

星間雲衝突による大質量星・星団の形成： 銀河進化の「鍵」を追って



福井 康雄

〈名古屋大学大学院理学研究科 〒464-8602 愛知県名古屋市千種区不老町〉

e-mail: fukui@a.phys.nagoya-u.ac.jp

太陽の8倍以上の質量を持つ大質量星は、その膨大なエネルギーによって銀河と宇宙の進化に多大な影響を与える。また、大質量星の最期に起きる超新星爆発は宇宙に重元素を供給し、生命誕生の元をつくる。大質量星の誕生を理解することは、天体物理学の最も重要な基本課題の一つである。最近まで、大質量星形成機構は未解明であった。しかしここ数年、大質量星と大質量星団の形成機構として「星間雲同士の衝突」によるガス圧縮が本質的な役割を果たしていることが明らかになった。最も顕著な成果は、アンテナ銀河と大マゼラン雲の大質量星団、および、巨大星団 West-erlund 2 が、星間雲衝突によって形成されたことを示す研究成果である。これらの研究は、過去10年間に名古屋大学グループが中心となって国内外をリードして進められた。

1. 大質量星形成の研究の流れ

大質量星の個数は極めて少ないが、銀河進化に与える影響は絶大である。宇宙の星の大部分は太陽と同程度の質量を持つ小質量星であり、大質量星の割合は星全体の0.1%にも満たない。一方、小質量星は至るところに分布し観測も容易である。その結果、1970年代に始まった星間分子雲の観測によって小質量星誕生の研究はいち早く進展し、1980年代には小質量星形成論の大枠がつけられた。続く1990年代以降、次の課題「大質量星形成機構」を理解するために多くの努力が注がれてきた。ALMAへの最新の公募で、高い優先度で採択された星間物質関係の観測提案の約40%が大質量星形成に関するものであることから、この問題への関心の強さがうかがえる。にもかかわらず、距離が遠く個数も少ない大質量星形成の研究の進展は、観測的制約もあって困難を極めたと言える。

大質量星形成の最もシンプルなシナリオは、

「小質量星の衝突合体によって大質量星が形成される」という仮説であった [1]。しかし、衝突合体に必要な星密度は観測される星団の星密度よりもはるかに高いことがわかり、この仮説は棄絶された。現時点で主に次の二つの理論的仮説が議論されている。一つは、単一のガス塊が収縮する(1)「モノリシック崩壊」(monolithic collapse)であり [2]、もう一つは、多数のクランプからなる大質量ガス塊が自己重力で進化する(2)「競争的質量降着」(competitive accretion)である [3, 4]。しかし、これらのシナリオは観測事実によって十分に検証されるには至っていない [5]。例えば、(1)では初期条件がどのように実現されるかは明らかではない。また、(2)では孤立した大質量星形成は説明できない、などの問題点が指摘される。もう一つの可能性として、「星間雲同士が超音速で衝突すると強い圧縮が可能になり大質量星を形成できる」というアイデアも議論されていた [6]。しかし、この可能性は大質量星形成論の主流ではなく、系統的な研究はなされ

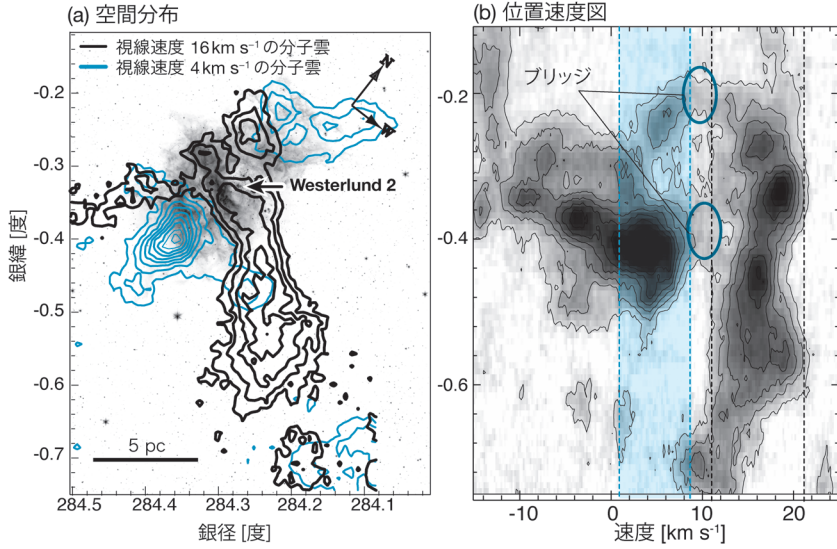


図1 (a) 巨大星団Westerlund 2領域の赤外線画像とその方向の分子雲の分布. 黒い等高線で書かれた分子雲と、水色の等高線で描かれた分子雲は、それぞれ視線速度 16 km s^{-1} (赤方偏移成分) と 4 km s^{-1} (青方偏移成分) を示す [13]. (b) Westerlund 2方向の位置速度図. 銀緯方向の位置を縦軸, 視線速度を横軸として分子雲の電波強度をプロットしている. 黒破線で挟まれた速度範囲と水色破線で挟まれた速度範囲はそれぞれ (a) の等高線で示した赤方偏移成分と青方偏移成分の積分速度範囲に対応している.

ていなかった.

