisen. Eine Kombination des ISOSS bei $170 \mu\text{m}$ mit noch längeren Wellenlängen ($\lambda \sim 250 \mu\text{m}$) böte noch bessere Möglichkeiten prä-stellare Kerne zu entdecken.

Tabelle 6.5: Zusammenfassung der Eigenschaften der kalten ISOSS-Regionen. Die Spalten bezeichnen im einzelnen: (1) Name der Region, (2) Entfernung in kpc, (3) die Masse der Region, bestimmt aus der Staub- und CO(3-2)-Emission, (4) die mittlere Temperatur (aus ISOSS/IRAS Flussverhältnis), (5) (Sub)Millimeter-Beobachtungen mit SCUBA (SCU) oder MAMBO-2 (MAM), (6) NIR-Beobachtungen, (7) Beobachtungen dichten Gases am IRAM-30-m-Teleskop, (8) Beobachtungen mit SPITZER, (9) Anzahl der Kerne in der Region, (10) Anzahl der jungen stellaren Objekte (Klassifiziert mit IRAC-Daten), (11) Anzeichen für molekulare Ausflüsse ja/nein (aus CO(3-2)-Durchmusterung), (12) Anzahl der Kerne bei denen Einfallsignaturen beobachtet werden. In Spalte (5) bis (8) bedeutet '-', dass diese Region nicht beobachtet wurde. In Spalte (9) bis (12) bedeutet '-', dass dieser Parameter nicht aus den durchgeführten Beobachtungen abzuleiten ist.

Quelle ISOSS...	d [kpc]	M [M_{\odot}]	T [K]	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)	(10)	(11)	(12)
18364-0221	2.2	900	14.6	SCU	NIR	IRAM	SPITZER	2	16	j	1/2
19223+1720	4.2	950	18.9	SCU	-	-	-	2	-	ja	-
19357+1950	4.0	630	17.5	SCU	NIR	IRAM	SPITZER	2	12	ja	1/2
19486+2556	2.9	120	18.0	SCU	NIR	IRAM	SPITZER	3	9	ja	1/3
19544+2835	1.6	90	15.4	SCU	-	-	-	1	-	ja	-
19557+2825	3.7	800	18.0	SCU	NIR	-	-	1	-	ja	-
20052+3428	8.9	2000	16.1	MAM	-	-	-	2	-	ja	-
20093+2729	2.0	110	18.5	SCU	NIR	IRAM	-	1	-	ja	0/1
20153+3453	2.0	250	19.0	SCU	NIR	IRAM	SPITZER	1	9	ja	0/1
20229+3649	5.1	1300	19.1	SCU	NIR	-	-	2	-	ja	-
20298+3559	1.8	200	16.0	SCU	NIR	IRAM	SPITZER	3	17	ja	0/3
20462+4624	10.6	4500	< 21	SCU	-	-	-	4	-	ja	-
21240+4936	5.8	1600	16.1	M/S	-	-	-	1	-	nein	-
21311+5127	3.5	650	17.9	SCU	NIR	IRAM	-	1	-	ja	0/1
22066+5600	1.4	50	15.0	MAM	-	-	-	2	-	-	-
22164+6003	6.5	3300	18.4	SCU	NIR	IRAM	-	3	-	ja	0/3
22470+5922	5.9	900	< 21	-	-	-	-	1	-	ja	-
22478+6357	4.0	1450	15.4	SCU	NIR	IRAM	SPITZER	1	16	ja	1/1

Tabelle 6.5: Fortsetzung.

Quelle ISOSS...	d [kpc]	M [M_{\odot}]	T [K]	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)	(10)	(11)	(12)
23053+5953	3.5	1000	17.1	SCU	NIR	IRAM	SPITZER	2	17	ja	1/2
23110+5930	4.8	1150	17.7	MAM	-	-	-	1	-	ja	-
23129+5944	3.9	900	17.0	SCU	NIR	IRAM	-	1	-	ja	0/1
23163+6047	5.6	1800	16.8	MAM	-	-	-	1	-	ja	-
23164+6053	5.6	1500	18.0	M/S	-	-	-	2	-	nein	-
23212+6126	4.6	450	15.6	MAM	-	-	-	-	-	-	-
23287+6039	4.0	860	17.3	SCU	NIR	IRAM	-	1	-	ja	0/1
23354+6452	6.5	4000	14.3	-	-	-	-	2	-	ja	-
23540+6033	4.0	700	18.5	MAM	-	-	-	1	-	nein	-
00018+6337	6.0	900	17.5	MAM	-	-	-	-	-	nein	-
00117+6256	4.1	180	16.2	MAM	-	-	-	1	-	-	-
00180+6550	4.5	700	18.0	-	-	-	-	1	-	nein	-
00239+6606	7.0	5000	< 21	-	-	-	-	2	-	ja	-
00466+5537	3.6	510	14.8	MAM	-	-	-	3	-	ja	-
00578+6449	6.7	350	19.1	MAM	-	-	-	-	-	-	-
01078+6521	10.3	3500	< 21	-	-	-	-	1	-	nein	-
01277+6201	4.1	410	17.0	-	-	-	-	1	-	ja	-
01456+6416	10.0	3800	< 21	-	NIR	-	-	2	-	nein	-
02012+6745	3.7	600	17.7	SCU	NIR	-	-	1	-	nein	-
02515+6209	4.8	1100	16.8	SCU	NIR	-	-	1	-	ja	-
04225+5150	6.0	3100	16.3	M/S	NIR	IRAM	SPITZER	3	46	ja	2/3
05337+3031	2.5	450	< 21	SCU	NIR	IRAM	-	2	-	ja	1/2
05384+3551	9.0	4700	21.1	SCU	-	-	-	1	-	nein	-
06104+1643	6.7	2000	20.4	SCU	-	IRAM	-	1	-	ja	0/1
06114+1726	7.7	3200	19.3	SCU	NIR	IRAM	-	1	-	nein	0/1
06527+0140	6.5	2500	< 21	SCU	NIR	IRAM	-	1	-	ja	0/1

Kapitel 7

Ausblick

Dieses Kapitel gibt einen Überblick über Nachfolgebeobachtungen, die sich aus der vorliegenden Arbeit ergeben. Dazu gehören weitere interferometrische Beobachtungen im Bereich der Millimeter- und Zentimeter-Wellenlängen, sowie Mittelinfrarot-Spektroskopie mit SPITZER. Außerdem werden mit HERSCHEL und JWST in Zukunft zwei weitere leistungsfähige Weltraumobservatorien zur Verfügung stehen. Auch die Möglichkeiten von detaillierten Strahlungstransportrechnungen und ihr Vergleich mit den existierenden und zukünftigen Beobachtungen wird diskutiert.

7.1 Die Grenzen bisheriger Beobachtungen

Die größte Limitierung der bisherigen Beobachtungen stellt nicht mangelnde Empfindlichkeit, sondern die zu geringe räumliche Auflösung dar. Betrachtet man einen typischen massereichen protostellaren Kern in einer Entfernung von 3 kpc, so entspricht sein effektiver Radius $R \sim 0.1$ pc einem Winkeldurchmesser von $\theta \sim 13''$. Dies ist in etwa die Auflösung moderner Einzelteleskope im (Sub)Millimeter-Bereich (IRAM-30-m-Teleskop oder JCMT) und von SPITZER im fernen Infrarot für $\lambda \leq 70 \mu\text{m}$. Dadurch sind einzelne Kerne zwar zu trennen, jedoch ist eine Bestimmung ihres Dichteprofiles so nicht möglich. Um Fragmentation in den Kernen nachzuweisen, sind noch höhere Auflösungen von wenigen 100 AE – entsprechend $\sim 0.1''$ – erforderlich (Krumholz et al., 2006a).

Durch die begrenzte Auflösung ist ein Vergleich von Beobachtungsdaten mit theoretischen Modellen und Strahlungstransportrechnungen meist nur aufgrund der spektralen Energieverteilung möglich (siehe Abschnitt 7.3). Zwar liefern die Simulationen auch Bilder für verschiedene Wellenlängen, doch durch die mangelnde Auflösung der Beobachtungen im FIR und (Sub)Millimeter sind direkte Vergleiche mit den vorhergesagten Bildern ohne Wert. Im Bereich des mittleren Infrarots wäre die Auflösung von erdgebundenen Teleskopen der 8-m-Klasse zwar hinreichend, doch in diesem Wellenlängenbereich ist die Empfindlichkeit aufgrund der zu kurzen Wellenlängen hin abfallenden SED von jungen Protosternen und dem hohen thermischen Hintergrund der Erdatmosphäre, sowie des Teleskops und der Instrumente selbst, nicht ausreichend. Hier werden zukünftige Weltraumobservatorien neue Möglichkeiten eröffnen (siehe Abschnitt 7.2.4).

7.2 Weiterführende Beobachtungen

7.2.1 Interferometrie

Weitere Beobachtungen mit hoher räumlicher Auflösung im Millimeter-Bereich sind momentan im Gang bzw. geplant. So wird der junge, massereiche Protostern ISOSS J18364-0221 SMM1 mit dem PdBI im 3 mm und 1.3 mm Kontinuum, sowie den Moleküllinien $\text{HCO}^+(1-0)$, $\text{HCN}(1-0)$ und

CO(2-1) beobachtet. Erste Aufnahmen in der kompakten D Konfiguration des PdBI sind bereits genommen. Die vorläufigen Karten des 3 mm-Kontinuums und der Linienemission von HCN(1-0) sind in Abbildung 6.8 dargestellt. Hauptziele dieser Beobachtungen sind:

1. Ableitung des Dichteprofiles der proto- oder prä-stellaren Kerne.
2. Identifikation von kompakten Kondensationen innerhalb der Kerne, welche auf das Vorhandensein mehrerer Protosterne hindeuten würden.
3. Verbesserte Astrometrie im Vergleich zu den Einzelteleskopbeobachtungen ($\sim 0.15''$ gegenüber $\sim 3''$). Dadurch ist gegebenenfalls ein Ausschluss der mit SPITZER im MIR detektierten Quellen als Gegenstück-Kandidat zu den Millimeter-Kernen möglich.
4. Bestätigung der Einfallsignaturen auf kleineren Skalen (wenige tausend AE) und Ausschluss anderer Möglichkeiten wie Rotation oder die Überlagerung mehrerer Komponenten.
5. Studium der Morphologie der molekularen Ausflüsse und ihres Kollimationsgrades.

Neben den Beobachtungen im Millimeter-Bereich sollen auch interferometrische Karten der Emission von Ammoniak für einzelne, besonders interessante Quellen (z.B. ISOSS J18364-0221) genommen werden. Diese Beobachtungen sollen am Australia Telescope Compact Array (ATCA) in Narrabri (Australien) und am Very Large Array (VLA) in New Mexico (USA) durchgeführt werden. Mit Winkelauflösungen im Bereich von wenigen Bogensekunden lassen sich damit Dichteprofile des molekularen Gases in den Kernen gewinnen. Können die Inversionsübergänge (1,1) und (2,2) nachgewiesen werden, so ist auch eine Erstellung von Temperaturprofilen dieser Objekte möglich. Dies ist vor allem für die Kandidaten für prä-stellare Kerne interessant, da hier ein von außen nach innen sinkender Temperaturverlauf erwartet wird.

Eine Schwierigkeit bei interferometrischen Beobachtungen ist, dass man nicht ein vollständiges Bild erhält, sondern dieses erst aus den gewonnenen Daten rekonstruieren muss. Je nach Abdeckung der UV-Ebene kann es dabei zu Flussverlust und Mehrdeutigkeiten bei der Bildrekonstruktion kommen, da das Interferometer große Strukturen herausfiltert (siehe z.B. Choi et al., 2004, und die Ergebnisse der Fallstudie in Kapitel 5). Um diesem Effekt entgegenzuwirken, sind für alle weiteren interferometrischen Beobachtungen auch sogenannte "Zero-Spacing"-Aufnahmen mit großen Einzelteleskopen geplant, die eine vollständige Rekonstruktion der Flüsse ermöglichen (Stanimirovic, 2002).

7.2.2 SPITZER IRS Spektroskopie

Zwei der insgesamt sechs für IRS Spektroskopie vorgesehenen MIPS $24\mu\text{m}$ -Quellen wurden noch nicht beobachtet, für die anderen vier liegen bereits Daten vor. In Abschnitt 6.8 wurden die vorläufigen Ergebnisse anhand eines Beispiels vorgestellt. Die vollständige Auswertung der Daten wird erfolgen, sobald der vollständige Datensatz vorliegt. Ziel der Beobachtungen ist eine Bestimmung der Eigenschaften des zentralen Protosterns (R_* , M_* , M_{Disk}) durch Vergleich mit aus Strahlungstransportrechnungen erhaltenen Modellen (siehe Abschnitt 7.3).

7.2.3 Das HERSCHEL-Weltraumteleskop

Das HERSCHEL SPACE OBSERVATORY (kurz HERSCHEL, früher Far Infrared and Submillimetre Telescope, FIRST, Pilbratt, 2005) ist ein Weltraumteleskop der europäischen Raumfahrtagentur ESA für den

Wellenlängenbereich von ca. $57\ \mu\text{m}$ bis $670\ \mu\text{m}$. Der 3.5 m durchmessende monolithische Hauptspiegel wird es nach seinem Start im Jahr 2008 zum größten bis dahin gebauten Weltraumteleskop machen. HERSCHEL wird sich auf einem Lissajous-Orbit um den zweiten Lagrangepunkt L2 des Systems Sonne-Erde befinden, ca. 1.5×10^6 km von der Erde entfernt. Im Gegensatz zu früheren FIR-Missionen wird der große Hauptspiegel nicht aktiv, sondern passiv durch thermische Abstrahlung auf $T \sim 80$ K gekühlt. Ein Hitzeschild wird den Spiegel dabei vor direkter Einstrahlung der Sonne und der Erde schützen (siehe Abbildung 7.1).

An Bord von HERSCHEL befinden sich drei wissenschaftliche Instrumente: das Heterodyne Instrument for the Far Infrared (HIFI, de Graauw et al., 2005), der Spectral and Photometric Imaging Receiver (SPIRE, Griffin et al., 2006) und das Photodetector Array Camera and Spectrometer (PACS, Poglitsch et al., 2006). Für ein weiteres Studium der ISOSS-Regionen sind insbesondere die beiden letztgenannten Instrumente interessant.

Sowohl PACS als auch SPIRE bieten die Möglichkeit für teilweise simultane Aufnahmen in bis zu drei photometrischen Bändern. Für PACS liegen diese bei 75 , 110 und $170\ \mu\text{m}$ Zentralwellenlänge, bei SPIRE sind es 250 , 350 und $500\ \mu\text{m}$. Durch diesen großen Wellenlängenbereich lassen sich bei den kalten ISOSS-Quellen sowohl der Wiensche als auch der Rayleigh-Jeans Teil der spektralen Energieverteilung beobachten. Damit ist eine genaue Bestimmung der Temperaturen und Massen der in den Regionen befindlichen kompakten Kernen möglich. Der größte Vorteil von HERSCHEL gegenüber der SPITZER-Mission ist dabei die deutlich höhere Auflösung: bei einer Wellenlänge von $110\ \mu\text{m}$ sollte die Punktverbreiterungsfunktion von PACS vergleichbar mit der von MIPS bei $24\ \mu\text{m}$ sein. Dadurch lassen sich auch eng beieinander liegende Kerne (wie z.B. in Abbildung 6.8 gezeigt) voneinander trennen und die Staubtemperatur kann für die verschiedenen Komponenten getrennt abgeleitet werden. Für prä-stellare Kerne sollte die Auflösung ausreichen, um aus den bei verschiedenen Wellenlängen gemessenen Flüssen das Temperaturprofil der Kerne zu bestimmen.

Das MPIA ist an der Entwicklung und Tests von Komponenten für das PACS-Instrument beteiligt und hat daher Garantiezeit mit HERSCHEL. Dies wird die Beobachtung von ca. 40 ISOSS-Quellen mit PACS und SPIRE ermöglichen. Im Rahmen dieser Doktorarbeit wurde auch das Garantiezeit-Proposal für Herschel mit ausgearbeitet (Henning et al., 2007).

7.2.4 Das JAMES WEBB SPACE TELESCOPE

Das JAMES WEBB SPACE TELESCOPE (JWST, Gardner et al., 2006) ist ein Weltraumobservatorium für den Wellenlängenbereich von $\sim 0.6\ \mu\text{m}$ bis $28\ \mu\text{m}$. JWST ist ein Gemeinschaftsprojekt der

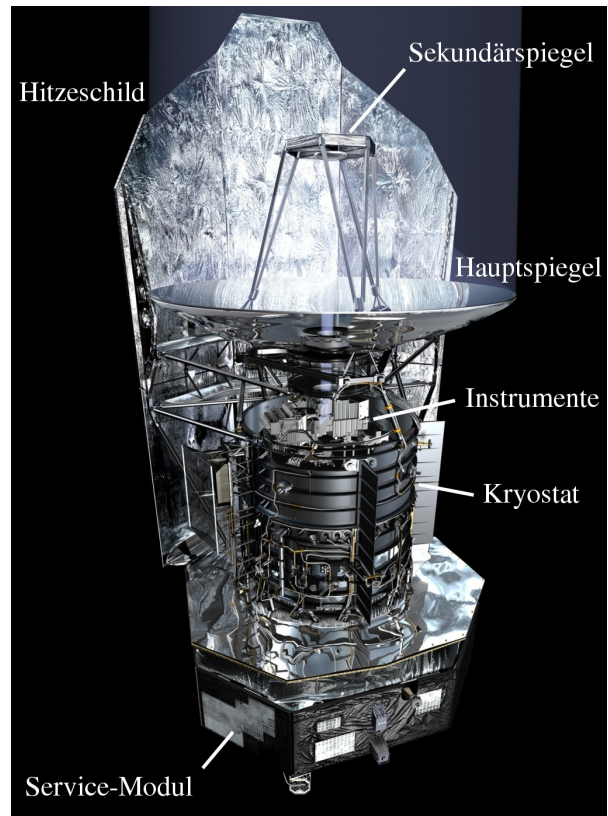


Abbildung 7.1: 3D-Modell des HERSCHEL-Satelliten, die wichtigsten Komponenten sind beschriftet. (Abbildung ESA)

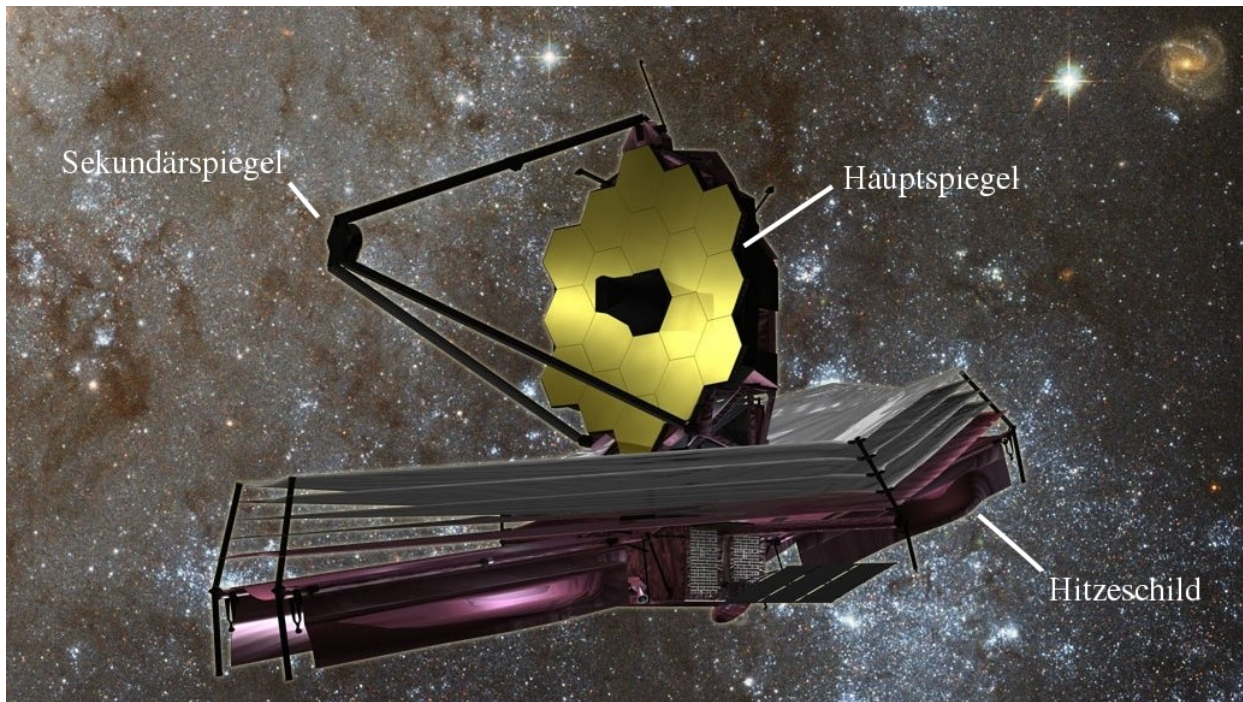


Abbildung 7.2: Computermodell des JWST (Abbildung NASA). Unten ist das mehrlagige Strahlungsschild und das Service-Modul mit Solarzellen zu sehen. Das Strahlungsschild, der Hauptspiegel und die Sekundärspiegelhalterung werden erst nach dem Start auf dem Flug zum L2 ausgefahren werden.

