

中間赤外微細構造輝線でさぐる 大質量星形成の現場 — 超コンパクト HII 領域の電離星 —

岡本美子

〈北里大学一般教育・基礎科学センター物理学単位 〒228-8555 神奈川県相模原市北里 1-15-1〉

e-mail: okamtoys@cc.nao.ac.jp

okamoto@phys.clas.kitasato-u.ac.jp

大質量星の形成過程は、小中質量星に比べて理解がかなり遅れている。我々は、特に生まれたばかりの大質量星が形成する超コンパクト HII 領域に注目して、そこに存在する大質量星の質量構成を調べる研究を行っている。これは、初期質量関数を直接的に求める第一歩になるだけでなく、その普遍性や、大質量星の形成過程そのものを考える手がかりとなる。本研究では、従来の電波連続波を用いた質量推定とは独立に、中間赤外線域（数〜数十マイクロン）に存在する様々な電離エネルギーの金属イオンの微細構造線を用いて、領域の電離状態を調べてきた。その結果、これまで漠然と仮定されてきた単一電離星の描像はむしろ不適切で、複数の大質量星が集まって電離領域を作っている可能性があることがわかってきた。

1. 生まれたばかりの大質量星 — 超コンパクト HII 領域 —

大質量星は、その高い放射光度、大量の紫外線放射、激しい星風等を通じ、周囲の分子雲に熱、電離、乱流、運動などの面で大きな影響を与える。最期には超新星爆発を起こして内部で生成した重元素を星間に放出し、その莫大なエネルギー放出によって、次の星形成のきっかけとなることもある。このように、大質量星は星間物質や銀河の進化において大きな役割を果たしているわけだが、その基礎となる形成過程¹⁾については、最近進展が著しい小質量星形成過程の研究とは対照的に、ほとんど理解が進んでいない。なぜなら、大質量星は高密度の巨大分子雲内部で形成され²⁾、一生の 10% 程度の期間を分子雲内部で過ごすため、直接星形成の現場を見るのが難しかったからである。

生まれたばかりの大質量星は、まだ高密度の分

子雲に埋もれている。これを、星が出し始めた紫外線によって電離し、高密度で小さい超コンパクト HII 領域を形成する。おおまかにいって 10^4cm^{-3} 以上の電子密度、0.1 pc 以下のサイズ、そして 10^7cm^{-6} pc 以上にのぼるエミッションメジャーがこの領域の特徴である。一度電離領域ができると、粒子数が増えるので圧力が高まり、超コンパクト HII 領域がコンパクト HII 領域に、さらに進化した HII 領域へと膨張進化すると考えられている。

言ってみれば、超コンパクト HII 領域は、生まれたばかりの大質量星のゆりかごであり、初期質量関数（どのくらいの質量の星がどのくらいの数生まれるか）のような、銀河や星間物質の進化を考えるのに重要なパラメータを直接的に調べられる天体である。初期質量関数は、生まれてからだいぶ時間がたっている孤立した星や OB アソシエーションと呼ばれる OB 型星の集団、散開星団などについて調べられているが、特に $>10M_{\odot}$ 程度の大質量側に

についてはまだかなり不定性がある³⁾。さらに超コンパクト HII 領域のような若い段階での質量関数となると、ほとんど調べられていないのが現状である。一方、超コンパクト HII 領域は、形成した大質量星が星間物質と相互作用を始めたばかりの段階にあるので、その後の星間物質の破壊等を考える上でも重要な天体といえる。これらの問題を考える上で行く上で、そこにある星がどのくらい大質量なのか、というのはごく基本的な問題である。しかし、その基本的なことに答えるのがとても難しいのである。

