

銀河系内における爆発的星形成

奥村真一郎

(国立天文台岡山天体物理観測所 〒719-0232 岡山県浅口郡鴨方町大字本庄)

e-mail: okumura@oao.nao.ac.jp

大質量の星は巨大分子雲の内部で集団で誕生します。しかし、可視光では減光量が大きいため分子雲の内部は観測することができず、その研究は主に電波での観測に頼ってきました。近年、2次元赤外線検出器が発達し、大質量星の形成現場の効率的な観測ができるようになり、分子雲に埋もれた若い星についても詳細な情報が得られるようになりました。ここでは、近赤外線の観測による大質量星形成過程の研究成果について簡単に紹介したいと思います。

1. はじめに

我々の銀河系のような渦巻銀河は、星や星間物質が円盤状に集まった部分（銀河円盤）と、それを球状に囲むハローと呼ばれる部分に分かれます。ハローの部分では、種族IIと呼ばれる年老いた星が散在しているのに対し、銀河円盤上では種族Iと呼ばれる若い星が分布し、今もなお星々が誕生し続けています。銀河系外の渦巻銀河を観測するとその名の通り銀河円盤上に渦巻構造が見られます。この構造を渦状腕と言いますが、実はこれは大質量の明るい星の分布を見ているのです。大質量の星は寿命が短い、つまり若い星ばかりなので、渦状腕こそが若い星の生まれている現場ということになります。中性水素ガスの放射する波長21cmの電波での観測からも星のもとになる星間物質がほぼ渦状腕に沿って多く分布していることがわかっています。また、渦状腕に沿って、所々に非常に明るい星のような天体が見られますが、よく見ると大きさが異なり、星ではないことがわかります。これは生まれたばかりの重く明るい大質量の星から放出される紫外線によってまわりのガスが電離してできた電離水素領域を見ているのです。

太陽系がほぼ銀河円盤上に位置するため、我々の銀河系の円盤は「天の川」として帯状に見え、

その渦巻構造については直感的にはわかりません。しかし、われわれの銀河系にも渦状腕があり、その所々には大規模な電離水素領域を伴うような大質量星が生まれていることがわかっています。大質量星は分子雲の中で誕生してから超新星爆発を起こしてその寿命を終えるまで、力学的にも化学的にも周りの空間に多大な影響を及ぼし、その結果銀河の進化にも大きな影響を及ぼすという点で、このような領域に着目して研究を進めることは非常に重要だと思われます。しかし、銀河円盤上の大規模な星形成領域は銀河面上の星間物質による減光が大きく、しかも若い星形成領域は分子雲に埋もれていることも重なって可視光ではほとんど観測することができません。そのため、この分野の研究は減光の少ない電波での観測に頼っていました。

ところで、よく知られた星形成領域の例として、オリオン領域があります。この領域には明るい赤外線源が多く、また可視光でもある程度観測することができるので昔から盛んに研究が行われてきました。しかしオリオン領域がこれだけ明るく見えるのは比較的距離が近い（約1500光年）からであり、銀河系スケールで考えると、とびぬけて規模の大きい星形成領域だというわけではないのです。近傍にあるゆえに詳細に観測することができ、また様々な波長で観測が行なわれているので、星形成

活動を研究するのに非常に適した領域の一つではありますが、銀河系スケールで考察するべき、大規模な星形成活動を理解するために適した例などは必ずしも言えません。なぜなら領域の規模（たとえば光量の総和）がオリオンよりも一桁、ないし二桁も大きい、より大規模な星形成領域が銀河面上にいくつもあることがわかっているからです。しかし、すでに述べたようにこのような領域は可視光による詳細な観測はほとんど成されていませんでした。

近年、赤外線検出器を開発する技術が発達し、特に大フォーマットで量子効率の高い2次元検出器が発達してきました。可視光より減光の少ない近赤外線でもようやく効率の高い観測が可能になり、可視光では見えない、分子雲に深く埋もれた領域についても、電波での観測では得ることのできなかった個々の「星」についての情報を得ることができるようになりました。我々は銀河系内の大規模な星形成活動の謎を解明すべく、2次元近赤外検出器を装備した観測装置を開発し、若い大質量星形成領域について観測を行ってきました。

2. 近赤外多目的カメラ OASIS

我々が観測に用いた装置は「OASIS」という近赤外分光撮像装置¹⁾です。この装置は国立天文台岡山観測所の共同利用近赤外観測装置として開発してきたものです。平成7年度より共同利用に供され、すでに多くの研究者によって利用されて成果が出てきています。この装置の特徴は広い視野（約4分角）の撮像ができるとともに長スリットを用いた分光観測ができることです。広がった領域の描像を得るとともに、その中にある特定の天体についてスペクトルを調べ、物理状態についての情報をも得ることができるわけです。我々は銀河系内の大規模な星形成領域である「W51」という領域に着目し、OASISを用いて近赤外撮像、