US-amerikanischen, europäischen und kanadischen Weltraumagenturen NASA, ESA und CSA und hat vier wissenschaftliche Instrumente an Bord:

NIRCAM (Near Infrared Camera, Rieke et al., 2005b) ist eine Kamera für das nahe Infrarot ($0.6 \mu\text{m} \leq \lambda \leq 5 \mu\text{m}$) mit einem Gesichtsfeld von $2.3 \times 2.3 \text{ arcmin}^2$.

MIRI (Mid Infrared Instrument, Rieke et al., 2005a) ist ein Multiobjekt-Spektrometer und Photometer für den Wellenlängenbereich von 5 bis $28 \mu\text{m}$.

NIRSPEC (Near Infrared Spectrograph, Jakobsen et al., 2005) ist ein Spektrograph für die Wellenlängen $\lambda \leq 5 \mu\text{m}$.

FGS (Fine Guidance Sensor, Hutchings et al., 2005) dient hauptsächlich zur Ausrichtung des Teleskops, enthält mit dem Tunable Filter Imager (TFI, Doyon et al., 2005) aber auch ein Modul für wissenschaftliche Aufnahmen im NIR.

Das JWST verfügt über einen aus 18 hexagonalen Segmenten bestehenden faltbaren Hauptspiegel mit 6.5 m Durchmesser, der durch den Einsatz großer, mehrlagiger Hitzeschilder passiv auf $T \sim 50 \text{ K}$ gekühlt werden soll (siehe Abbildung 7.2). Der Start wird voraussichtlich im Jahre 2013 mit einer Ariane 5 Rakete erfolgen. JWST wird wie auch HERSCHEL im L2 operieren. Im Gegensatz zu HERSCHEL wird die Kühlung der Instrumente und Detektoren nicht durch einen Kryostaten mit flüssigem Helium, sondern durch einen geschlossenen Kühlkreislauf erfolgen.

Für die ISOSS-Sternentstehungsregionen ist MIRI von besonderem wissenschaftlichen Interesse, da es durch den Vergleich von Beobachtungs- mit Modelldaten (siehe Abschnitt 7.3) eine genauere Charakterisierung der mit SPITZER entdeckten $24 \mu\text{m}$ -Quellen ermöglichen wird: Durch den großen

Hauptspiegel des JWST wird MIRI im mittleren Infrarot eine Auflösung erreichen, die vergleichbar mit der von bodengebundenen NIR-Beobachtungen ist. Dadurch wird es möglich sein, auch in dichten Sternhaufen einzelne Objekte voneinander zu trennen.

MIRI bietet die Möglichkeit zur Spektroskopie von zweidimensionalen Feldern mittels einer sogenannten integralen Feldeinheit (engl.: **integral field unit**, IFU). Dies erlaubt eine effiziente Gewinnung von Spektren der eingebetteten Protosterne und eine Charakterisierung des warmen molekularen Gases. Die Ziele dieser Aufnahmen sind damit vergleichbar mit denen der IRS-Spektroskopie, jedoch bietet MIRI eine deutlich höhere räumliche und spektrale Auflösung ($\lambda/\Delta\lambda \gtrsim 2000$) und auch Empfindlichkeit. Das Gesichtsfeld der IFU beträgt zwischen $3.5'' \times 3.7''$ bei $\lambda \sim 6.3 \mu\text{m}$ und $7.9'' \times 7.7''$ bei $\lambda \sim 23 \mu\text{m}$ (Wells et al., 2006) und ist somit groß genug, um in sehr dichten Regionen Spektren von mehreren YSOs simultan zu erhalten.

Das MPIA ist Teil des europäischen MIRI-Konsortiums und stellt mit Dietrich Lemke und Thomas Henning zwei CoPIs.

7.3 Vergleich mit Strahlungstransportrechnungen

7.3.1 Protostellare Kerne

Die gewonnenen SEDs der kompakten Kerne in den ISOSS-Regionen können in den meisten Fällen gut durch zwei modifizierte Schwarze Körper bei verschiedenen Temperaturen beschrieben werden (siehe Abschnitt 6.5.3). Auch wenn dieses einfache isotherme Modell eine Bestimmung von Temperaturen und Massen der Kerne erlaubt, so gibt es doch keine physikalische Erklärung für den Ursprung der beobachteten Leuchtkraft. Auch die Annahme optisch dünner Emission im gesamten Wellenlängenbereich ist bei den teilweise sehr hohen Säulendichten wahrscheinlich nicht korrekt.

Um eine physikalischere Beschreibung der Quellen zu bekommen, wurden erste eindimensionale Monte-Carlo-Strahlungstransportrechnungen mit dem Programm MC3D durchgeführt (Wolf et al., 1999; Wolf, 2003). Diese sollten unter der Verwendung von verschiedenen Dichteprofilen für die Kerne Aufschlüsse über die Temperaturverteilung und die Natur der eingebetteten, heizenden Quelle geben. Es zeigte sich jedoch bald, dass die beobachteten SEDs mit diesem eindimensionalen Modell nicht zu reproduzieren waren, unabhängig von der gewählten Dichteverteilung und den Eigenschaften eines innen liegenden Protosterns. Offensichtlich ist für eine korrekte Beschreibung mindestens ein zweidimensionales Modell und die Berücksichtigung der Akkretionsleuchtkraft erforderlich, da diese zu Beginn der Sternbildung einen Großteil der Gesamtleuchtkraft aufbringt (McKee & Tan, 2003).

Wie bereits in Abschnitt 5.4.2 erwähnt stellte Robitaille et al. (2006) vor kurzem eine Datenbank mit den SEDs von über 20000 verschiedenen Modellen von jungen stellaren Objekten vor. Diese wurden mit dem zweidimensionalen Monte-Carlo-Code von Whitney et al. (2003) berechnet, bei dem auch die Akkretionsleuchtkraft mit berücksichtigt wird. Mit dieser Datenbank und dem zur Verfügung stehenden Strahlungstransport-Programm¹ ist eine Untersuchung der physikalischen Parameter der Kerne möglich.

¹<http://caravan.astro.wisc.edu/protostars/>

7.3.2 Junge stellare Objekte

Die bisherige Einteilung der in den ISOSS-Regionen gefundenen YSOs in Klassen III, II und 0/I basiert auf ihren IRAC-Farben. Diese Einteilung erlaubt jedoch keine direkte Bestimmung der Leuchtkraft oder Masse der Objekte, da der absolute Fluss der Quellen nicht berücksichtigt wird. Außerdem ist eine Klassifikation nach Allen et al. (2004) nur möglich, wenn das Objekt in allen vier IRAC-Bändern nachgewiesen wurde.

Für viele der Quellen stehen zusätzliche photometrische Daten im nahen Infrarot und bei $24\ \mu\text{m}$ zur Verfügung. Durch einen Vergleich der bei diesen Wellenlängen gemessenen Flüsse mit den über 200000 SEDs (~ 20000 Objekte bei jeweils 10 Inklinationen) von Robitaille et al. (2006) sollte nicht nur eine Einteilung in Grundklassen möglich sein, sondern auch die Bestimmung der Leuchtkraft, der Masse des Zentralobjekts und der Scheibe, ihrer Inklination und des Alters des Systems. Für Regionen mit hinreichend vielen YSOs wäre somit die ursprüngliche Massenfunktion zu ermitteln.

Desweiteren erlauben die Simulationen mit dem Programm von Whitney et al. (2003) auch die Erzeugung von Bildern aus den Modellen bei beliebigen Wellenlängen. Bei den großen Entfernungen zu den Sternentstehungsregionen ist die räumliche Auflösung der bisherigen Beobachtungen nicht ausreichend, um einen aussagekräftigen Vergleich zwischen Modell und Wirklichkeit zu erlauben. Dies wird sich jedoch spätestens mit der Inbetriebnahme von JWST ändern.

Teile dieser Dissertation wurden an folgenden Stellen veröffentlicht:**in referierten Zeitschriften:**

Very Cold and Massive Cores near ISOSS J18364-0221: Implications for the Initial Conditions of High-Mass Star Formation

Birkmann, S. M.; Krause, O.; Lemke, D.

The Astrophysical Journal, Volume 637, Issue 1, pp. 380-383 (2006)

Constraints on the nature of dust particles by infrared observations

Kiss, Cs.; Abraham, P.; Laureijs, R. J.; Moor, A.; Birkmann, S. M.

Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, Volume 373, Issue 3, pp. 1213-1226 (2006)

A massive protostellar core with an infalling envelope

Birkmann, S. M.; Krause, O.; Hennemann, M.; Henning, Th.; Steinacker, J.; Lemke, D.

Submitted to A&A

in Konferenzbänden:

Early Stages of Massive Star Formation Revealed by ISO

Krause, O.; Vavrek, R.; Birkmann, S.; Klaas, U.; Stickel, M.; Tóth, L. V.; Lemke, D.

Baltic Astronomy, Vol. 13, p. 407-410 (2004)

Literaturverzeichnis

- [Allen et al. 2004] ALLEN, L. E. ; CALVET, N. ; D'ALESSIO, P. ; MERIN, B. ; HARTMANN, L. ; MEGEATH, S. T. ; GUTERMUTH, R. A. ; MUZEROLLE, J. ; PIPHER, J. L. ; MYERS, P. C. ; FAZIO, G. G.: Infrared Array Camera (IRAC) Colors of Young Stellar Objects. In: *ApJS* 154 (2004), September, S. 363–366 31, 68, 92, 109
- [André 1994] ANDRÉ, P.: Observations of protostars and protostellar stages. In: MONTMERLE, T. (Hrsg.) ; LADA, C. J. (Hrsg.) ; MIRABEL, I. F. (Hrsg.) ; TRAN THANH VAN, J. (Hrsg.): *The Cold Universe*, 1994, S. 179–+ 6
- [Andre et al. 1993] ANDRE, P. ; WARD-THOMPSON, D. ; BARSONY, M.: Submillimeter continuum observations of Rho Ophiuchi A - The candidate protostar VLA 1623 and prestellar clumps. In: *ApJ* 406 (1993), März, S. 122–141 5
- [Apai et al. 2006] APAI, D. ; BIK, A. ; KAPER, L. ; HENNING, T. ; ZINNECKER, H.: Massive binaries in high-mass star-forming regions: A multi-epoch radial velocity survey of embedded O-stars. In: *ArXiv Astrophysics e-prints* (2006), Oktober 7
- [Bally & Zinnecker 2005] BALLY, J. ; ZINNECKER, H.: The Birth of High-Mass Stars: Accretion and/or Mergers? In: *AJ* 129 (2005), Mai, S. 2281–2293 8
- [Baumeister et al. 2003] BAUMEISTER, H. ; BIZENBERGER, P. ; BAYLER-JONES, C. A. L. ; KOVÁCS, Z. ; RÖSER, H.-J. ; ROHLOFF, R.-R.: Cryogenic engineering for OMEGA2000: design and performance. In: IYE, M. (Hrsg.) ; MOORWOOD, A. F. M. (Hrsg.): *Instrument Design and Performance for Optical/Infrared Ground-based Telescopes. Edited by Iye, Masanori; Moorwood, Alan F. M. Proceedings of the SPIE, Volume 4841, pp. 343-354 (2003).*, März 2003, S. 343–354 29
- [Beltrán et al. 2006] BELTRÁN, M. T. ; CESARONI, R. ; CODELLA, C. ; TESTI, L. ; FURUYA, R. S. ; OLMÍ, L.: Infall of gas as the formation mechanism of stars up to 20 times more massive than the Sun. In: *Nature* 443 (2006), September, S. 427–429 45
- [Bergin & Langer 1997] BERGIN, E. A. ; LANGER, W. D.: Chemical Evolution in Preprotostellar and Protostellar Cores. In: *ApJ* 486 (1997), September, S. 316–+ 42
- [Bertoldi & McKee 1992] BERTOLDI, F. ; MCKEE, C. F.: Pressure-confined clumps in magnetized molecular clouds. In: *ApJ* 395 (1992), August, S. 140–157 8
- [Beuther et al. 2002] BEUTHER, H. ; SCHILKE, P. ; SRIDHARAN, T. K. ; MENTEN, K. M. ; WALMSLEY, C. M. ; WYROWSKI, F.: Massive molecular outflows. In: *A&A* 383 (2002), März, S. 892–904 42
- [Beuther & Shepherd 2005] BEUTHER, H. ; SHEPHERD, D.: Precursors of UCHII Regions and the Evolution of Massive Outflows. In: KUMAR, M. S. N. (Hrsg.) ; TAFALLA, M. (Hrsg.) ; CASELLI, P. (Hrsg.): *Cores to Clusters: Star Formation with Next Generation Telescopes*, November 2005, S. 105–119 8
- [Beuther et al. 2005] BEUTHER, H. ; SRIDHARAN, T. K. ; SAITO, M.: Caught in the Act: The Onset of Massive Star Formation. In: *ApJ* 634 (2005), Dezember, S. L185–L188 9, 11

- [Beuther et al. 2006] BEUTHER, H. ; ZHANG, Q. ; SRIDHARAN, T. K. ; LEE, C.-F. ; ZAPATA, L. A.: The high-mass star-forming region IRAS 18182-1433. In: *A&A* 454 (2006), Juli, S. 221–231 45
- [Birkmann et al. 2006] BIRKMANN, S. M. ; HENNEMANN, M. ; STEINACKER, J. ; LEMKE, D.: *IRS spectroscopy of extremely young massive protostars*. General Observer Proposal for Spitzer #30919. Februar 2006 32
- [Bizenberger et al. 1998] BIZENBERGER, P. ; MCCAUGHREAN, M. J. ; BIRK, C. ; THOMPSON, D. ; STORZ, C.: Omega Prime: the wide-field near-infrared camera for the 3.5-m telescope of the Calar Alto Observatory. In: FOWLER, A. M. (Hrsg.): *Proc. SPIE Vol. 3354, p. 825-832, Infrared Astronomical Instrumentation, Albert M. Fowler; Ed.*, August 1998, S. 825–832 29
- [Bonnell & Bate 2005] BONNELL, I. A. ; BATE, M. R.: Binary systems and stellar mergers in massive star formation. In: *MNRAS* 362 (2005), September, S. 915–920 7
- [Bonnell et al. 2001] BONNELL, I. A. ; BATE, M. R. ; CLARKE, C. J. ; PRINGLE, J. E.: Competitive accretion in embedded stellar clusters. In: *MNRAS* 323 (2001), Mai, S. 785–794 7
- [Bonnell et al. 2004] BONNELL, I. A. ; VINE, S. G. ; BATE, M. R.: Massive star formation: nurture, not nature. In: *MNRAS* 349 (2004), April, S. 735–741 7
- [Brand & Blitz 1993] BRAND, J. ; BLITZ, L.: The Velocity Field of the Outer Galaxy. In: *A&A* 275 (1993), August, S. 67–+ 18, 36, 63
- [Bronfman et al. 1996] BRONFMAN, L. ; NYMAN, L.-A. ; MAY, J.: A CS(2-1) survey of IRAS point sources with color characteristics of ultra-compact HII regions. In: *A&AS* 115 (1996), Januar, S. 81–+ 18
- [Brunt et al. 2003] BRUNT, C. M. ; KERTON, C. R. ; POMERLEAU, C.: An Outer Galaxy Molecular Cloud Catalog. In: *ApJS* 144 (2003), Januar, S. 47–70 17
- [Burton et al. 1992] BURTON, M. G. ; HOLLENBACH, D. J. ; TIELENS, A. G. G.: Mid-infrared rotational line emission from interstellar molecular hydrogen. In: *ApJ* 399 (1992), November, S. 563–572 83
- [Calvet et al. 2004] CALVET, N. ; MUZEROLLE, J. ; BRICEÑO, C. ; HERNÁNDEZ, J. ; HARTMANN, L. ; SAUCEDO, J. L. ; GORDON, K. D.: The Mass Accretion Rates of Intermediate-Mass T Tauri Stars. In: *AJ* 128 (2004), September, S. 1294–1318 57
- [Carpenter et al. 1993] CARPENTER, J. M. ; SNELL, R. L. ; SCHLOERB, F. P. ; SKRUTSKIE, M. F.: Embedded star clusters associated with luminous IRAS point sources. In: *ApJ* 407 (1993), April, S. 657–679 57
- [Casoli et al. 1986] CASOLI, F. ; COMBES, F. ; DUPRAZ, C. ; GERIN, M. ; BOULANGER, F.: (C-13)O and (C-12)O observations of cold IRAS unidentified point sources in the Galaxy. In: *A&A* 169 (1986), November, S. 281–297 18
- [Choi 2002] CHOI, M.: Modeling Line Profiles of Protostellar Collapse Observed with High Angular Resolution. In: *ApJ* 575 (2002), August, S. 900–910 28, 42, 53, 79
- [Choi et al. 1995] CHOI, M. ; EVANS, N. J. ; GREGERSEN, E. M. ; WANG, Y.: Modeling Line Profiles of Protostellar Collapse in B335 with the Monte Carlo Method. In: *ApJ* 448 (1995), August, S. 742–+ 79
- [Choi et al. 2004] CHOI, M. ; KAMAZAKI, T. ; TATEMATSU, K. ; PANIS, J.-F.: Structure of the Dense Molecular Gas in the NGC 1333 IRAS 4 Region. In: *ApJ* 617 (2004), Dezember, S. 1157–1166 56, 88