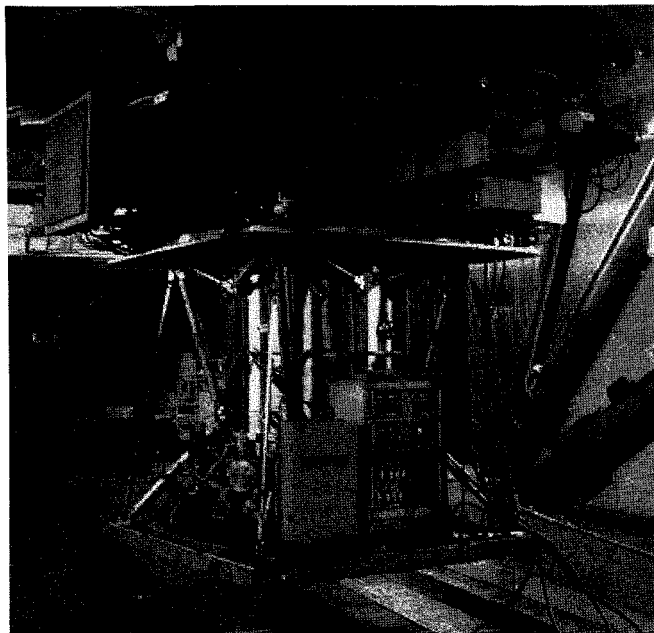
何しろ、超コンパクト HII 領域を電離している大質量星そのものは、その光球放射のほとんどが周辺の濃いダスト雲によって吸収されてしまうため直接観測が難しい⁴⁾。それゆえ、電離星のスペクトル型は従来、領域の電波連続波の総強度や、遠赤外線光度から推定されて来た^{5), 6)}。(電波総強度は、電離領域を維持するのに必要な、水素を電離できる光子の生成率(以下、電離光子生成率と呼ぶ)を求めて電離星質量の推定に使う。)しかしこの方法では、電離星が単一星であると仮定するか、もしくはある質量分布を持つ集団であると仮定しなければならず、そこにある星がどんな質量構成を持つのかには当然ながら答えられない。これに対し、異なる電離エネルギーを持つ重元素イオンがどんな割合で存在しているかを調べることで、電離領域の紫外線放射場の色の情報を得られ、電離星のスペクトル型を決めることができると期待される。中間赤外線域にはこの方法に好都合な微細構造線 [NeII] 12.8 ミクロン, [ArIII] 8.99 ミクロン, [SIV] 10.5 ミクロンが存在する。それぞれのイオン (Ne^+ , Ar^{2+} , S^{3+}) の形成に必要な電離エネルギーは 21.56 eV, 27.63 eV, 34.83 eV である。例えば、[SIV] や [ArIII] の輝線放射が [NeII] のそれに比べてかなり強ければ、領域の紫外線放射場は O 型の中でもかなり早期(大質量)の星に相当し、逆にほとんど [NeII] 放射しか見られない領域であれば、B 型の大質量相当だとわかる。さらに、これを電離光子生成率のような他の物理量と組み合わせれば、そこにある

電離星の数にも迫ることができる。つまり、二つの方法を組み合わせることで、これまでは良く分からなかった、そこに「実際に」どんな大質量星があるのかを知る手がかりとなる。これは画期的なことだ。また、そこにどんな星があるのかわかれば、フィールドにある大質量星と比べることで、大質量星形成がどのような歴史を経て起きているのか考える材料になる。

2. すばる望遠鏡用中間赤外線分光撮像装置 COMICS

実際、中間赤外線観測が始まったばかりの 1970 年代後半から 1980 年代初めにかけて、いくつかのグループが前述したような中間赤外線輝線の観測を、超コンパクト HII 領域や、惑星状星雲について行っている^{7), 8), 9)}。1982 年には Lacy らがファブリペロー分光器を使って、6 個の HII 領域の輝線 ([NeII] 12.8 ミクロン, [ArIII] 8.99 ミクロン, [SIV] 10.51 ミクロン) を観測し、分解できた個別のソースについて、これらの輝線強度比を用いて電離星スペクトル型の推定を行っている⁷⁾。もっともこのころの観測は、数十秒の開口(この視野内部に入った光を全体として分光するため、結果としてスペクトルの空間構造はわからなくなる)による観測が主で、領域の内部の構造などについてはよくわからなかった(Lacy らのみ例外的に分解能 2" に到達している)。

しかしその後しばらく、この種の研究はあまりなされない状態が続いた。この理由として、一つには、地上からの中間赤外線観測が簡単ではないことが、また一つには、その時期に中間赤外線観測装置の発展が停滞していたことがあげられる。そもそも、中間赤外線は常温の黒体放射のピーク波長に相当するため、地上観測の場合には大気や望遠鏡からの放射とその時間変動が大きいために、感度がなかなか上がらないという問題点がある。これは大望遠鏡になるとかなり改善される。さらに高性能の 2 次元アレイ検出器が手に入るようになっ



たのは1990年代初めのことであった。そこで、1990年代初めごろに、 128×128 程度の2次元検出器を使った簡単なカメラと、ロングスリット分光器の開発がいくつかのグループで進められた。ロングスリット分光器は、長いスリットと回折格子やグリズムを組み合わせた分光器で、スリットに沿った空間方向に異なる各点のスペクトルを同時に取得できるため、スペクトルの空間変化を調べやすい。日本でも、我々のグループですばる望遠鏡用の中間赤外線装置としてCOMICS (Cooled Mid-Infrared Camera and Spectrometer; 図1)¹⁰⁾を開発することになり、まずはその基礎技術蓄積のために、プロトタイプ装置としてMICS (Mid-Infrared Camera and Spectrometer)¹¹⁾の開発が行われた。これらの装置の実現によって、前述したような観測をより詳細に行っていくことが可能になったのである。(ちなみに同種の観測を特に[NeII]輝線で高感度に行うことを狙って、当時の名古屋大学のグループがファブリペロー分光器を開発していた¹²⁾。ファブリペロー分光器は、エタロンと呼ばれる干渉フィルターによって、ごく狭い波長範囲の光のみ通して観測する。このため、輝線マッピングなどに適している。)

