

磁場ベクトルマップに基づいた 銀河の大局磁場構造に関する観測的研究

(An observational study of the galactic magnetic field structure

based on magnetic field vector maps.)

2021年3月

蔵原昂平

概要

本論文は、新しく磁場ベクトル情報の抽出手法「磁場ベクトル再構築法」を開発し、近傍銀河に適用することで銀河の各点で磁場ベクトルを決定し、銀河の大局的な磁場構造を、磁場ベクトルを基に調査したものである。特に、銀河磁場に特徴的な渦状腕に沿った磁場構造のモード数を新しく決定し、これらの新しい手法によって決定された磁場構造が先行研究と一致するかを検証し、その磁場構造の起源や銀河磁場に関する新しい知見についてまとめた。

第1章では、本研究の背景を説明するため、銀河磁場に関する一般的な知識について、特に、本論文のテーマである銀河の大局磁場の「構造」に焦点を当て記述した。銀河磁場の「構造」は系内(天の川銀河)か系外(天の川銀河以外)で調査の進み具合がとこなり、系内においては大局的な磁場のベクトルが隣り合う渦状腕で反転すること(大局的磁場の反転)が確認されている(Han 2006)が、系外銀河ではそのような反転が確認されていなかった。次に、この背景を基にした本研究の目的を述べ、最後に本論文のあらましを示した。

第2章では、本研究を遂行する具体的な手法について記述した。特に、系外銀河の幾何構造を決定し、Rotation Measure (RM) とシンクロトロン偏波面の情報を組み合わせることで磁場ベクトル情報を抽出する「磁場ベクトル再構築法」の説明を中心に記述している。この手法を使うためには観測データから偏波角の情報を抽出することが必要である。したがって、本研究では偏波の解析が必要であるため、基礎的な偏波の解析方法についても記述した。磁場の構造の情報だけでなく強度についても議論を行うため、磁場強度を算出する具体的な方法についても記述した。

第3章では、先述した「磁場ベクトル再構築法」を適用するデータについて記述した。本論文では5天体を研究対象銀河としたため、それぞれの基礎的な情報をまとめた。追加情報として、各天体の先行研究を整理し、銀河や磁場の構造に関するものを記述した。また、用いたデータは波長4.8GHz(Cバンド)、8.4GHz(Xバンド)帯の連続データである。研究対象の近傍銀河NGC6946, NGC3627については、干渉計と単一鏡のデータを組み合わせた解析済みのデータを協力者からいただき、NGC4254に関してはNRAO Science Data Archiveから干渉計のデータを取得し利用した。

第4章では、結果として磁場ベクトルマップを示した。磁場ベクトルマップは、本論文で世界的に新しく得られた結果である。磁場ベクトルマップを得る際には、前景のRMを評価する必要があるため、C・Xバンドの偏波マップから算出されるRMマップについては、その頻度分布をガウシアンでフィッティングし前景を評価した。本論文中には偏波マップ、RMマップ、RMヒストグラム、速度場マップ、磁場強度動径分布を示した。

第5章では、解析した3天体の大局的な磁場構造に関する定量的な評価を行なった。まず、系外銀河においても大局的磁場の反転があるかどうかの議論を行った。磁場ベクトルマップベースで螺旋に沿った磁場の構造があることが確認でき、かつ、Phase diagramから隣り合う螺旋に沿った構造で磁場ベクトルの向きが約180度異なることを示した。また、各銀河の各半径におけるAzimuth方向の磁場ベクトルの反転を数えることで大局磁場のモード数を推定した。推定した磁場モードは複数の磁場モード数が混在していることが確認され、これはRMや偏波角から磁場構造を推測した先行研究ともよく一致している。また、観測的に磁場のモード数(m_B)と渦状腕のモード数(m_D)が $m_B : m_D = 1 : 2$ の関係になっていることを示し、これは、近傍銀河の磁場構造がパラメトリック共振(Chiba and Tosa 1990)で説明されることを示唆している結果を得た。

第6章では、各章をまとめる形で本論文を総括した。本論文では、磁場ベクトルを基に系外銀河の大局的な磁場構造を調査し、系外銀河においても大局的磁場の反転があることを発見し、そのモード数は単調ではなく複数のモードが1つの銀河に混在しており、銀河の幾何学的構造との関係が示唆される結果を得られた。

Contents

1	はじめに	4
1.1	銀河磁場	4
1.2	銀河の大局磁場構造	7
1.2.1	系内	8
1.2.2	系外	9
1.2.3	起源	15
1.3	本研究の目的・アウトライン	18
2	方法	19
2.1	偏波の補正	20
2.1.1	D-term 補正	20
2.1.2	左右位相差の補正	26
2.2	偏波情報の抽出	29
2.2.1	偏波強度・偏波角	29
2.2.2	Rotation Measure	31
2.3	Faraday screen・偏波解消	32
2.4	磁場ベクトル再構築法	34
2.5	エネルギー等分配を仮定した磁場強度	39
3	データ	40
3.1	対象天体	40
3.1.1	NGC6946	40
3.1.2	NGC3627	43
3.1.3	NGC4254	46
4	結果 (各マップ)	48
4.1	NGC6946	48
4.2	NGC3627	51
4.3	NGC4254	54
5	考察	57
5.1	星渦状腕間での磁場の反転	57
5.1.1	磁場ベクトルの角度、ピッチ角、銀河方位角の定義	57
5.1.2	磁場ベクトルのピッチ角	57
5.1.3	Phase diagram	60
5.2	大局磁場のモード数	62
5.2.1	これまでの磁場モード数推定方法	62
5.2.2	磁場ベクトルの方位角変化	66