- [Cutri et al. 2003] CUTRI, R. M. ; SKRUTSKIE, M. F. ; VAN DYK, S. ; BEICHMAN, C. A. ; CARPENTER, J. M. ; CHESTER, T. ; CAMBRESY, L. ; EVANS, T. ; FOWLER, J. ; GIZIS, J. ; HOWARD, E. ; HUCHRA, J. ; JARRETT, T. ; KOPAN, E. L. ; KIRKPATRICK, J. D. ; LIGHT, R. M. ; MARSH, K. A. ; MCCALLON, H. ; SCHNEIDER, S. ; STIENING, R. ; SYKES, M. ; WEINBERG, M. ; WHEATON, W. A. ; WHEELOCK, S. ; ZACARIAS, N.: *2MASS All Sky Catalog of point sources*. The IRSA 2MASS All-Sky Point Source Catalog, NASA/IPAC Infrared Science Archive. <http://irsa.ipac.caltech.edu/applications/Gator/>, Juni 2003 29, 37, 46
- [de Graauw et al. 2005] DE GRAAUW, T. ; CAUX, E. ; GUESTEN, R. ; HELMICH, F. ; PEARSON, J. ; PHILLIPS, T. G. ; SCHIEDER, R. ; TIELENS, X. ; SARACENO, P. ; STUTZKI, J. ; WAFELBAKKER, C. K. ; WHYBORN, N. D.: The Herschel-Heterodyne Instrument for the Far-Infrared (HIFI). In: *Bulletin of the American Astronomical Society*, Dezember 2005, S. 1219–+ 89
- [de Jager & Nieuwenhuijzen 1987] DE JAGER, C. ; NIEUWENHUIJZEN, H.: A new determination of the statistical relations between stellar spectral and luminosity classes and stellar effective temperature and luminosity. In: *A&A* 177 (1987), Mai, S. 217–227 56
- [Desert et al. 1990] DESERT, F.-X. ; BOULANGER, F. ; PUGET, J. L.: Interstellar dust models for extinction and emission. In: *A&A* 237 (1990), Oktober, S. 215–236 17
- [Dickman 1978] DICKMAN, R. L.: Star counts and visual extinctions in dark nebulae. In: *AJ* 83 (1978), April, S. 363–372 40
- [Doyon et al. 2005] DOYON, R. ; HUTCHINGS, R. ; ROWLANDS, N. ; EVANS, C. ; GREENBERG, E. ; SCOTT, A. ; ABRAHAM, R. ; FERRARESE, L. ; FULLERTON, A. ; JAYAWARDHANA, R. ; JOHNSTONE, D. ; MEYER, M. R. ; PIPHER, J. ; SAWICKI, M.: TFI: The JWST Tunable Filter Imager. In: *Bulletin of the American Astronomical Society*, Dezember 2005, S. 1352–+ 90
- [Elmegreen 2000] ELMEGREEN, B. G.: Modeling a High-Mass Turn-Down in the Stellar Initial Mass Function. In: *ApJ* 539 (2000), August, S. 342–351 5
- [Evans et al. 2002] EVANS, N. J. ; SHIRLEY, Y. L. ; MUELLER, K. E. ; KNEZ, C.: The Formation and Early Evolution of Massive Stars. In: CROWTHER, P. (Hrsg.): *ASP Conf. Ser. 267: Hot Star Workshop III: The Earliest Phases of Massive Star Birth*, Oktober 2002, S. 17–+ 10, 43
- [Evans 1999] EVANS, N. J.: Physical Conditions in Regions of Star Formation. In: *ARA&A* 37 (1999), S. 311–362 28, 42
- [Fazio et al. 2004] FAZIO, G. G. ; HORA, J. L. ; ALLEN, L. E. ; ASHBY, M. L. N. ; BARMBY, P. ; DEUTSCH, L. K. ; HUANG, J.-S. ; KLEINER, S. ; MARENGO, M. ; MEGEATH, S. T. ; MELNICK, G. J. ; PAHRE, M. A. ; PATTEN, B. M. ; POLIZOTTI, J. ; SMITH, H. A. ; TAYLOR, R. S. ; WANG, Z. ; WILLNER, S. P. ; HOFFMANN, W. F. ; PIPHER, J. L. ; FORREST, W. J. ; MCMURTY, C. W. ; MCCREIGHT, C. R. ; MCKELVEY, M. E. ; McMURRAY, R. E. ; KOCH, D. G. ; MOSELEY, S. H. ; ARENDT, R. G. ; MENTZELL, J. E. ; MARX, C. T. ; LOSCH, P. ; MAYMAN, P. ; EICHHORN, W. ; KREBS, D. ; JHABVALA, M. ; GEZARI, D. Y. ; FIXSEN, D. J. ; FLORES, J. ; SHAKOORZADEH, K. ; JUNGO, R. ; HAKUN, C. ; WORKMAN, L. ; KARPATI, G. ; KICHAK, R. ; WHITLEY, R. ; MANN, S. ; TOLLESTRUP, E. V. ; EISENHARDT, P. ; STERN, D. ; GORJIAN, V. ; BHATTACHARYA, B. ; CAREY, S. ; NELSON, B. O. ; GLACCUM, W. J. ; LACY, M. ; LOWRANCE, P. J. ; LAINE, S. ; REACH, W. T. ; STAUFFER, J. A. ; SURACE, J. A. ; WILSON, G. ; WRIGHT, E. L. ; HOFFMAN, A. ; DOMINGO, G. ; COHEN, M.: The Infrared Array Camera (IRAC) for the Spitzer Space Telescope. In: *ApJS* 154 (2004), September, S. 10–17 30
- [Figer 2005] FIGER, D. F.: An upper limit to the masses of stars. In: *Nature* 434 (2005), März, S. 192–194 5

- [Fontani et al. 2005] FONTANI, F. ; BELTRÁN, M. T. ; BRAND, J. ; CESARONI, R. ; TESTI, L. ; MOLINARI, S. ; WALMSLEY, C. M.: Search for massive protostellar candidates in the southern hemisphere. I. Association with dense gas. In: *A&A* 432 (2005), März, S. 921–935 11
- [Forbrich et al. 2004] FORBRICH, J. ; SCHREYER, K. ; POSSELT, B. ; KLEIN, R. ; HENNING, T.: An Extremely Young Massive Stellar Object near IRAS 07029-1215. In: *ApJ* 602 (2004), Februar, S. 843–849 11
- [Fruchter & Hook 2002] FRUCHTER, A. S. ; HOOK, R. N.: Drizzle: A Method for the Linear Reconstruction of Undersampled Images. In: *PASP* 114 (2002), Februar, S. 144–152 31
- [Fuller et al. 2005] FULLER, G. A. ; WILLIAMS, S. J. ; SRIDHARAN, T. K.: The circumstellar environment of high mass protostellar objects. III. Evidence of infall? In: *A&A* 442 (2005), November, S. 949–959 81
- [Garay et al. 2004] GARAY, G. ; FAÚNDEZ, S. ; MARDONES, D. ; BRONFMAN, L. ; CHINI, R. ; NYMAN, L.-Å.: Discovery of Four New Massive and Dense Cold Cores. In: *ApJ* 610 (2004), Juli, S. 313–319 11
- [Gardner et al. 2006] GARDNER, J. P. ; MATHER, J. C. ; CLAMPIN, M. ; DOYON, R. ; GREENHOUSE, M. A. ; HAMMEL, H. B. ; HUTCHINGS, J. B. ; JAKOBSEN, P. ; LILLY, S. J. ; LONG, K. S. ; LUNINE, J. I. ; MCCAUGHREAN, M. J. ; MOUNTAIN, M. ; NELLA, J. ; RIEKE, G. H. ; RIEKE, M. J. ; RIX, H.-W. ; SMITH, E. P. ; SONNEBORN, G. ; STIAVELLI, M. ; STOCKMAN, H. S. ; WINDHORST, R. A. ; WRIGHT, G. S.: The James Webb Space Telescope. In: *ArXiv Astrophysics e-prints* (2006), Juni 89
- [Griffin et al. 2006] GRIFFIN, M. ; ABERGEL, A. ; ADE, P. ; ANDRÉ, P. ; BALUTEAU, J.-P. ; BOCK, J. ; FRANCESCHINI, A. ; GEAR, W. ; GLENN, J. ; GRIFFIN, D. ; KING, K. ; LELLOUCH, E. ; NAYLOR, D. ; OLOFSSON, G. ; PEREZ-FOURNON, I. ; ROWAN-ROBINSON, M. ; SARACENO, P. ; SAWYER, E. ; SMITH, A. ; SWINYARD, B. ; VIGROUX, L. ; WRIGHT, G.: Herschel-SPIRE: design, performance, and scientific capabilities. In: *Space Telescopes and Instrumentation I: Optical, Infrared, and Millimeter. Edited by Mather, John C.; MacEwen, Howard A.; de Graauw, Mattheus W. M.. Proceedings of the SPIE, Volume 6265, pp. (2006).*, Juli 2006 89
- [Groenewegen 2006] GROENEWEGEN, M. A. T.: The mid- and far-infrared colours of AGB and post-AGB stars. In: *A&A* 448 (2006), März, S. 181–187 70
- [Harju et al. 1993] HARJU, J. ; WALMSLEY, C. M. ; WOUTERLOOT, J. G. A.: Ammonia clumps in the Orion and Cepheus clouds. In: *A&AS* 98 (1993), April, S. 51–75 34
- [Hartmann et al. 2005] HARTMANN, L. ; MEGEATH, S. T. ; ALLEN, L. ; LUHMAN, K. ; CALVET, N. ; D’ALESSIO, P. ; FRANCO-HERNANDEZ, R. ; FAZIO, G.: IRAC Observations of Taurus Pre-Main-Sequence Stars. In: *ApJ* 629 (2005), August, S. 881–896 68
- [Hayashi & Nakano 1965] HAYASHI, C. ; NAKANO, T.: Thermal and Dynamical Properties of a Protostar and Its Contraction to the Stage of Quasi-Static Equilibrium. In: *Progress of Theoretical Physics* 34 (1965), November, S. 754–775 10
- [Henning et al. 2007] HENNING, T. ; BEUTHER, H. ; BIRKMANN, S. ; KHANZADIAN, T. ; LAUNHARDT, R. ; LEMKE, D. ; LINZ, H. ; STEINACKER, J.: *The earliest phases of star formation: From low- to high-mass objects.* Proposal for a Herschel-PACS GT Key Project. 2007 89
- [Henning et al. 2005] HENNING, T. ; KRAUSE, O. ; BIRKMANN, S. M. ; YOUNG, E. ; LEMKE, D. ; LINZ, H. ; STEINACKER, J.: *The nature of extremely young massive protostars found by ISO.* General Observer Proposal for Spitzer #20444. Februar 2005 109
- [Henning et al. 2000a] HENNING, T. ; LAPINOV, A. ; SCHREYER, K. ; STECKLUM, B. ; ZINCHENKO, I.: IRAS 12326-6245: Luminous very young stellar objects with a massive molecular outflow. In: *A&A* 364 (2000), Dezember, S. 613–624 42, 53

- [Henning et al. 2000b] HENNING, T. ; SCHREYER, K. ; LAUNHARDT, R. ; BURKERT, A.: Massive young stellar objects with molecular outflows. In: *A&A* 353 (2000), Januar, S. 211–226 53
- [Herbst & Sawyer 1981] HERBST, W. ; SAWYER, D. L.: Results of a new approach to determining the density function in the galactic plane - The local system. In: *ApJ* 243 (1981), Februar, S. 935–944 18, 36, 63
- [Heyer et al. 1998] HEYER, M. H. ; BRUNT, C. ; SNELL, R. L. ; HOWE, J. E. ; SCHLOERB, F. P. ; CARPENTER, J. M.: The Five College Radio Astronomy Observatory CO Survey of the Outer Galaxy. In: *ApJS* 115 (1998), April, S. 241–+ 17
- [Hildebrand 1983] HILDEBRAND, R. H.: The Determination of Cloud Masses and Dust Characteristics from Submillimetre Thermal Emission. In: *QJRAS* 24 (1983), September, S. 267–+ 19, 38
- [Hillenbrand & Hartmann 1998] HILLENBRAND, L. A. ; HARTMANN, L. W.: A Preliminary Study of the Orion Nebula Cluster Structure and Dynamics. In: *ApJ* 492 (1998), Januar, S. 540–+ 7, 10
- [Hillwig et al. 2006] HILLWIG, T. C. ; GIES, D. R. ; BAGNUOLO, W. G. ; HUANG, W. ; McSWAIN, M. V. ; WINGERT, D. W.: Binary and Multiple O-Type Stars in the Cassiopeia OB6 Association. In: *ApJ* 639 (2006), März, S. 1069–1080 7
- [Holland et al. 2006] HOLLAND, W. ; MACINTOSH, M. ; FAIRLEY, A. ; KELLY, D. ; MONTGOMERY, D. ; GOSTICK, D. ; ATAD-ETTEDGUI, E. ; ELLIS, M. ; ROBSON, I. ; HOLLISTER, M. ; WOODCRAFT, A. ; ADE, P. ; WALKER, I. ; IRWIN, K. ; HILTON, G. ; DUNCAN, W. ; REINTSEMA, C. ; WALTON, A. ; PARKES, W. ; DUNARE, C. ; FICH, M. ; KYCIA, J. ; HALPERN, M. ; SCOTT, D. ; GIBB, A. ; MOLNAR, J. ; CHAPIN, E. ; BINTLEY, D. ; CRAIG, S. ; CHYLEK, T. ; JENNESS, T. ; ECONOMOU, F. ; DAVIS, G.: SCUBA-2: a 10,000-pixel submillimeter camera for the James Clerk Maxwell Telescope. In: *Millimeter and Submillimeter Detectors and Instrumentation for Astronomy III. Edited by Zmuidzinas, Jonas; Holland, Wayne S.; Withington, Stafford; Duncan, William D.. Proceedings of the SPIE, Volume 6275, pp. (2006).*, Juli 2006 12
- [Holland et al. 1999] HOLLAND, W. S. ; ROBSON, E. I. ; GEAR, W. K. ; CUNNINGHAM, C. R. ; LIGHTFOOT, J. F. ; JENNESS, T. ; IVISON, R. J. ; STEVENS, J. A. ; ADE, P. A. R. ; GRIFFIN, M. J. ; DUNCAN, W. D. ; MURPHY, J. A. ; NAYLOR, D. A.: SCUBA: a common-user submillimetre camera operating on the James Clerk Maxwell Telescope. In: *MNRAS* 303 (1999), März, S. 659–672 33, 36, 46
- [Houck et al. 2004] HOUCK, J. R. ; ROELLIG, T. L. ; VAN CLEVE, J. ; FORREST, W. J. ; HERTER, T. ; LAWRENCE, C. R. ; MATTHEWS, K. ; REITSEMA, H. J. ; SOIFER, B. T. ; WATSON, D. M. ; WEEDMAN, D. ; HUISJEN, M. ; TROELTZSCH, J. ; BARRY, D. J. ; BERNARD-SALAS, J. ; BLACKEN, C. E. ; BRANDL, B. R. ; CHARMANDARIS, V. ; DEVOST, D. ; GULL, G. E. ; HALL, P. ; HENDERSON, C. P. ; HIGDON, S. J. U. ; PIRGER, B. E. ; SCHOENWALD, J. ; SLOAN, G. C. ; UCHIDA, K. I. ; APPLETON, P. N. ; ARMUS, L. ; BURGDORF, M. J. ; FAJARDO-ACOSTA, S. B. ; GRILLMAIR, C. J. ; INGALLS, J. G. ; MORRIS, P. W. ; TEPLITZ, H. I.: The Infrared Spectrograph (IRS) on the Spitzer Space Telescope. In: *ApJS* 154 (2004), September, S. 18–24 30
- [Hunter et al. 2000] HUNTER, T. R. ; CHURCHWELL, E. ; WATSON, C. ; COX, P. ; BENFORD, D. J. ; ROELFSEMA, P. R.: 350 Micron Images of Massive Star Formation Regions. In: *AJ* 119 (2000), Juni, S. 2711–2727 19, 20
- [Hutchings et al. 2005] HUTCHINGS, J. B. ; ALDRIDGE, D. ; DOYON, R. ; EVANS, C. ; PROVENCAL, D. ; ROWLANDS, N.: The Fine Guidance Sensor for the JWST. In: *Bulletin of the American Astronomical Society*, Dezember 2005, S. 1353–+ 90

- [Jakobsen et al. 2005] JAKOBSEN, P. ; ARRIBAS, S. ; BOEKER, T. ; BUNKER, A. ; CHARLOT, S. ; CRAMPTON, D. ; FERRUIT, P. ; FRANX, M. ; MAIOLINO, R. ; DE MARCHI, G. ; MOSELEY, H. ; RAUSCHER, B. ; REGAN, M. ; RIX, H.-W. ; VALENTI, J.: NIRSpec - Near-IR Multi-Object Spectrograph for JWST. In: *Bulletin of the American Astronomical Society*, Dezember 2005, S. 1352–+ 90
- [Jeans 1928] JEANS, J. H.: *Astronomy and Cosmogony*. Cambridge University Press, 1928. – 340 S 9
- [Jenness & Lightfoot 1998] JENNESS, T. ; LIGHTFOOT, J. F.: Reducing SCUBA Data at the James Clerk Maxwell Telescope. In: ALBRECHT, R. (Hrsg.) ; HOOK, R. N. (Hrsg.) ; BUSHOUSE, H. A. (Hrsg.): *ASP Conf. Ser. 145: Astronomical Data Analysis Software and Systems VII*, 1998, S. 216–+ 33
- [Jiang et al. 2005] JIANG, Z. ; TAMURA, M. ; FUKAGAWA, M. ; HOUGH, J. ; LUCAS, P. ; SUTO, H. ; ISHII, M. ; YANG, J.: A circumstellar disk associated with a massive protostellar object. In: *Nature* 437 (2005), September, S. 112–115 8
- [Jijina & Adams 1996] JIJINA, J. ; ADAMS, F. C.: Infall Collapse Solutions in the Inner Limit: Radiation Pressure and Its Effects on Star Formation. In: *ApJ* 462 (1996), Mai, S. 874–+ 7
- [Kelsall et al. 1998] KELSALL, T. ; WEILAND, J. L. ; FRANZ, B. A. ; REACH, W. T. ; ARENDT, R. G. ; DWEK, E. ; FREUDENREICH, H. T. ; HAUSER, M. G. ; MOSELEY, S. H. ; ODEGARD, N. P. ; SILVERBERG, R. F. ; WRIGHT, E. L.: The COBE Diffuse Infrared Background Experiment Search for the Cosmic Infrared Background. II. Model of the Interplanetary Dust Cloud. In: *ApJ* 508 (1998), November, S. 44–73 13
- [Kessler et al. 1996] KESSLER, M. F. ; STEINZ, J. A. ; ANDEREGG, M. E. ; CLAVEL, J. ; DRECHSEL, G. ; ESTARIA, P. ; FAELKER, J. ; RIEDINGER, J. R. ; ROBSON, A. ; TAYLOR, B. G. ; XIMENEZ DE FERRAN, S.: The Infrared Space Observatory (ISO) mission. In: *A&A* 315 (1996), November, S. L27–L31 11
- [Keto & Wood 2006] KETO, E. ; WOOD, K.: Observations on the Formation of Massive Stars by Accretion. In: *ApJ* 637 (2006), Februar, S. 850–859 45
- [Kiss et al. 2006] KISS, C. ; ABRAHAM, P. ; LAUREIJS, R. J. ; MOOR, A. ; BIRKMANN, S. M.: Constraints on the nature of dust particles by infrared observations. In: *ArXiv Astrophysics e-prints* (2006), September 68
- [Krause 2003] KRAUSE, O.: The nature of cold sources from the 170 micron ISOPHOT Serendipity Survey. In: *Ph.D. Thesis* (2003), Oktober 13, 14, 17, 18, 20, 35, 45
- [Krause et al. 2003] KRAUSE, O. ; LEMKE, D. ; TÓTH, L. V. ; KLAAS, U. ; HAAS, M. ; STICKEL, M. ; VAVREK, R.: A very young star forming region detected by the ISOPHOT Serendipity Survey. In: *A&A* 398 (2003), Februar, S. 1007–1020 35, 72
- [Krause et al. 2004] KRAUSE, O. ; VAVREK, R. ; BIRKMANN, S. ; KLAAS, U. ; STICKEL, M. ; TÓTH, L. V. ; LEMKE, D.: Early Stages of Massive Star Formation Revealed by ISO. In: *Baltic Astronomy* 13 (2004), S. 407–410 19, 35
- [Kreysa et al. 1999] KREYSA, E. ; GEMÜND, H.-P. ; GROMKE, J. ; HASLAM, C. G. T. ; REICHERTZ, L. ; HALLER, E. E. ; BEEMAN, J. W. ; HANSEN, V. ; SIEVERS, A. ; ZYLKA, R.: Bolometer array development at the Max-Planck-Institut für Radioastronomie. In: *Infrared Physics and Technology* 40 (1999), Juni, S. 191–197 21
- [Krumholz et al. 2005a] KRUMHOLZ, M. R. ; KLEIN, R. I. ; MCKEE, C. F.: Radiation pressure in massive star formation. In: CESARONI, R. (Hrsg.) ; FELLI, M. (Hrsg.) ; CHURCHWELL, E. (Hrsg.) ; WALMSLEY, M. (Hrsg.): *IAU Symposium*, 2005, S. 231–236 9