2. 星間雲衝突による大質量星形成の発見

銀河における星間雲衝突という可能性を最初に論じたのは, Jan Oortである [7]. 1940年代当時, 光学吸収線によって 15 km s^{-1} 程度の速度差を持つ星間雲が発見された. これを受けてOortは, 星間雲衝突がほぼ1000万年ごとに起こると概算し, 衝突が星間雲の成長などにつながる可能性を指摘した. その後, 観測と理論の両面で散発的な研究はなされたが, 2010年に至る半世紀以上にわたって, 衝突は星形成論の本流とはならなかった [8]. この背景として, 銀河円盤における星間雲の衝突頻度が低く評価されていたことが指摘される. 典型的な星間分子雲 (質量が 10^4 太陽質量) の総数は 10^5 個程度なので, 銀河円盤内の平均密度は $\sim 10^5 / ([10 \text{ kpc}]^2 \times 100 \text{ pc}) = 10^{-5} \text{ pc}^{-3}$ である. 分子雲の断面積を 100 pc^2 , 典型的な相対速度 10 km s^{-1} とすると平均自由時間は,

$1 / (10^{-5} \text{ pc}^{-3} \times 100 \text{ pc}^2 \times 10 \text{ km s}^{-1}) \sim 1$ 億年となる. これは星間分子雲の寿命 (~ 2000 万年) [9] よりも長く, 衝突は重要ではないと考えられた. しかし実際には円盤内のガス分布は一様ではなく, 星間雲は渦状腕に集中する. 集中した雲の個数密度が一桁高まれば, 自由時間は1000万年となり雲の寿命よりも短く, 衝突は重要になりうる. 実際, 現実的な銀河円盤のガス力学の数値計算によれば, 典型的に800万年程度で衝突が起きることが示されている [10, 11]. これはOortの最初の推定 [7] と矛盾せず, 衝突を重要な過程と考えることを支持する.

2.1 Westerlund 2の分子雲衝突

上の状況を変える転機をもたらしたのは, Westerlund 2領域における星間雲衝突による星団形成の発見である. Westerlund 2は銀河系内の大質量星団の一つであり, 1万個の星が 10 pc 以内の空間に集中している. Tom DameはCfAの 1.2 m 電波望遠鏡によってこの領域を観測し, 分

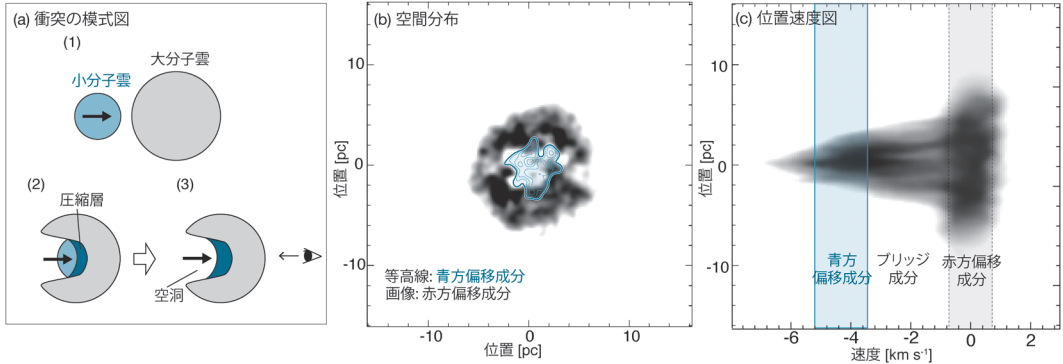


図2 (a) 数値計算に基づいた大小分子雲衝突の模式図. (1) → (2) → (3) の順に衝突が進行する. (b) (a) を進行方向から見た時の2分子雲の空間分布. (c) (b) の位置速度図 [16, 17].

子雲が星団を中心に膨張していると考えた [12]. 我々はチリに設置した4 m電波望遠鏡NANTENの分子雲データを解析して、むしろ2個の分子雲が独立に運動し衝突した結果、星団が生まれたと考えられることを見出した [13]. 図1にWesterlund 2領域の2個の分子雲の分布を示す. 11 km s^{-1} という大きな速度差を持つ両分子雲は、ちょうど星団方向(図1(a))で交差する分布を示し、しかも両者の質量は小さく重力的には束縛されていない. 分子雲同士が偶然に衝突してガスを圧縮し、1万個の星を含む大質量星団が生まれた可能性が浮かびあがる. 両分子雲をつなぐ中間速度のブリッジ成分も検出され、衝突を支持する(図1(b)の丸印). ちなみに、星風など星団による加速も検討されたが、観測された運動エネルギーに対して不十分であることがわかった. 分子雲衝突による星形成の誘発(トリガー)が普遍的に起こるとすれば、大質量星形成のしくみの一つとなる可能性がある. この発見は十分な分解能で広範囲に観測できるNANTENの特質を活かした成果であった.

その後の系統的な分子雲衝突探査によって、現在までに70例を超える星間雲衝突が報告されており、衝突の性質が統計的に明らかになってきた(4.3節参照). 星間雲衝突の代表的なものとして、オリオン大星雲M42/M43, 三裂星雲M20, オメガ

星雲M17などの主要な電離水素(H II)領域がある. 70例のうちほぼ半数が名古屋大学グループによって発見されたものである. これらの結果は、大質量星形成領域を全て網羅したものではないが、星間雲衝突が大質量星形成の主要な機構の一つであることを示すに十分である. 分子雲衝突によって誘発された大質量星形成の初期成果については、鳥居和史氏らによる月報記事 [14] を参照されたい.

2.2 「星間雲衝突を特定する」手法

半世紀にわたり星間雲衝突の研究が進まなかったもう一つの理由として、衝突を系統的に特定する手法が開発されていなかったことが指摘される. ここで指針を与えたのは、羽部朝男氏と太田完爾氏の分子雲衝突の数値計算 [15] である. この研究は「大小分子雲の衝突」を扱い、これが観測結果の解釈に広く適用できることが明らかになった [16, 17] (図2). それ以前は同等の雲の衝突の計算が行われていたが、それよりも、サイズの異なる分子雲同士の衝突頻度の方がはるかに高いと推測される.

Habe-Ohtaタイプの衝突では、小分子雲が大分子雲中に空洞をつくり、空洞の「底」に最も密度の高いガス塊が形成されて重力的に不安定になり、大質量星の形成に至る. 結果的に、U字型の空洞とその底に位置する大質量星が形成される.

