

# 複雑で整然とした磁場構造： 大質量星団を生みつづける 最重量級ハブ・フィラメント



Arzoumanian



古屋

Doris Arzoumanian<sup>1</sup>・古屋 玲<sup>2</sup>

〈<sup>1</sup> 国立天文台科学研究部 〒181-8588 東京都三鷹市大沢 2-21-1〉

〈<sup>2</sup> 徳島大学教養教育院 〒770-8579 徳島市南常三島町 1-1〉

e-mail: <sup>1</sup> doris.arzoumanian@nao.ac.jp, <sup>2</sup> rsf@tokushima-u.ac.jp

星形成研究において、今、フィラメント状分子雲が注目されている。その研究の焦点は、フィラメントがどのように形成され、進化し、星形成に至る分子雲コアを生むかの「個」の解明、それらの一般像の確立となっている。これらをひとつひとつ解決できれば、恒星や惑星系形成の理解、ひいては多様性の起源を理解することにつながる。本稿では、銀河系内でトップクラスの高い星形成活動を示す、大質量星形成領域NGC 6334における、サブミリ波偏波観測から得られた知見を紹介する。0.09パーセック (pc) の解像度で描き出された磁場構造は、この領域を貫く大質量で高密度のフィラメントにおおむね直交し、その北部にはハブ・フィラメントの名にふさわしい構造があった。ハブには多数のサブフィラメントが突き刺さり、それらの先端と根元で磁場と乱流と自己重力によるエネルギー密度比が変わる。この結果は何を語っているのだろうか？ そこには、星の初期質量関数の起源を理解するヒントがあった。

## ハブ・フィラメントが注目されるワケ

近年、「ハーシェル」や「プランク」などの遠赤外線・サブミリ波観測衛星によって、冷たい星間物質中のダストからの熱放射の観測が進んだ<sup>\*1</sup>。その結果、分子雲はフィラメント状の構造が網の目のようにはりめぐらされていることがはっきりしてきた [1]。「フィラメント状の構造」とは、円柱状の分子ガスのことである。

これらのフィラメントが単独で存在することは稀で、ハブ・フィラメントとよばれる構造がよくみられる。ハブ・フィラメントとは、複数のフィラメントが合体しているようにみえる構造を指

す。ハブにあたる部分は、フィラメントよりも密度が高い [3, 4]。このハブ・フィラメントは、多くの研究者の注目を集めている。

ハブは、密度と総質量の観点から大質量星や星団を形成するのに十分な条件を兼ね備えている。さらに、分子輝線による観測からハブへ流入するガスの流れが見つかっている [5]。このガス流によってハブ内部のガスの運動は、かき乱されるから、乱流の運動エネルギーによって、自己重力に抗して、より多くのガスを支えられる。つまり、ハブ自身のジーンズ質量よりも多くの質量を詰め込める。それが重力崩壊に至れば、大質量星やその星団を形成しうる。

<sup>\*1</sup> プランク衛星のデータを用いた星間物質の精密定量については、天文月報記事 [2] を参照されたい。

以前に比べれば理解が進んだとはいえ、大質量星やその星団がどうやって生まれるかは、まだまだわからないことが多い。ハブ・フィラメントは、この積年の疑問を解決する鍵を握るかもしれないが、そんなに話はうまく運ばない。そもそも「ハブ・フィラメントがどのようにしてできたか」が論争のまっただなかにある。

圧倒的に大多数の過去の研究は、密度や速度構造を仔細に調べ、理論面からも迫ろうというアプローチ [6-8] をとった。それに加え、磁場の役割<sup>\*2</sup>も観測にもとづき、理解したいと私たちは考えている。

## NGC 6334 領域のサブミリ波偏波観測

まっさきに思い浮かぶ疑問は、「磁場はフィラメントからハブへガスが流れやすくなるような役回りだろうか、それとも逆か？」である。そこで、私たちは国際共同研究 BISTRO [14] の一環として、東アジア天文台<sup>\*3</sup>のジェームズ・クラーク・マクスウェル望遠鏡 (JCMT) に搭載された、偏波計 POL-2 で取得した NGC 6334 領域の波長  $850 \mu\text{m}$  データを解析した。POL-2 は直線偏波を検出できる。また、波長  $850 \mu\text{m}$  はサブミリ波に分類される。

NGC 6334 は、銀河面にある大質量星形成領域で、たいへん複雑な構造をもつ。距離は  $1.3 \pm 0.3$  キロパーセック (kpc) [15] であり、長さが約  $10 \text{ pc}$  の高密度で最重量級のフィラメントが背骨のごとく領域を貫く。その「背骨のフィラメント」は複数の分子雲コアに分裂しており、分裂素片の質量は平均で  $\sim 10 M_{\odot}$ 、これまた横綱級である [16]。「背骨のフィラメント」のうち、北部は多数のサブ・フィラメントを伴い、2つのハブもある。それぞれのハブでは、若い星団が星間物質

に埋もれている。

NGC 6334 の「背骨のフィラメント」の幅は、約  $0.1 \text{ pc}$  [17] である。私たちの太陽系から比較的近い、小質量星形成領域で見られる、一桁程度軽いフィラメントの統計解析から、フィラメント幅の典型値が  $0.1 \text{ pc}$  [18, 19] であることはよく知られている。「背骨のフィラメント」の幅がそれと同程度なのは興味深い。ということは、大質量星の形成も小質量星の形成と同様の機構を経たかもしれない [16, 20]。そこで、「 $0.1 \text{ pc}$  の幅のフィラメントが自己重力により分裂・収縮することが、大質量星や中質量星形成の代表的な機構である」との仮説を採ることにした。

さて、本稿で紹介するデータが扱う空間スケールは、 $0.1 \text{ pc}$  から  $10 \text{ pc}$  の範囲である。このスケールに対応する環境であれば、星間ダストの偏波は星間磁場の向きを反映していると考えてよいだろう。非球対称のダストの長軸が磁場と直交する [21] という仮定もおく。とすれば、ダストからの熱放射は直線偏波する。ただし、これでわかるのは天球面に射影した磁場の向きだけである。