- [Krumholz et al. 2006a] KRUMHOLZ, M. R. ; KLEIN, R. I. ; MCKEE, C. F.: Radiation-Hydrodynamic Simulations of Collapse and Fragmentation in Massive Protostellar Cores. In: *ArXiv Astrophysics e-prints* (2006), September 87
- [Krumholz et al. 2005b] KRUMHOLZ, M. R. ; MCKEE, C. F. ; KLEIN, R. I.: The formation of stars by gravitational collapse rather than competitive accretion. In: *Nature* 438 (2005), November, S. 332–334 8
- [Krumholz et al. 2006b] KRUMHOLZ, M. R. ; MCKEE, C. F. ; KLEIN, R. I.: Bondi-Hoyle Accretion in a Turbulent Medium. In: *ApJ* 638 (2006), Februar, S. 369–381 9
- [Kurtz et al. 2000] KURTZ, S. ; CESARONI, R. ; CHURCHWELL, E. ; HOFNER, P. ; WALMSLEY, C. M.: Hot Molecular Cores and the Earliest Phases of High-Mass Star Formation. In: *Protostars and Planets IV* (2000), Mai, S. 299–+ 11
- [Kurtz et al. 1994] KURTZ, S. ; CHURCHWELL, E. ; WOOD, D. O. S.: Ultracompact H II regions. 2: New high-resolution radio images. In: *ApJS* 91 (1994), April, S. 659–712 10
- [Kurucz 1979] KURUCZ, R. L.: Model atmospheres for G, F, A, B, and O stars. In: *ApJS* 40 (1979), Mai, S. 1–340 56
- [Lada 1987] LADA, C. J.: Star formation - From OB associations to protostars. In: PEIMBERT, M. (Hrsg.) ; JUGAKU, J. (Hrsg.): *IAU Symp. 115: Star Forming Regions*, 1987, S. 1–17 5
- [Lada & Lada 2003] LADA, C. J. ; LADA, E. A.: Embedded Clusters in Molecular Clouds. In: *ARA&A* 41 (2003), S. 57–115 7, 10
- [Lada et al. 1994] LADA, C. J. ; LADA, E. A. ; CLEMENS, D. P. ; BALLY, J.: Dust extinction and molecular gas in the dark cloud IC 5146. In: *ApJ* 429 (1994), Juli, S. 694–709 29
- [Larson & Starrfield 1971] LARSON, R. B. ; STARRFIELD, S.: On the formation of massive stars and the upper limit of stellar masses. In: *A&A* 13 (1971), Juli, S. 190–+ 7
- [Lee et al. 2004] LEE, C. W. ; MYERS, P. C. ; PLUME, R.: A Survey for Infall Motions toward Starless Cores. III. CS (3-2) and DCO⁺ (2-1) Observations. In: *ApJS* 153 (2004), August, S. 523–543 79
- [Lee et al. 1999] LEE, C. W. ; MYERS, P. C. ; TAFALLA, M.: A Survey of Infall Motions toward Starless Cores. I. CS (2-1) and N₂H⁺ (1-0) Observations. In: *ApJ* 526 (1999), Dezember, S. 788–805 79
- [Lee et al. 2001] LEE, Y. ; STARK, A. A. ; KIM, H.-G. ; MOON, D.-S.: The Bell Laboratories ¹³CO Survey: Longitude-Velocity Maps. In: *ApJS* 136 (2001), September, S. 137–187 17
- [Lemke et al. 1996] LEMKE, D. ; KLAAS, U. ; ABOLINS, J. ; ABRAHAM, P. ; ACOSTA-PULIDO, J. ; BOGUN, S. ; CASTANEDA, H. ; CORNWALL, L. ; DRURY, L. ; GABRIEL, C. ; GARZON, F. ; GEMUEND, H. P. ; GROEZINGER, U. ; GRUEN, E. ; HAAS, M. ; HAJDUK, C. ; HALL, G. ; HEINRICHSEN, I. ; HERBSTMEIER, U. ; HIRTH, G. ; JOSEPH, R. ; KINKEL, U. ; KIRCHES, S. ; KOEMPE, C. ; KRAETSCHMER, W. ; KREYSA, E. ; KRUEGER, H. ; KUNKEL, M. ; LAUREIJS, R. ; LUETZOW-WENTZKY, P. ; MATILA, K. ; MUELLER, T. ; PACHER, T. ; PELZ, G. ; POPOW, E. ; RASMUSSEN, I. ; RODRIGUEZ ESPINOSA, J. ; RICHARDS, P. ; RUSSELL, S. ; SCHNOPPER, H. ; SCHUBERT, J. ; SCHULZ, B. ; TELESKO, C. ; TILGNER, C. ; TUFFS, R. ; VOELK, H. ; WALKER, H. ; WELLS, M. ; WOLF, J.: ISOPHOT - capabilities and performance. In: *A&A* 315 (1996), November, S. L64–L70 11
- [Leurini et al. 2004] LEURINI, S. ; SCHILKE, P. ; MENTEN, K. M. ; FLOWER, D. R. ; POTTAGE, J. T. ; XU, L.-H.: Methanol as a diagnostic tool of interstellar clouds. I. Model calculations and application to molecular clouds. In: *A&A* 422 (2004), August, S. 573–585 51

- [Liljestrom 1991] LILJESTROM, T.: The high latitude cloud L 1642 is not breaking up. In: *A&A* 244 (1991), April, S. 483–491 43
- [Lombardi & Alves 2001] LOMBARDI, M. ; ALVES, J.: Mapping the interstellar dust with near-infrared observations: An optimized multi-band technique. In: *A&A* 377 (2001), Oktober, S. 1023–1034 29, 38, 66
- [Lombardi et al. 2006] LOMBARDI, M. ; ALVES, J. ; LADA, C. J.: 2MASS wide field extinction maps. I. The Pipe nebula. In: *A&A* 454 (2006), August, S. 781–796 66
- [Mangum & Wootten 1993] MANGUM, J. G. ; WOOTTEN, A.: Formaldehyde as a probe of physical conditions in dense molecular clouds. In: *ApJS* 89 (1993), November, S. 123–153 51
- [McKee & Tan 2003] MCKEE, C. F. ; TAN, J. C.: The Formation of Massive Stars from Turbulent Cores. In: *ApJ* 585 (2003), März, S. 850–871 9, 10, 58, 91
- [Megeath et al. 2004] MEGEATH, S. T. ; ALLEN, L. E. ; GUTERMUTH, R. A. ; PIPHER, J. L. ; MYERS, P. C. ; CALVET, N. ; HARTMANN, L. ; MUZEROLLE, J. ; FAZIO, G. G.: Initial Results from the Spitzer Young Stellar Cluster Survey. In: *ApJS* 154 (2004), September, S. 367–373 68, 109
- [Molinari et al. 1996] MOLINARI, S. ; BRAND, J. ; CESARONI, R. ; PALLA, F.: A search for precursors of ultracompact HII regions in a sample of luminous IRAS sources. I. Association with ammonia cores. In: *A&A* 308 (1996), April, S. 573–587 10
- [Molinari et al. 2002] MOLINARI, S. ; TESTI, L. ; RODRÍGUEZ, L. F. ; ZHANG, Q.: The Formation of Massive Stars. I. High-Resolution Millimeter and Radio Studies of High-Mass Protostellar Candidates. In: *ApJ* 570 (2002), Mai, S. 758–778 11
- [Mueller et al. 2002] MUELLER, K. E. ; SHIRLEY, Y. L. ; EVANS, N. J. ; JACOBSON, H. R.: The Physical Conditions for Massive Star Formation: Dust Continuum Maps and Modeling. In: *ApJS* 143 (2002), Dezember, S. 469–497 10
- [Nakano 1989] NAKANO, T.: Conditions for the formation of massive stars through nonspherical accretion. In: *ApJ* 345 (1989), Oktober, S. 464–471 7
- [Oey & Clarke 2005] OEY, M. S. ; CLARKE, C. J.: Statistical Confirmation of a Stellar Upper Mass Limit. In: *ApJ* 620 (2005), Februar, S. L43–L46 5
- [Ossenkopf & Henning 1994] OSSENKOPF, V. ; HENNING, T.: Dust opacities for protostellar cores. In: *A&A* 291 (1994), November, S. 943–959 19, 38, 49, 76
- [Osterloh et al. 1997] OSTERLOH, M. ; HENNING, T. ; LAUNHARDT, R.: Infrared Images and Millimeter Data from Cold Southern IRAS Sources. In: *ApJS* 110 (1997), Mai, S. 71–+ 53
- [Padoan & Nordlund 2002] PADOAN, P. ; NORDLUND, Å.: The Stellar Initial Mass Function from Turbulent Fragmentation. In: *ApJ* 576 (2002), September, S. 870–879 9
- [Palla & Stahler 1992] PALLA, F. ; STAHLER, S. W.: The evolution of intermediate-mass protostars. II - Influence of the accretion flow. In: *ApJ* 392 (1992), Juni, S. 667–677 57
- [Patel et al. 2005] PATEL, N. A. ; CURIEL, S. ; SRIDHARAN, T. K. ; ZHANG, Q. ; HUNTER, T. R. ; HO, P. T. P. ; TORRELLES, J. M. ; MORAN, J. M. ; GÓMEZ, J. F. ; ANGLADA, G.: A disk of dust and molecular gas around a high-mass protostar. In: *Nature* 437 (2005), September, S. 109–111 8

- [Pearson et al. 2003] PEARSON, C. ; LEE, H. M. ; THE ASTRO-F TEAM: The ASTRO-F All Sky Survey. In: *Journal of Korean Astronomical Society* 36 (2003), September, S. 249–260 12
- [Pilbratt 2005] PILBRATT, G. L.: Herschel Space Observatory - Overview and Observing Opportunities. In: *Bulletin of the American Astronomical Society*, Dezember 2005, S. 1219–+ 88
- [Pinsonneault & Stanek 2006] PINSONNEAULT, M. H. ; STANEK, K. Z.: Binaries Like to Be Twins: Implications for Doubly Degenerate Binaries, the Type Ia Supernova Rate, and Other Interacting Binaries. In: *ApJ* 639 (2006), März, S. L67–L70 7
- [Poglitsch et al. 2006] POGELTSCH, A. ; WAELEKENS, C. ; BAUER, O. H. ; CEPAL, J. ; FEUCHTGRUBER, H. ; HENNING, T. ; VAN HOOF, C. ; KERSCHBAUM, F. ; LEMKE, D. ; RENOTTE, E. ; RODRIGUEZ, L. ; SARACENO, P. ; VANDENBUSSCHE, B.: The photodetector array camera and spectrometer (PACS) for the Herschel Space Observatory. In: *Space Telescopes and Instrumentation I: Optical, Infrared, and Millimeter*. Edited by Mather, John C.; MacEwen, Howard A.; de Graauw, Mattheus W. M.. *Proceedings of the SPIE, Volume 6265, pp. (2006).*, Juli 2006 89
- [Preibisch et al. 1999] PREIBISCH, T. ; BALEGA, Y. ; HOFMANN, K.-H. ; WEIGELT, G. ; ZINNECKER, H.: Multiplicity of the massive stars in the Orion Nebula cluster. In: *New Astronomy* 4 (1999), Dezember, S. 531–542 7
- [Puga et al. 2006] PUGA, E. ; FELDT, M. ; ALVAREZ, C. ; HENNING, T. ; APAL, D. ; LE COARER, E. ; CHALABAEV, A. ; STECKLUM, B.: Outflows, Disks, and Stellar Content in a Region of High-Mass Star Formation: G5.89-0.39 with Adaptive Optics. In: *ApJ* 641 (2006), April, S. 373–382 45
- [Puget & Leger 1989] PUGET, J. L. ; LEGER, A.: A new component of the interstellar matter - Small grains and large aromatic molecules. In: *ARA&A* 27 (1989), S. 161–198 82
- [Reach et al. 1993] REACH, W. T. ; HEILES, C. ; KOO, B.-C.: The nature of unidentified far-infrared point sources. In: *ApJ* 412 (1993), Juli, S. 127–145 18
- [Reach et al. 2005] REACH, W. T. ; MEGEATH, S. T. ; COHEN, M. ; HORA, J. ; CAREY, S. ; SURACE, J. ; WILLNER, S. P. ; BARMBY, P. ; WILSON, G. ; GLACCUM, W. ; LOWRANCE, P. ; MARENGO, M. ; FAZIO, G. G.: Absolute Calibration of the Infrared Array Camera on the Spitzer Space Telescope. In: *PASP* 117 (2005), September, S. 978–990 68
- [Reauleaux 1963] REAULEAUX, F.: *The Kinematics of Machinery: Outlines of a Theory of Machines*. London: Macmillan, 1876. Reprinted as *The Kinematics of Machinery*. New York: Dover, 1963, 1963 29
- [Reid et al. 1991] REID, I. N. ; BREWER, C. ; BRUCATO, R. J. ; MCKINLEY, W. R. ; MAURY, A. ; MENDENHALL, D. ; MOULD, J. R. ; MUELLER, J. ; NEUGEBAUER, G. ; PHINNEY, J. ; SARGENT, W. L. W. ; SCHOMBERT, J. ; THICKSTEN, R.: The second Palomar Sky Survey. In: *PASP* 103 (1991), Juli, S. 661–674 36
- [Reid & Wilson 2005] REID, M. A. ; WILSON, C. D.: High-Mass Star Formation. I. The Mass Distribution of Submillimeter Clumps in NGC 7538. In: *ApJ* 625 (2005), Juni, S. 891–905 9
- [Rieke & Lebofsky 1985] RIEKE, G. H. ; LEBOFISKY, M. J.: The interstellar extinction law from 1 to 13 microns. In: *ApJ* 288 (1985), Januar, S. 618–621 56
- [Rieke et al. 2005a] RIEKE, G. H. ; WRIGHT, G. S. ; MIRI SCIENCE TEAM: The Mid-Infrared Instrument for JWST. In: *Bulletin of the American Astronomical Society*, Dezember 2005, S. 1352–+ 90

- [Rieke et al. 2004] RIEKE, G. H. ; YOUNG, E. T. ; ENGELBRACHT, C. W. ; KELLY, D. M. ; LOW, F. J. ; HALLER, E. E. ; BEEMAN, J. W. ; GORDON, K. D. ; STANSBERRY, J. A. ; MISSELT, K. A. ; CADIEN, J. ; MORRISON, J. E. ; RIVLIS, G. ; LATTER, W. B. ; NORIEGA-CRESPO, A. ; PADGETT, D. L. ; STAPELFELDT, K. R. ; HINES, D. C. ; EGAMI, E. ; MUZEROLLE, J. ; ALONSO-HERRERO, A. ; BLAYLOCK, M. ; DOLE, H. ; HINZ, J. L. ; LE FLOC'H, E. ; PAPOVICH, C. ; PÉREZ-GONZÁLEZ, P. G. ; SMITH, P. S. ; SU, K. Y. L. ; BENNETT, L. ; FRAYER, D. T. ; HENDERSON, D. ; LU, N. ; MASCI, F. ; PESENON, M. ; REBULL, L. ; RHO, J. ; KEENE, J. ; STOLOVY, S. ; WACHTER, S. ; WHEATON, W. ; WERNER, M. W. ; RICHARDS, P. L.: The Multiband Imaging Photometer for Spitzer (MIPS). In: *ApJS* 154 (2004), September, S. 25–29 30
- [Rieke et al. 2005b] RIEKE, M. ; KELLY, D. ; HORNER, S. ; NIRCAM TEAM: The Near Infrared Camera (NIRCam) for the James Webb Space Telescope (JWST). In: *Bulletin of the American Astronomical Society*, Dezember 2005, S. 1351–+ 90
- [Robin et al. 2003] ROBIN, A. C. ; REYLÉ, C. ; DERRIÈRE, S. ; PICAUD, S.: A synthetic view on structure and evolution of the Milky Way. In: *A&A* 409 (2003), Oktober, S. 523–540 39, 66
- [Robitaille et al. 2006] ROBITAILLE, T. P. ; WHITNEY, B. A. ; INDEBETOUW, R. ; WOOD, K. ; DENZMORE, P.: Interpreting Spectral Energy Distributions from Young Stellar Objects. I. A Grid of 200,000 YSO Model SEDs. In: *ApJS* 167 (2006), Dezember, S. 256–285 58, 59, 68, 91, 92
- [Rohlfs & Wilson 2004] ROHLFS, K. ; WILSON, T. L.: *Tools of radio astronomy*. Tools of radio astronomy, 4th rev. and enl. ed., by K. Rohlfs and T.L. Wilson. Berlin: Springer, 2004, 2004 49, 79
- [Sandell & Weintraub 2001] SANDELL, G. ; WEINTRAUB, D. A.: On the Similarity of FU Orionis Stars to Class I Protostars: Evidence from the Submillimeter. In: *ApJS* 134 (2001), Mai, S. 115–132 47
- [Savage & Mathis 1979] SAVAGE, B. D. ; MATHIS, J. S.: Observed properties of interstellar dust. In: *ARA&A* 17 (1979), S. 73–111 40, 56
- [Schöier et al. 2005] SCHÖIER, F. L. ; VAN DER TAK, F. F. S. ; VAN DISHOCK, E. F. ; BLACK, J. H.: An atomic and molecular database for analysis of submillimetre line observations. In: *A&A* 432 (2005), März, S. 369–379 41
- [Schuster et al. 2004] SCHUSTER, K.-F. ; BOUCHER, C. ; BRUNSWIG, W. ; CARTER, M. ; CHENU, J.-Y. ; FOULLIEUX, B. ; GREVE, A. ; JOHN, D. ; LAZAREFF, B. ; NAVARRO, S. ; PERRIGOUARD, A. ; POLLET, J.-L. ; SIEVERS, A. ; THUM, C. ; WIESEMAYER, H.: A 230 GHz heterodyne receiver array for the IRAM 30 m telescope. In: *A&A* 423 (2004), September, S. 1171–1177 28
- [Shibai 2004] SHIBAI, H.: ASTRO-F mission. In: *Advances in Space Research* 34 (2004), S. 589–593 12
- [Shu 1977] SHU, F. H.: Self-similar collapse of isothermal spheres and star formation. In: *ApJ* 214 (1977), Juni, S. 488–497 5
- [Shu et al. 1987] SHU, F. H. ; ADAMS, F. C. ; LIZANO, S.: Star formation in molecular clouds - Observation and theory. In: *ARA&A* 25 (1987), S. 23–81 5
- [Skrutskie et al. 2006] SKRUTSKIE, M. F. ; CUTRI, R. M. ; STIENING, R. ; WEINBERG, M. D. ; SCHNEIDER, S. ; CARPENTER, J. M. ; BEICHMAN, C. ; CAPPS, R. ; CHESTER, T. ; ELIAS, J. ; HUCHRA, J. ; LIEBERT, J. ; LONSDALE, C. ; MONET, D. G. ; PRICE, S. ; SEITZER, P. ; JARRETT, T. ; KIRKPATRICK, J. D. ; GIZIS, J. E. ; HOWARD, E. ; EVANS, T. ; FOWLER, J. ; FULLMER, L. ; HURT, R. ; LIGHT, R. ; KOPAN, E. L. ; MARSH, K. A. ; MCCALLON, H. L. ; TAM, R. ; VAN DYK, S. ; WHEELOCK, S.: The Two Micron All Sky Survey (2MASS). In: *AJ* 131 (2006), Februar, S. 1163–1183 30