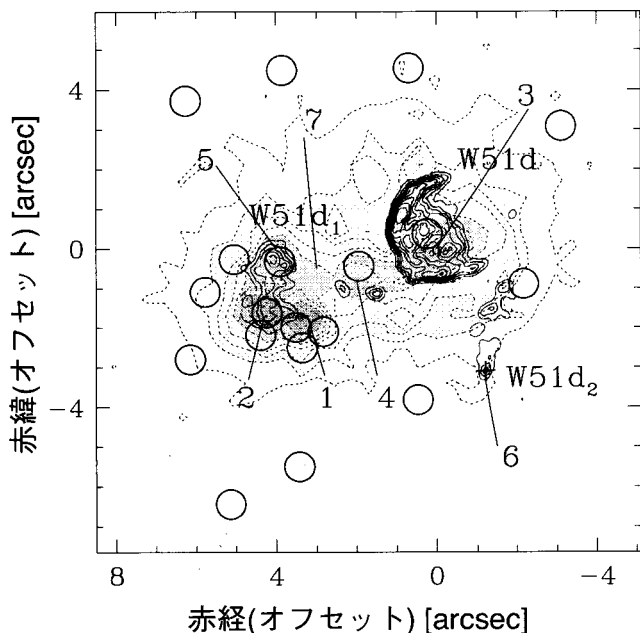


図2: MICSで取得したW51IRS2の12.0ミクロン像(黒点線とグレースケール)。他に、青でGaume et al.²²⁾による3.6 cm電波連続波のマップ(実線等高線)、Goldader & Wynn-Williamsによる2.2ミクロンでの点源天体候補(ここには埋もれた若い星があると考えられる)が示してある。記入されている番号は、Okamoto et al.¹³⁾で同定したこの領域の7ソースで、W51IRS2: OKYM1からW51IRS2: OKYM7まで。うち、OKYM2, 3, 5, 6が超コンパクトHII領域だと同定された。

3. W51IRS2の微細構造輝線観測

超コンパクトHII領域の電離星を中間赤外線輝線を使って調べるため、我々はまず大質量星形成領域W51IRS2のNバンド

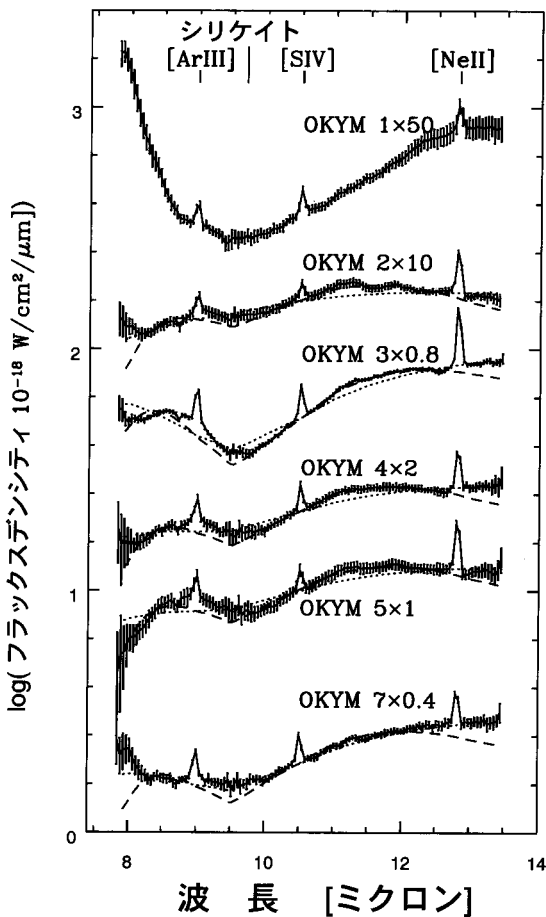


図3：MICSで取得した、W51IRS2の各ソースの10ミクロン帯スペクトル。

(8-13 ミクロンの大気の窓) スペクトルの観測をMICSを3.8 mの英国赤外線望遠鏡に搭載して行った¹³⁾。W51IRS2は、地球から8.3 kpcにあり(1" = 0.04 pc)、超コンパクトHII領域を3つ含むことがすでに電波観測から明らかにされており(W51d, W51d1, W51d2)、その電離光子生成率からW51dはO5.5V相当、W51d1はO7.5V相当と見積もられていた(単一電離星を仮定)⁵⁾。図2に、MICSで得た12.0ミクロンのW51IRS2のマップを示す。W51IRS2のNバンドスペクトルには、ダストによる熱連続放射、9.7ミクロン付近のシリケイト吸収、