JCMT の主鏡口径は  $15 \text{ m}$  なので、波長  $850 \mu\text{m}$  での角度分解能 (パラボラアンテナのビームサイズ) は、 $14$  秒角である。これは、NGC 6334 の距離において  $0.09 \text{ pc}$  の空間解像力に相当する。本稿で示すデータは、2視野をモザイクして得たものである。天球面に射影された磁場の向きは、ストークス・パラメーター  $Q, U$  の強度比から  $\chi B_{\text{pos}} = \text{偏波角度} + 90^\circ$  で与えられる。偏波角度は、 $1/2 \arctan (U/Q)$  で計算される。 $90^\circ$  を足す理由は、偏波角度は整列した非球状ダストの長軸の向きを示し、磁場の向きはそれと直交するからである。偏波強度  $PI$  は  $PI = \sqrt{Q^2 + U^2}$  であり、ストークス・パラメーター  $I$  (全放射強度) との比が偏波

<sup>\*2</sup> 星形成過程における磁場の役割については、例えば天文月報記事 [9, 10]、フィラメント状分子雲における磁場の役割については、同 [11] を参照されたい。

<sup>\*3</sup> 東アジア天文台の構想と狙いについては、天文月報記事 [12, 13] を参照されたい。

率  $P=PI/I$  となる。

私たちが検出したのは、柱密度  $N_{H_2}$  が  $10^{21} \text{ cm}^{-2}$  以上の領域に対応する。なかには  $10^{24} \text{ cm}^{-2}$  に迫るところもあり、これだけ大量で密度の高い物質からの信号の輝度は、無偏波成分のみならず、偏波成分もきわめて眩しい。そこで検出限界として、無偏波成分には信号対雑音比25、偏波成分には3（偏波角度の解析時のみ）を取ることにした。

### ハブ・フィラメント構造の磁場が見えた

図1に角度分解能5分角のプランク衛星がとらえた、周囲の希薄ガスを含む全体像を示す。NGC 6334分子雲は、銀河面近くに位置し、銀緯はわずかに約0.6度である。このためNGC 6334を取り囲む磁場の向きは、大局的には銀河面と平行である。しかし、NGC 6334付近では伸びた構造の分子雲に対して、大局磁場は直交している。プランク衛星の画像では、2 pc以下の細かい磁場構造はわからないので、より高い分解能のBISTROのデータを見よう（図2）。

「天球面に射影した磁場」の限定符をお忘れなく、おおらかに±25度くらいを許容して、青い線分の向きを眺めていただきたい。POL-2偏波計が描き出した磁場構造は、「背骨のフィラメント」に対しておおむね直交している。

次に、角度のばらつきの許容範囲をすこしだけ厳しくして見ていただきたい。全体としては複雑ながらも、部分部分では向きが揃ったカタマリがある。解析の方針は次々と思ひ浮かぶが、何はともあれ、まず磁場構造とフィラメントの関係を定量化したい。そこで、フィラメントを同定した（図3）。

### 「背骨のフィラメント」の物理量

星がうまれる過程に磁場がどれほど関与しているか？を知るためには、さまざまな力の「力くらべ」をすればよい。具体的には、フィラメントの力学的進化やガスの安定性の評価に、磁場の効

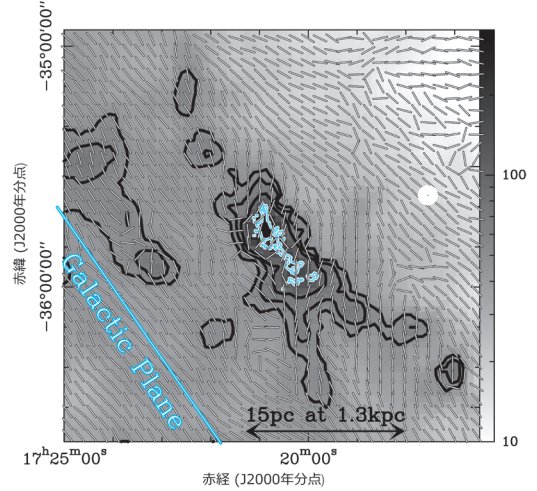


図1 NGC 6334方向の850 μm帯連続波のストークスI（全放射強度）のマップの比較。グレースケール画像付きの黒の投稿線は、プランク衛星によるもの、シアン色の等高線（図2参照）は、POL-2偏波計で観測したものを示す。望遠鏡の角度分解能はプランク衛星が5分角、JCMTは14秒角である。右側中ほどの白い円は前者を示し、その中の点は、後者を示す。シアン等高線の空間的広がりがグレースケール画像に比べ小さいのは、「プランク」とPOL-2の観測視野の差に起因する。長さの等しい、黒の線分は「プランク」による、天球面に射影された磁場の向きを示す。左下の“Galactic Plane”の文字を添えた、白い斜めの線は銀河面をあらわす。右端縦のカラーバーはグレースケール画像の値を示し、単位は  $\text{MJy beam}^{-1}$ 。これはプランク衛星の半値全幅5分角のビーム（beam）立体角で検出されたフラックス密度をメガジャンスキー（MJy）単位で示したものの。パネル下部の両矢印付き水平線は、NGC 6334の距離1.3 kpcにおける15 pcの長さを示す。

果を組み込みたい。しかし、整列ダストの偏波観測から磁場強度はもとまらない。これは測定精度の制限ではなく、原理的制限である。

それでも天球面上に射影された磁場の強度  $B_{\text{POS}}$  を間接的に求める手法は、1950年代から研究されている。乱流がなく静止したガス塊を一樣な磁場が貫いているとする。このとき磁力線は、まっすぐのままである。そのガスが乱流状態にあり、