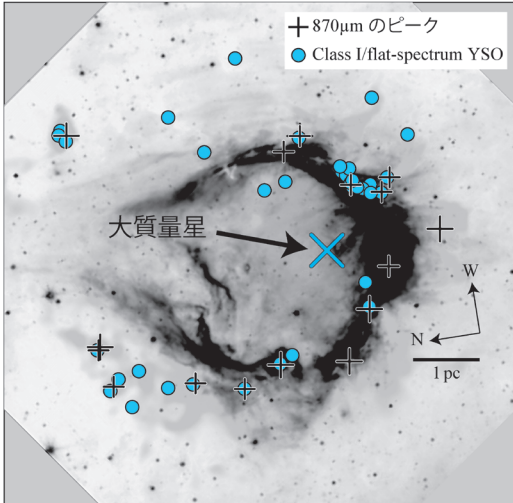


図3 大質量星形成領域RCW 120の赤外線画像に、大質量星(×印)、若い小質量星(丸印)、冷たいダストのピーク(十字)の位置を示した [18, 19].

実際、大質量星形成領域RCW 120などの観測によってU字型空洞がしばしば観測されており [18, 19] (図3)、大質量星(図中矢印)はその底に位置する。RCW 120の場合、U字型の圧縮層には数十個の小質量星も付随しており、これらも衝突によって形成されたと推測される。前述の70例のサンプルのうちの少なくとも70%がHabe-Ohtaタイプであり、衝突の典型的な描像を与えている。福井らは、Habe-Ohtaタイプを発展させた数値計算 [17] を疑似観測して、衝突による「大分子雲の空洞」と「小分子雲」が「相補的分布」を示すこと、および、両分子雲間には速度的に「ブリッジ」がつけられることを示した [16] (図2)。これら二つの衝突のサインを用いて、多くのサンプルの系統的同定が可能になったのである。

3. 星間雲衝突による大質量星団形成の発見

3.1 「アンテナ銀河」大銀河同士の相互作用による大質量星団形成

最も衝突が期待される天体は相互作用銀河であ

ろう。相互作用銀河において星形成が衝突によってトリガーされる可能性は、しばしば議論されてきた。しかし、十分な角度分解能の観測例は乏しく、具体的にガスがどのように振舞って星団形成に至るのかは漠然としていた。

アンテナ銀河NGC 4037/4038は二個の大銀河が 100 km s^{-1} 程度の速度差で衝突しており、相互作用銀河の典型である。そこでは、 10^5 - 10^6 太陽質量の若い大質量星団の存在が知られており、分子ガスも大量に存在する。相互作用と星団形成の関係を解明するうえで絶好の対象である。その距離は22 Mpcと遠く、従来の観測では星団形成領域は分解できなかったが、これを克服したのはALMAである。過去6年間にALMAによってアンテナ銀河の観測が精力的に行われ [20]、10 pcスケールの分子雲の分布が初めて解明された。

我々は、銀河系内の研究で開発した星間雲衝突の解析手法(2.2節)を用いてALMAの最新データを解析した。二銀河が衝突していると見られる領域について分子雲分布を詳しく見ると、三つの速度成分があり、それぞれが衝突相互作用で期待されるブリッジでつながっていることがわかった。さらに、アンテナ銀河の衝突領域中で最も若い二つの大質量星団候補“Super Star Cluster (SSC) B1”と“ファイアクラッカー (Firecracker)”に注目して解析を行った。SSC B1では大光度の近赤外線水素分子放射と若い大質量星が確認されており、アンテナ銀河の中で最も若い大質量星団の候補である。また、ファイアクラッカー(「爆竹」の意)はALMAによってコンパクトで強い分子輝線が観測されており、「球状星団の前身」ではないかと示唆されていた*1。この2天体の解析の結果、 50 - 100 km s^{-1} 以上という高速の分子雲衝突が起きていることが見出された。これらの星団候補が衝突によって形成された可能性が、初めて明らかにされたのである [22]。

図4 (a) に示したように、SSC B1方向の赤方偏移成分の空洞は青方偏移成分とよく似た分布を

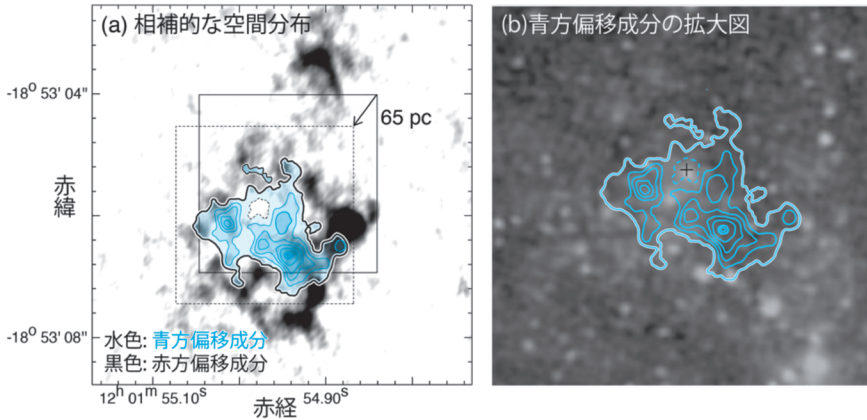


図4 (a) ALMAによるアンテナ銀河の大質量星団B1方向の2速度成分の空間分布 [22]. 黒の画像は赤方偏移成分, 水色は青方偏移成分. 衝突後に移動した投影距離を矢印の方向に補正してある. 衝突して突き抜けたことにより, 空洞と青方偏移成分が一致している. (b) 青方偏移成分とハッブル宇宙望遠鏡の光赤外線画像. 星団(十字)は青方偏移成分の弱いところに位置している.