5.2.3	磁場ベクトルの反転に基づくモード数の推定	71
5.3	前景 RM/銀河のインクリネーション	87
5.4	星渦状腕との関係	87
6	まとめ	91
AppendixA	VLA データのみ (0 基線データなし) の場合の磁場ベクトル構造	99
A.1	NGC6946	99
A.2	NGC3627	106
AppendixB	磁場ベクトルデータ	111
B.1	NGC6946	112
B.2	NGC3627	122
B.3	NGC4254	125
AppendixC	磁場ベクトルマップ作成方法	129

1 はじめに

磁場は宇宙に普遍的に存在し、例えば、我々の住んでいる地球などの惑星や太陽、そのほかの恒星、星間空間中のガス雲、銀河、降着円盤、活動銀河核、銀河団など様々な天体に付随していると考えられている (Akahori et al. 2018; Han 2017; Beck et al. 2019)。一般的な棒磁石やネオジム磁石は数百 G~数 T (1T = 10000G) であるのに対して、地磁気で数 G 程度、銀河で数 μ G 程度であり、宇宙空間に存在する磁場は我々の普段の生活で感じている磁場よりとても弱い。

このような磁場が、宇宙で観測されると、まずその起源に注目が集まる。このような宇宙磁場の起源は、天体磁場の初検出である太陽黒点の磁場の発見 (Hale 1908a) が示唆されてから、近年まで詳細な理解には至っていない。Hale (1908a) では、Hale (1908b) で報告されている $H\alpha$ の写真から検出された太陽黒点周りの渦構造の発見に基づき、太陽黒点の分光データを取得したことでスペクトル線の分裂を発見し、この分裂がゼーマン効果によって見られる可能性を示唆した。これらによって、太陽黒点に磁場が存在していることを初めて指摘し、その起源に関する調査がこれを機に進むことになった。

太陽以外では、星が放射する偏波の検出から天の川銀河における磁場の存在が示唆されている (Hiltner 1949; Hall 1949)。このような偏波は、非球形のダスト粒子が整列し、その非球形な形から偏波が選択的に吸収/再放射することによって偏波が検出されると考えられている (Lazarian 2007)。このダスト整列のメカニズムには、デービス-グリーンシュタイン機構があり、これは、ダスト粒子の整列に磁場が寄与しており、偏向角と磁場の向きが相関を持っていることを示唆している (Davis and Greenstein 1951)。

これら磁場の起源として、2つのシナリオがよく取り上げられ、(1) 原始磁場の保存と (2) ダイナモなどの天体物理的プロセスによるものである。後者はしばしばダイナモがよく取り上げられるが、タネ磁場を生成しうるピアマンバッテリー効果なども含まれる。今日では、太陽のような星の磁場は、対流や差動回転によって駆動される星内部のダイナモによって生成されると解釈されている (Güdel 2020)。また、星や惑星の磁場は、偏波観測によって示されるように、その周辺の大局的磁場とその星の磁場の向きが揃っていることなどから、形成時の原始磁場が保存されていると考えられるようになってきている (Han 2017)。

1.1 銀河磁場

本研究では銀河の磁場に注目する。銀河の磁場もまた、その起源などについては明確な理解が得られていない。宇宙は完全なる真空ではなく、希薄なガスが広がっており、また、部分的に電離し、イオンと電子になっている。一般的に、磁場中の電離ガスは荷電粒子にローレンツ力が働くため運動が制限される。また、中性ガスの塊は磁場と相互作用はしないが、一部が電離し荷電粒子になっている場合、その荷電粒子と相互作用をするため、やはりある割合で磁場に沿って運動する。したがって、電離ガスの満ちている宇宙空間において、磁場は主要な作用因子である。

銀河スケールの磁場の起源についての理解は十分ではなく、先述した2つのシナリオのうちどちらなのかは決着がついていない。銀河の磁場については基本的な4つの疑問が未解決であることが Han (2017) や Beck et al. (2019) で報告されており、それらのうち根本的なものは次の2つであると考えられる。まず (1) 磁場の強度はどの程度であるのか、次に (2) 磁場の構造はどのようなものであるのか、

である。これらの疑問は、先述していた磁場の起源を考える上でも重要な情報であり、ビアンバッテリー機構によって生成されるタネ磁場から、ダイナモによって維持・増幅された磁場などは、局所的な磁場を説明しうるが、大局的な磁場になりうるかどうかははっきりしていない。一方で、偏波観測から示唆されているように銀河には大局的な磁場構造が発見されており、このような大局的な磁場の起源については、より詳細な理解が必要である。

様々なスケールの磁場を測定する方法には、ゼーマン分裂を使ったもの、可視光の偏光を使ったもの、電波の偏波を使ったものなどが存在している (Han 2017)。これらに共通しているのは、いずれも偏波を用いた観測であることである。ゼーマン効果では、2 偏波での周波数の差から、磁場強度がわかり、その強度比から磁場の方向が推定可能である。しかし、この周波数の差は磁場強度に依存するが、その熱的な線幅の広がりに対して非常に微量であるため、検出が難しい。

可視光の偏光は、星からの放射である場合が多く、星の偏光または偏光された熱ダスト放射に起因する。これらは、視線に垂直な面での磁場成分を表しており、磁場によって整列された非球形のダスト粒子による選択的吸収によって偏光され、その長軸は磁場に垂直であるため、可視光の偏光角は磁場に対して平行になる。一方で、整列したダスト粒子の温度は数十から数百ケルビンであり、ミリメートル、サブミリ、または遠赤外線検出可能な偏光を放射する。この放射は、ダスト粒子の長軸に沿って再放射されるため直線偏光であり、観測される放射の偏光角は磁場に対して垂直になる。