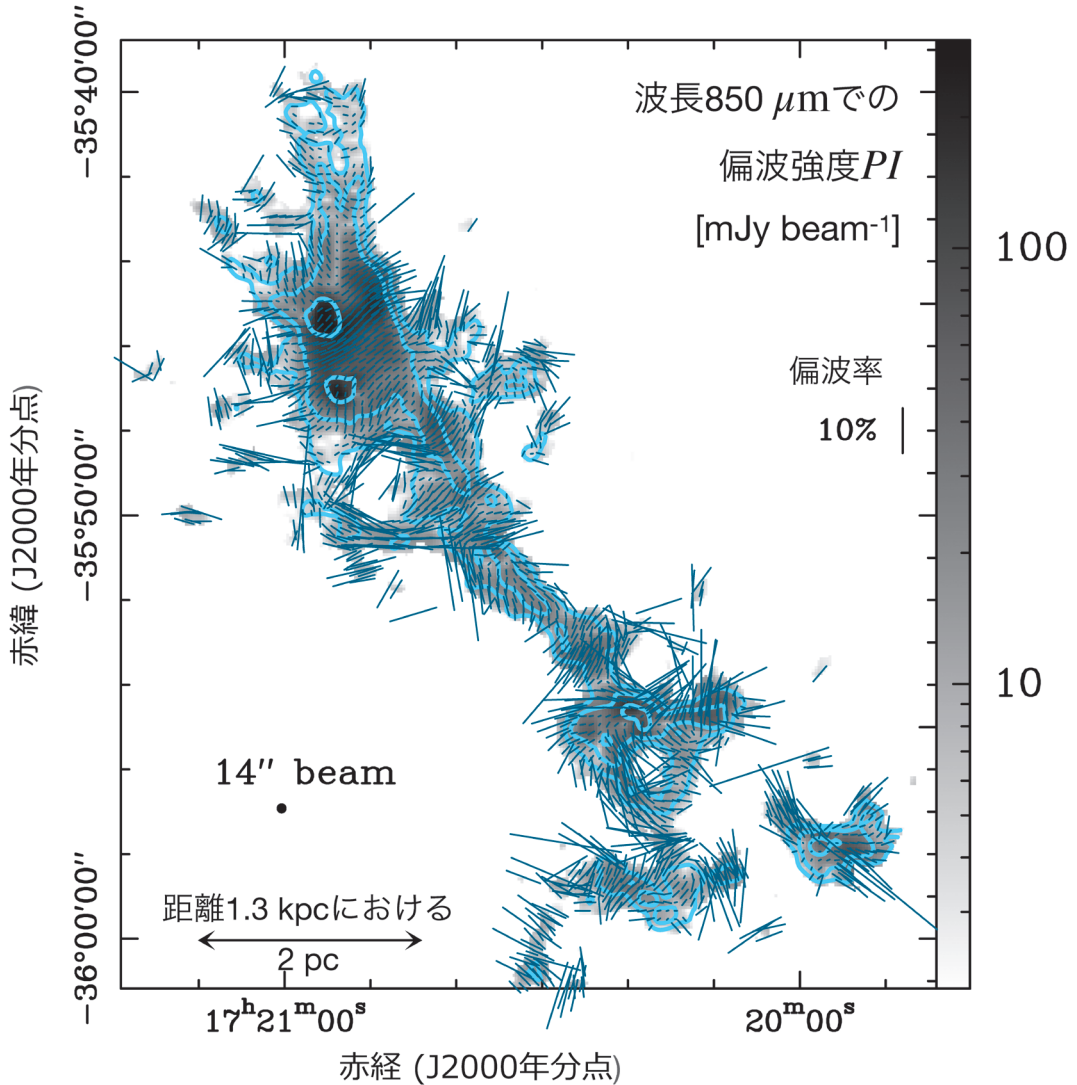


図2 グレースケール画像は、POL-2直線偏波計による、波長850  $\mu\text{m}$ 連続波の偏波強度PIの分布。シアン色の等高線はストークスI(全放射強度)の分布から求めた星間物質の柱密度をあらわし、等高線は $N_{\text{H}_2} \sim (2, 6, \text{および} 37) \times 10^{22} \text{ cm}^{-2}$ に対応する。細い青の線分の向きはPOL-2による、天球面に射影された磁場の向きを示し、細い青の線分の長さは偏波率を示す。「14" beam」下の●は、ビームサイズの14秒角を示す。グレースケールに対するカラーバー数値の単位は、ビーム立体角あたりのフラックス密度mJy (ミリジャンスキー)。論文 [22] より、改変して転載。

ガスと磁力線と一緒に動いていれば(磁場の凍結)、磁力線は揺さぶられる。その乱れ具合は、偏波角の分散から推定でき、磁場のエネルギーが求まる。乱流運動の大きさは、分子輝線の線幅(ただし、天球面に直交する向き)から求め、運

動エネルギーを計算する。というわけで、偏波観測と分子輝線観測が同じガスを捉えており、両者のエネルギー密度が等しいとして—あくまでも仮定して—磁場強度を間接推定する。論文 [23] や [22] に、この手法に関する最近の進展もまとめ

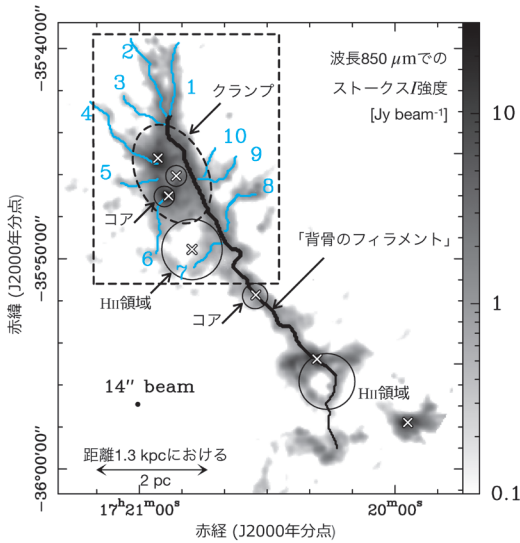


図3 波長850 μm連続波のストークスI (無偏波) 成分のマップに同定したフィラメントを重ねたもの。黒の太く長い線は「背骨のフィラメント」、番号付きの青線はサブ・フィラメントを示す。左上の破線の長方形で囲った構造が本文のハブ・フィラメント構造、破線の楕円がクランプ・フィラメント構造を示す。白抜き×印は若い大質量星の位置を示し、白抜き×印を中心を持つ、小さめの円は、本文に関わる分子雲コアを示す。「H II領域」を添えた円は、電離水素領域を示す。論文 [22] より、改変して転載。

られているので、興味のある読者はそちらを参照されたい。

このようにしてNGC 6334の「背骨のフィラメント」で求められた $B_{POS}$ は、 $\sim 100 \mu G$  (マイクロガウス) から $\sim 800 \mu G$ の範囲をとり、平均は $270 \pm 100 \mu G$ だった。

「背骨のフィラメント」を潰そうとする自己重力に対して、そのガス自身の熱運動で支えることは到底無理である。そのことは、分子輝線データの事前解析からわかっている。それでは、今回の偏波観測から推定した磁場強度を考慮するとどうであろうか？

解析の結果、「背骨のフィラメント」自らの重力に対して、乱流運動と磁場の力が「背骨のフィ

ラメント」を安定にさせることに大きく寄与していることがわかった。つまり、乱流と磁場のおかげで全体として崩壊を回避している。ただし、「背骨のフィラメント」を円柱と考え、その長さ方向の各所各所で半径方向につぶれる (radial collapse) ことはないという意味である。なお、局所的には図3の「背骨のフィラメント」の中央部などで見られるように、ところどころで分子雲コアを形成している。