[NeII], [ArIII], [SIV]の3つの微細構造輝線が検出された(図3)。MICSはロングスリット分光器なので、スリット位置を少しずつスリットと垂直にずらしてはスペクトルを取得して、Nバンド連続波放射が強い部分をカバーした。この手法では、輝線撮像では得られない利点もある。というのも、W51IRS2の各点で9.7ミクロンの吸収まで含めてダストの連続波スペクトルをとっているため、減光量をW51IRS2の各点について見積もることができるからである。これによって、検出された3輝線のそれぞれを、各点ごとに減光補正してもとの輝線放射分布をかなり正確に求めることができる(図4)。(このとき、温かいダストの放射を、手前にある冷たいダストが吸収しているという簡単なモデルを仮定し、スペクトルに規格化定数、放射ダスト温度、減光の3つをパラメータにしてモデルフィットを行う。ここで、温かいダストによる輝線の減光は無視していることになる。しかし、周辺には大質量星を形成した分子雲の残骸が残っており、ここに存在する冷たいダストの方が圧倒的に多いことが、超コンパクトHII領域の遠赤外線をピークとしたエネルギー分布(SED)からも予想されるので、第一近似としては正しいだろう。また、このようにして求めた減光の範囲は、近赤外線域のBr γ 輝線と電波連続波との比較から求めた減光と矛盾していないため、この仮定がおおよそ正しいことが確かめられる。)

この観測での空間分解能は0.9"~1"で、図を見ても分かるようにたくさんのソースらしいものがあることがわかる。我々は、連続波スペクトル、輝線分布等を考慮し、さらに電波連続波源や近赤外線源も比較して、ここに4つの独立した超コンパクトHII領域があることを示した。(もともと電波でW51d1という一つの超コンパクトHII領域とされていたものは、我々の観測と近赤外線の観測の両者から、2つの別々の超コンパクトHII領域であると判断した。もっともこれは電波連続波のマップの時点ですでにそう見えないこともない。)

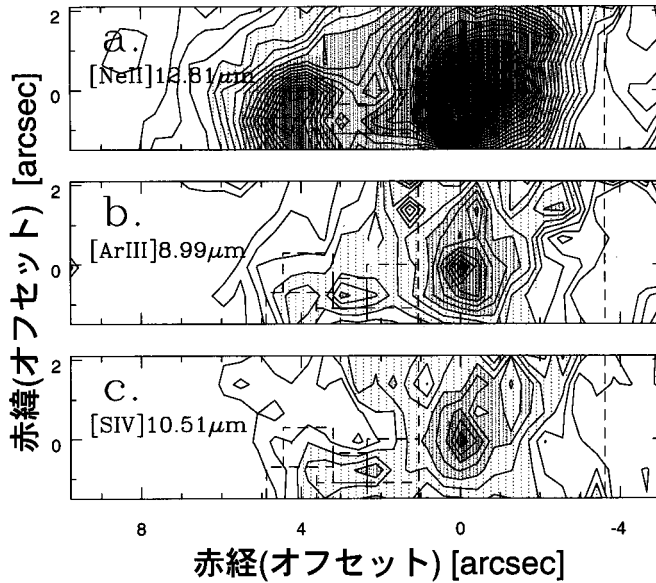


図4：MICSで取得したスペクトルから再構成した、W51IRS2中心部の微細構造輝線放射分布（減光補正後）。

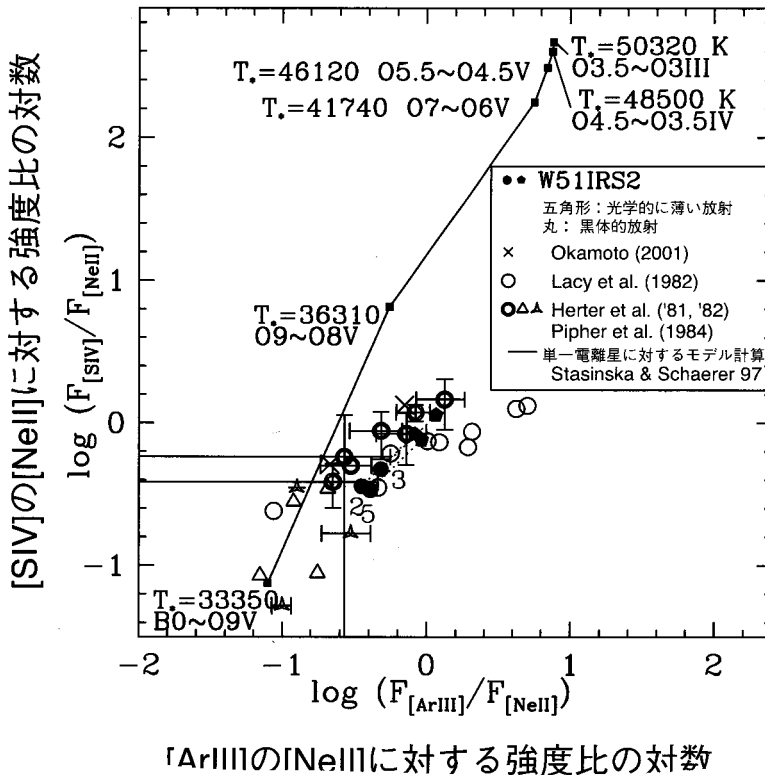


図5：いろいろな（超）コンパクトHII領域での各輝線の積分強度（フラックス；減光補正後）の比をプロットしたもの。MICSで観測したW51IRS2が青い丸と五角形で示してある（青丸は減光モデルフィットで、ダスト放射が光学的に厚い場合、五角形は黒体的放射の場合で、実際の天体は、この中間のどこかに来る）。その他は、図に示した文献のデータを減光補正して示してある。
 (◎◎：縦横両軸の比の値が確定しているもの、星△：縦軸が上限値、△：両軸が上限値、×：COMICSで観測したK3-50Aを各[NeII]放射ピーク（4節参照）を含む二つの領域R1とR2に分けたとき（参考）。）
 文中でも述べた、モデル予想値¹⁷⁾は実線でつないだ■で、それぞれの中心電離星の有効温度（T*[K]）とスペクトル型が書かれている。