持つ. 前述のHabe-Ohtaモデルによって, この2速度成分の相補的な分布がよく説明される. 青方偏移成分が赤方偏移成分に衝突して空洞を作り, 境界面で強いガスの圧縮が起きたと考えられる. 圧縮された面は青方偏移成分の観測者側にあると推定される. 実際, 星団のメンバーは近赤外線で見られ, 分子雲内の密度の低い部分が星団のメンバー星とよく対応することがわかる(図4(b)の十字). ファイアクラッカーについても, ほぼ同様の相補的な分布とブリッジが見出されており, 衝突説を支持する.

その他のより古い星団については電離などによって分子ガスはすでに散逸しており, 衝突の兆候は直接見えないが, 周囲の分子雲には二つの速度成分が存在し, 相互作用を示すブリッジ成分が発見された [22]. したがって, アンテナ銀河の多くの大質量星団が衝突によって形成されたと考えて矛盾がない. ちなみに, 先行研究では星間雲衝突の可能性はほとんど考慮されず, 星団によるフィードバックの影響のみが議論されていた. 銀

河系における衝突の解析手法の蓄積が, この成果を可能にした.

3.2 マゼラン雲での大質量星団の形成

多くの衝突例の中で注目されるもう一つの銀河は, 大マゼラン雲である. 大マゼラン雲は, 太陽系に最も近い系外銀河の一つである. 銀河系と比べると, 諸天体の視線上の重なりがほとんどないことが観測上の利点である. 銀河円盤を横から見る銀河系の場合, 天体の重なりのために付随関係を証拠づけることが難しい. 銀河面をほぼ俯瞰できるマゼラン雲では, 付随天体が紛れなく特定できる. 銀河面に集中する大質量星について, この違いは大きい. 輝線星雲かじき座30(30Dor)を励起する大質量星団R136が星間雲衝突によって形成されたことが2017年に解明された [23].

R136は15太陽質量を超えるO型星100個以上を含み, 小質量星も含めると星の総数 10^5 個の星団であり, その総質量は局所銀河群の中で最大である. ちなみに銀河系最大の星団の質量はWest-erlund 2などの 10^4 太陽質量である. 星団R136の

*1 球状星団を恐竜に例えて「生まれる直前の恐竜の卵」という意味で, 「爆竹」という名前が付けられた [21]. ただし, その質量は 10^5 太陽質量以下と見積もられ, 球状星団ほどの質量はない [22].

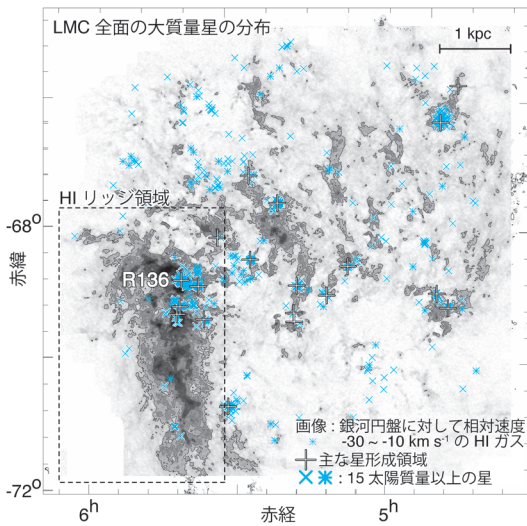


図5 大マゼラン雲全面の大質量星の空間分布. 十字は主な星形成領域, 水色の×印とアスタリスクは15太陽質量を超える大質量星の分布 [25] を示している. イメージは銀河の円盤に対し -30 km s^{-1} から -10 km s^{-1} の速度を持つ HI ガスの分布 [26]. 破線の四角は R136 を含む HI リッジ領域.

形成は、アンテナ銀河のような分子雲衝突ではなく、星間原子雲同士の超音速衝突による [23]. 解析されたのは、水素原子 (HI) の波長 21 cm 線である [24]. 図5には、大マゼラン雲全面の HI の分布を示した. R136 を含む HI リッジ (ridge) 領域 (図5のボックス内) には二つの速度成分があり、その速度差は約 60 km s^{-1} ある. 図6(a) に HI リッジ領域の二つの速度成分の空間分布を示す.

注目されたのは、これら kpc スケールの2成分が衝突相互作用の兆候を示すことであった. 速度的に見ると 60 km s^{-1} の速度差を持つ2成分の間に両者をつなぐ中間速度成分が見られる (図6 (c) の矢印部). 特にこの中間速度成分が顕著なのは、R136 方向である. この中間速度成分は衝突によってつくられたブリッジと解釈され、両速度成分の力学的な相互作用を強く示唆する. もう一つの衝突の証拠は、2成分が相補的な空間分布を示すことである. 青方偏移成分が赤方偏移成分