電波の偏波は、シンクロトロン放射による磁場の研究が盛んである。このシンクロトロン放射は磁場と相互作用する宇宙線電子から発生し、磁場に垂直に直線偏波されているため、観測される偏波角は磁場に対して垂直になる。これは、観測されるビーム内での揃った磁場成分が偏波として観測されるが、実際には、ほとんどの領域において磁場は揃っておらず、小規模な不規則な磁場と大局的な揃った磁場の合計が観測させることになる。小規模の不規則な磁場で生成された放射は、全体の強度 (Stokes I) に寄与し、大局的な磁場は偏波強度に寄与する。さらに、これらの偏波は、放出源から私たちに到達するまでに通過した領域のプラズマによりファラデー回転の影響を受ける。偏波から磁場の向きを推測する場合は、このファラデー回転を補正する必要がある。

ファラデー回転とは、偏波が磁化プラズマ中を通ると偏波面が回転する現象のことである。回転量に影響を与える要素は主に二つあり、それは磁化プラズマ中の視線に平行な磁場強度 (向き込み)、と熱電子密度である。同じ磁化プラズマ中を通ってきた偏波は観測する波長によって回転量が変わる。この回転量をファラデーローテーションメジャー (RM) とよぶ。RM は、以下の式でかける。

$$RM = \frac{\phi(\lambda_2) - \phi(\lambda_1)}{\lambda_2^2 - \lambda_1^2} \quad (1)$$

$$= 8.12 \times 10^5 \int_{source}^{observer} n_e B_{||} dl [\text{rad}/m^2] \quad (2)$$

ここで、積分の単位は pc である。また、式 (2) の定数は電子の電荷 e [C]、質量 m_e [kg]、光速 c [ms^{-1}]、真空の誘電率 ϵ_0 [Fm^{-1}] が関係しており、 $\frac{e^3}{8\pi^2 c^3 m_e^2 \epsilon_0} \doteq 8.12 \times 10^5$ である。また、 n_e は熱電子密度 [cm^{-3}]、 $B_{||}$ は視線に平行な磁場強度 [μG] である。ファラデー回転は、同じ熱電子密度のプラズマで、かつ、観測波長が同じ場合、偏波の回転量はプラズマの磁場強度によって決まる。ここでいう磁場強度とは、視線に垂直な成分のみで正負を考える。磁場強度の絶対値が大きければ大きいほど回転量は大きくなり、RM の絶対値も同様に大きくなる。また、磁場強度の絶対値が同じで向きだけ異なる場合、回転量は同じであるが回転する向きが異なり、RM の符号が磁場の向きに応じて異なったものになる。ま

た、同じ熱電子密度・磁場強度(方向込み)のプラズマで、かつ、観測波長が異なる場合、偏波の回転量は観測波長に応じて変わる。波長が長い電波ほど回転量がおおくなる。これらの性質をもちいて、天体から我々の間の空間についての磁場の情報を入手することができる。

銀河の大局的な磁場を調査する場合は、ガスからの放射を用いることが多い。銀河の磁場は、Brown and Hazard (1951) によるアンドロメダ銀河からのシンクロトロン放射の検出が初めての磁場の検出と言える観測結果である。この観測では、72 MHz と 158.5 MHz の電波観測であり、ビームは固定したまま日周運動によってスキャンする観測方式が取られている。合計 100 – 200 時間の観測であり、赤緯を変えていくつかのスキャンを行なっている。赤経が 0 h 40 m を中心に強度のピークが見られ、M31 からの放射が検出されている。

その後、磁場研究に有用である偏波の検出には、望遠鏡の高感度化と受信機の両偏波受信化が必要であり、Brown and Hazard (1951) によるアンドロメダ銀河からのシンクロトロン放射の初検出から約 10 年後の 1962 年に天の川銀河から始めて検出された (Westerhout et al. 1962)。この観測では 408 MHz の周波数の電波を検出しており、天球面上で広い領域を走査的に観測を行なっている。また、同時期に天の川銀河の RM の初検出も報告されている (Wielebinski and Shakeshaft 1962)。

系外銀河の偏波初検出は 1972 年の M51 からの放射が初検出であり、ウェスターボーク電波望遠鏡で 1415 MHz の偏波を検出している (Mathewson et al. 1972)。Mathewson et al. (1972) では、M51 のマップにおいて、明るい(可視)渦状腕に沿って強い電波が検出され、ダストレインとほぼ一致する 2 本の電波渦状腕が発見された。M51 からの電波放射強度の半分以上がこれらの電波腕に含まれており、特に、偏波は電波腕で検出され、その偏波の起源がシンクロトロンメカニズムによるものであることを示唆している。偏波面の分布は一見無秩序に見られるが、単一の周波数での観測のため、ファラデー回転の影響を受けている偏波面からは、磁場の構造についての情報は得られなかった。また、この偏波の初検出は、星の渦状腕によるガス圧縮領域のものと一致しており、この時期、銀河の渦状腕構造を説明する理論として活発に議論中であった密度波理論と一致する観測であった。また、渦状腕上にいくつかの点源的放射が検出され、そのすべてが HII 領域をとっており、そのうち一つは直線偏波が検出されているため、超新星残骸の候補として取り上げられた。また、同様の論文の中では天の川銀河、M31、M33、および LMC の他の高解像度電波観測結果との比較から、M51 が比較的強力なコア、ディスク、渦状腕の要素を持っていることを示しており、M31 や天の川銀河の渦巻腕からの放射が弱い原因は、これらの要素が弱いためと考えられた。