このうち分光観測範囲にあった3つの超コンパクトHII領域 W51IRS2: OKYM2, 3, 5について、電離星のスペクトル型を見積もるために、各領域で減光補正後の積分輝線強度を求め、それらの比をとって図示したのが図5である。各領域について、輝線強度比値が2つの点で結ばれた線上という範囲を持つのは、スペクトルへの減光フィットの際に、放射が黒体的な場合と光学的に薄い場合の2つの極端なケースを考えて上下限を求めているからである(以下、輝線強度比やイオン個数について範囲が書かれている量についてはこの2種類のモデルフィットによっている)。この図で、各軸の輝線強度比はいずれも、電離エネルギーの低い Ne^+ の輝線強度を分母にしているの、より大質量の星に形成された電離領域ほど右上にくることになる。同じ図には、比較のために他文献で同輝線の観測がなされている他の(超)コンパクトHII領域の結果^{7), 9), 15), 16)}もプロットしてある。

これによれば、我々の観測したW51IRS2中の超コンパクトHII領域は中程度の電離状態にある。より詳しく電離星を診断するため、同図にモデル計算から求められる強度比もプロットしてある。このモデルは、非局所熱平衡と星風の影響を考慮した恒星大気モデルを基に、一定密度のガス中で単一の大質量主系列星が電離領域を形成した場合に、Ne, Ar, S等の元素の電離状態を求めたStasińskaとSchaefer¹⁷⁾の結果をもとに、予想輝線強度を計算したものである。この比較の結果、W51IRS2中の超コンパクトHII領域の輝線強度比はいずれもおよそO9V相当で、これまでの電波連続波による推定値(O5.5とO7.5)に比べて、かなり晩期になっていることがわかった。

では、中間赤外輝線強度比と電波連続波強度を同時に説明するにはどうすればよいのか。ここで、W51IRS2の西側半分に相当する超コンパクトHII領域であるW51IRS2: OKYM3を例に取り上げてみ

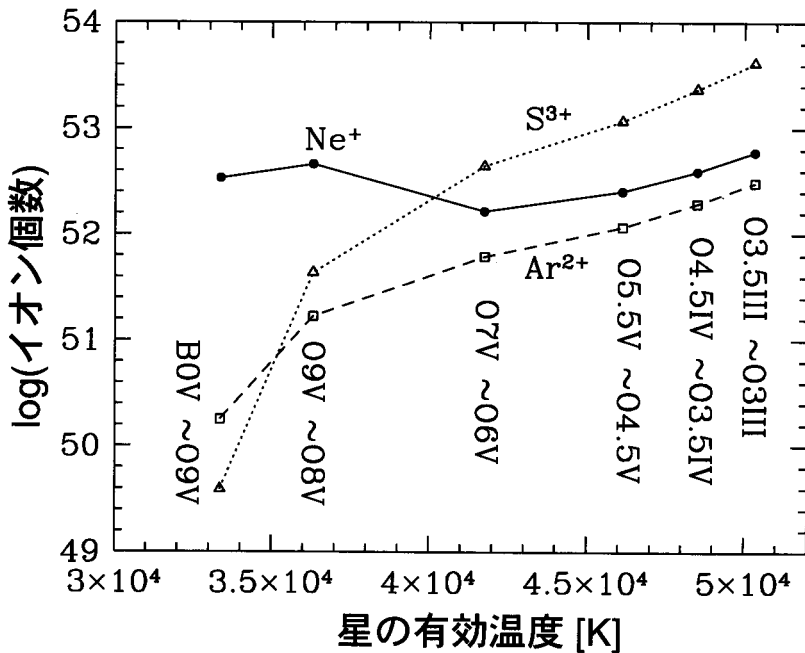


図6：図5と同じモデル¹⁷⁾を使って、いろいろな質量の単一電離星が作る電離領域内において、その中に形成されている各イオンの個数予想をプロットしたもの。

る。単純に考えれば、O9V型の星を、観測された電波強度を説明できる数置けばよいように思える。しかし、この場合、後で述べるような観測とモデルとの系統ずれを説明できないことが分かっている。そこで、観測された輝線強度そのものから、領域に存在する Ne^+ , Ar^{2+} , S^{3+} 各イオンの個数を求めると、 $(1.1-2.3) \times 10^{53}$, $(0.4-1.6) \times 10^{52}$, $(0.4-1.8) \times 10^{52}$ になる。これらがどのような質量の電離星に対応するか調べるために、図6に、図5で使ったのと同じモデルからいろいろな質量の単一電離星が作る電離領域内にある各イオンの個数予想をプロットした。