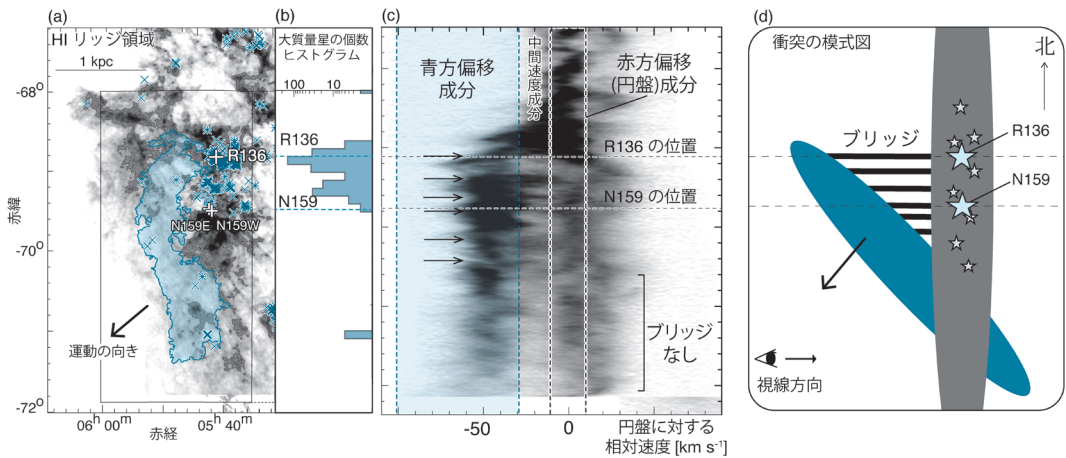


図6 (a) HI リッジ領域の2速度成分の空間分布 [23]. 黒の画像は赤方偏移 (円盤) 成分, 水色は青方偏移成分. 青色の×印とアスタリスクは大質量星 (O型星, WR星). (b) 赤緯方向の大質量星の個数ヒストグラム. R136, N159 を含む北部に大質量星が集中している. (c) 巨大星団 R136 方向の位置 (縦軸) - 速度 (横軸) 図. 矢印で示した位置で、二つの速度成分がブリッジによってつながっている. 特に R136 の位置 (破線) でブリッジの強度が最も強くなっており、衝突による強い圧縮を示す [23]. 一方、赤緯 -70 度より南側では青方偏移成分は存在するがブリッジ成分は存在しない. (d) 近赤外線の間接減光から示された2速度成分の衝突の模式図 [27]. HI リッジの北部でのみ減光が見られることから、北部は衝突を終えており南部は衝突前だと考えられる. これは図6 (c) に示したブリッジ成分が北部でしか見られない結果と矛盾しない.

の空洞（強度減少）にほぼ一致しており，これは衝突の典型的なサインである（図6(a)）．また，詳しく見ると空洞と青方偏移成分とは図6(a)の矢印の方向に約260 pcずれており，青方偏移成分が北西方向から接近したと推測される．さらに，このHIリッジ領域の星間減光は北側でしか見られないことから，HIリッジの北側半分は銀河の手前にあり，南側半分はまだ背後にあると見られる [27]．すでに北側は衝突を終えて銀河円盤を貫通しており，青方偏移成分の南側半分は衝突前であると解釈できる（図6(d)）．図6(a), (b)には大質量星の空間分布と赤緯方向の個数分布を示したが，相互作用しているHIリッジ領域の北側にのみ大質量星が形成されており，これを衝突の結果と見ると自然に理解できる．R136の南に分布する大質量星は300個以上あり，その起源は基本的に大規模衝突によって説明できる．このような大質量星の面密度は普通の銀河の100倍以上に相当し，大規模衝突のインパクトの大きさを物語る．

先行研究によると，大小マゼラン雲は約2億年前に近接遭遇しており，この時に潮汐力によってHIガスが小マゼラン雲から引き出され，その後再び大マゼラン雲に落下していると考えられる [28-30]．つまりR136他をつくった星間雲衝突は，両銀河間の相互作用に起因する．マゼラン雲のような矮小銀河で活発な星団形成が起こることは一見不思議に思われるが，その理由は矮小銀河の重力ポテンシャルが浅いことに起因する．大銀河は重力ポテンシャルが深くガスは強い擾乱を受けにくい，矮小銀河ではむしろ加速されやすく，結果的に強い衝突を起こしやすい．実際，異常に活発な星形成はしばしば矮小銀河に見られる．

3.3 「2羽の孔雀」分子雲の発見

さらに2017年，我々はALMAを用いてR136

のすぐ南にある大質量星形成領域N159を観測した．その結果，図7に示したように，指向性の強いコーン状の分子雲分布を2カ所でとらえた [31, 32]．それぞれのコーンの頂点に大質量星が形成されている．この2カ所は50 pcはなれているにもかかわらず，両分子雲の向きはほぼ平行に整列している*2．この整列は，前述のkpcスケールの大規模なHIガスの衝突（図6）によって両分子雲が形成されたと見ると，指向性も含めてよく説明できる [33]．

さらに大マゼラン雲の全面について調べると，中間速度成分はより広範囲に広がっており，その分布と大質量星の分布の間に相関があることがわかった．図5は円盤に対する相対速度が -30 km s^{-1} から -10 km s^{-1} の中間速度成分の銀河全面の分布を示すが，大マゼラン雲中でカタログされている大質量星のうち70%以上はこの中間速度成分の方向に存在し，同様の衝突によって広範なトリガーが起こった結果と考えられる [26]．このように見てくると，大マゼラン雲全体でも，衝突が大質量星形成の主要な機構である可能性が強く示唆される．

同様の衝突は，小マゼラン雲，M33, M51などでも原子雲同士で起きていることが発見されており [34]，銀河間相互作用によって加速された星間雲衝突がトリガーする大質量星団の形成は，多くの銀河で普遍的に起きており，銀河進化に少なからず影響を与えていると推測される．

3.4 衝突と星団規模の関係

図8に，これまでに発見された70領域について，星間水素柱密度と，形成された大質量星の個数の相関を示した．大質量星1個の形成のためには，水素柱密度が 10^{22} cm^{-2} を超えることが必要であり，水素柱密度が 10^{23} cm^{-2} を超えると大質量星10個以上が形成される傾向が読み取れる [35]．十分に柱密度が高い星間雲同士の衝突に