### サブフィラメントの物理状態

図3に戻る。「背骨のフィラメント」の北部は、枝分かれしている。枝をサブフィラメントと呼ぼう。枝が多数突き刺さった構造をここではハブ・フィラメントと呼ぶ。ハブに相当する部分は、質量から判断するとクランプと呼ばれる構造に対応する。クランプ内をよく見ると、さらに密度の高い分子雲コアが複数できており、4番や6番のサブ・フィラメントはこれらの大質量分子雲コアとつながっている。

次に図3の青線を目に焼き付け、図2をサブフィラメントの磁場の向きの観点で眺めなおしていただきたい。サブフィラメントの枝先、つまり「背骨のフィラメント」から遠いところでは、磁場とサブフィラメントの「なす角」は大きい。例えば、図3の破線枠内右下 (南西) の5番や8番のサブフィラメント枝先で顕著だ (図2)。これに対して、「背骨のフィラメント」に近い内側では、サブフィラメントの向きと磁場は揃っているように見える (図4)。これは、4番や8番の根元がわかりやすいだろう。「背骨のフィラメント」からの距離によって、サブフィラメントに沿った磁場の向きが変わっている！

ということは、冒頭で述べたように物質の流れがあることを想像したくなる。このような流れがあるならば、サブフィラメントに付随する磁場は、ガスの流れに引きずられ形状を変えうる。筆者 (Arzoumanian) は、最近、サブフィラメントの

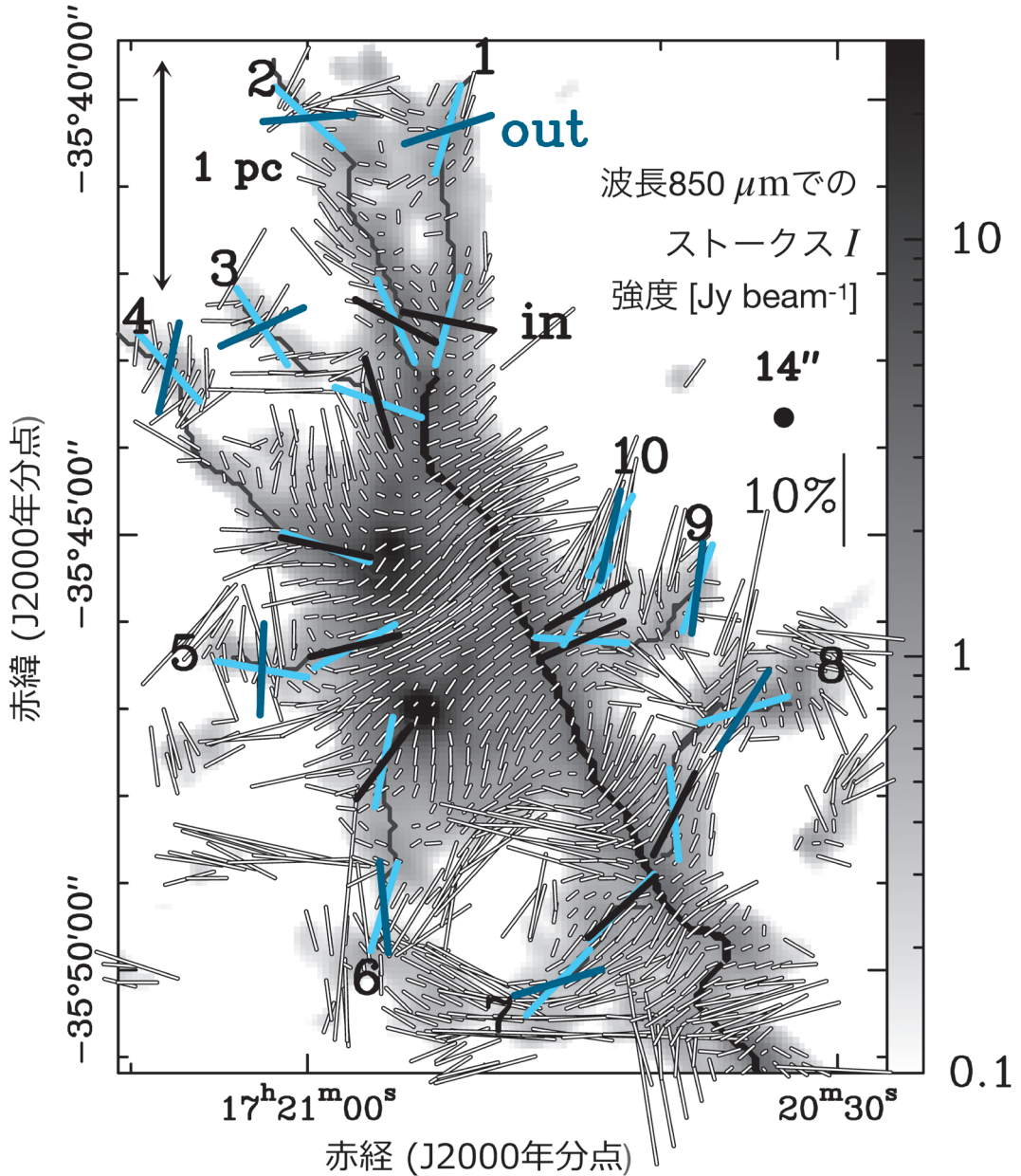


図4 NGC 6334領域北部の拡大図。黒の太く長い線は、「背骨のフィラメント」の“背骨”を示す。黒のやや細く短い線は、図3の番号つき青線に同じで、サブ・フィラメントを示す。白抜き線は、図2の青い線分と同じ。青と黒の線分は、個々のサブフィラメントにおける「外側」(1番のサブフィラメントについて青字で“out”と例示)と「内側」(同、黒字で“in”)の磁場の平均的な方向をそれぞれ示す。ただし、天球面に射影された磁場の向きであることに注意。シアン線は、個々のサブフィラメントが「外側」と「内側」のそれぞれにおいて伸びている方向を示す。偏波率10%に対応する線分の長さを図の右側中程に細い縦線で、距離1.3 kpcにおける1 pcを左上側に両矢印付き縦線で示す。論文 [24] より、転載。

速度場を詳細にしらべたが [24],  $\sim 1 \text{ km s}^{-1} \text{ pc}^{-1}$  の速度勾配があった. これであればサブフィラメントに沿って磁場の向きを変えるのに十分だ.