両者を比較すると、明らかに我々が求めた Ne^+ の数は、どのような質量の星を持って来ても、1個の星では足りない。一方で、 Ar^{2+} は O6V ~ O7V が1個、 S^{3+} は O8V ~ O9V が1個あれば説明できる。つまり、この領域には、 Ar^{2+} と S^{3+} を作るような O7 ~ O8 程度の星が1個と、それには効かない数個の O9 ~ B0 の星があることが予想される。これらが存在した場合、電離光子生成率は 2.0×10^{49} (1/s) となり、電波で観測されている 2.6×10^{49} (1/s) という数字を説明しやすい。

これとは別に、図5からは、二つ重要なことがわかる。まず(超)コンパクトHII領域の輝線強度比が、図上で一つの直線にのることが明らかになった。これは、領域の密度、銀河中心からの距離、減光などとの相関はなく、電離星の温度に対応した系列であると考えられる。そこで、プロットされたHII領域のうち、電波連続波によるスペクトル型推定がなされているものについて、電波の結果と、中間赤外線輝線強度比の値を比較したところ、はっきりした相関が見られなかった。これはまだサンプル数が少ないので不定性が大きいものの、現在主流となっている電波による推定法に疑問を投げかける。一方で、輝線強度比の観測系列がモデル予想の系列とかなり異なっているのも明らかである。ここで比較しているモデルは、ダストフリーな電離領域に対するモデルだが、ダストによるUV吸

収は、一般的な星間ダスト¹⁸⁾の場合、UV域では吸収係数の波長依存性が平坦か、短波長ほど小さいため、このような系列ずれは引き起こせない。考えられる原因は、超コンパクトHII領域の電離星が単一ではなくクラスターをなしている可能性と、恒星大気モデルによる大質量星の紫外線スペクトル予想が現実のものとは異なっている可能性の2つである。前者の場合、領域にある最も大質量の星の硬めのUV場が、それよりも軽めのO型星やB型星からの軟らかめのUV場によって軟化し、系列からずれる可能性がある。また、そのずれ方は、領域中の最大質量星の質量が軽ければ(それより軽い大質量星が相対的に少なくなるので)小さく、重ければ大きくなるだろうから、定性的には図に見られる系列ずれを説明できそうである。

4. K3-50Aの微細構造輝線観測

もし大質量星クラスターが超コンパクトHII領域の電離源であるなら、個々の電離星はより高い空間分解能で観測することで分離される可能性がある。その一つ一つが見えてくれば、超コンパクトHII領域の電離星の質量分布を調べることができるだろう。

そこで次に、COMICSと8.2mすばる望遠鏡によるK3-50A超コンパクトHII領域の観測を行った¹⁹⁾。K3-50Aは、地球から8.7kpcの距離にあり($1'' = 0.04 \text{ pc}$)、O5.5主系列星1個相当の電波連続波強度を持ち赤外線でも非常に明るい。この領域をNバンドで撮像し、スリットスキャンしながらのロングスリット分光を行った。空間分解能はMICSのときの倍良い $0.4''$ を実現しており、これは中間赤外線観測としては非常に高い。そのスペクトルには、ダストからの熱放射による連続波、9.7ミクロンを中心としたシリケートダストによる吸収、[NeII], [SIV], [ArIII]の3つの輝線が検出された。W51IRS2のときと同じようにして、観測されたK3-50Aスペクトルから吸収量を見積もって、減光補正した輝線放射分布を再現したのが図7(表紙)

である。ここで [NeII] の分布に注目すると、明らかに北西側にある第一のピークと、南東側にある第二のピークに分かれている（両ピークは表紙の図でいずれも黄色で示されている部分）。[ArIII] でも、3個の輝線放射のピークがあるように見える。

では、[NeII] で分解された二つの輝線放射ピークや、[ArIII]、[SIV] 放射のピークはそれぞれ別々の大質量星に対応するのだろうか。詳しい議論はここでは省くが、大質量星があるかどうかを、放射ダスト温度が高いか、NやK'バンド（2.2ミクロン）でソースが対応しているか、[ArIII]/[NeII] のような輝線強度比がそこで高くなっているか、放射ダスト量分布との相関がありすぎないか（ただ単に物質分布のむらを見ているだけではないか）、等の観点から検討した。その結果、この領域の電離源は少なくとも、[NeII] 第一のピークの北付近と [NeII] 第二のピーク付近の二箇所が存在することがわかった。前者については、[ArIII] の3ピークや [NeII] 第一のピークも含めてそのあたり全体が電離構造の一部を見ているのか、それとも、それぞれのピークが別個の電離源に相当するのか、現在あるデータだけからは判断できなかった。[NeII] 第二のピークに関しては、放射ダスト温度の小ピーク、Nバンド、K'バンド両方の独立ソースにも対応しているので、大質量星の可能性が高いと見られる。この場所では [ArIII]/[NeII] 比が下がっているのだが、おそらくここにある大質量星は、軽めのO型星か、B型星で、 Ar^{2+} をほとんど形成しないのだろう。そのため、背景のHII領域に重なるように [NeII] 放射が出ることで、逆に輝線強度比が下がってしまったものと考えられる。いずれにせよ、これまでK3-50Aは電波連続波観測から一つの超コンパクトHII領域と考えられてきたが、少なくとも2つの電離源があることがわかった。