分光観測を行ってきました。

3. 大質量星形成領域 W51 で 生まれた星

3.1. 撮像観測と星の測光 — 近赤外2色図 と色・等級図からわかること—

W51という領域は7キロパーセク（23000光年）離れた所にある星形成領域で、昔から電波では頻繁に観測されています²⁾。W51の中心には特に明るい「G49.5 - 0.4」と呼ばれる電離水素領域の集合体があります。我々はこの「G49.5 - 0.4」の領域全体をカバーする15分×15分角（100光年×100光年）の領域について撮像観測を行ないました。図1（=表紙）はJバンド（1.25 μm ）、Hバンド（1.65 μm ）、K'（K_s）バンド（2.16 μm ）で撮った画像をそれぞれ青、緑、赤色で表現した疑似カラー

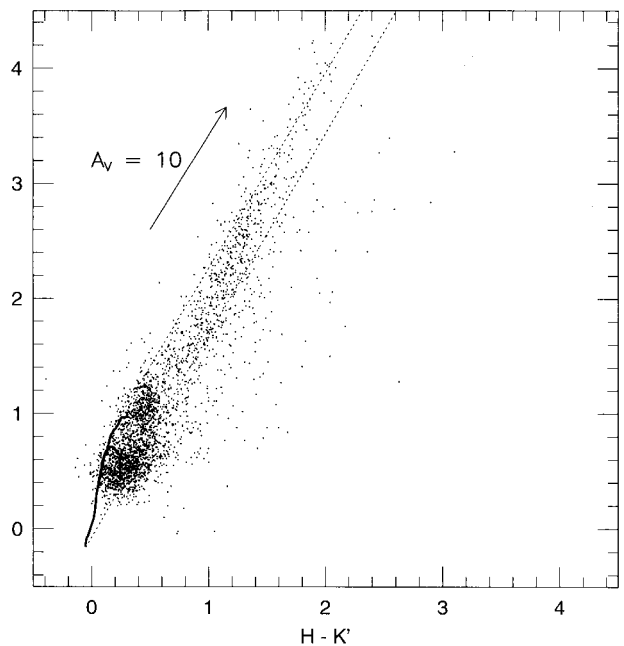


図2 近赤外2色図。縦軸はJ-Hのカラー、横軸はH-K'のカラーを表す。青い曲線は吸収を受けていない場合の主系列星と巨星の本来のカラーを示している。矢印は赤化ベクトル、その長さは可視光（Vバンド）で10等に相当。

画像です。限界等級は J, H, K' でそれぞれ 17.2 等, 15.8 等, 14.8 等を達成しており, 約 7000 個の点源を検出しています。

複数のバンドで測光を行なうことにより, その天体のカラーに関する情報を得ることができます。図 2 は 7000 個の点源のうち J, H, K' のすべてのバンドで正しく測光できた約 3000 個の天体について, 横軸に H-K', 縦軸に J-H のカラーをプロットしたもので, 2 色図と呼ばれているものです。左下に位置する青い曲線は, 吸収を受けていない状態での主系列星と巨星のカラーを表しています。左上の矢印は星間吸収により生じる赤化の方向を表しています。従って吸収を受けた主系列星や巨星を観測すると, 2 本の点線で囲まれた領域にプロットされることになります。このような天体に対しては, 赤化ベクトルに平行に青い曲線まで戻してやることにより, その戻す量によりこの天体までの星間吸収の大きさを知ることができます。

一方この 2 本の点線より右側にある天体は, 吸収による赤化に関係なくその天体特有の性質として赤いカラーをしている, つまり長い波長で色超過のある天体ということになります。このような天体はまわりにダストのシェルやエンベロープ, 円盤などを伴う星だと考えられており, 古典的 T タウリ型星などの前主系列星や質量放出が起こっているような年老いた星などが含まれます。これらの天体についても, 吸収を受けていない時の元々のカラーを仮定してやることにより天体までの吸収量を見積もることができます。

図 3 は色・等級図と言われるもので, 横軸に J-H のカラー, 縦軸に J バンドでの見かけの等級をプロットしたものです。矢印はやはり赤化ベクトルを表しています。青い曲線は 7 キロパーセクの距離を仮定した時に主系列星と超巨星 (光度階級 I a 型) がプロットされる位置を表しています。天体までの距離がわかっていたら, この図で赤化ベク