- [Sodroski et al. 1997] SODROSKI, T. J. ; ODEGARD, N. ; ARENDT, R. G. ; DWEK, E. ; WEILAND, J. L. ; HAUSER, M. G. ; KELSALL, T.: A Three-dimensional Decomposition of the Infrared Emission from Dust in the Milky Way. In: *ApJ* 480 (1997), Mai, S. 173–+ 19
- [Sohn et al. 2004] SOHN, J. ; LEE, C. W. ; LEE, H. M. ; PARK, Y.-S. ; MYERS, P. C. ; LEE, Y. ; TAFALLA, M.: HCN(1-0) Observations of Starless Cores. In: *Journal of Korean Astronomical Society* 37 (2004), Dezember, S. 261–263 79
- [Sridharan et al. 2002] SRIDHARAN, T. K. ; BEUTHER, H. ; SCHILKE, P. ; MENTEN, K. M. ; WYROWSKI, F.: High-Mass Protostellar Candidates. I. The Sample and Initial Results. In: *ApJ* 566 (2002), Februar, S. 931–944 10, 11, 19, 20
- [Stanimirovic 2002] STANIMIROVIC, S.: Short-Spacings Correction from the Single-Dish Perspective. In: STANIMIROVIC, S. (Hrsg.) ; ALTSCHULER, D. (Hrsg.) ; GOLDSMITH, P. (Hrsg.) ; SALTER, C. (Hrsg.): *ASP Conf. Ser. 278: Single-Dish Radio Astronomy: Techniques and Applications*, Dezember 2002, S. 375–396 52, 88
- [Stickel et al. 1998] STICKEL, M. ; LEMKE, D. ; BOGUN, S. ; KLAAS, U. ; KUNKEL, M. ; TOT, L. V. ; HOTZEL, S. ; HERBSTMEIER, U. ; KESSLER, M. F. ; LAUREIJS, R. J. ; BURGDORF, M. J. ; BEICHMAN, C. A. ; ROWAN-ROBINSON, M. ; EFSTATHIOU, A. ; RICHTER, G. ; BRAUN, M.: ISOPHOT far-infrared serendipity sky survey. In: QUINN, P. J. (Hrsg.): *Proc. SPIE Vol. 3349, p. 115-125, Observatory Operations to Optimize Scientific Return*, Peter J. Quinn; Ed., Juli 1998, S. 115–125 13
- [Stickel et al. 2004] STICKEL, M. ; LEMKE, D. ; KLAAS, U. ; KRAUSE, O. ; EGNER, S.: The ISOPHOT 170 μm Serendipity Survey II. The catalog of optically identified galaxies%. In: *A&A* 422 (2004), Juli, S. 39–54 17, 35, 45
- [Stickel et al. 2002] STICKEL, M. ; LEMKE, D. ; KLAAS, U. ; KRAUSE, O. ; VAVREK, R. ; TOT, L. V. ; HOTZEL, S.: Multi-Wavelength Data Mining of the ISOPHOT Serendipity Sky Survey. In: STARCK, J.-L. (Hrsg.) ; MURTAGH, F. D. (Hrsg.): *Astronomical Data Analysis II. Edited by Starck, Jean-Luc; Murtagh, Fionn D. Proceedings of the SPIE, Volume 4847, pp. 135-143 (2002).*, Dezember 2002, S. 135–143 17
- [Teixeira et al. 2005] TEIXEIRA, P. S. ; LADA, C. J. ; ALVES, J. F.: From Dusty Filaments to Cores to Stars: An Infrared Extinction Study of Lupus 3. In: *ApJ* 629 (2005), August, S. 276–287 66
- [Vaduvescu & McCall 2004] VADUVESCU, O. ; MCCALL, M. L.: Strategies for Imaging Faint Extended Sources in the Near-Infrared. In: *PASP* 116 (2004), Juli, S. 640–651 29
- [Walmsley & Ungerechts 1983] WALMSLEY, C. M. ; UNGERECHTS, H.: Ammonia as a molecular cloud thermometer. In: *A&A* 122 (1983), Juni, S. 164–170 34
- [Walmsley 1995] WALMSLEY, M.: Dense Cores in Molecular Clouds. In: LIZANO, S. (Hrsg.) ; TORRELLES, J. M. (Hrsg.): *Revista Mexicana de Astronomia y Astrofisica Conference Series*, April 1995, S. 137–+ 9
- [Ward-Thompson 2002] WARD-THOMPSON, D.: Isolated Star Formation: From Cloud Formation to Core Collapse. In: *Science* 295 (2002), Januar, S. 76–81 5, 45
- [Weidner & Kroupa 2004] WEIDNER, C. ; KROUPA, P.: Evidence for a fundamental stellar upper mass limit from clustered star formation. In: *MNRAS* 348 (2004), Februar, S. 187–191 5
- [Wells et al. 2006] WELLS, M. ; LEE, D. ; SHORE, P. ; MORANTZ, P.: The MIRI spectrometer IFUs in a cryogenic space environment. In: *New Astronomy Review* 50 (2006), Juni, S. 290–293 91

- [Werner et al. 2004] WERNER, M. W. ; ROELLIG, T. L. ; LOW, F. J. ; RIEKE, G. H. ; RIEKE, M. ; HOFFMANN, W. F. ; YOUNG, E. ; HOUCK, J. R. ; BRANDL, B. ; FAZIO, G. G. ; HORA, J. L. ; GEHRZ, R. D. ; HELOU, G. ; SOIFER, B. T. ; STAUFFER, J. ; KEENE, J. ; EISENHARDT, P. ; GALLAGHER, D. ; GAUTIER, T. N. ; IRACE, W. ; LAWRENCE, C. R. ; SIMMONS, L. ; VAN CLEVE, J. E. ; JURA, M. ; WRIGHT, E. L. ; CRUIKSHANK, D. P.: The Spitzer Space Telescope Mission. In: *ApJS* 154 (2004), September, S. 1–9 30
- [Whitney et al. 2003] WHITNEY, B. A. ; WOOD, K. ; BJORKMAN, J. E. ; COHEN, M.: Two-dimensional Radiative Transfer in Protostellar Envelopes. II. An Evolutionary Sequence. In: *ApJ* 598 (2003), Dezember, S. 1079–1099 58, 70, 91, 92
- [Williams et al. 2004] WILLIAMS, S. J. ; FULLER, G. A. ; SRIDHARAN, T. K.: The circumstellar environments of high-mass protostellar objects. I. Submillimetre continuum emission. In: *A&A* 417 (2004), April, S. 115–133 11
- [Wilson & Rood 1994] WILSON, T. L. ; ROOD, R.: Abundances in the Interstellar Medium. In: *ARA&A* 32 (1994), S. 191–226 49
- [Wolf 2003] WOLF, S.: MC3D-3D continuum radiative transfer, Version 2. In: *Computer Physics Communications* 150 (2003), S. 99–115 57, 91
- [Wolf et al. 1999] WOLF, S. ; HENNING, T. ; STECKLUM, B.: Multidimensional self-consistent radiative transfer simulations based on the Monte-Carlo method. In: *A&A* 349 (1999), September, S. 839–850 91
- [Wolfire & Cassinelli 1987] WOLFIRE, M. G. ; CASSINELLI, J. P.: Conditions for the formation of massive stars. In: *ApJ* 319 (1987), August, S. 850–867 7
- [Wood & Churchwell 1989] WOOD, D. O. S. ; CHURCHWELL, E.: Massive stars embedded in molecular clouds - Their population and distribution in the galaxy. In: *ApJ* 340 (1989), Mai, S. 265–272 10
- [Wouterloot & Brand 1989] WOUTERLOOT, J. G. A. ; BRAND, J.: IRAS sources beyond the solar circle. I - CO observations. In: *A&AS* 80 (1989), Oktober, S. 149–187 18
- [Wouterloot et al. 1989] WOUTERLOOT, J. G. A. ; HENKEL, C. ; WALMSLEY, C. M.: CO observations of IRAS sources in Orion and Cepheus. In: *A&A* 215 (1989), Mai, S. 131–146 45
- [Wouterloot et al. 1988] WOUTERLOOT, J. G. A. ; WALMSLEY, C. M. ; HENKEL, C.: Ammonia towards IRAS sources in the Orion and Cepheus clouds. In: *A&A* 203 (1988), September, S. 367–377 49
- [Wu et al. 2005] WU, Y. ; ZHU, M. ; WEI, Y. ; XU, D. ; ZHANG, Q. ; FIEGE, J. D.: The Discovery of a Massive SCUBA Core with both Inflow and Outflow Motions. In: *ApJ* 628 (2005), Juli, S. L57–L60 11
- [Yang et al. 2002] YANG, J. ; JIANG, Z. ; WANG, M. ; JU, B. ; WANG, H.: A Large-Scale Molecular Line Survey for Cold IRAS Sources in the Galaxy. I. The CO (J = 1-0) Data. In: *ApJS* 141 (2002), Juli, S. 157–185 18, 36
- [Yorke & Kruegel 1977] YORKE, H. W. ; KRUEGEL, E.: The dynamical evolution of massive protostellar clouds. In: *A&A* 54 (1977), Januar, S. 183–194 7
- [Yorke & Sonnhalter 2002] YORKE, H. W. ; SONNHALTER, C.: On the Formation of Massive Stars. In: *ApJ* 569 (2002), April, S. 846–862 7, 9

- [Young et al. 2004] YOUNG, C. H. ; JØRGENSEN, J. K. ; SHIRLEY, Y. L. ; KAUFFMANN, J. ; HUARD, T. ; LAI, S.-P. ; LEE, C. W. ; CRAPSI, A. ; BOURKE, T. L. ; DULLEMOND, C. P. ; BROOKE, T. Y. ; PORRAS, A. ; SPIESMAN, W. ; ALLEN, L. E. ; BLAKE, G. A. ; EVANS, N. J. ; HARVEY, P. M. ; KOERNER, D. W. ; MUNDY, L. G. ; MYERS, P. C. ; PADGETT, D. L. ; SARGENT, A. I. ; STAPELFELDT, K. R. ; VAN DISHOECK, E. F. ; BERTOLDI, F. ; CHAPMAN, N. ; CIEZA, L. ; DEVRIES, C. H. ; RIDGE, N. A. ; WAHHAJ, Z.: A “Starless” Core that Isn’t: Detection of a Source in the L1014 Dense Core with the Spitzer Space Telescope. In: *ApJS* 154 (2004), September, S. 396–401 31
- [Zhang et al. 2005] ZHANG, Q. ; HUNTER, T. R. ; BRAND, J. ; SRIDHARAN, T. K. ; CESARONI, R. ; MOLINARI, S. ; WANG, J. ; KRAMER, M.: Search for CO Outflows toward a Sample of 69 High-Mass Protostellar Candidates. II. Outflow Properties. In: *ApJ* 625 (2005), Juni, S. 864–882 42

Anhang A

Aufnahmen mit OMEGA2000 und IRAC

Auf den folgenden Seiten werden Aufnahmen der acht ISOSS-Quellen präsentiert, die Teil der mit SPITZER durchgeführten Nachfolgebeobachtungen waren. Die Bilder zeigen jeweils einen Ausschnitt von $5 \times 5 \text{ arcmin}^2$ um die Regionen. Dabei ist das Zentrum des Bildes jeweils dasselbe wie in Abbildung 6.5.

Für jede Region werden zwei Farbkomposite gezeigt: Aufnahmen im nahen Infrarot, gewonnen mit OMEGA2000 und OMEGA PRIME, sowie Aufnahmen mit IRAC an Bord von SPITZER. Die SPITZER-Daten wurden im Rahmen eines Proposals für die der gesamten astronomischen Gemeinde zur Verfügung stehenden Zeit gewonnen, dessen Vorbereitung auch Teil dieser Dissertation war (Henning et al., 2005). Die Farbkodierung für alle Nahinfrarot-Bilder ist: das J-Band entspricht der Farbe Blau, das H-Band der Farbe Grün und K_S der Farbe Rot. Für die Aufnahmen im mittleren Infrarot gilt: $3.6 \mu\text{m}$ entspricht der Farbe Blau, $4.5 \mu\text{m}$ Grün, $5.8 \mu\text{m}$ Orange und $8 \mu\text{m}$ Rot.

Die in Abschnitt 6.4 durchgeführte Klassifizierung der eingebetteten jungen stellaren Objekte nach Allen et al. (2004) und Megeath et al. (2004) erfolgte nach der aus diesen Aufnahmen bestimmten Photometrie.

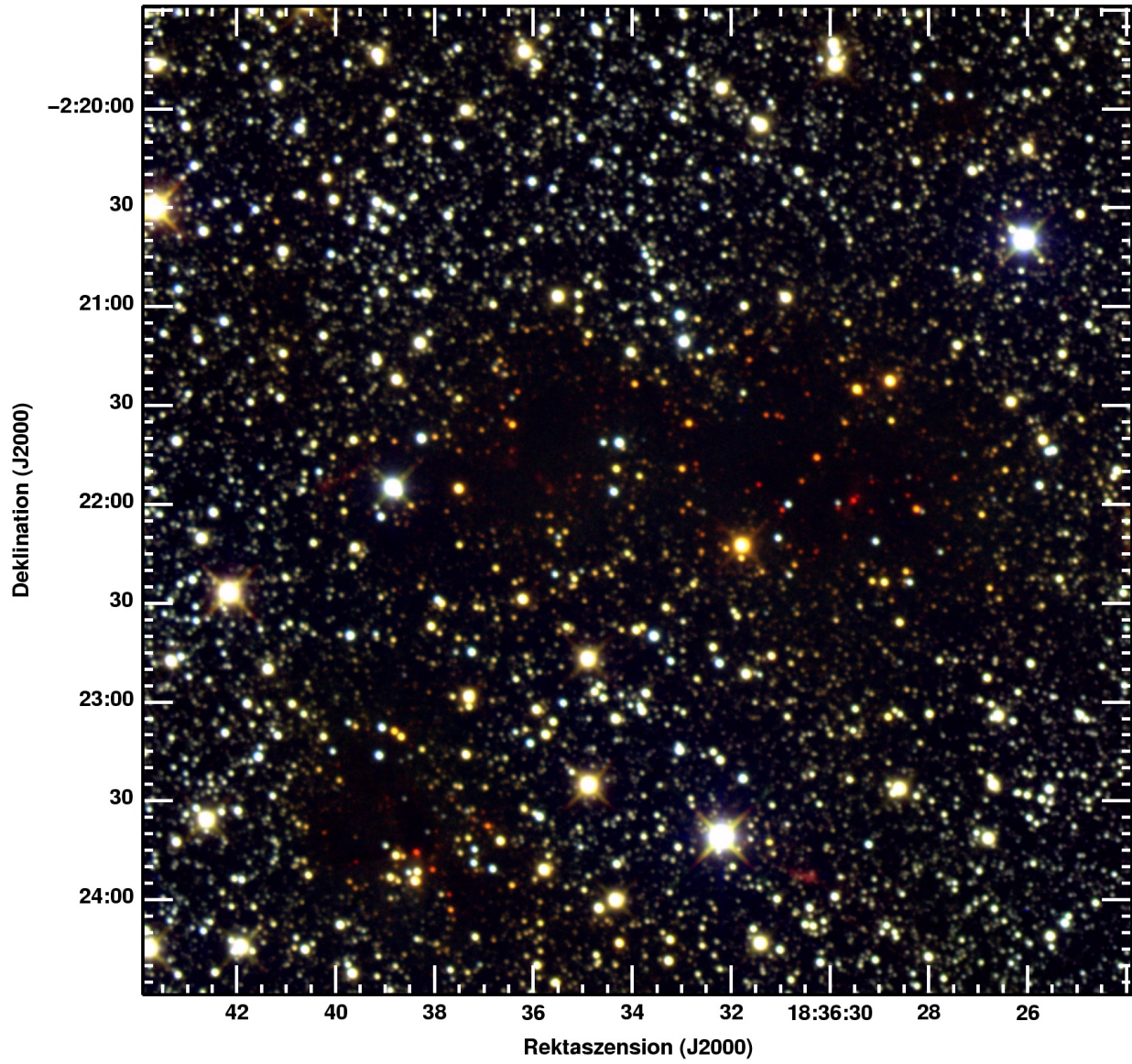


Abbildung A.1: ISOSS J18364-0221 im nahen Infrarot.