5. 夏のコロラド — 単一電離星から複数電離星の描像へ —

2001年8月6～8日、アメリカ・コロラド州ボ

ールダーで、大質量星形成に関する国際研究会 “The Earliest Phases of Massive Star Birth” が開かれた。暑い夏の日差しの下、ロッキー山脈のふもとの国立大気研究センター (NCAR) のこじんまりとしたミーティングルームに約100人の研究者が集まり、電波、赤外線、X線などの観測結果や、理論シミュレーションの成果が発表された。我々も、本研究についてポスター発表を行ったが、このような中間赤外輝線の観測を行っているのは、我々のグループと元名古屋大のグループのみで、この分野での日本の優位性を物語っていた。特にここでも示した輝線強度比図は評判が良く、中間赤外輝線が電離星質量を求める唯一の方法かもしれないというコメントが、またCOMICSでのK3-50Aの観測結果に対しては、これこそが中間赤外線観測に求められているものだというコメントがあった。前述の論文⁷⁾の著者の一人であるS. Beckによれば、超コンパクトHII領域で見られているような、中間赤外輝線、電波連続波、さらに遠赤外線光度の示す質量がそれぞれ食い違うという現象はM82やM83などの系外銀河でも起こっているという。この意味でも、まずは銀河系内の大質量星形成過程を深く理解する必要があるだろう。

このような集団電離星の描像は最近まであまり一般的ではなかったが、我々の研究の他にも、最近、補償光学 (AO) と大口径望遠鏡を組み合わせた近赤外線撮像観測から、超コンパクトHII領域に、実は数個の大質量星候補天体があることを示す結果が出てきている²¹⁾。残念ながら、近赤外線では超コンパクトHII領域が持つ赤外線超過を分離できないので、星の質量を一意に決めることはできないが、相補的手段として非常に有効だと言える。このようなクラスターの描像はしかし、あまり奇妙でもないのかもしれない。というのも、例えばオリオンのトラペジウムを見てみると、4つのトラペジウム星が0.05 pc程度の射影距離の中に存在しており、ここで見た電離星密度 (0.1 pcに数個程度) とは矛盾しない。

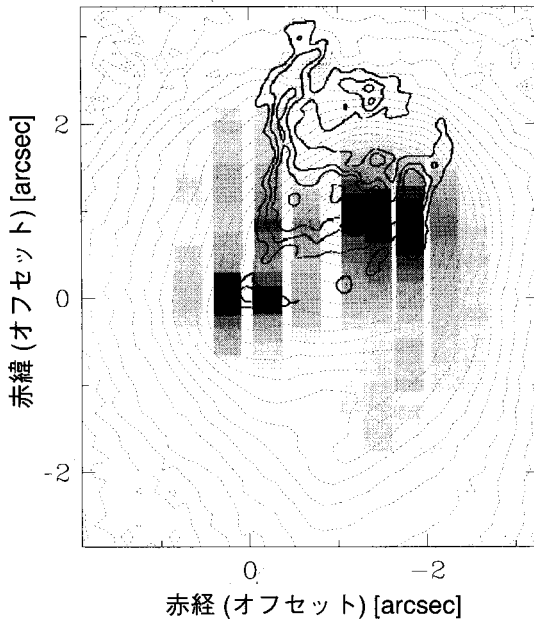


図8 : Turner & Matthews²⁴⁾の K3-50A 中心領域の 2 cm 電波連続波マップより、図7と同領域を切り出してきたもの (黒の等高線). 青の等高線は、COMICS による 11.7 ミクロン像、グレースケールが [NeII] マップ.