*2 多数のフィラメントが孔雀の羽のように見えることから，これらの分子雲は「2羽の孔雀」に例えられた．

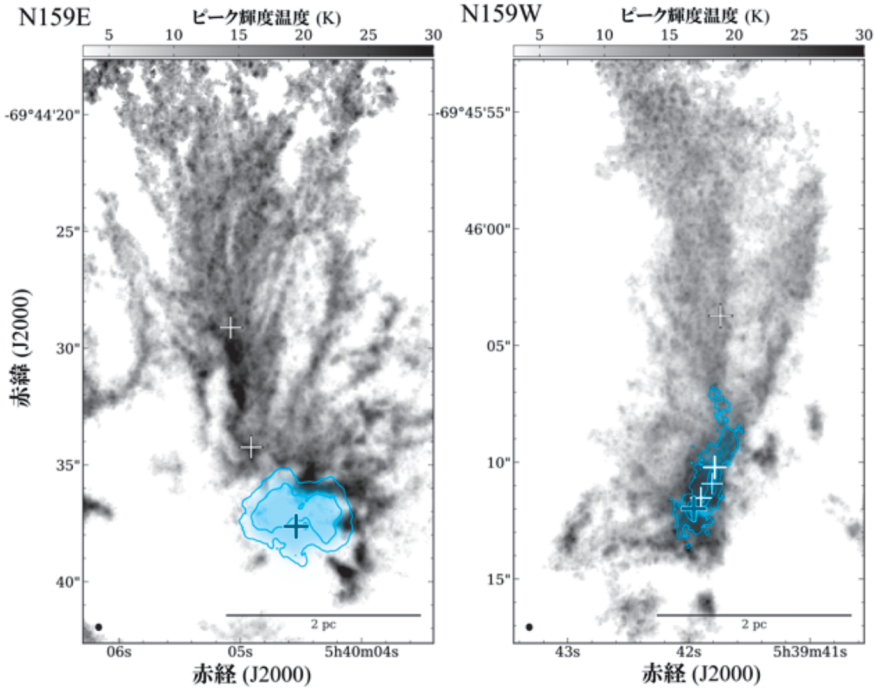


図7 ALMAによるN159の2カ所(East, West)の分子雲の空間分布 [31, 32]. 画像は¹³CO (2-1), 水色の等高線は、ハッブル宇宙望遠鏡によるH α (N159 East)と波長1.3 mmの電波連続波 (N159 West)で、若い星形成領域であることを示す. 十字は原始星の位置を示している. 特に青色の十字は15太陽質量以上の巨大原始星を示す.

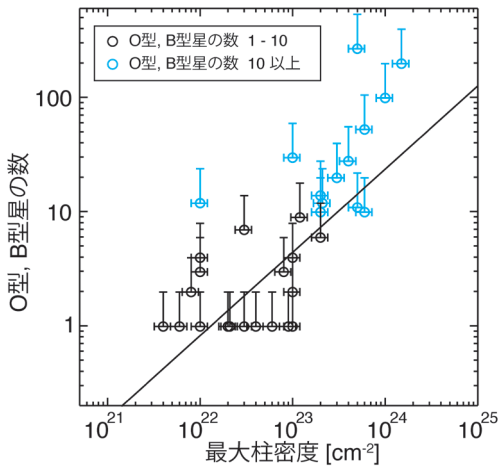


図8 衝突する二つの雲の水素柱密度とO型, B型星の数の相関図. 直線は最小二乗回帰曲線 [35].

よって、大質量星が形成されることを示す。また、100個以上のO型星を含む星団形成のためには約 10^{24} cm^{-2} の柱密度が必要であることも示唆

される。

さらに、星団形成領域の圧力と星団質量の間に明確な相関があることも導かれる [22] (図9). これは大質量星団形成に必要な大量のガスを小さな空間に集中するためには、高圧力の環境が必要であることを意味し、球状星団形成の必要条件を考えるうえで示唆に富む [36].

4. 分子雲衝突の理論「衝突圧縮による分子雲コア形成」

理論研究の進展も著しく、ここ5年間に星間雲衝突の理論研究が20編以上発表されている。これらを見ると、分子雲衝突は境界層のガス圧を上昇させることによって分子ガスを効率よく圧縮し、高密度の分子雲コアをつくることがわかる。銀河系内での典型的な衝突速度は 10 km s^{-1} 程度の超音速であり、衝突のない場合に比べて、はるかに大質量のガスを、自由落下時間よりも速く、

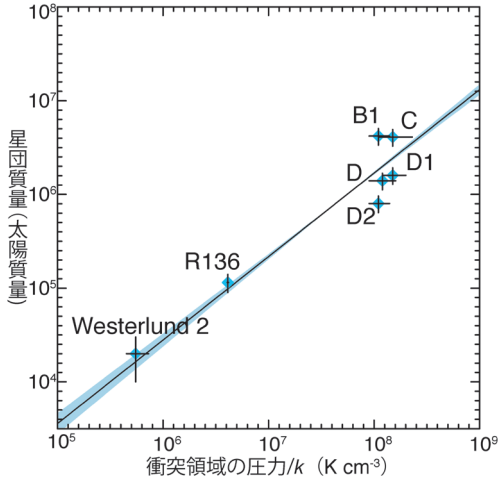


図9 星団領域の圧力(横軸)と星団質量(縦軸)の相関図。直線は最小二乗帰帰曲線。圧力と星団質量に正の相関が見られる [22]。

重力束縛された状態に集めることができる。

井上剛志氏と福井は磁気流体力学的に衝突の数値計算を行い、0.1 pc以下のサイズの100太陽質量に至る大質量分子雲コアが形成されることを示した [37]。これらのコアが大質量星原始星の母体と考えられる。さらに福井らは、この計算結果を用いて分子雲コアの形成過程を詳細に調べた [19]。その結果によると、圧縮されたガスは磁場に垂直にフィラメント状に濃くなり、複数の高密度分子雲コアがこのフィラメント内に形成される。フィラメントの形成は衝突速度で決まり、自己重力にはよらない。一方、分子雲コアは10太陽質量を超えると自己重力で束縛されて星形成に至る。フィラメント形成は衝突の産物として普遍的であり、N159, M42などで顕著に観測されている。衝突による分子雲コアの質量分布関数は、10太陽質量から60太陽質量以上にのびた大質量星の増加(top-heavy)が著しい特徴であり、これらのコアから20太陽質量以上の大質量星形成が可能であることが数値計算で示されている。この予想は実際、最近のALMAによって観測された分子雲コアの質量関数 [38, 39] をよく説明で