枝先か, 付け根かによって磁場の向きが変わるのだから, ガスの安定性もサブフィラメント内で変化しているだろう. そこで, “ヴィリアル・パラメーター”を評価してみた (図5; 補遺も参照).

シアン丸の点は, 柱密度の実測値からもとめた線密度 (論文 [22] に倣い  $M_{\text{line}}$  と表記) に対する, 乱流運動で自己重力による崩壊を防ぎうる最大線密度 (“ヴィリアル質量”に対応; 同  $M_{\text{line,vir}}^v$ ) の比  $M_{\text{line,vir}}^v/M_{\text{line}}$  をあらわす. 線密度とは, フィラメントの長さ方向  $1 \text{ pc}$  あたりの質量を指す.  $M_{\text{line,vir}}^v$  は, 分子輝線観測から求められた線幅をもちいて計算する.

青の点は, 磁場の力 (磁気圧勾配力と磁気張力) で自己重力に抗しうる最大線密度  $M_{\text{line,vir}}^B$  に対する比  $M_{\text{line,vir}}^B/M_{\text{line}}$  をあらわす.  $M_{\text{line,vir}}^B$  は, 偏波観測から推定された磁場強度をもちいて計算する. 黒の点は, 乱流と磁場をあわせて支える最大線密度に対する比  $(M_{\text{line,vir}}^v + M_{\text{line,vir}}^B)/M_{\text{line}}$  をあらわす.

図5の黒丸は, サブフィラメントの内側においても外側においても1.0よりも有意に大きく, 黒線はおおむね水平で $\sim 1.7$ と見積もられる. つまり, サブフィラメントで観測された乱流と磁場をあわせて支える最大線密度は, 実測値の1.7倍くらいだ. 乱流と磁場をあわせれば, “まだまだ70%の余力”があって, 自己重力崩壊を防いでいる.

一方, シアン丸は, 内側でも外側でもおおよそ1.0くらいで, 実測値と計算値が拮抗している. つまり, 仮に乱流だけでサブフィラメントを支えられたとしても, “かつかつで余裕のない”状態だ.

青丸はどうだろうか? 誤差棒は, サブフィラメントごとの値に対する標準偏差である. 内側において, 青い誤差棒の下端は $\sim 0.2$ , 上端は1.6くらいである. ということは, 内側では, 磁場だけ

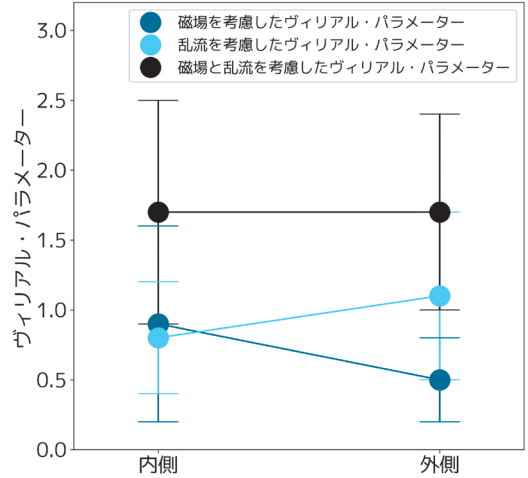


図5 図3で同定したサブフィラメントの内側と外側 (図4参照) において, サブフィラメントを支える力のエネルギーの比に対応する量プロットしたもの. 縦軸の意味については本文を, 縦軸の物理量を選んだ背景については補遺を参照されたい. 3色の丸印は, 10本のサブフィラメントで計測された量の平均値を, 誤差棒は標準偏差をあらわす.

で支えられていないサブフィラメント ( $M_{\text{line,vir}}^B/M_{\text{line}} \leq 1.0$ ) もあれば, 支えられているものもある. 一方, 外側では青い誤差棒の範囲は, 完全に1.0以下に沈む. 実測値のほうが計算される許容値よりも小さいわけだから, 外側を磁場単独では支えられない.

以上をまとめよう. すべてのサブフィラメントは, 磁場と乱流の合わせ技で自己重力による崩壊を免れている. しかし, 磁場と乱流が単独で支えることは無理で, 外側で主に乱流が, 内側では乱流と磁場が支えている. 少なくとも NGC 6334 北部のサブフィラメントにおいては, 乱流と磁場が個々のフィラメントの進化やフィラメントとハブの相互作用の行方を決定づけていそうだ.

### 磁場は物質とカップルしていた

「ハーシェル」で3つの分子雲を観測して柱密度マップを求め, フィラメントに沿った柱密度を求めた研究がある. それによれば, 柱密度の1次

元パワースペクトルは、指数 $-1.6 \pm 0.3$ のべき乗でうまくフィットされる [25]. このスペクトル指数は、犬塚修一郎氏による予測 [26]<sup>\*4</sup>に近い. この一致が持つ重要な意味は、「分子雲コアの質量頻度分布 (CMF)<sup>\*5</sup>の起源は、フィラメント状分子雲の密度揺らぎ分布にある」という犬塚理論とぴったりであるということだ. 最近の理論研究 [27] によると、フィラメントの場所場所での重心速度 (観測家が centroid velocity と呼ぶもの) のゆらぎが音速程度で、かつ1次元コルモゴロフ乱流的な指数 $-5/3$ の速度パワースペクトルをもっていれば、フィラメントでつくられる分子雲コアの質量と角運動量の大きさの頻度分布を説明できる、という.

分子雲コア統計の理論モデル [26, 27] と、それを裏づける観測結果 [25] をあわせて考えると、フィラメントに沿った柱密度と速度ゆらぎがIMFの起源という可能性が高まる. では、磁場の関与はどれほどなのだろうか? しばしば「磁場の凍結」過程と表現されるように、星間物質と磁場はカップルしていると考えよう. 一緒に動いているならば磁場のパワースペクトルも柱密度や速度場のそれらと関連しているだろう. それらが星間物質の構造を決めていると考えるのも自然だ.

そう考えれば、磁場構造を特徴づける何らかの量のパワースペクトルを求めてみたくなる. そして、それらを他の量のパワースペクトルと比べると相互の関連性が見えてくるはずだ. ちなみに、1次元のパワースペクトルを調べる動機は、個々の星形成領域の各所各所が持つ豊かな個性 (各地の歴史も反映した、2次元風景) を消し、共通する性質を抽出したいからに他ならない.