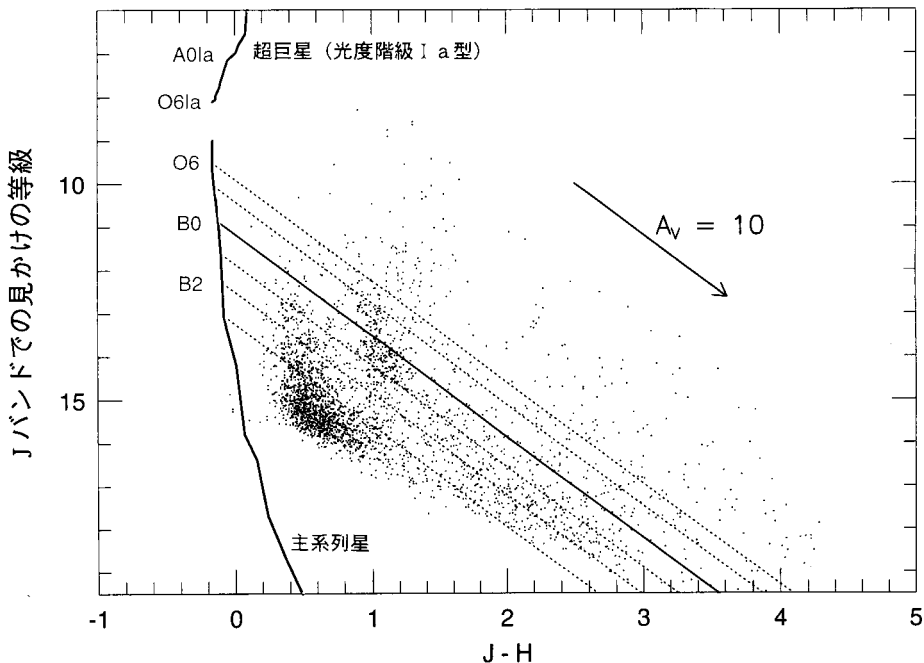


図 3 近赤外の色・等級図。横軸は J-H のカラー, 縦軸は J バンドの見かけの明るさを示す。青い曲線は 7 キロパーセクの距離を仮定した時に吸収を受けていない主系列星, 超巨星 (光度階級 I a 型) の位置を示す。この曲線の位置は距離によって上下する。

トルに平行に戻してやることにより、その星のおおよそのスペクトル型を決定することができます。

3.2. 領域内の天体の同定

しかし、実際には視野の中には手前の星や背景の星など、距離の異なる天体も写っています。そこで、着目している領域 (W51 中心部, G49.5 - 0.4) に属する天体だけを選び出すために次のようなステップを踏むことにしました。まず、すべての天体を色・等級図にプロットし、7キロパーセクの距離を仮定して吸収を補正した時にO型星に相当する光度を持つ天体 (図3で黒い実線より上に位置するもの) をピックアップします。この中には、仮定した距離にあるO型星だけでなく手前にあるために見かけ上明るく見える星や、背景にある年老いた赤色巨星 (近赤外で見るとその光度はO型星に匹敵する) が含まれます。

最初に述べたように、O型星のような大質量星は周囲に電離水素領域を形成します。そこで、ピックアップしたすべてのO型星候補に対して、周囲に電離水素領域を伴っているかどうか調べます。そのために水素原子の再結合線である B_{γ} の狭帯域フィルターを用いて同じ領域を観測しました。図4は B_{γ} の狭帯域フィルターで撮った画像から点源の天体 (主に星) を引き算して作った画像です。この画像は必ずしも B_{γ} 輝線だけを見ているのではなく、このフィルターを透過する同じ波長の連続波の成分も含まれていますが、輝線の空間分布、つまり電離水素領域の空間分布を調べるのに十分で、電波の連続波で撮られている画像³⁾ともよく一致します。

電離水素領域を伴っている星が確認されれば、図2からその星までの星間吸収量 (以下 A_V と記します) を調べます。そして、これらの星が A_V の大きさでどの範囲に分布しているか調べました。その際、電離水素領域の大きさや集中度を元にして、天球上で G49.5 - 0.4 の領域を図4で青い実線のように定義し、それを4つのサブグループ (領域1