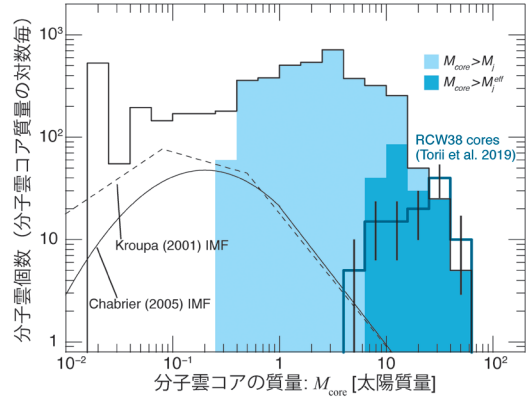


図10 数値シミュレーションによる分子雲コアの質量関数(黒線のヒストグラム) [19]。濃い水色は、分子ガスの圧力および磁場に対して自己重力が勝っており、星形成が起きるコアを示している。薄い水色は少なくとも圧力には勝っており、星形成の可能性のあるコアを示している。青線のヒストグラムはALMAによって観測された大質量星形成領域の分子雲コアの質量関数 [38]。曲線と破線は恒星の母集団の初期質量関数である。

きることも注目される(図10)。

5. 「H II領域によるガス圧縮」は有効か

さて、トリガーの研究史を見ると、H II領域によるガスの圧縮が頻繁に議論されてきた。星間雲衝突と比較するとどのような違いがあるのだろうか。大質量星の光度が高いことから、その力学的影響に注目するのは自然である。電離光子によるロケット効果が中性ガスを圧縮する可能性を初めに指摘したのは、Oortである [40]。これを受けて、Franz Kahnは電離面の力学を詳しく研究し、電離が駆動する衝撃波面が中性ガスを圧縮する解が存在することを示した [41]。Bruce ElmegreenとCharles Ladaはこれを用いて、大質量星が衝撃波を駆動してガスを圧縮し星形成をトリガーするモデルを提案した [42]。しかし、最近の研究によって、物事はそれほど単純ではないことが明らかになった。Jim Daleらは現実的な粒状の密度分布を用いて電離光子の役割を研究し、こ

の過程は星形成を促進するだけでなく抑制する場合もあること、そしてその効果は与えられた密度分布などによって大きく変動することを示した [43]. 一方、流体力学的に注意深く調べると、H II 領域による圧縮は磁場の反発力のために星形成には効かないことも明らかになった [44].

これらの理論研究の結論は、最近の観測によって支持される. いくつかのシンプルな H II 領域に接する分子雲の高分解能観測によって、電離光子によるガス加速は見られず、むしろ電離のみが効いていることが観測されている. この理由として、分子雲が極度に粒状であり、H II ガスはクランプ間から速やかに流出して、圧縮に必要な H II ガスの圧力増加が起こらないことが考えられる. 古典的な「H II 領域によるガス圧縮」は、抜本的な見直しの必要がある.

6. まとめの議論

以上の議論をまとめると、大質量星形成のポイントは、「大質量ガスをいかにコンパクトな空間に迅速に閉じ込めるか」にかかっていると言える.

1.章で述べた「モノリシック収縮」仮説では大質量星が確実に形成されるが、問題は「0.1 pc 以内に 100 太陽質量」(あるいは、ガスの面密度にして 1 g cm^{-2}) という初期条件がどのように達成できるかにある. この条件は、星間雲衝突によってつくられる分子雲コアそのものである. このようなコアは平均密度が 10^6 cm^{-3} に近く、コア形成の途上でガスは収縮して小質量星を形成してしまうことが予想される. そのために、自由落下時間 10 万年よりも短時間にガスが圧縮されないと、この初期条件は実現できない. 雲の典型的なサイズ 1 pc を 10 万年で圧縮すること、つまり 10 km s^{-1} の超音速運動が必要であり、これは本稿で論じた衝突に他ならず通常の乱流では説明できない. つまり、星間雲衝突による 10 km s^{-1} 以上の超音速圧縮が、初期条件「0.1 pc 以内に 100 太陽

質量」の実現のための必要条件である.

一方、「競争的質量降着」仮説は、もともと初期質量関数 (IMF) を説明する理論として検討されており、大質量星形成はその最終産物である. この場合の系全体の恒星数は 2000 以上であり、大質量星は 10 個以上含まれる. この仮説では、系が十分に大質量であることが必要であり、M20, RCW 120 など多数の単独の大質量星の形成は説明できないという困難がある. 本稿で論じた「星間雲衝突」では、大質量星形成がさまざまなサイズの衝突面で起こりうるので、種々の星の数と分布が柔軟に説明できる点が大きく異なる.

以上の結果を見ると、現在の宇宙において「大質量星は主に星間雲衝突によって形成される」と考えて矛盾がない. 他の機構によって同様の圧縮が起きる可能性は否定できないが、現時点では具体的な提案はない. 最近の成果で特に注目されるのは、 10^5 - 10^6 太陽質量の大質量星団形成を説明する機構として星間雲衝突が観測的に立証された点である (3.1 節, 3.2 節). 従来の 2 仮説ではこれは説明されておらず、星間雲衝突は今のところ唯一の有望な大質量星団形成機構であり、今後、スターバーストや初期宇宙などでの大質量星形成機構にも波及する可能性がある.