また、M51 に続いて、1978 年には Mathewson et al. (1972) において放射強度が弱い原因が述べられていた M31 からの偏波の検出に成功した (Beck et al. 1978)。Beck et al. (1978) では、M31 の一部に領域を絞った高感度観測を Effelsberg 100m 望遠鏡で行なっている。観測波長は 11cm であり、検出した偏波の偏波率は 20% 程度であった。そのうち、明るい領域は M 3 1 の渦状腕部に付随しており、偏波面から推測される磁場の向きは、渦状腕によく沿っていた。これは、11cm という比較的高めの周波数を使っていたため、RM による回転が少なかったことなどが要因であると考えられる。また、天の川などによる前景の RM も小さかったことも偏波検出の要因になっていた。この、渦状腕によく沿った構造は、大局的なダイナモの作用が存在することを示唆した。

これら、最初の銀河磁場研究から、数多くのスターバースト銀河がさまざまな電波望遠鏡でマッピングされ、干渉計を用いた高解像度の電波全強度および偏波の観測と、広がった放射をカバーする単一鏡のデータを組み合わせた観測結果は、より詳細に議論が進んで来た。また、シンクロトロン放射は、磁場が存在することを示し、磁場と宇宙線の間のエネルギー密度の等分割を仮定すると、全磁場強度を推

定することができる。これは、観測される磁場強度とダイナモなどを用いた理論との比較に有用であり、その空間分布などを比較することが重要な課題である。そのため、偏波は 100 を超える銀河で発見されているが (Beck et al. 2019)、RM の検出には複数の周波での偏波観測と高い空間分解能が必要であり、十分に詳細なデータが入手できた天体は約 20 個程度である (Beck et al. 2019)。

1.2 銀河の大局磁場構造

銀河の大局的磁場は銀河の (可視) 渦状腕によく沿っている。また、揃った磁場とは別に、ランダムな磁場も存在している (Haverkorn, 2014)。銀河磁場は銀河円盤に限ったものではなく、銀河ハロー部分にも磁場がある。ハロー磁場は、X 字型をしていることで知られている。

Beck et al. (2019) では、過去観測されたアーカイブデータを用いて、近傍の渦巻き銀河の磁場のさまざまな特性についてまとめている。特に大局磁場の構造に関しては、磁場の反転は、ファラデーローテーションメジャー (RM) の符号の反転として観察され、これまでの系外銀河の研究では銀河中心領域と銀河外縁部で磁場の向きが異なるような反転の存在が示唆されてきた。この反転は銀河の回転によって特徴付けられ、銀河中心領域では急激にその回転速度が変化するため、外縁部との構造が異なると考えられている。銀河中心領域は銀河円盤だけでなく、バルジなどの影響も含まれるため、円盤部とは磁場構造が異なる。また、銀河円盤において、後述するような星の渦状腕ごとの磁場の反転が確認されているのは天の川銀河のみである。

現在考えられている磁場の反転には複数の種類があり、(1) 銀河面を挟んでハロー方向の磁場の反転、(2) 渦状腕やインターアームでの反転、(3) 銀河の内縁と外縁での磁場の反転、(4) ハロー内での磁場の反転などが確認されている。(1) に関しては、天の川銀河で観測されており、全天の RM マップから示唆されている。(2) に関しても、天の川銀河で観測されており、パスサーの RM から、天の川銀河各店で決められた磁場の情報を元に考えられている (Han et al. 2006)。(3) に関しては、複数の系外銀河で観測されており、IC342, M31 などでは RM のマップから決められた磁場の配置が中心部分と外縁部分で反転していることが報告されている (Beck 2015; Beck et al. 2020)。また、系外のエッジオン銀河についてもほぼ同様の手法で研究されており、同様の反転があることが示唆されている (Stein et al. 2019)。(4) に関しては、NGC4631 で観測されており、RM の分布から示唆されている (Mora-Partiarroyo et al. 2019)。また、本研究と同様の手法をエッジオン銀河に適用した松永修論 (2016, 鹿児島大学) でも同様の結果が得られている。

観測だけではなく、磁場の構造・増幅については磁気流体シミュレーションを使った研究も多数されている。Dobbs et al.(2016) では、3D smoothed particle magnetohydrodynamics (SPMHD) を用いたスパイラルポテンシャル中での磁場の進化に関する研究がなされた。そこでは、スパイラルショックをまたいで速度ジャンプが 20 km/s より大きくなった場所で磁場の反転が起こることを発見した。典型的には磁場の反転は inner Lindblad resonance (ILR) 部分で起こるとされている。Dobbs et al.(2016) では、初期磁場はトロイダルな磁場構造を与えており、その強度は $0.1\mu\text{G}$ 程度である。これら磁場の反転はスパイラルポテンシャルが強ければ強いほど、反転が起こる時期は早いことが報告されている。しかし、観測的な先行研究との比較では、磁場の反転は見つかったが増幅が十分ではないと結論づけている。また、Khoperskov & Khrapov(2017) では、色々な初期スパイラルポテンシャル・磁場強度をもつ磁気流体計算を行っている。Khoperskov & Khrapov(2017) では、磁場は銀河ガスの分布を変えないことを示し、また、磁場のスパーク構造から磁場の反転が起こることを示唆した。また、磁