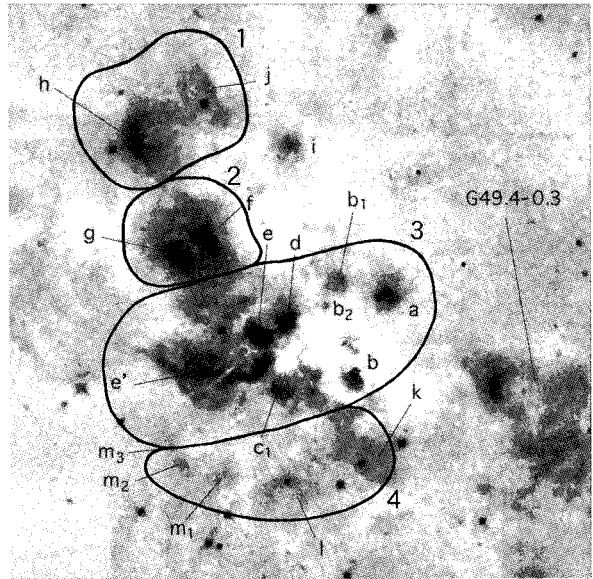


図4 B_{γ} の狭帯域フィルターを使って撮った W51 中心部の画像から点源の天体 (主に星) を引き算して作った画像。範囲は図1と同じ。明るすぎて飽和している星は差し引きが不完全となっている。a から i までは電波の観測により同定されている電離水素領域。j から m までは今回の観測で同定した電離領域。青い曲線は G49.5 - 0.4 の範囲と定義した領域。1 ~ 4 の番号は定義したサブグループ。右側に見えるのは G49.4-0.3 と呼ばれる別の領域。

~領域4) に分けて考察することにしました。なぜならグループごとに年齢が異なると分子雲への埋もれ具合や分子雲そのものの濃さが異なり、基準とすべき A_V の範囲が異なってくる可能性があるからです。図5は、図4の実線で定義した領域内のO型星候補に対して電離水素領域を伴っている A_V の範囲を青色で各サブグループごとに表したものです。青で記したO型星候補こそが7キロパーセクの距離にあるO型星、それより左側にある (A_V の小さい) 星は手前にある星、右側にある (A_V の大きい) 星は背景にある星、と考えることができます。 A_V の値を距離の指標として用いているわけですから、なお領域1には背景の星が多数混在しているように思われますが、このうちのいくつかの星について OASIS を用いてKバンドでの分光観測を行なったところ、赤色巨星の特徴を示すスペクトルが確

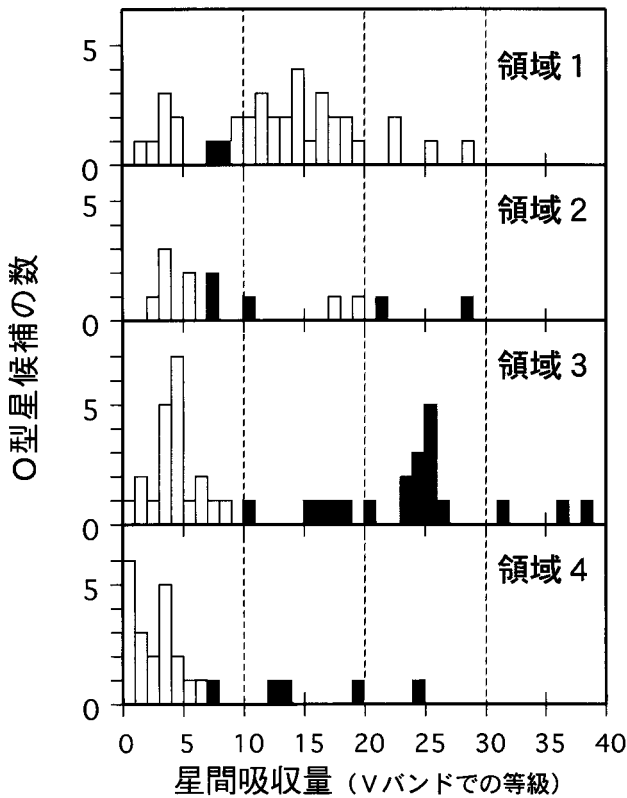


図5 AVごとに調べたO型星候補の数。青く塗った部分は電離領域を伴っていたもの。

認されたので、これらは背景の(年若い)星であることがわかりました。

なお、周囲の領域をまだ電離させるに至っていない、非常に若いO型星を見落としている可能性があります。前主系列星のような星は、すでに述べたように図2でプロットされている位置を調べればすぐにわかります。しかし電離領域を伴わず、かつ赤外超過の見られるようなO型星候補はこの観測では見つかりませんでした。

図5の結果とこの領域の一酸化炭素分子ガスの分布⁴⁾を考慮して、各サブグループについて奥行き方向の範囲を表1のように決定しました。図4の青い実線の範囲と表1から、問題にしている領域の範囲を3次元的に決定することができます。この結果をもとにして、元のデータに立ち帰って最終的に約200個の天体をG49.5-0.4の領域に属するものとして同定しました。