この比較の初めての試みが図6である. 図6で

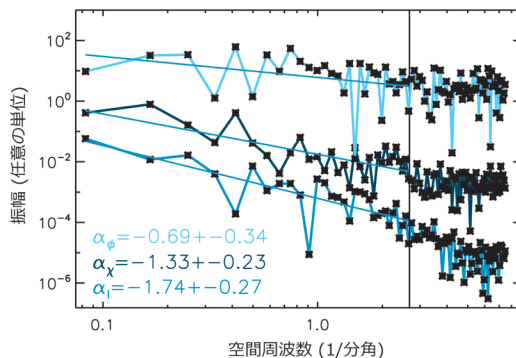


図6 上から順に「背骨のフィラメント」に沿って求めた、磁場と「背骨のフィラメント」のなす角 ( $\phi$ ), 天球面に射影された磁場の向き ( $\chi B_{\text{pos}}$ ), および波長  $850 \mu\text{m}$  連続波のストークス  $I$  (無偏波) 成分の強度, のパワースペクトル. なお, 縦方向は表示の都合で適当にスケールしている. 斜めの直線は, それぞれに対するベストフィット直線で, 求められた冪指数  $\alpha_\phi, \alpha_\chi$  および  $\alpha_I$  を左下に上記の順に示す. 右側の縦線は, JCMT の角度分解能の 14 秒角に対応し, ベストフィット直線はこれよりも左側 (大きなスケールの構造) に対して求めた. 論文 [24] より, 転載.

は、柱密度を反映するストークス  $I$  輝度の空間的なパワースペクトラム, 天球面に射影された磁場の向きのパワースペクトラム, そして (天球面で測った) 磁場と「背骨のフィラメント」のなす角のパワースペクトルをあらわしている. いずれもべき関数でうまくフィットできる. つまり、これら3つの量には特徴的なサイズスケールがない. 3つの量のパワースペクトルのべき指数は異なる値をとるが、それぞれはフィラメントに付随する磁気乱流の統計的性質を反映しているのだろう.

次に井上剛志氏らの磁気流体力学シミュレーション・データ [33]<sup>\*6</sup>からも同様にパワースペクトルを算出する. 観測データと理論データから

<sup>\*4</sup> フィラメントにおける密度ゆらぎのスペクトル指数の予言については、犬塚修一郎氏自身による天文月報記事 [28] を参照されたい.

<sup>\*5</sup> 分子雲コアの質量頻度分布に関する基礎知識と最近の研究の動向は、天文月報記事 [29, 30] が参考になるだろう.

<sup>\*6</sup> 本文での引用論文に比べ古いですが、井上剛志氏自身による天文月報記事 [31] での分子雲形成の磁気流体シミュレーションの解説が参考になる.



のパワースペクトルを比べると、よく一致していた。NGC 6334で観測された柱密度と磁場の向きは関与し合っており、やはり物質と磁場の相互作用がフィラメントの形成と進化を決めていたのだ。

今後、精度を高めての比較や統計的な比較も必要になる。このような比較研究を突き詰めていけば、偏波観測から磁場強度を求める、独立した手法を確立できるかもしれない。今回は、偏波観測が明らかにした磁場の向きのゆらぎから、ひとまず妥当と思われる仮定をおいて磁場強度を推定し、パワースペクトル解析を行い、理論と比較した。前提と目標を逆にした解析を行えば、「さまざまな仮定」は不必要となる。むしろ磁場強度が「求めるべき量」となる。

## ハブ・フィラメントでの大質量星形成

NGC 6334における磁場構造は、大局的に見れば、「背骨のフィラメント」に対して、ほぼ直交している。この幾何学的関係は、磁場にそって物質が集積し、フィラメント形成に至るといふ、井上剛志氏ら理論モデル [33]<sup>\*7</sup>やそれらを発展させた研究 [34, 35] と辻褃が合う。このシナリオでは、超新星爆発などによる、何らかの衝撃波の通過によって磁場が曲げられたことがきっかけとなり、物質の流れが生じると考える。福井康雄氏らによる、CO分子輝線の広域マッピングの結果 [36] から、NGC 6334はふたつの分子雲が衝突<sup>\*8</sup>しつつある、衝撃波面に沿って存在することが知られている。さらに分子輝線観測にもとづく、速度場の詳細な解析から、NGC 6334で観測された、網の目状のフィラメントはガスの圧縮で形成された可能性も示唆されている [24]。

図4をもういちど見てみよう。「背骨のフィラメント」を取り囲むサブフィラメント群は、おお

むねハブ（図3のクランプ）に突き刺さるかのよう直交している。観測された磁場の向きは、サブフィラメントの先端では直交しており、「背骨のフィラメント」に近づくにつれ、サブフィラメントの長さ方向に揃っていた。

ということは、サブフィラメントは周囲の磁場と直交する方向への物質の圧縮で形成されたのち、衝撃波や乱流との相互作用などで、サブフィラメントの長さ方向にやがて潰れ、ハブに合体していくのかもしれない。冒頭や中ほどで、サブフィラメント内にはハブへ向かってガスの流れがある、とも述べた。しかし、あたかも鎖が落下していくかのようにサブフィラメントがハブに落下し、合体する風景も排除すべきでなかろう。

いずれにせよ、ハブの質量は増してゆく。サブフィラメントのハブ側で見られる、揃った磁場に貫かれたガスは、すでにハブの重力圏にあるだろう。一方、サブフィラメントの先端部は、サブフィラメントが形成されたころの磁場構造を保持していると考えてもよい。そうであるならば、サブフィラメントの形成と進化を考えるうえで、先端部分の理解が重要だと私たちは考えている。

冒頭で述べたように、NGC 6334は活発に星団をつくりつづけている。したがって、現在、私たちが見ている高密度分子雲コアや冷たい希薄ガスは、すでに存在している大質量星の星団の影響を強く受けている。実際、その影響は「背骨のフィラメント」の周囲でも散見される。

こんな歴史を抱えたNGC 6334は複雑で研究者泣かせである。しかし、他ではできない研究のできる面白さがある。若い大質量星は、強力な輻射や運動エネルギーのきわめて大きい分子流を伴い、次の世代の星形成を抑制する。これらの機構をフィードバック<sup>\*9</sup>と総称するが、その格好の