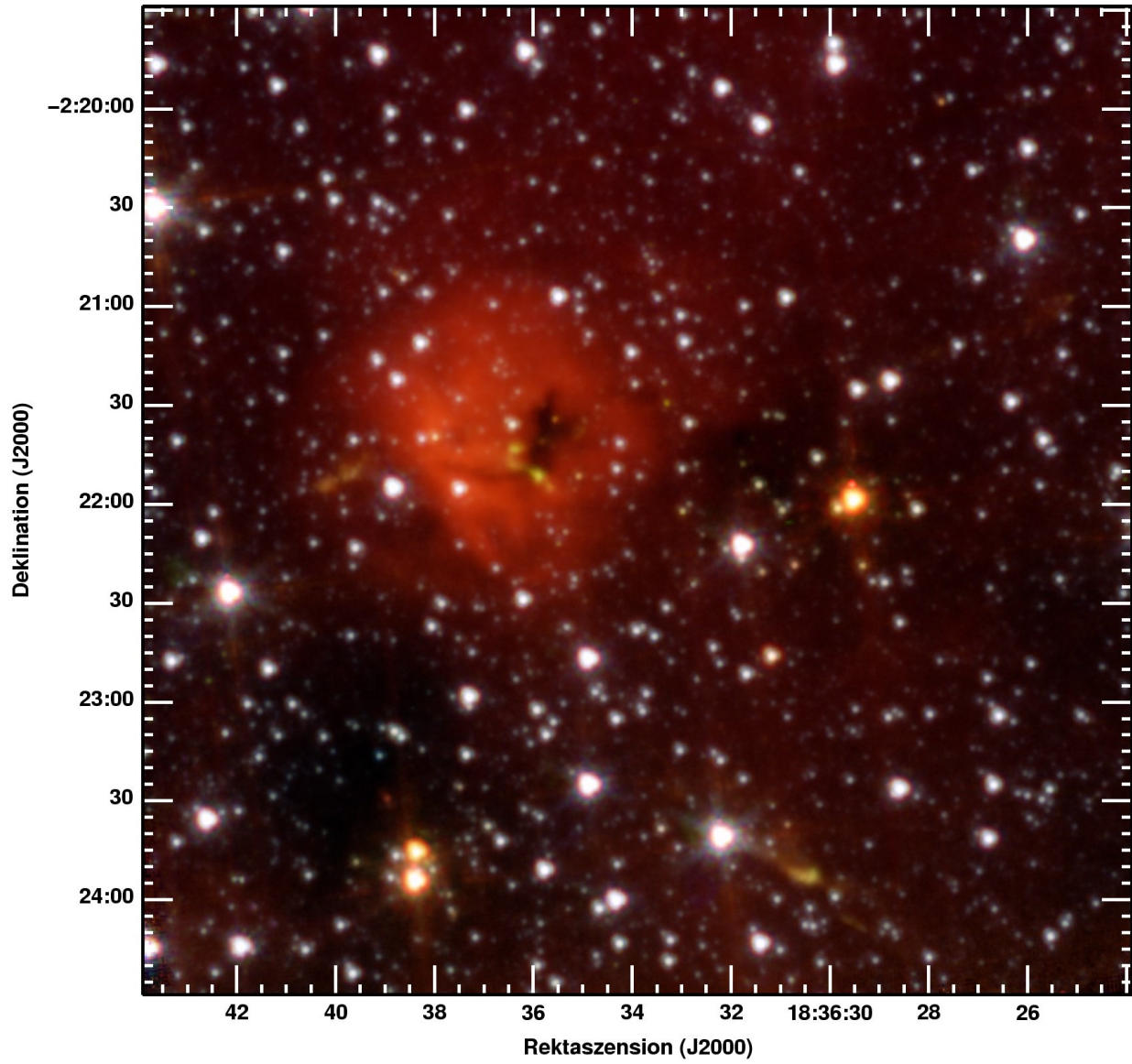


Abbildung A.2: ISOSS J18364-0221 aufgenommen mit IRAC.

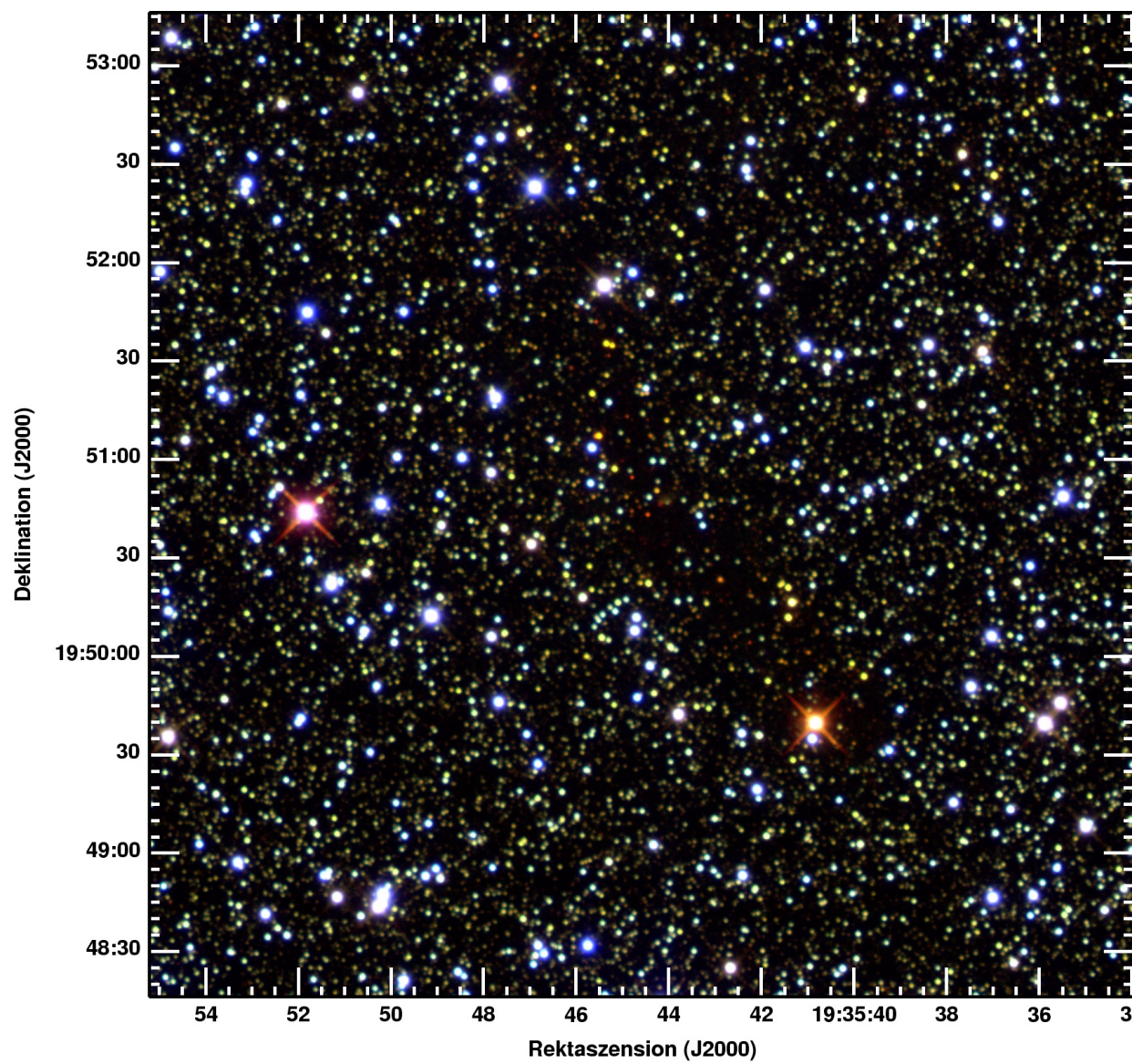


Abbildung A.3: ISOSS J19357+1950 im nahen Infrarot.

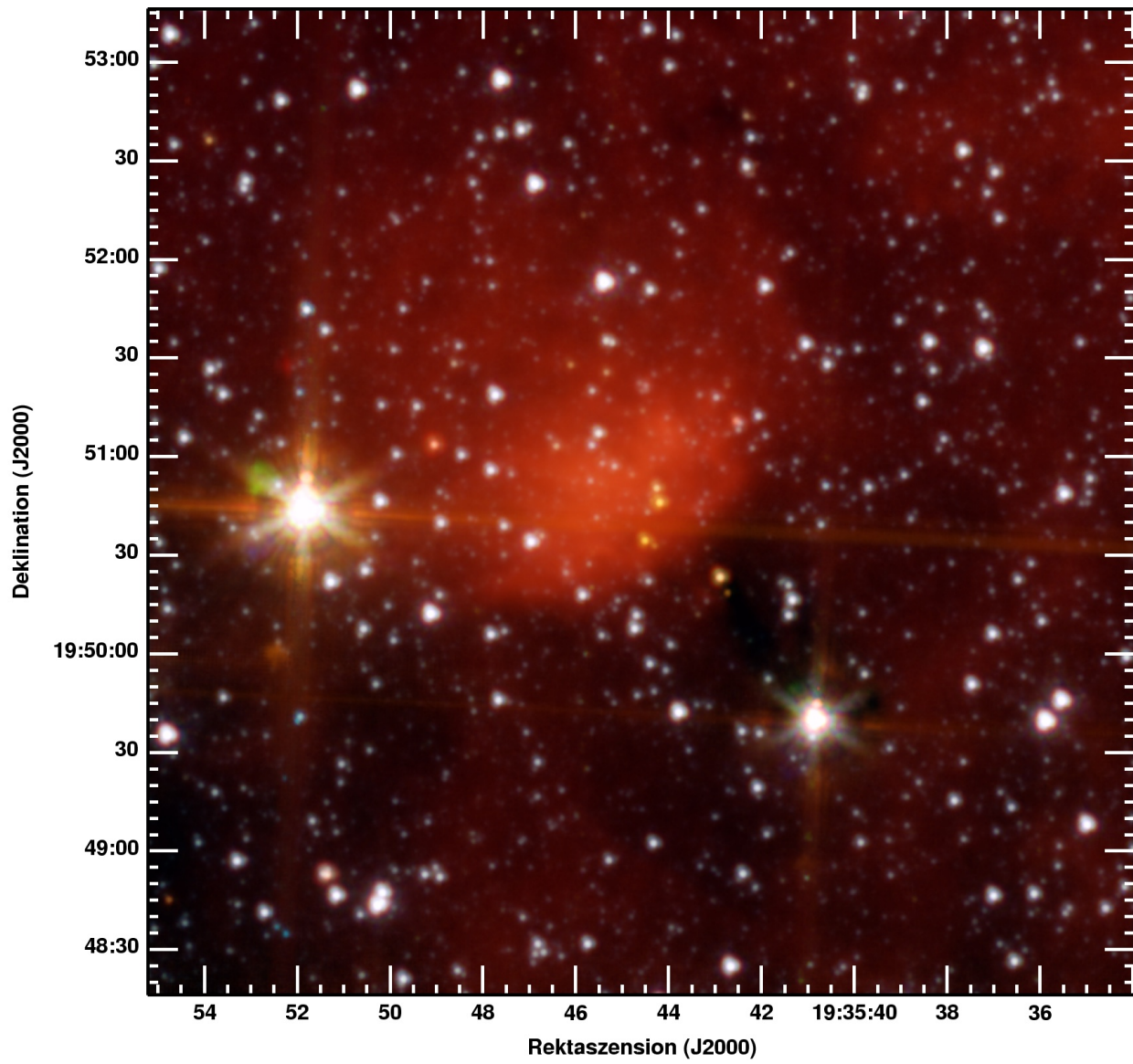


Abbildung A.4: ISOSS J19357+1950 aufgenommen mit IRAC.

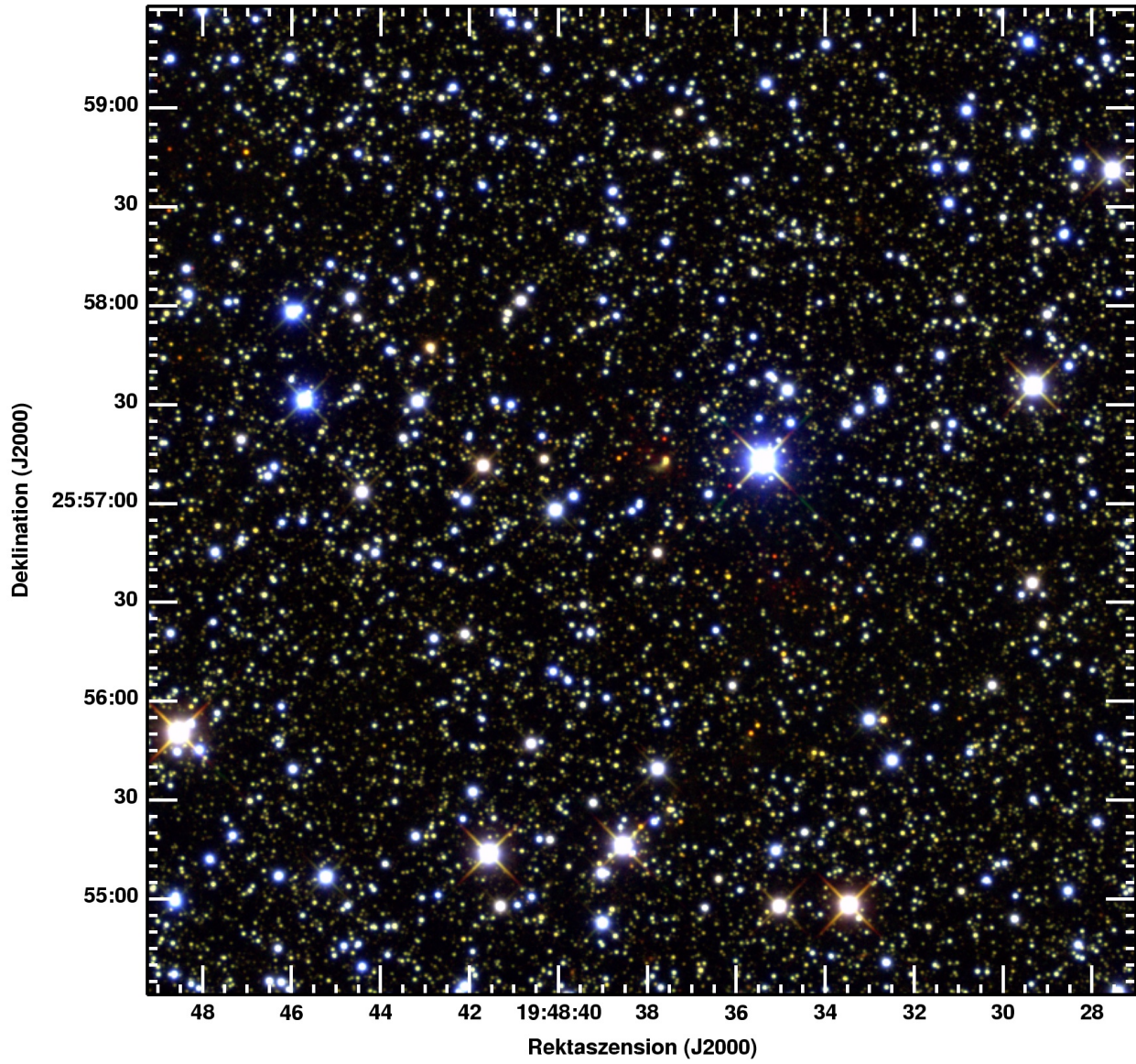


Abbildung A.5: ISOSS J19486+2556 im nahen Infrarot.

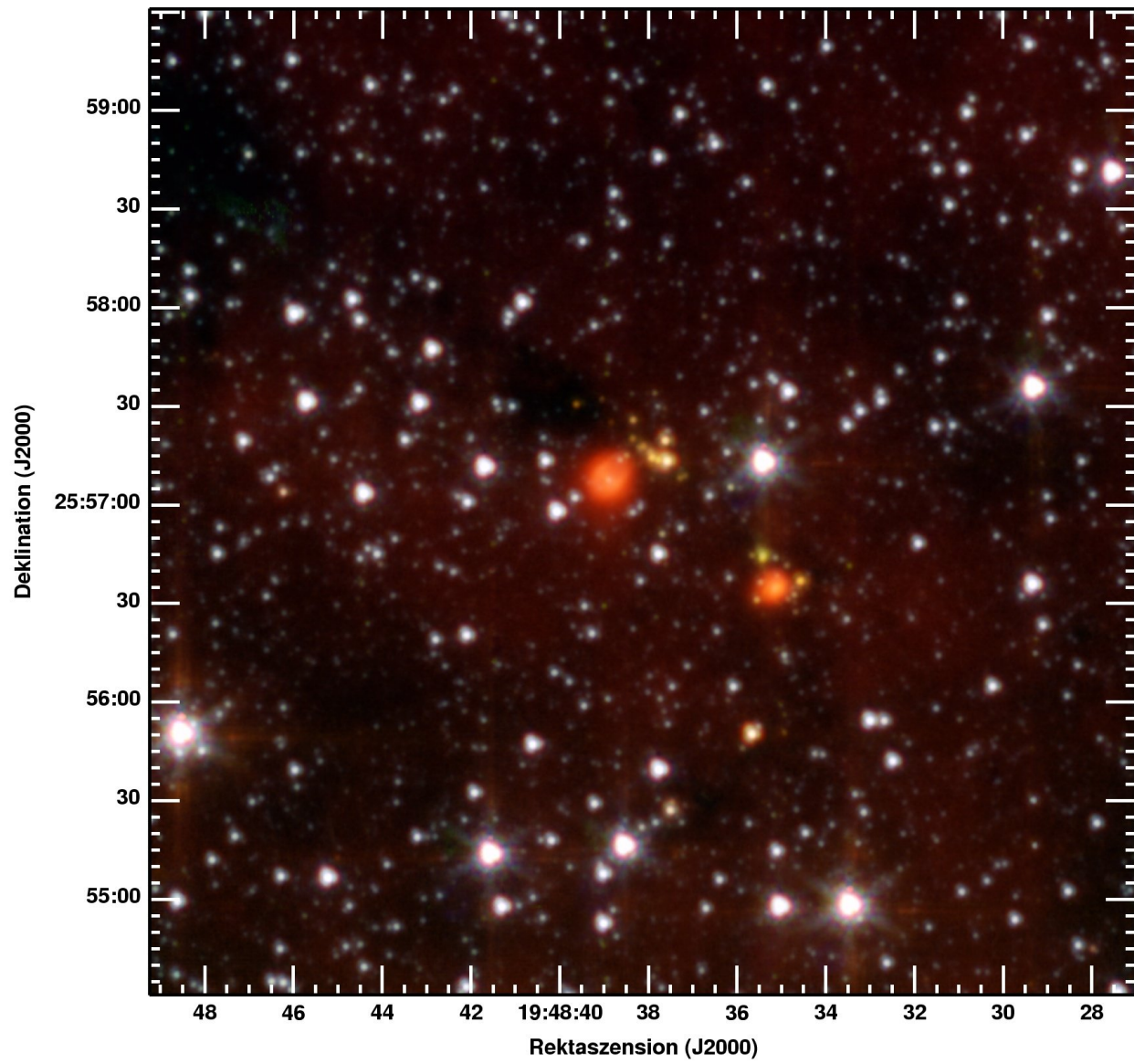


Abbildung A.6: ISOSS J19486+2556 aufgenommen mit IRAC.