3.3. 個々の天体の年齢と質量

この200個の天体について、改めて色・等級図にプロットしたものが図6です。距離がわかっているので、主系列星だと仮定してやるとこの図から各天体の

表1. 各サブグループで天体がG49.5-0.4に付随する範囲

サブグループ	A_V で測った奥行きの範囲 (mag)
領域1	$5.0 < A_V \leq 9.6$
領域2	$6.0 < A_V$ (背景の天体を若干含む)
領域3	$9.0 < A_V$
領域4	$7.0 < A_V$

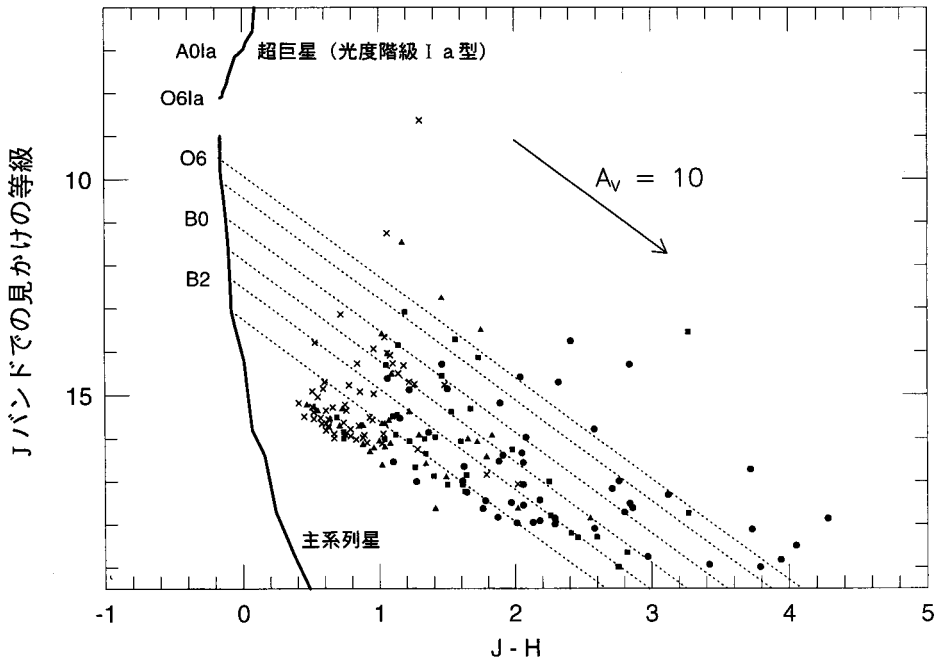


図6 G49.5 - 0.4の天体と同定した約200個の星の色・等級図。×, ▲, ●, ■の印はそれぞれ領域1, 2, 3, 4に属する天体を示す。

スペクトル型（質量）を推定することができます。しかし、実際にはすべての天体が主系列星であるとは限りません。たとえばO型星は、主系列星から超巨星に進化してゆく段階でこの図で真上の方向に移動していくことになり、Jバンドでの絶対等級はその年齢によって変化します。従って、この図から現在の星の光度を知ることはできますが、その星が主系列星として生まれたときの光度、つまり生まれたときの質量を直接知ることはできません。

そこで、O型星については付随している電離水素領域の大きさを測ってやることにより、年齢を推定するための情報として利用することにしました。電離領域の年齢と大きさの関係は、中心星（励起星）の表面温度（質量）を仮定すれば計算により得られます⁵⁾。

図7はいわゆるHR図で、星の進化経路⁶⁾とJバンドで同じ絶対等級になる点を書き込んであり

ます。現在のJバンドでの絶対等級と年齢の二つの情報をもとに、検出した中心星をすべてHR図にプロットすることができました。これをもとにして、すべての星について、年齢と生まれたときの質量を求めました。また、すぐ近傍のO型星によって形成された電離領域内にみつかったB型星については、そのO型星と同じ年齢であると仮定しています。

3.4. 質量分布と初期質量関数

電離水素領域の励起星として同定されたO型星、B型星について、年齢とスペクトル型について表2にまとめました。また、電離領域を伴わないB型星も含めてサブグループごとに質量分布を記したものが図8です。図からわかるように、合計で34個のO型星が確認されました。また、O型星の中でも特に大質量の早期O型星が領域3に集中