<sup>\*7</sup> 衝撃波圧縮によるフィラメント形成過程については、井上剛志氏自身による天文月報記事 [32] を参照されたい。

<sup>\*8</sup> 分子雲衝突に関する全般的な解説として、天文月報記事 [37] がある。

<sup>\*9</sup> フィードバックに関する全般的な解説として、天文月報記事 [38] がある。

研究対象と言える。

フィードバックの一例は、磁場をあらわす線分が丸く円周方向に分布している領域がわかりやすいだろう。具体的には、図3で「H II 領域」と示したところで、図4の6番と7番付近である。これは、若い大質量星による電離水素領域が膨張しつつ、周囲の物質を集めつつある場所である。そして、もともとあった磁場が、今まさに曲げられている場所である。こうして、フィラメントの進化だけでなく、フィードバック機構も含めた変遷の結果、NGC 6334領域が現在見られる姿となったと考えられる。

こうした議論は、[39, 40]などでなされているので、興味のある読者は参考にされたい。

### BISTRO が観測した、他領域との比較

NGC 6334領域までの距離は約1.3 kpc、グールドベルト (Gould Belt) を構成する分子雲までの距離 (おおよそ 500 pc 以下) に比べ、遠い。このように遠方にある、星形成領域における観測であるから、私たちが捉えた空間スケールは、分解能で決まる  $\sim 0.1$  pc から、偏波撮像能力で決まる  $\sim 10$  pc であった。

さまざまな観点での比較が可能であるが、ここでは、へびつかい座 A (Ophiuchus A) と NGC 1333 領域で観測された偏波率をくらべてみよう (図7)。これらの3つの領域までの距離は異なり、へびつかい座 A は 150 pc、NGC 1333 は 299 pc であるから、NGC 6334 は遠い。このため実効的な視野サイズでいえば、もっとも近い天体の  $\sim 0.2$  pc は遠い天体の  $\sim 1/10$  となる。このように実質的に「見ている空間スケール」が違うにもかかわらず、いずれの領域においても偏波率の分散は、同じ程度だった。偏波率は、3領域とも同じ  $\sim 0.2\%$  から  $\sim 20\%$  の範囲を取る。下限は検出限界で決まるので、絶対値そのものに強い意味はないだろうが、3領域とも3桁に渡る偏波率の変化を示す。これら3つの領域で共通に見られた柱密度の範囲

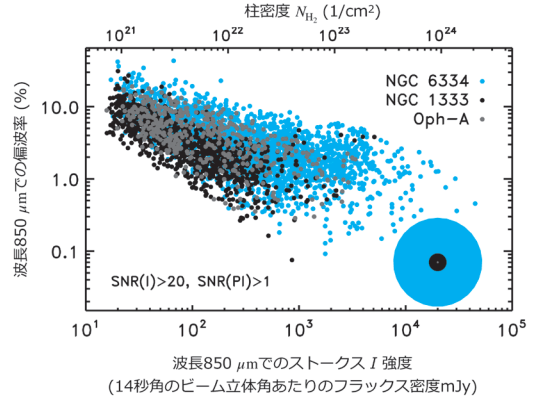


図7 へびつかい座A分子雲 (Ophiuchus A; 黒; [41]), NGC 1333 (青; [42]) および NGC 6334 (オレンジ) で観測された偏波率とストークス I 強度の関係。いずれも BISTRO プロジェクトの一環として観測したもの。右側の同心円は、それぞれの領域までの距離の違いに起因する空間分解能と視野サイズの違いをあらわす。850  $\mu\text{m}$  帯の JCMT の角度分解能 14 秒角は、へびつかい座 A において 0.01 pc、NGC 1333 において 0.02 pc、NGC 6334 では 0.09 pc に対応する。

は  $\sim 10^{21} \text{ cm}^{-2}$  から  $\sim 10^{23} \text{ cm}^{-2}$  であった。ただし、NGC 6334 では一桁高い、柱密度  $\geq 10^{24} \text{ cm}^{-2}$  が観測された。これほどの高密度領域の姿が磁場込みで明らかにされたことは、大質量星や星団ができるための必要条件を解き明かす一歩となるだろう。

望遠鏡が捉えた空間的なスケールの違いと柱密度の違いにもかかわらず、偏波率が似たり寄ったりということは、ダストの熱放射が直線偏波する機構はけっこう広い空間スケール (おそらく広い物理状態) にわたって本質的に同じことを意味するだろう。観測された直線偏波は個々の視線に沿って積分された量であるから、もちろん個性がある。それにもかかわらず、偏波特性が似ているということは、ダストの性質の理解を深め、より精緻な星間物質の物理学を構築するための足掛かりとなるだろう。

## 今後—まとめにかえて

本稿は昨年、私たちが出版した、論文 [22] にもとづき、大質量星や星団形成の場であるハブ・フィラメント系におけるガスの進化において磁場と乱流の寄与が大きいことを述べた。とりわけ、サブフィラメントの磁場の向きは先端から根元にかけて変化し、根元に向かうほど磁場の寄与が大きくなる傾向をみつけた。これらの解釈は、私たちの偏波観測をひとまず矛盾なく説明する。

しかし、その解釈にどれほど一般性があるかは多角的に吟味しなければいけない。具体的には、偏波解析だけでなく、分子輝線をもちいた速度場の詳細な調査を多数の星形成領域で行う必要がある。もちろん、より高い空間分解能で磁場構造を調べることも、重要な方向性のひとつである。理論シミュレーションとの比較も、もっと踏み込んで行えば、物理プロセスへの理解が深まることはいうまでもない。具体的には、フィラメントに沿った、磁場の向きのゆらぎや柱密度の変化を精度をあげて調べ、理論予測の検証に取り組むことが鍵となろう。その試みとして、私たちは次の一歩を踏み出した。最優先課題は、現在も進んでいる観測から個々の領域を徹底調査し、それらをふまえたデータの総合的な解析である。また、JCMTでの新たなラージプログラム SURFING による、フィラメントの速度場の探究にも着手した。

## 謝 辞

この研究を支えてくださった、すべての皆さんと共著者の皆さんに深く感謝いたします。科研費やクラウド・ファンディングを通じてのご支援もいただきました。国立天文台の岩崎一成さんには、本稿準備にあたり、共同研究者としてだけでなく、天文月報編集委員会委員としてもひとかたならぬお世話になりました。ここで紹介したデータは、国立天文台の天文データセンター (ADC)

の共同利用計算機群で納得いくまでくりかえしたテストの結果、得られたものです。ADCの共同利用がなければ完遂できなかった研究です。東アジア天文台JCMTでの観測にあたって、国立天文台ハワイ観測所の歴代所長の皆さんから有形無形のご支援を賜りました。マウナ・ケア山での天文学研究の機会をくださった、ハワイの皆さま、ありがとうございます。