場強度はガスの速度分散と関係しており、強い磁場はガスの速度分散を小さくする働きをもつ。結果的に、磁場の構造とガスの構造は似たものになっており、磁場強度はインターアーム部分よりアーム部分の方が強いことが示された。また、反転磁場やランダムな磁場は弱く全体の数十%であることもわかった。磁場の増幅は圧縮によるものであり、腕によって磁場を外縁部まで輸送できることが示唆された。Moss et al.(2013) では、平均場ダイナモモデルを用いて 2D シミュレーションを行っている。超新星爆発などの影響も反映させており、そこからは、磁場構造は数百 Myr で変わるということが示唆されている。磁場のスパイラルは大スケールダイナモによって形成されるが、小スケールの磁場の変化にとっても敏感であることがわかった。大スケールの磁場だけに限れば、アーム部分よりインターアーム部分で強いことが示唆された。

銀河円盤の大局的磁場構造は代表的に 4 つ程度考えられており、① Ring、② AxiSymmetric Spiral(ASS)、③ BiSymmetric Spiral(BSS)、④ Multi-Symmetric Spiral(MSS)、に分類される (図 1)。この内、Ring は最もシンプルな磁場構造であり、銀河中心を中心とした円に対して常に磁場の角度が平行であるため磁力線は銀河面内で閉じている。一方、ASS は銀河中心に向かう磁場のみ、または、銀河中心から外に向かう向きの磁場のみであるため、磁力線は銀河面内で閉じない。BSS、MSS は磁力線が銀河面内で閉じるかどうかは自明ではない。また、銀河の磁場 (構造) の起源として初期磁場の巻き込みを考える場合は、その磁力線は銀河面に存在するが円環では閉じないことが予測される。

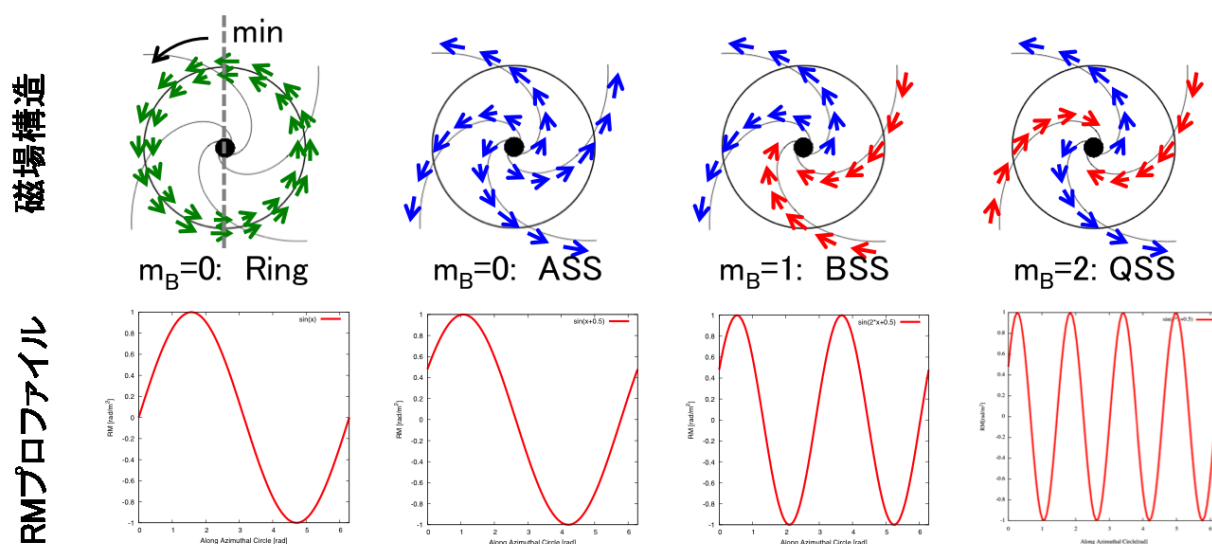


図. 1 銀河円盤の大局的な磁場構造

1.2.1 系内

我々の所属する天の川銀河について、磁場構造が調べられており、代表的なものに Taylor et al. (2009) や Han et al. (2006) がある。

Taylor et al. (2009) では、全天の RM マップから、ハローや銀河円盤の磁場構造について示唆が得られている。銀河面の部分を抽出し、その銀経分布をモデルフィッティングすることによって磁場の構造に制限がつけられている。また、ハロー方向の成分からは、銀河面を挟んで磁場の向きが逆転しているような構造も見られ、そのモデル化などの研究も進んでいる。

Simard-Normandin and Kronberg (1980) では、銀河系外の偏波限を用いた RM の大局的なサンプルを用いた分析を行っており、銀河内の大局的な磁場の存在をより明らかにし、その構造の居着いて議論がなされている。射手座の腕またはその近くで磁場の向きが反転する、BSS モデルで説明できることが示唆されている。