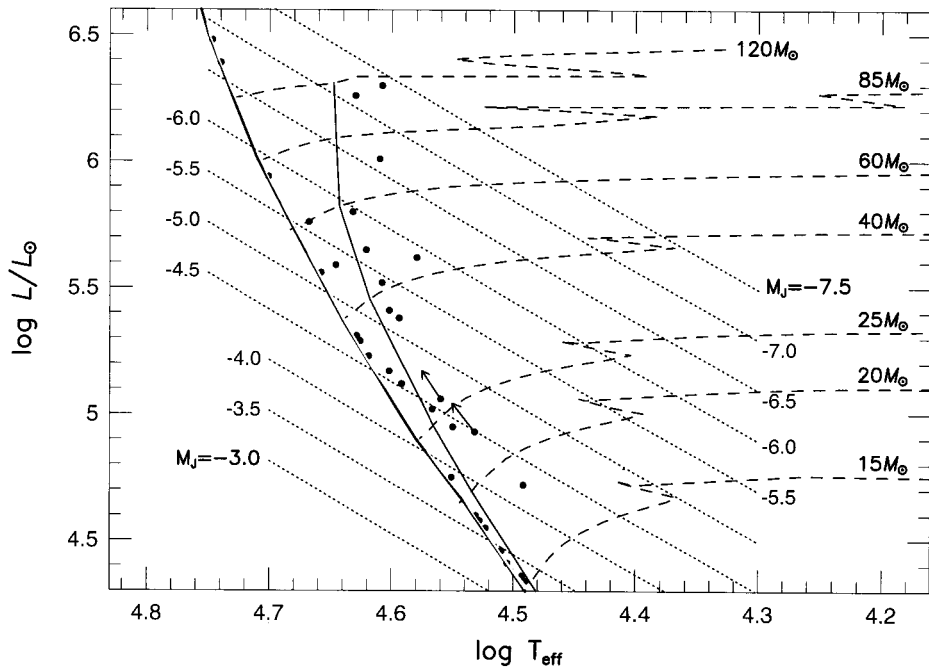


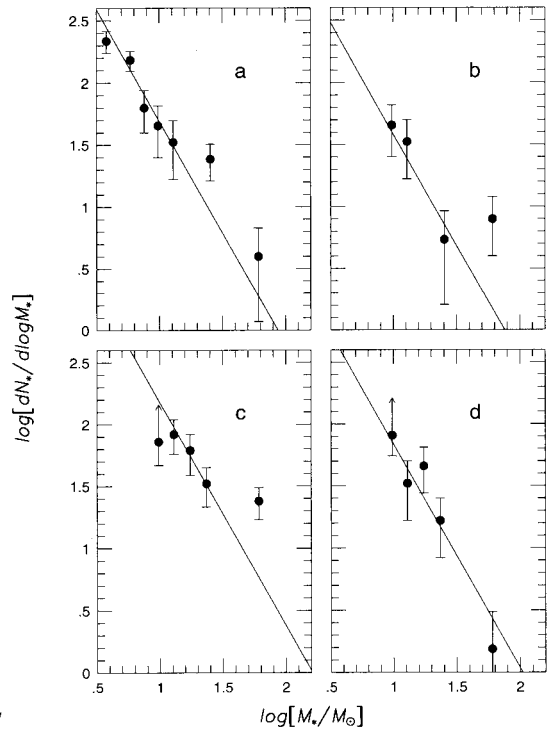
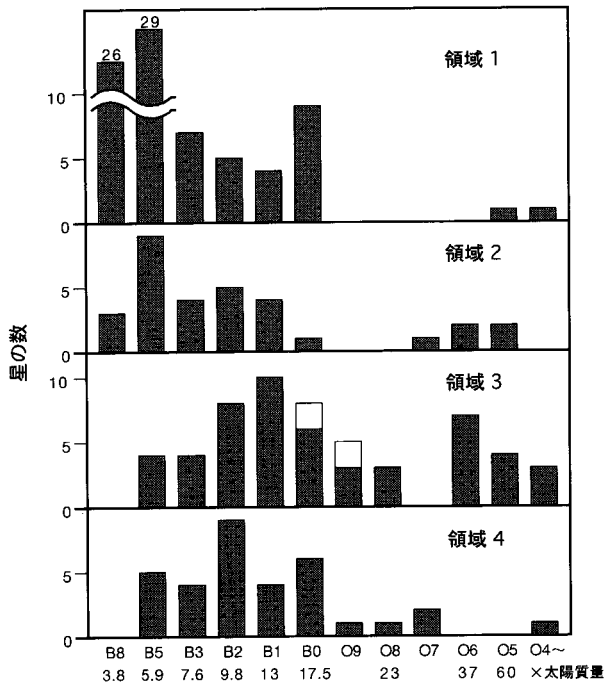
図7 この領域で生まれた星のHR図。横軸は星の有効温度（の対数）、縦軸は絶対等級（太陽との比の対数）を表す。青い実線は主系列星、破線は星の進化経路⁶⁾、黒い実線は150万年を示す等時曲線を示し、点線はJバンドで同じ絶対等級になる点を結んだ線。個々の星のJバンドでの明るさと年齢（電離領域の大きさから推定）という2つの情報をもとにプロットした。