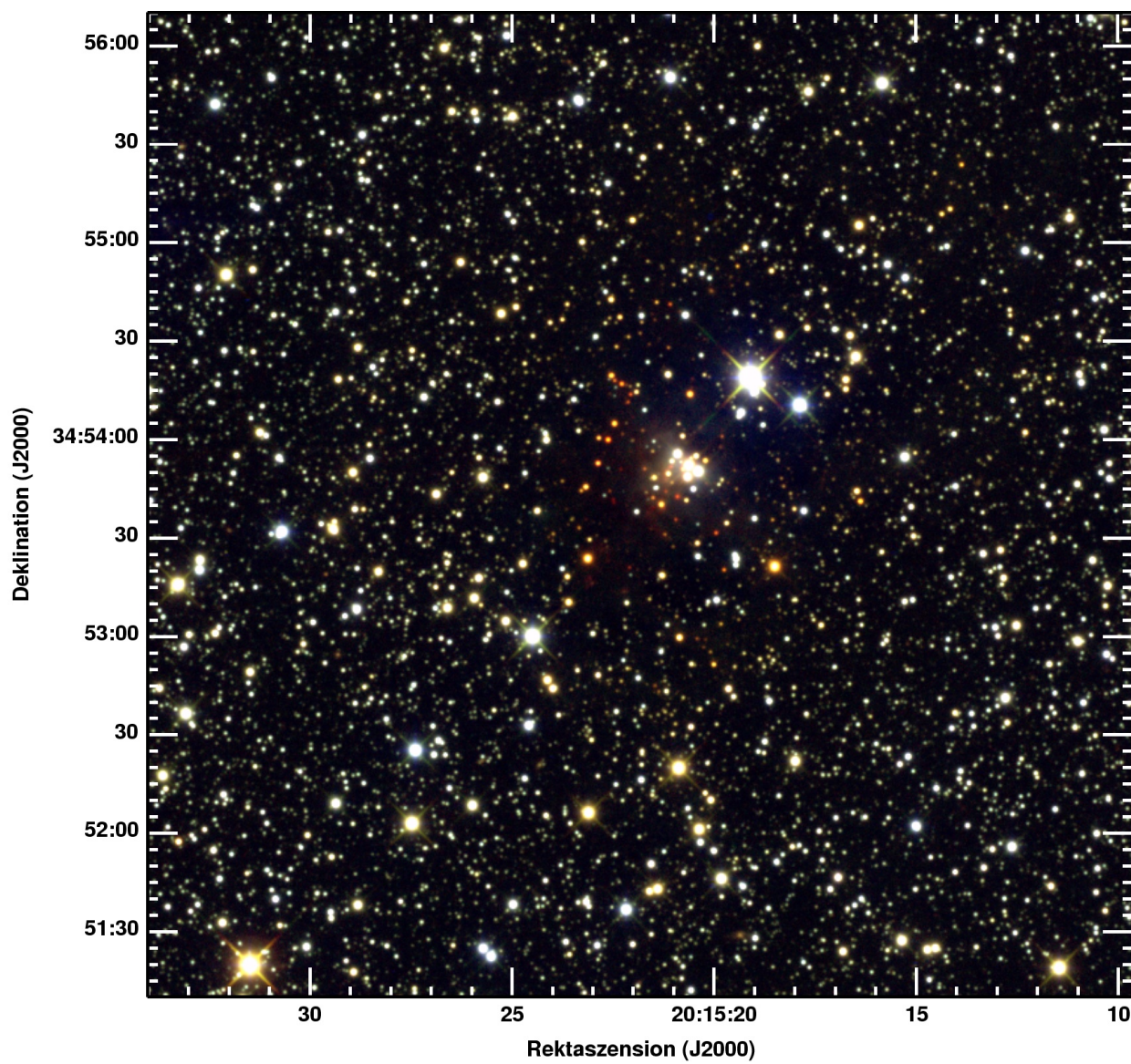


Abbildung A.7: ISOSS J20153+3453 im nahen Infrarot.

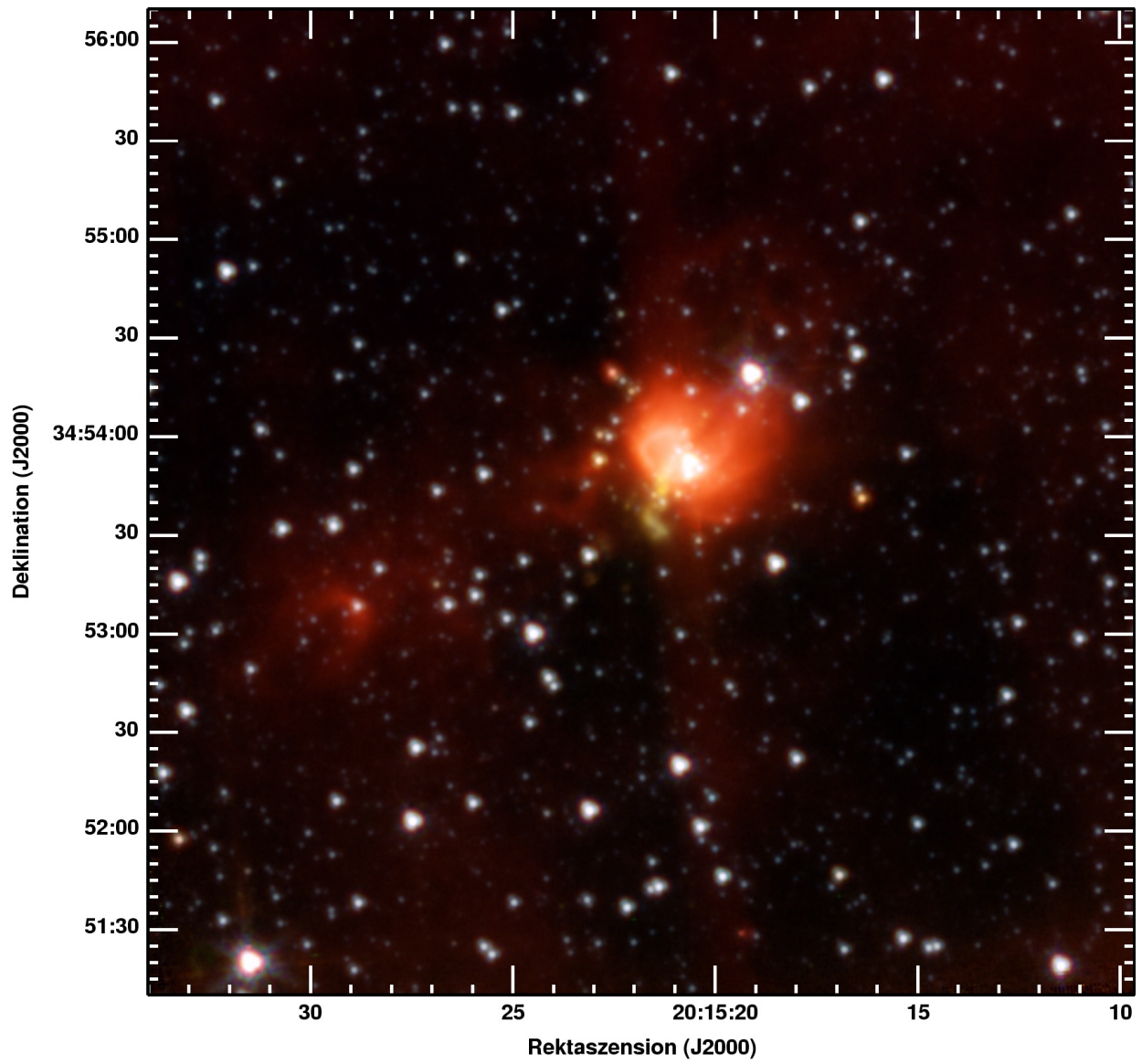


Abbildung A.8: ISOSS J20153+3453 aufgenommen mit IRAC.

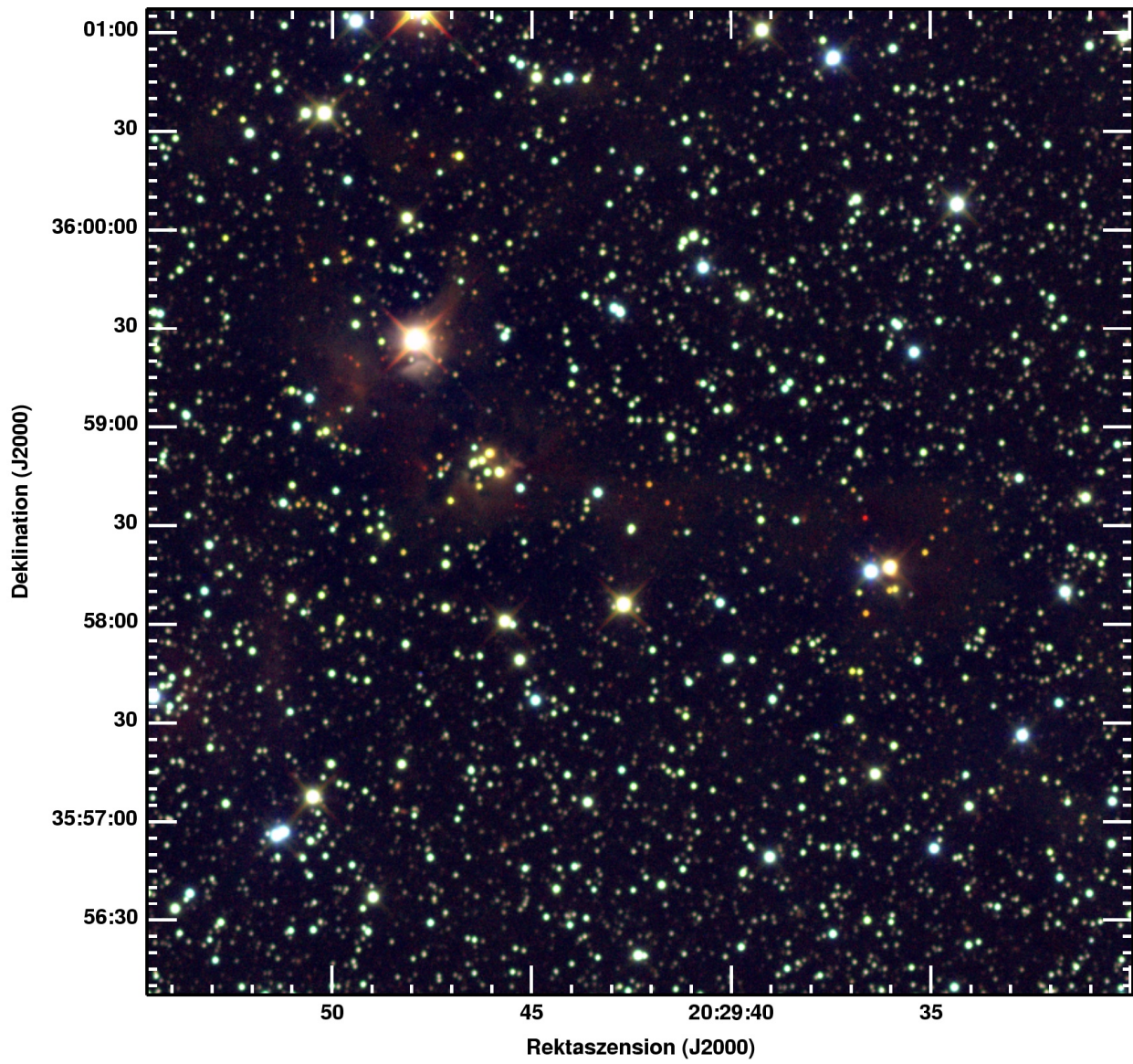


Abbildung A.9: ISOSS J20298+3559 im nahen Infrarot.

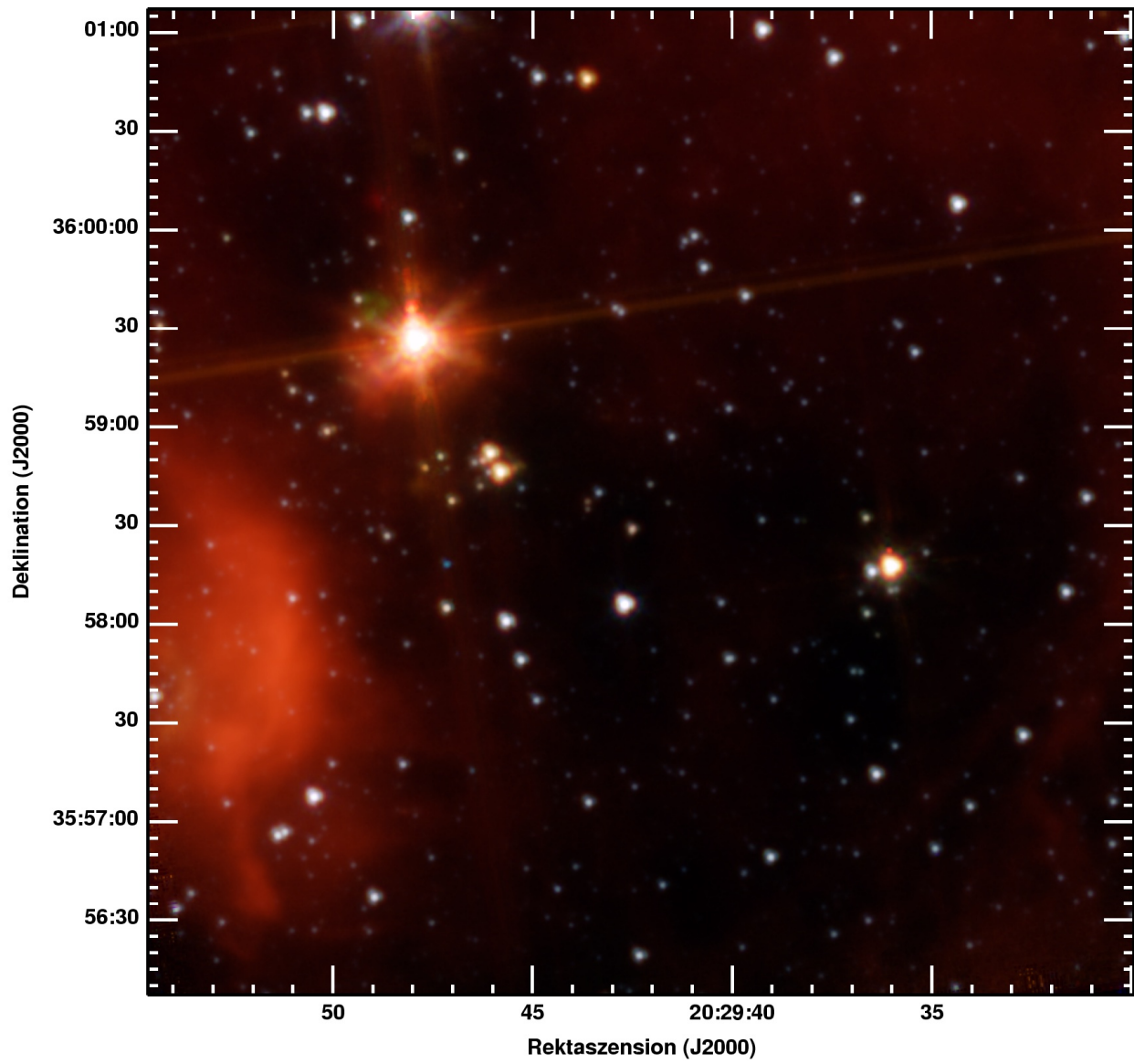


Abbildung A.10: ISOSS J20298+3559 aufgenommen mit IRAC.

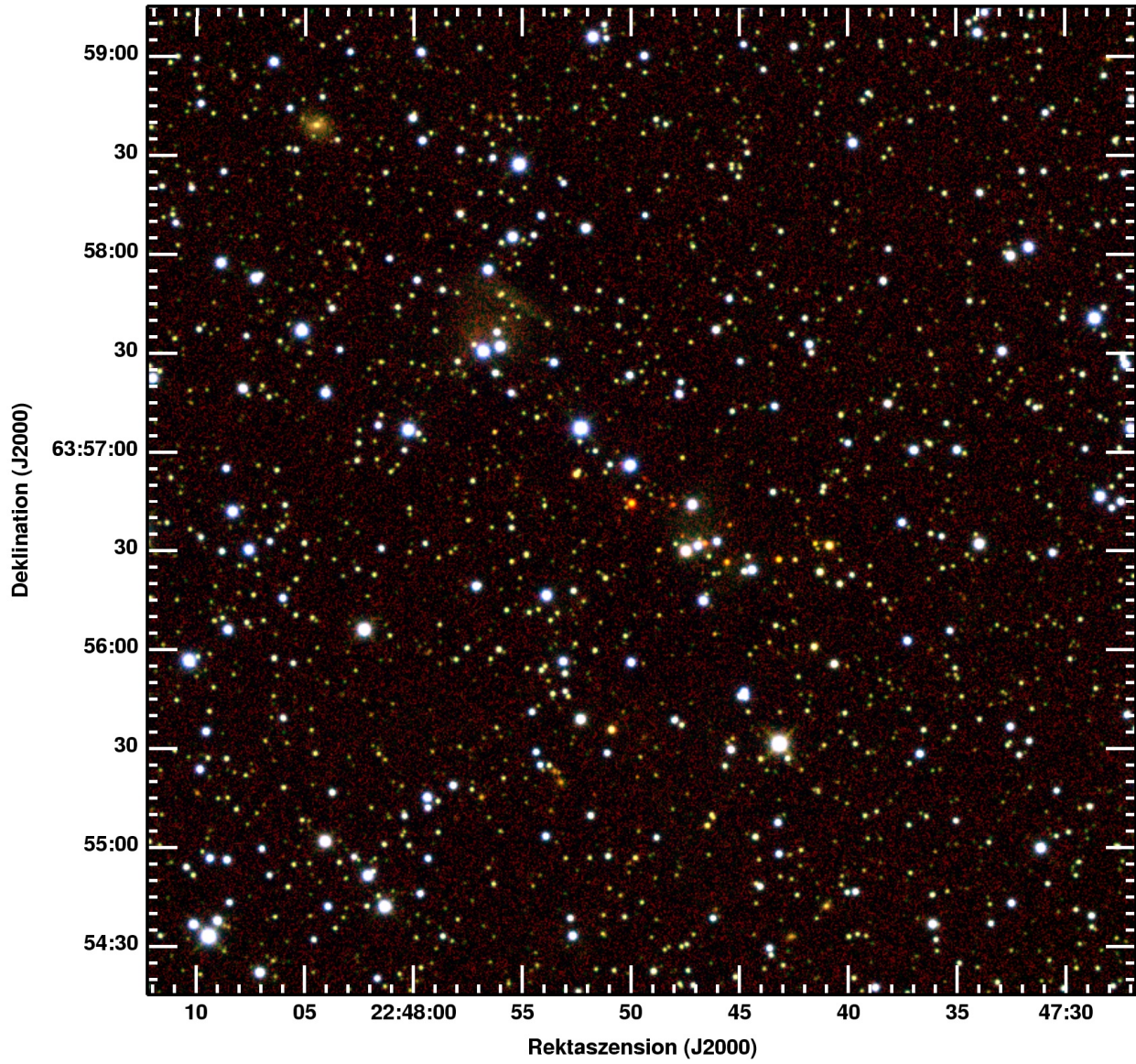


Abbildung A.11: ISOSS J22478+6357 im nahen Infrarot.