Taylor et al. (2009) では、NRAO VLA Sky Survey (NVSS) というサーベイデータを再分析することにより、37,543 の偏波源に対する RM 値を導き出し、これを用いて磁場構造の研究がなされている。これは、Simard-Normandin and Kronberg (1980) の 555 個の偏波源に対して劇的に偏波源の個数を増やすことに成功しており、また、Taylor et al. (2009) の RM カタログでは、天球面の 82% をカバーしており、平均して 1 平方度あたり 1 つ以上の RM データ点を実現している。作成された RM マップからは、RM に構造があることが示唆されている。振幅が 100 rad m^{-2} 程度の大局的な RM の構造が、銀河面から垂直に数十度に渡って伸びており、振幅が約 10 rad m^{-2} の構造は、比較的高緯度まで伸びている。銀河極方向での RM は南銀極北銀極ともに RM が正であり、銀河のハロー内のポロイダル磁場が銀河面を通して磁場の向きを反転させていることを示しており、RM の値から推測される磁場強度は数百 nG であると示唆されている。銀位方向には、銀河面に対して対称な RM 構造がみられ、この変動は、銀河面に平行な非対称のハロー磁場成分でよく説明できる。Oppermann et al. (2012) では、WMAP(Wilkinson Microwave Anisotropy Probe) のデータを用い、統計的に等方性で均一なフィールドのマップとパワースペクトルを再構築するアルゴリズムを使用し、Taylor et al. (2009) で欠けていた領域のデータを再構築し組み合わせることで全天の構造を議論している。

また、全天の系外偏波源を持ちいた RM 構造の研究の他に、パルサーを用いた系内の磁場構造を推定する研究もある (Han et al. 2004, 2006)。パルサーを用いる場合は、その磁場構造に関して、近くのパルサー同士の RM の差を取ることで視線に積分されたものではなく、パルサー間の領域の RM を決定できるため、銀河各点での磁場の情報が獲得でき、より詳細な構造を議論することが可能である。

Han et al. (2004) では、天の川銀河の円盤の約 3 分の 1 に相当する領域に分布する 490 個のパルサーのペアを用いて、0.5~15 kpc のスケールにわたる銀河星間磁場の空間エネルギー Spektrum を導出している。このエネルギー Spektrum では、平坦な Spektrum が得られ、0.03~100 pc のスケールにわたる磁気エネルギー Spektrum の導出を延長する形で、磁気 Spektrum がより大きなスケールでより平坦になることを示した。

また、同様のデータを用いて Han et al. (2006) では、天の川銀河の大局的な磁場を 3 次元的に調査している。太陽より内円の渦状腕の大局的な反時計回りの磁場の明確な証拠と、ペルセウス腕の反時計回りの場を発見している。また、太陽近隣を含む腕間 (インターアーム) 領域では、大局的な磁場が時計回りであることを示唆しており、天の川銀河の大局的な銀河磁場は、渦状腕の境界で反転する四重極対称 (QSS) 構造を持っていることを示唆している。また、この大局的な磁場強度は銀河中心に向かって増加し、平均値は太陽近傍で約 $2 \mu\text{G}$ 、銀河中心半径 3kpc で $4 \mu\text{G}$ であった。

1.2.2 系外

系外銀河でも、多くの銀河についてその磁場構造について調査がなされている。Berkhuijsen et al.(2016) によると近傍銀河 M101 では、磁場の角度は概ね (可視) 渦状腕によく沿っており、磁場強度は揃った磁場に対しランダムな磁場の強度が優勢であることが報告されている。ランダムな磁場は星形成率 (SFR) と相関がある。また、NGC628 についても、JVLA と Effelsberg で 2.6GHz、8.35GHz の高感度観測を行った結果、パーカー不安定性を示唆する RM のパターンを発見した。NGC628 では磁

場の角度は(可視)渦状腕の角度とぴったりとは合わず磁場でみられる渦状腕のピッチアングルのほうが(可視)渦状腕より大きい結果が見られた。このズレは磁場の向きとガスの流れがうまくカップリングせずに磁場だけ動径方向成分を獲得していることを示唆している。また、このピッチ角のズレに関して、Beck et al. (2020) ではみている磁場の成分が異なることが示唆されており、M31 での RM で見る磁場のピッチ角は(可視)渦状腕のものとよく一致し、一方で、偏波角から推測される磁場のピッチ角は(可視)渦状腕の物よりも大きいことが報告されている。Beck. (2015) では IC342 という銀河についての偏波観測の結果を示しており、磁場強度、偏波率、RM、Faraday Depolarization、に関する詳細な調査が行われている。IC342 では、偏波角と RM が北の腕に対してシステムティックに変化していることを発見し、パーカー不安定性によってねじられ浮上した磁気チューブの存在を示唆している。

また、天の川銀河同様、ハロー構造にも磁場があることがエッジオン銀河の観測から示唆されている。Edge-on に見える近傍銀河の電波偏波観測は銀河面に近い磁場が一般にはディスクと平行になっていることが報告されている (Dumke et al. 1995)。いくつかのエッジオン銀河では、銀河面から離れていくほど磁場の銀河面に対する角度が増加し、半径が大きいほど垂直成分が大きくなるような、X 字形の磁場が観測的に発見されている。X 字形の磁場パターンの観測はハローでの磁場の起源を理解することに重要であり、この磁場はディスクからの outflow により円盤起源であると考えられることが多く、円盤でのダイナモと outflow によるモデルによって観測されているほぼ全てのエッジオン銀河の磁場構造が説明可能である。

銀河面の磁場構造に関して、異なる磁場構成は異なる RM の空間分布を与えるため、ファラデー回転からその磁場構造を推測する方法がある。一般的に、銀河は最大で数十 rad m^{-2} の振幅を持つような RM 分布を持つ。これを観測するためには、RM を数 rad m^{-2} の精度で観測する必要があり、前景の RM もこの精度で推定して差し引く必要がある。