## 補 遺

図5の解析において、“なぜ、ヴィリアルの話？”と訝しまれた読者がいらっしやるかもしれない。星を形成しうるガスにおいて、自己重力ポテンシャル・エネルギー  $\Omega_G$  と拮抗するものとして、ガスの熱エネルギー  $T$ 、乱流や回転などによる運動エネルギー  $K$ 、磁場のエネルギー  $M$ 、外圧によるエネルギー  $\Pi$  がある。ビリアル定理を星形成ガスに適用すると、 $0 = \langle \Omega_G \rangle + 2\langle K \rangle + 2\langle T \rangle + 3\langle \Pi \rangle + \langle M \rangle$  であり、右辺は各エネルギーの長時間平均の和である。これは運動方程式から導出されたもので、ゼロになった左辺の正体は、ガス塊の慣性モーメント  $I$  の時間2階微分の長時間平均、 $\langle 1/2 \ddot{I} \rangle$  だ。

長時間平均を測定するには、我々の人生は短すぎる。そこで右辺各項を「今の値」で置き換え、その和を評価してもよからう。本文中の但し書き“ヴィリアル質量に対応”は、仮に「熱運動だけで、“この瞬間、ヴィリアル平衡” ( $0 = \Omega_G + 2T$ ) にあるとしたら、支られる最大質量はいくらか」ということだ。

観測にもとづき、右辺の和を評価することは難しい。そこで、右辺各項および何れかの和と  $|\Omega_G|$  の比から、どの力が優勢かを調べる方針をとった。ところが図5では、エネルギー比ではなく、線密度比で議論している。フィラメントを動径密度分布だけをもった円柱状ガスとして扱い、「自己重力に抗して、 $\bigcirc\bigcirc$ で支えられる、計算上の最大線密度」同士の比の評価は、エネルギー比

の評価と等価だからである。これらの比は、“ヴィリアル・パラメーター”と呼ばれている。ヴィリアルの本来の意味とは大きく異なるが、発想の出発点はヴィリアル定理にあるからだろう。

## 参考文献

[1] André, P., et al., 2014, Protostars and Planets VI, 27  
 [2] 福井康雄, 2015, 天文月報, 108, 328  
 [3] Schneider, N., et al., 2012, A&A, 540, L11  
 [4] Kumar, M. S. N., et al., 2020, A&A, 642, A87  
 [5] Peretto, N., et al., 2014, A&A, 561, A83  
 [6] Hennemann, M., et al., 2012, A&A, 543, L3  
 [7] Kirk, J. M., et al., 2013, MNRAS, 432, 1424  
 [8] Peretto, N., et al., 2013, A&A, 555, A112  
 [9] 町田正博, 2012, 天文月報, 105, 262  
 [10] 杉谷光司, 2020, 天文月報, 113, 401  
 [11] 永井智哉, 1999, 天文月報, 92, 354  
 [12] 海部宣男・劉彩品, 2015, 天文月報, 108, 328  
 [13] 林正彦, 2015, 天文月報, 108, 464  
 [14] Ward-Thompson, D., et al., 2017, ApJ, 842, 66  
 [15] Chibueze, J. O., et al., 2014, ApJ, 784, 114  
 [16] Shimajiri, Y., et al., 2019, A&A, 632, A83  
 [17] André, P., et al., 2016, A&A, 592, A54  
 [18] Arzoumanian, D., et al., 2011, A&A, 529, L6  
 [19] Arzoumanian, D., et al., 2019, A&A, 621, A42  
 [20] André, P., et al., 2019, A&A, 629, L4  
 [21] Andersson, B. G., et al., 2015, ARA&A, 53, 501  
 [22] Arzoumanian, D., et al., 2021, A&A, 647, A78  
 [23] Pattle, K., et al., 2022, arXiv e-prints, arXiv:2203.11179  
 [24] Arzoumanian, D., et al., 2022, A&A, 660, A56  
 [25] Roy, A., et al., 2015, A&A, 584, A111  
 [26] Inutsuka, S., 2001, ApJL, 559, L149  
 [27] Misugi, Y., et al., 2019, ApJ, 881, 11  
 [28] 犬塚修一郎, 2021, 天文月報, 114, 109  
 [29] 小林将人, 2018, 天文月報, 111, 589  
 [30] 竹村英晃, 2021, 天文月報, 114, 592  
 [31] 井上剛志, 2014, 天文月報, 107, 36  
 [32] 井上剛志, 2015, 天文月報, 108, 109  
 [33] Inoue, T., et al., 2018, PASJ, 70, S53  
 [34] Inoue, T., & Fukui, Y., 2013, ApJ, 774, L31  
 [35] Arzoumanian, D., et al., 2018, PASJ, 70, 96  
 [36] Fukui, Y., et al., 2018, PASJ, 70, S41  
 [37] 福井康雄, 2020, 天文月報, 113, 269  
 [38] 田中圭, 2018, 天文月報, 111, 234

[39] Tang, Y.-W., et al., 2009, ApJ, 695, 1399  
 [40] Planck Collaboration Int. XXXIV, 2016, A&A, 586, A137  
 [41] Kwon, J., et al., 2018, ApJ, 859, 4  
 [42] Doi, Y., et al., 2020, ApJ, 899, 28

## Magnetic Field of the NGC 6334 High-mass Star-forming Hub-filament Network

Doris ARZOUMANIAN<sup>1</sup> and Ray S. FURUYA<sup>2</sup>

<sup>1</sup>*Division of Science, National Astronomical Observatory of Japan, 2-21-1 Osawa, Mitaka, Tokyo 181-8588, Japan*

<sup>2</sup>*Institute of Liberal Arts and Sciences, Tokushima University, 1-1 Minamijosanjima-cho, Tokushima 770-8502, Japan*

Abstract: Molecular filaments and hubs play a key role in star formation. It is thus important to describe the physical processes leading to their formation and fragmentation into dense cores, the progenitor of stars. Here, we present new results derived from the analysis of JCMT/POL2 polarization observations tracing the magnetic field (B-field) structure of the NGC 6334 star forming region. The data reveal complex by ordered B-fields towards the filaments, the hubs, and the HII regions. The B-field rotates from being mostly perpendicular with respect to the crests to mostly parallel as the filaments merge with the star-cluster forming hubs. In the filament far ends, turbulence provides most of the support against gravity, while near the hubs magnetic pressure is more important to support gravity. These results imply that both magnetic and kinetic supports against gravity are important for the overall energy balance of this hub-filament system and its star formation activity.