6. 問題点と今後の課題

W51IRS2 では、輝線強度比と強度、電波強度の全てを統一的に理解する方法について検討した結果、電離星が単一ではなくクラスターである可能性を提起した。さらに、次の K3-50A では、輝線の空間分解にも成功した。しかし、ここで問題点がいくつかあるのでまとめておく。

まず、実際に集団電離星によって観測とモデルの系列ずれが生じるかを、定量的にシミュレーションして評価する必要がある。図5でプロットされた W51IRS2 以外の HII 領域は、1980 年代までの数角度秒以上の開口での観測に基づいているが、W51IRS2 のプロットは各領域を高空間分解能で見たときに分解されてきたソースをプロットしたものである。そういう意味で、両者は別の階層の状態にあるにも関わらず、今のところどちらも同じ観測

的輝線強度比系列にのるように見える。では、どこまで分解すれば単一星の系列と合うのであろうか。あるいは、どこまで分解しても電離領域を複数電離星で共有しているために、今見えている系列以外のものは見えてこないのだろうか。

また、中間赤外輝線で見ると常に非常に高温度の星が示唆されないという問題がある。宇宙には O3 や O4 といった非常に大質量の星が存在するのに、超コンパクト HII 領域のような若い場所でそれが観測されないのは、ただ単にここで提案したようなクラスター効果によって全て説明できるのであろうか？ それとも、何かまだ分かっていない大質量星の形成・進化過程が関わっているのだろうか。これに答えるためにも、複数の星による電離の場合に輝線強度がどうなるのかをシミュレーションする必要がある。これについては、宇宙科学研究所の度会氏と共同研究を進めている。

今後、このような研究が進めば、いろいろな領域について質量分布を検討することが可能になって来るだろう。それによって、いったい不変的な質量関数が星形成の現場を支配しているのかどうか、また、平均的な初期質量関数とはどんなものか、それらが他の星団や孤立した星で求められたものと一致しているのかどうか、といったことが明らかにできる。それは、引続く大質量星形成研究という大きなフィールドを歩くための第一歩なのである。

謝辞

本研究は、片坐宏一氏 (宇宙科学研究所)、山下卓也氏 (国立天文台)、宮田隆志氏、尾中敬氏、酒向重行氏、田窪信也氏、本田充彦氏 (東大天文) との共同研究です。MICS / COMICS の観測では T. Geballe 氏、A. Cryostomou 氏、英国赤外線望遠鏡と国立天文台を中心としたすばるプロジェクトスタッフの皆様は大変お世話になりました。感謝致します。本研究を進める上では、度会英教氏 (宇宙科学研究所)、高橋英則氏 (名古屋大)

との議論が大いに役立ちました。また本研究を進めるにあたり大学院在籍時には田中培生氏（東大天文センター）に指導教官をしていただきましたこと、お礼申し上げます。

参考文献

- 1) 例えば最近のレビューとしては Garay G., Lizano S., 1999, PASP 111, 1049
- 2) Sargent A. T., et al., 1981, ApJ 249, 607
- 3) Scalo J. M., 1986, Fundamental of Cosmic Physics, 11, 1
- 4) Faison M., et al., 1998, ApJ 500, 280
- 5) Wood D.O.S., Churchwell E., 1989, ApJ 69, 831
- 6) Kurtz S., Churchwell E., Wood D.O.S., 1994, ApJS 91, 659
- 7) Lacy J. H., Beck S. C., Geballe T. R., 1982, ApJ 255, 510
- 8) Geballe T. R., ApJ 247, 130
- 9) Herter T., et al., 1982, ApJ 262, 153
- 10) Kataza H., et al., 2000, Proc. of SPIE 4008, 1144
- 11) Miyata T., et al., 1999, PASP 111, 750
- 12) Watarai H., et al., 1996, PASP 108, 103
- 13) Okamoto Y. K., et al., 2001, ApJ 553, 254
- 14) Gillett F. C., et al., 1975, ApJ 200, 609
- 15) Herter T., et al., 1981, ApJ 250, 186
- 16) Pipher J. L., et al. 1984, ApJ 285, 174
- 17) Stasińska G., Schaerer D., 1997, A&Ap 322, 615
- 18) Draine B. T., Lee H. M., 1984, ApJ 285, 89
- 19) Okamoto Y., 2001, Ph.D. thesis, Univ. of Tokyo, Japan

- 20) De Pree C. G., et al., 1994, ApJ 428, 670
- 21) Feldt M., et al., 1998, A&A 339, 759
- 22) Gaume R. A., Johnston K. J., and Wilson T. L., 1993, ApJ 417, 645
- 23) Goldader J. D., Wynn-Williams, C. G., 1994, ApJ 433, 164
- 24) Turner B. E., Matthews H. E., 1984, ApJ 277, 164

Probing Ionizing Stars of Ultracompact HII Regions with Mid-Infrared Fine Structure Lines

Yoshiko OKAMOTO

Institute of Physics, Center for Natural Science, Kitasato University, 1-15-1 Kitasato, Sagamihara, Kanagawa 228-8555, Japan

Abstract: We observed two ultracompact (UC) HII regions W51IRS2 and K3-50A with imaging and long-slit spectroscopy in the N-band. Using fine structure line emissions of [NeII] 12.8 μm , [ArIII] 8.99 μm , and [SIV] 10.51 μm , we probed the ionizing stars of the regions. For all of the UC HII regions observed, flux ratios of the lines suggest much later spectral types than those derived from the radio continuum fluxes. Toward K3-50A, the extinction-corrected [NeII] emission was clearly resolved into two peaks, suggesting the presence of at least two ionizing sources. (Ultra) compact HII regions are likely to be ionized by star clusters.