Tosa and Fujimoto (1978); Sofue et al. (1985) では、このように RM の変化を用いて磁場構造を推定する方法を提案し、実際の銀河へ適用した例を示している。Sofue et al. (1985) では、磁場構造が Ring 構造、BSS 構造になっている場合を想定して、銀河の長軸に沿って RM がどのように変化するかを示している。この方法では、銀河円盤に張り付いたような磁場を考え、それが銀河の幾何学構造と関連して視線成分が変わることにより RM も変化することを用いている。したがって、銀河固有の RM は数十 rad m^{-2} である場合、最大値はこれに銀河のインクリネーションを考慮して $\tan i$ 倍程度になる。Sofue et al. (1986) では、銀河の長軸に沿った RM の変化に加えて、方位角方向の RM の変化についても述べられている。図 1 に示すように、各磁場構造に対して RM の方位角方向の変化が示されており、観測的にわかる RM のプロファイルから磁場ベクトルの構造が推定可能である。

また、天の川銀河と同様に、背景の偏波源を用いることで対象銀河の磁場構造を推定する方法も検証されており、Han et al. (1998) によって M31 の背後にある 21 の偏波電波源を用いた M31 の磁場構造に関する研究がなされた。Han et al. (1998) では、1.365GHz と 1.652GHz の観測から RM を決定し、ディスクの大局的磁場が、中心から約 5kpc から 25kpc まで存在していることを示しており、また、C・S バンドでの偏波観測から得られた RM は、M31 のハローに弱いポロイダル磁場を持っている可能性があることを示唆した。これらの結果から、ハローを含めて四重極的な磁場構成が M31 の観測されるハローの RM をよく説明できることを示唆した。

また、Gaensler et al. (2005) によって、LMC(Large Magellanic Cloud) の背景にある 240 の電波源を用いて RM を観測し、LMC の軸対称な磁場構成を、RM の方位角方向プロファイルを調べることで発見している。これは、LMC に大局的な磁場が存在することを示しており、天の川や小マゼラン雲と

の繰り返しの衝突によって、小スケールのダイナモが駆動すると予測され、このような小スケールの構造から大局的な磁場を説明するためには、宇宙線駆動のダイナモなどが挙げられる。これは、超新星活動によって相対論的粒子が大量に生成されることにより、これらの粒子の浮力によって、磁気ループをディスクから浮上させることによってダイナモが進むようなモデルである。形成される磁気ループは再結合し、差動回転によって増幅されて大局的なスパイラルフィールドを生成したと考えるのが LMC の大局的な磁場を説明するためにはもっとも一致することが示唆されている (Gaensler et al. 2005)。この LMC の磁場構造は Mao et al. (2012) によって前景 RM の再評価が行われ、これにより、M31 のように LMC 大局的な磁場構造が四重極的な形状を持っていることを示唆した。

このように、目標天体の背景にある偏波限を用いた RM から、銀河の磁場構造を推定可能である。これは、対象天体からの偏波強度が検出に十分でない場合でも、磁場構造の議論が可能である点に利点があるが、この手法には前景の評価などが大きく寄与することに注意が必要である。また同様に、RM による磁場推定は $H\alpha$ の画像から電子密度分布を導出することで、RM から磁場のみの情報を抽出する場合があるが、この電子密度分布の推定にも結果が大きく依存することに注意が必要である。

Tosa and Fujimoto (1978) では初めて系外銀河で偏波が観測された M51 に RM の構造を調査することで磁場構造を調査しているであり、上述した RM の方位角変化を見ることで、その構造を推定している。Tosa and Fujimoto (1978) では、2 周期の三角関数で RM の長軸方向変化がよくフィットできることを示唆しており、これは双対称 (BSS) な構造の磁力線が波長 6cm および 21cm での偏波ベクトルの回転角を適切に解釈できるとしている。この BSS 構造からその起源は渦巻銀河の原始磁場の取り込みが起源として考えられることを示唆している。

また、同様の手法を M81 に適用した Sofue et al. (1980) では、渦巻銀河 M51 および M81 からの偏波を解析することで RM の位置 (方位角 or 長軸に沿った) 変動が研究されている。この論文では、RM を直接観測する代わりに、磁場構造が Ring 形状だとした時と観測される偏波角の差を見ることで RM による構造推定と同様の手法を用いている。M81 では、銀河の中心の周りの RM 分布に二重周期性が見られ、これは双対称 (BSS) 構造磁場が存在していることを示している。この構造はオープンスパイラル磁場と呼ばれ、銀河よりも大きいスケールの磁力線が、銀河形成時に銀河円盤に平行に配置されていた場合、その巻き込みで形成しうる磁場構造として考えられている。電子密度が天の川銀河と同程度だと仮定した場合、磁場強度は M51 のディスクで $5\mu\text{G}$ 程度、M81 で $3\mu\text{G}$ 程度と推定された。

つぎに、系外銀河に 2 番目に偏波が検出された M31 については、Beck (1982) においても、RM を用いた磁場構造の研究が行われている。2700 MHz での M31 からの偏波を観測しており、銀河平面内の中心から約 10kpc の距離に存在する「リング」を形成する光学アームに付随する偏波を検出している。リング内の偏波強度の変化から、磁場がそのリングに沿って並んでいることを示唆しており、その一部は偏波角が円から外れていることも発見している。また、Sofue et al. (1980) 同様に RM を直接観測する代わりに、磁場構造が Ring 形状だとした時と観測される偏波角の差を見ることで RM による構造推定と同様の手法を用いて構造を推定しており、その方位角プロファイルから磁場構造は Ring 構造であることを示唆している。