分子雲の観測は 1970 年代からすでに 50 年にわたって行われてきた. にもかかわらず星間雲衝突の証拠が固められたのは最近 10 年以内である. この理由として、分子雲の観測データが十分に広範ではなく、トリガー研究の主力が星の光学・近赤外線観測によっていたことが指摘される. そのために、年齢 200-300 万年以上の、母体のガスがすでに散逸した後を見ることになり、議論が間接的であった. これに対して星間雲衝突過程は、10 万年以下の大質量星形成期そのものをとらえることによって確度高く星形成を特定できる. 近年、赤外線天文衛星 Spitzer, Herschel, AKARI などによって深く埋もれた原始星候補天体の網羅的観測が進み、星間分子雲の高分解能・広域観測が

ALMA, NRO 45 m, IRAM 30 m, Mopra 22 m, ASTE, NANTEN2などの電波望遠鏡によって一段と充実したことが、重要な背景であった。

謝 辞

この研究は、多くの共同研究者の貢献の賜物です。特に、羽部朝男、井上剛志、戸次賢治各氏との議論は示唆に富み、本研究を進めるうえで重要でした。また、分子雲の観測とデータ解析において研究グループの鳥居和史、故大濱晶生、柘植紀節、早川貴敬、佐野栄俊、立原研悟、河野樹人、藤田真司、西村淳、榎谷玲依、林克洋、徳田一起各氏他の重要な寄与に感謝したいと思います。本研究は科学研究費補助金の援助を受けて行われました。

参考文献

- [1] Bonnell, I. A., et al., 1998, MNRAS, 298, 93
 [2] McKee, C. F., & Tan, J. C., 2003, ApJ, 585, 850
 [3] Bonnell, I. A., et al., 1997, MNRAS, 285, 201
 [4] Bonnell, I. A., et al., 2001, MNRAS, 324, 573
 [5] Tan, J. C., et al., 2014, in Protostars and Planets VI, eds. H. Beuther, et al., (Univ. Arizona Press, Tucson), 149
 [6] Elmegreen, B., 1992, Star Formation in Stellar Systems, 381
 [7] Oort, J. H., 1946, MNRAS, 106, 159
 [8] McKee, C. F., & Ostriker, E. C., 2007, ARA&A, 45, 565
 [9] Fukui, Y., & Kawamura, A., 2010, ARA&A, 48, 547
 [10] Fujimoto, Y., et al., 2014, MNRAS, 445, L65
 [11] Dobbs, C. L., et al., 2015, MNRAS, 446, 3608
 [12] Dame, T. M., 2008, American Astronomical Society Meeting Abstracts #212, 86.02
 [13] Furukawa, N., et al., 2009, ApJL, 696, 115
 [14] 鳥居和史, 古川尚子, 大濱晶生, 福井康雄, 2012, 天文月報, 105, 481
 [15] Habe, A., & Ohta, K., 1992, PASJ, 44, 203
 [16] Fukui, Y., et al., 2018, ApJ, 859, 166
 [17] Takahira, K., et al., 2014, ApJ, 792, 63
 [18] Torii, K., et al., 2015, ApJ, 806, 7
 [19] Fukui, Y., et al., 2019a, PASJ, submitted (arXiv:1909.08202)
 [20] Whitmore, B. C., et al., 2014, ApJ, 795, 156
 [21] Johnson, K. E., et al., 2015, ApJ, 806, 35
 [22] Tsuge, K., et al., 2020, PASJ, in press (arXiv:1909.05240)
 [23] Fukui, Y., et al., 2017, PASJ, 69, L5
 [24] Kim, S., et al., 2003, ApJS, 148, 473
 [25] Bonanos, A. Z., et al., 2009, AJ, 138, 1003
 [26] Tsuge, K., et al., 2019, ApJ, 871, 44
 [27] Furuta, T., et al., 2019, PASJ, 71, 95
 [28] Fujimoto, M., & Noguchi, M., 1990, PASJ, 42, 505
 [29] Bekki, K., & Chiba, M., 2007, PASA, 24, 21
 [30] Yozin, C., & Bekki, K., 2014, MNRAS, 443, 522
 [31] Fukui, Y., et al., 2019b, ApJ, 886, 14
 [32] Tokuda, K., et al., 2019, ApJ, 886, 15
 [33] Inoue, T., et al., 2018, PASJ, 70, S53
 [34] Tachihara, K., et al., 2018, PASJ, 70, S52
 [35] Enokiya, R., et al., 2020, PASJ, in press
 [36] Elmegreen, B. G., & Efremov, Y. N., 1997, ApJ, 480, 235
 [37] Inoue, T., & Fukui, Y., 2013, ApJ, 774, L31
 [38] Torii, K., et al., 2019, submitted (arXiv:1907.07358)
 [39] Motte, F., et al., 2018, Nature Astron., 2, 478
 [40] Oort, J. H., & Spitzer, L., 1955, ApJ, 121, 6
 [41] Kahn, F. D., 1954, BAN, 12, 187
 [42] Elmegreen, B. G., & Lada, C. J., 1977, ApJ, 214, 725
 [43] Dale, J. E., et al., 2012, MNRAS, 424, 377
 [44] Inutsuka, S., et al., 2015, A&A, 580, A49

High-mass Star Formation Triggered by Cloud-cloud Collision

Yasuo FUKUI

Graduate School of Science, Nagoya University, Furo-cho, Chikusa-ku, Nagoya, Aichi 464-8602, Japan

Abstract: Star formation is a fundamental process which determines the evolution of the Universe. The mechanism of low mass star formation was established around 1990, 20 years after the discovery of the interstellar molecular clouds where stars form. It was a difficult task to unveil the mechanism of high-mass star formation which requires unusually strong mass concentration in the interstellar space. Recent studies of both observations and theories, have shown that high mass stars form under cloud-cloud collision that is able to collect large mass in a short time scale. Up to now, about 70 regions of high-mass star formation have been revealed to show signatures of colliding clouds. They include very massive clusters in the Antennae galaxies, the super star cluster R136 in the Large Magellanic Cloud, and Westerlund 2. I summarize the essence of these findings and discuss the future prospects.