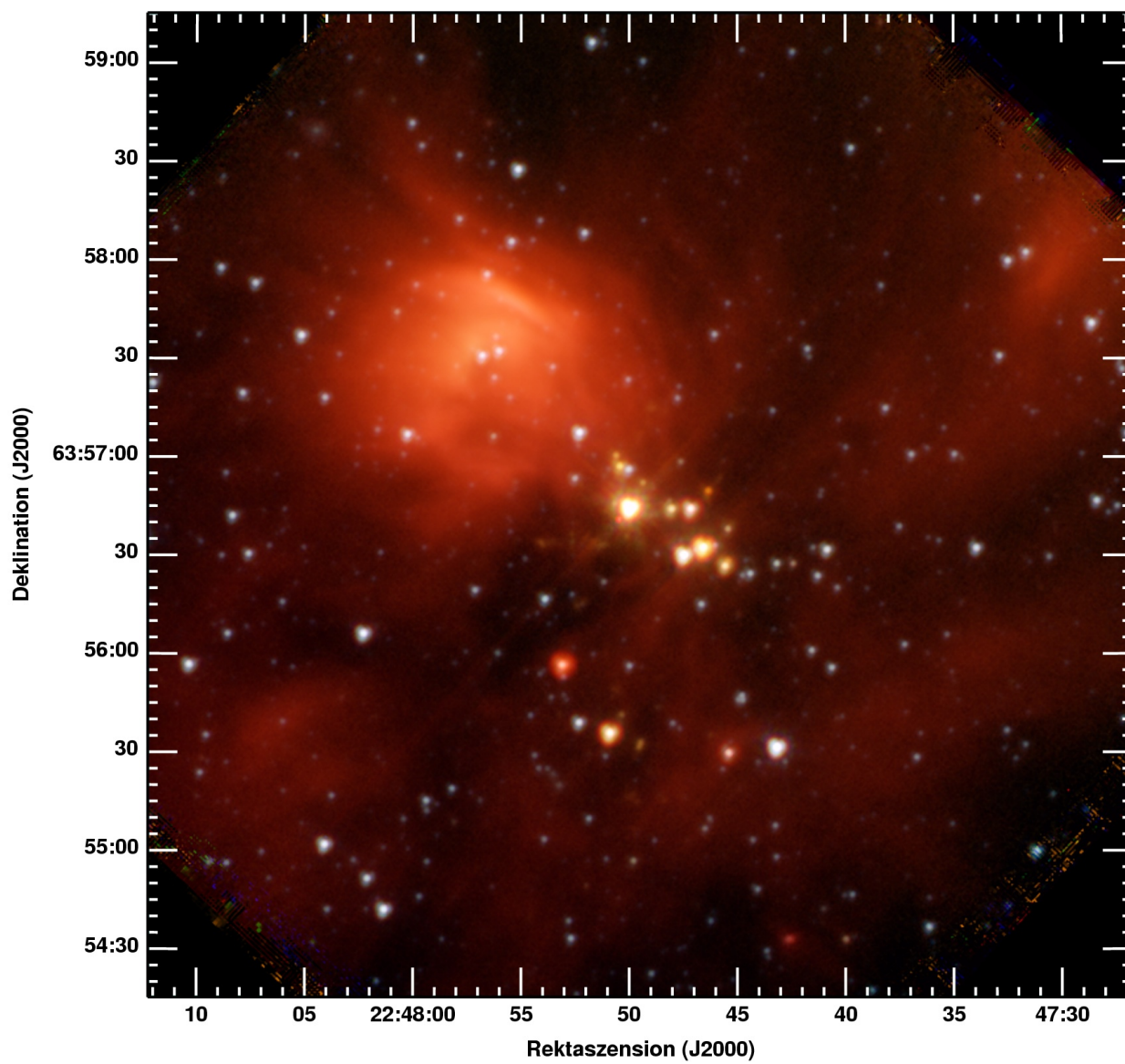


Abbildung A.12: ISOSS J22478+6357 aufgenommen mit IRAC.

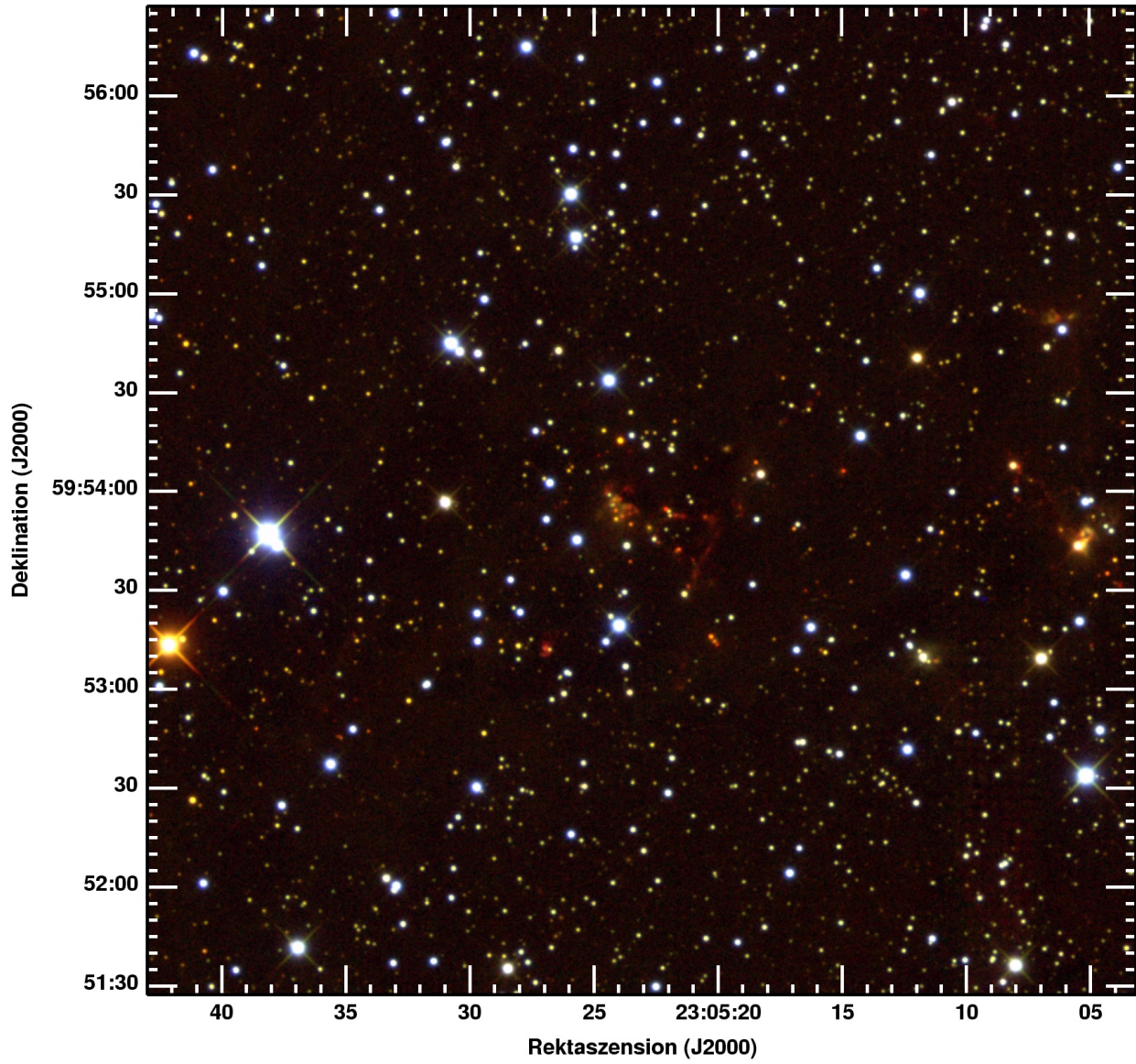


Abbildung A.13: ISOSS J23053+5953 im nahen Infrarot.

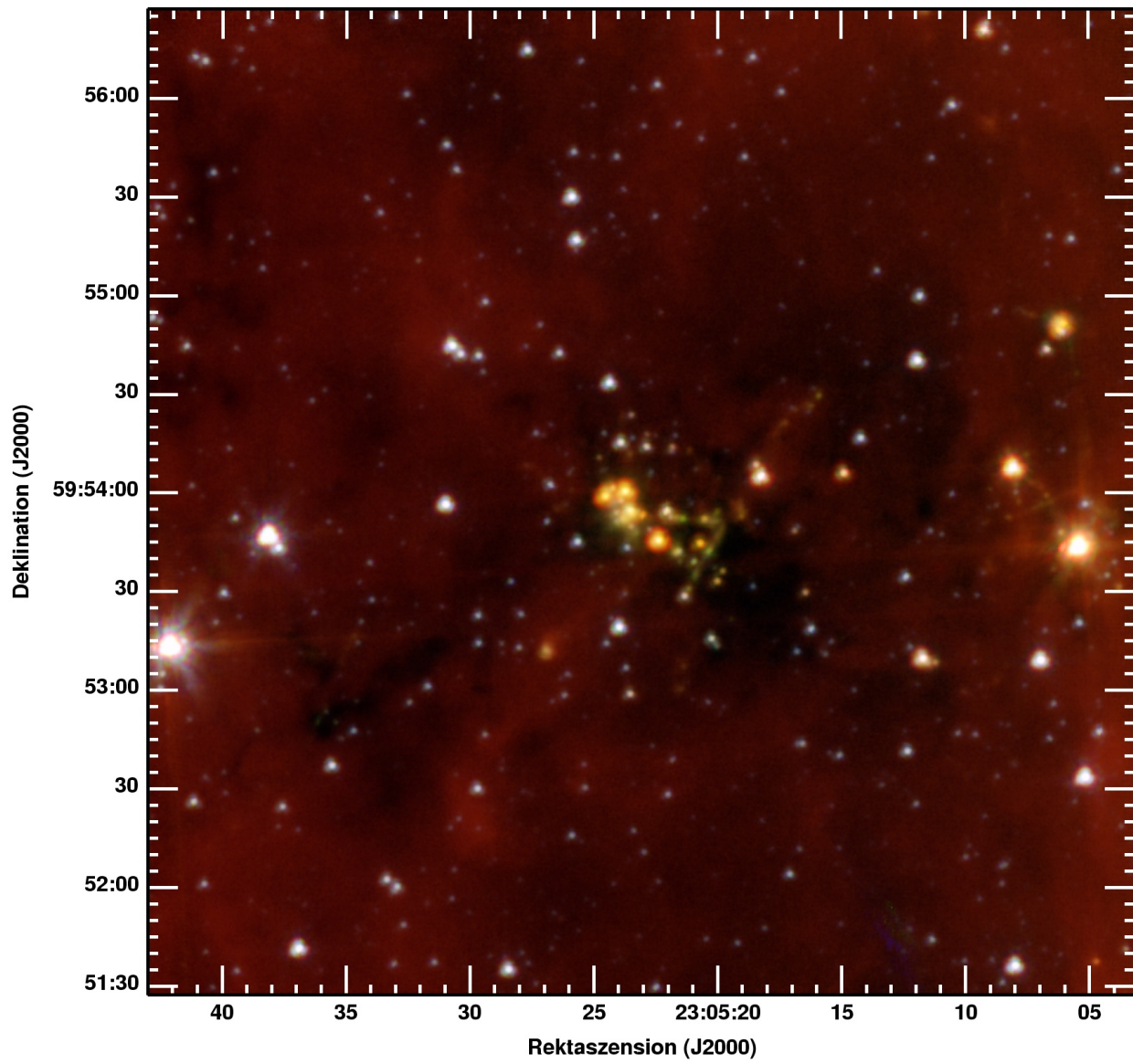


Abbildung A.14: ISOSS J23053+5953 aufgenommen mit IRAC.

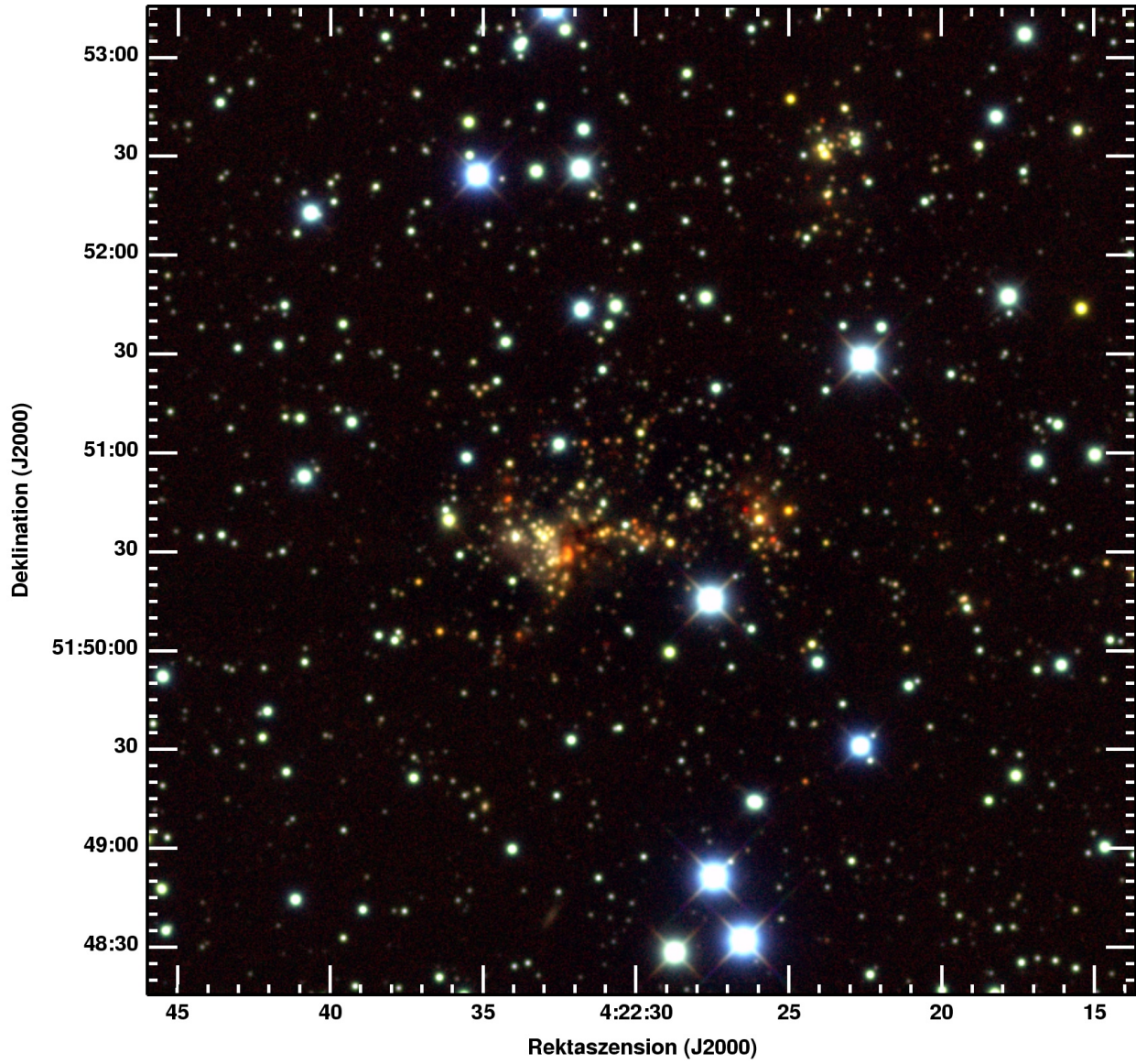


Abbildung A.15: ISOSS J04225+5150 im nahen Infrarot.

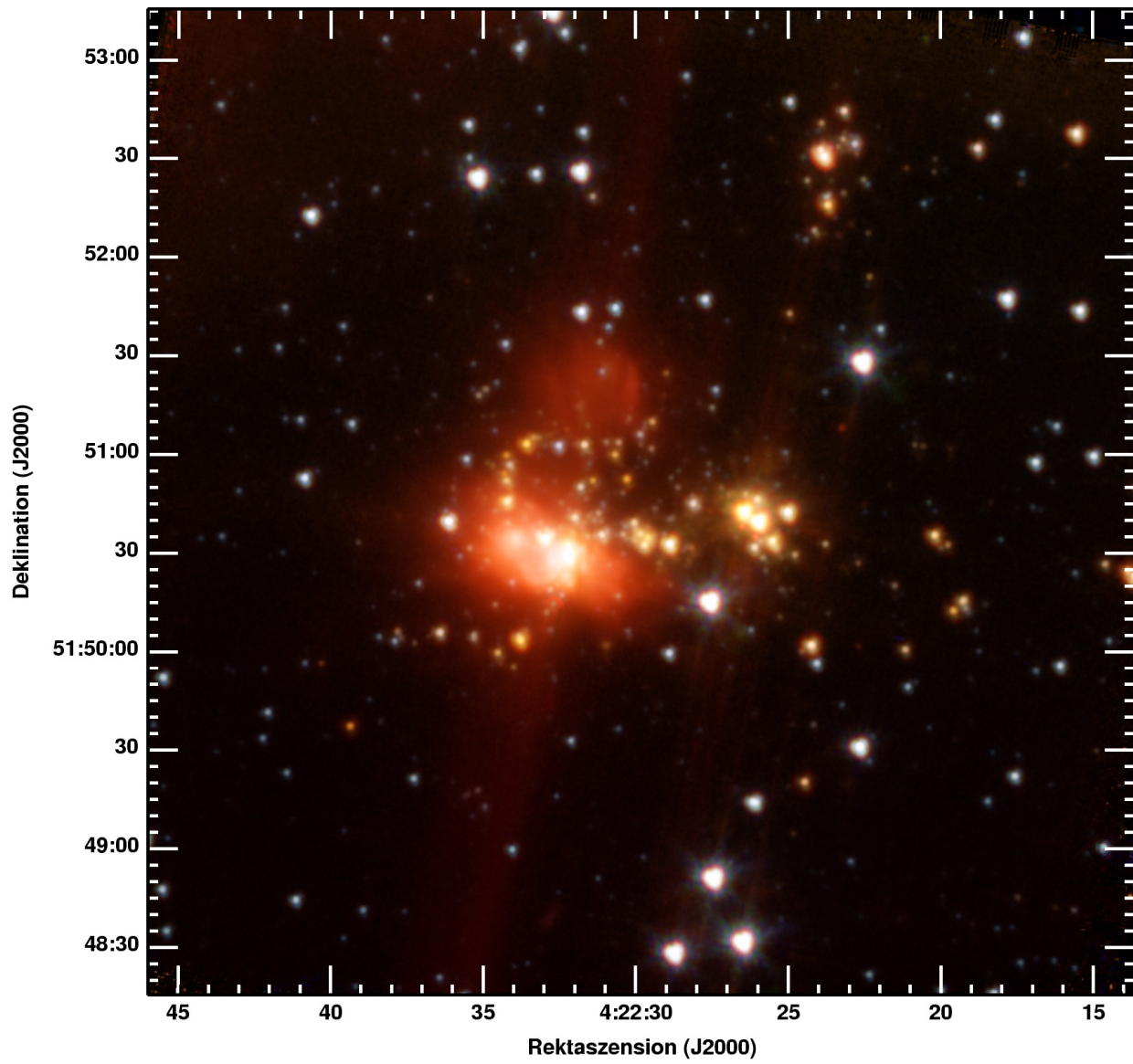


Abbildung A.16: ISOSS J04225+5150 aufgenommen mit IRAC.

Danksagung

Ich möchte an dieser Stelle allen danken, die zur Entstehung dieser Arbeit in der vorliegenden Form beigetragen haben:

Herrn Prof. Dr. Dietrich Lemke für die Vergabe des interessanten Themas, die hervorragende Betreuung, sowie die kritische Durchsicht dieser Arbeit.

Herrn Prof. Dr. Burkhard Fuchs für die freundliche Übernahme der Aufgabe des Zweitgutachters.

Den Direktoren des Max-Planck-Instituts für Astronomie, Herrn Prof. Dr. Thomas Henning und Herrn Prof. Dr. Hans-Walter Rix für die Möglichkeit, die Doktorarbeit am Institut durchzuführen und für die Finanzierung von Konferenzteilnahmen und zahlreicher Beobachtungsaufenthalte.

Herrn Dr. Oliver Krause für die intensive Zusammenarbeit, die Mitwirkung und Unterstützung bei Beobachtungen und die Bereitstellung von Daten der ISOPHOT Zufallsdurchmusterung.

Allen Organisationen und Observatorien, die Nachfolgebeobachtungen im Rahmen dieser Dissertation ermöglichten.

Den Herren Dr. Ulrich Klaas und Martin Hennemann für die Unterstützung bei vielen Beobachtungsanträgen und die gewissenhafte Durchsicht der Arbeit.

Herrn Sascha P. Quanz für die Durchsicht von Teilen dieser Arbeit und die anregenden Diskussionen bei einem Nachmittagskaffee.

Frau Jutta Stegmaier für das gründliche und wiederholte Korrekturlesen und ihre Unterstützung während der entscheidenden Phasen dieser Doktorarbeit.

Allen Kollegen in Heidelberg, die mir bei verschiedenen Fragen weitergeholfen haben, für die sehr angenehme Arbeitsatmosphäre am Institut.

Schließlich meiner lieben Freundin Elisabeth und meinen Eltern für ihre Geduld.