していることがわかります。この分布をもとに、質量の変化に対する星の数の変化を表す、「質量関数」を求めました。この領域では寿命を終えた星はまだないと考えられるので、ここで求められた質量関数はこの領域における「初期質量関数」であるとみなすことができます。図9は各サブグループごとの初期質量関数、図10は領域全体の初期質量関数を表したものです。図中、斜めの直線は太陽近傍の星々に対して求められている初期質量関数を表しています。領域2や領域3で直線と比べて右側（大質量側）が盛り上がった形になっており、大質量側に分布が偏っていることがわかります。また、領域全体で見ても大質量の星の割合が多いことがわかります。

4. W51 中心部 (G49.5 - 0.4) における大質量星形成の歴史

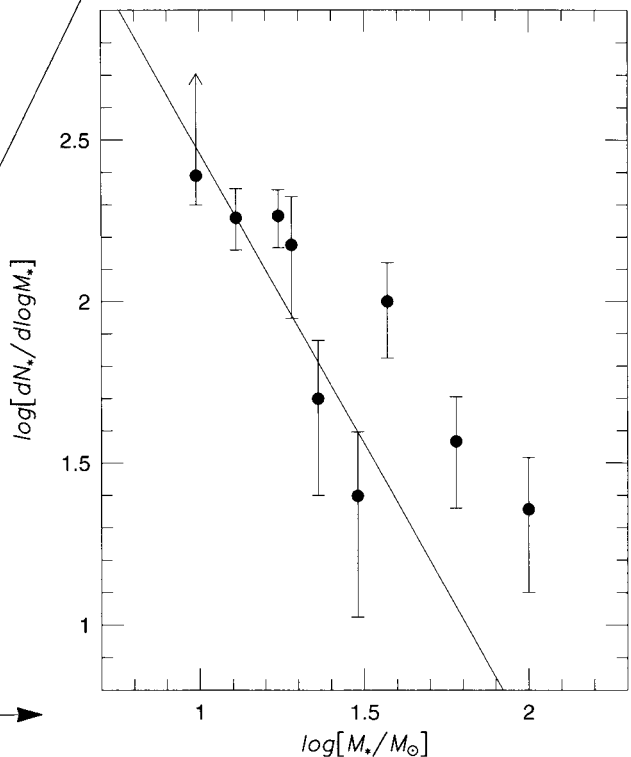
4.1. 継続的星形成

表2から各サブグループの（励起星の）平均的な年齢を求めました（表3）。領域1, 2, 3の順に若くなっていることがわかります。このように、大質量星のグループが年代順に並んでいるような例はオリオン OBI アソシエーションをはじめ、いくつかの領域で確認されています。この現象は、分子雲の端で何らかの理由で大質量星が誕生すると、まわりに電離領域を作りだし、それに伴うガスの圧縮により次世代の大質量星の形成が誘発される、というモデル⁷⁾（sequential star formation（継続的星形成）という）で説明されています。ここではこのモデルを支持する積極的な理由が明らかになったわけではあり



↑
図8 G49.5 - 0.4における星の質量分布. 晩期B型星の数が少なくなっている(特に領域3, 4)のは, 検出限界にかかっているため. 領域3で白く抜けている部分は今回の観測では(減光のため)検出されなかった天体で, 電波の観測から推定したスペクトル型を採用した.

↑
図9 (a) 領域1, (b) 領域2, (c) 領域3, (d) 領域4の各グループにおける初期質量関数. M_* は星の質量, N_* は星の数を表す.



→
図10 G49.5 - 0.4全体の初期質量関数.

表 2. 各電離領域の励起星の年齢とスペクトル型

電離領域	年齢 ($\times 10^6$ 年)	スペクトル型	
		今回の結果	電波での推定
a	0.7	O5 + B1	O6
b	2.5	O4 + O8 + B0	O5
b ₁	0.8	O9	O8.5
b ₂	0.1	B1	B0
b ₃	O9
c ₁	0.5	O5 + O6 + B0	O6
d	0.1	O4 + O6 \times 4 + B0 + B1 \times 3	O5
e	0 ~ > 0.7	O4 + O5 + O6 + O8 + B0 \times 2	O4 \times 3
e ₁	O9.5
e ₂	> B0
e ₆	B0
e ₇	0.3	B0	B0
e'	1.9	O5	...
f	1.7	O7 + B0 + B1 \times 2	O6
g	1.5	O5 \times 2 + B1	O6.5
h	3.0	O5 + B0 \times 4 + B1	O6.5
i	1.5	O8 + B1	O8
j	1.9	O4 + B0 \times 4 + B1 \times 2	...
k	1.7	O4 + O7 \times 2 + B0 + B1 \times 2	...
l	2.2	O8 + O9 + B0	...
m ₁	2.0	B0 \times 2	...
m ₂	0.7	B0	...
m ₃	0.6	O9	...

注) 電離領域は図 4 に対応。電波での推定は Mehringer³⁾による。

表 3. 各サブグループの平均年齢

サブグループ	年齢 ($\times 10^6$ 年)
領域 1	2.5 \pm 0.2
領域 2	1.6 \pm 0.1
領域 3	0.7 \pm 0.7
領域 4	1.7 \pm 0.6

ませんが、領域 1, 2, 3に限れば、継続的星形成で説明できるような観測結果が得られています。

4.2. 「爆発的」星形成

ここで、最も若い領域である領域 3 に注目してみましょう。領域 3 は W 51 (G49.5 - 0.4) 内で最も若く、大質量星の割合が最も多い(質量関数の傾きが緩やかな)領域であることがすでにわかりました。特筆すべきなのはこのグループに属する 22 個の O 型星のほとんどが百万年よりも若い、言い換えると百万年の間にこの領域で 20 個ちかい O 型星が誕生しているということです。単位時間当たりの(O 型)星形成率で考えると、M17, NGC3603 といった著名な大質量星形成領域とくらべても桁違いに大きく、銀河系内では最大級の激しい星形成活動が起こっていることが明らかになりました。

5. 今後の課題

それでは、このような激しい星形成を引き起こした原因はどこにあるのでしょうか。継続的星形成とは関係があるのでしょうか。それとも、領域 3 付近が物理的に特異な環境にあったのでしょうか。大質量星は形成母体である巨大分子雲の中で分子ガスが収縮して生まれます。それゆえ、星形成の過程を調べていく上で母体分子雲の状態について詳しく調べることも必要です。そこで我々は野辺山 45 m ミリ波望遠鏡を用いて一酸化炭素分子の広域、高空間分解能の観測を昨年行ない、現在その解析を進めています。

また、銀河系内の別の領域について同じように調べてみることも必要です。このような爆発的な星形成がどの程度の頻度で見られる現象なのか、大規模な大質量星形成において継続的星形成のような現象が常に見られるのか、できるだけ多くの領域について調べていくことは巨大分子雲における大質量星形成の過程について議論を進めていく手助けとなるでしょう。

すばる望遠鏡による観測が可能になれば、J バ

ンドで 25 ~ 26 等という暗い天体まで観測することができるようになり、同じ領域でも小質量の星の分布まで調べることができるようになります。大質量星形成領域における小質量星のメンバーについて詳しく調べることにより、大質量の星と小質量の星の形成過程のメカニズムがどのように異なるのか、といった議論も可能になってくると思います。

この研究は筆者の学位論文としてまとめてきたものであり、御指導いただいた山下卓也助教授をはじめ OASIS の共同開発者である渡辺悦二助教授、西原英治博士、森 淳氏に感謝します。また長谷川哲夫助教授、宮脇亮介助教授、伊藤洋一博士にもいろいろと助言をいただきました。前原英夫所長はじめ、岡山天体物理観測所の皆様にも大変お世話になりました。ここに御礼申し上げます。

参考文献

- 1) 山下卓也, 1995, 天文月報 88, 206
- 2) 例えば, Bieging J., 1975, in H II regions and Related Topics, eds. Wilson T. L., Downes D. (Springer-Verlag, Berlin), P.443
- 3) Mehringer D. M., 1994, ApJS 91, 713
- 4) Mufson S. L., Liszt H. S., 1979, ApJ 232, 451
- 5) Spitzer L. Jr. 1978, Physical Processes in the Interstellar Medium (Wiley & Sons, New York)
- 6) Schaller G. A., et al., 1992, A&AS 96, 269
- 7) Elmegreen B. G., Lada C. J., 1977, ApJ 214, 725

Burst Star Formation in Our Galaxy

Shin-ichiro OKUMURA

Okayama Astrophysical Observatory, National Astronomical Observatory, Kamogata-cho, Asakuchi-gun, Okayama 719-0232, Japan

Abstract: Near-infrared observations of W51(G49.5-0.4) have been carried out. About 200 sources were identified as physically associated with G49.5-0.4 star forming region. We estimated the mass and age for each source, and derived Initial Mass Function of massive stars in G49.5-0.4, which exhibits a top-heavy shape. We defined four subgroups, and about 20 O stars were born in the youngest group during the last 1 Myr. The massive star forming activity of this group is more violent than any other visible Galactic H II regions.