Sofue and Takano (1981) では、M31 と M33 にこの手法を適用している。M31 へはこの手法の妥当性を今一度示しており、Beck (1982) と同様に Ring 構造が示唆されている。M33 については 1.4GHz と 2.7GHz のデータを用いた RM から磁場構造を推定している。M33 の RM の最大値は 100rad m^{-2} 程度であり、2 周期の三角関数ではフィットできないが、特に銀河外縁部側の構造は 2 周期の三角関数的に振舞っており、M33 の磁場構造は双対象 (BSS) 構成であることが示唆されている。

また、同様の手法を NGC6946 に適用した Klein et al. (1982) では、初めて X バンドという 10 GHz 帯の比較的高い周波数のデータを用いて RM から磁場構造を推定している。高い周波数になると、シンクロトロン放射の放射強度は弱くなる一方で、ファラデー回転量が少なくなることから、銀河の持つ固有の磁場構造についての調査に有用である。Klein et al. (1982) では、Effelsberg 100m 電波望遠鏡の高い集光力をもちいて、10 GHz 帯の観測/偏波検出を実現している。また、100m の望遠鏡を用いていることから空間分解能もよく、ウェスターボーク干渉計の 600MHz 帯と同程度の分解能が実現でき、RM の構造をより詳細に議論する上でとても有用である。

これらの手法をまとめている Sofue et al. (1985) では、NGC253, NGC2903, IC342 について新しく磁場構造の調査結果を報告している。長軸と短軸に沿った偏波角の変化から銀河円盤内の磁場の大局的な構成を推定しており、単一周波数での議論を行なっている。Klein et al. (1982) 同様に Effelsberg 100 m 望遠鏡を使用して、10 個の渦巻銀河についての 5GHz での結果を報告している。NGC2903 の大局的磁場構造は比較的わかりやすく双対称 (BSS) 構造がみられ、IC342 は Ring 構造が見られた。NGC253 は他の 2 天体よりも振幅が小さく判定が難しいが、Sofue et al. (1985) では双対称 (BSS) 構造が見られると報告している。NGC253 については、Heesen et al. (2009) において軸対称 (ASS) 構造を持っていることが示唆されており、これは、NGC253 のインクリネーションが大きいことなども影響していると考えられ、Sofue et al. (1985) での偏波角の変化の振幅が小さかったことの説明にもなるとされている。一方で、IC342 は Beck (2015) によって X バンドから L バンドまでのデータを用いて詳細に磁場構造が調査されており、軸対称 (ASS) 構造を持っていることが示唆されており、Sofue et al. (1985) の結果と異なる結果であるが、その原因については議論されていない。

系外銀河の磁場構造研究において、上述したような RM を用いた構造推定は様々な誤差の要素が含まれている。特に、RM は視線に沿った積分値であるため、対象銀河の銀河円盤からの放射 (と RM による回転) と円盤と我々の視線に挟まれる領域にある銀河ハローによる偏波角の回転の効果を切り分けられないことがしばしば指摘される。これを考慮し、磁場と熱電子密度の多層分布を考慮し、系外銀河の揃った磁場構造を分析する方法が提案されている (Berkhuijsen et al. 1997; Fletcher et al. 2000)。

Berkhuijsen et al. (1997) では実際に、M51 について観測される磁場構造を比較的簡単な少数のパラメータで表現する方法を紹介している。これは理論と観察を比較する際に有用な情報を提供し、このようなパラメータ化は、方位角での磁場のフーリエ変換などを実行することで実現している。最も低いフーリエ成分は軸対称 (Ring or ASS) 磁場に、次に高いフーリエ成分は双対称 (BSS) モードに対応する。ただし、このようにして得られたフーリエ成分は必ずしもダイナモのモードと関連してはならず、その物理的な意味は、与えられた銀河における磁場の生成と進化のモデルを確立して考察されるべきである。また、従来の RM 解析だけでなく、銀河固有の偏波角、偏波解消データ、全シンクロトロン放射強度などから得られる他の利用可能な情報にも基づいて、大局的な磁気構造のベクトル構造を構築している。

これを実現するための M51 の多周波 (波長 2.8、6.2、18.0、20.5cm) 観測データを使用しており、視線に沿った 2 つの磁化イオン層 (ディスクとハロー) を区別することに成功している。各波長で、観測された偏波角は、いくつかの半径区間において一定の方位角間隔 (20°) で平均化され観測データと、磁場の構造を仮定して構築された偏波角の 3 次元モデルとを比較しフィッティングすることによって、M51 の各波長での磁場構造をもっともよく再現するパラメータセットをサーベイしている。波長が長いものは偏波解消 (2.3 節参照) を起こしやすく、視線に対して比較的手前の成分を見ていることに相当するため視線上の構造が分離可能であるため、銀河円盤だけでなく、ハローの構造も含めてパラメータ

をサーベイできる。この結果、M51の磁場構造は、最低2つのフーリエ成分の重ね合わせとして表すことができ、この成分は銀河のディスクとハローに相当し、それぞれの磁場が異なる構成を持っていることを示唆している。また、ハローとディスクの磁場は螺旋に沿った方向に向いており、ハローとディスクをそれぞれ内向きと外向きに向いているベクトルで構築されている。ディスクでは、軸対称と双対称の磁気モードの重ね合わせにより、観測を十分に説明でき双対称な構造は銀河内側で強く、銀河外側では両方とも同じ程度の振幅を持っていた。M51のディスクの磁場パターンは、 $r \sim 9 \text{ kpc}$ で不連続性を示しており、内側の比較的強い揃った磁場は、密度波によって励起された渦状腕のシステムで生成可能であるが、外側の比較的弱く歪んだ磁場は、伴銀河 NGC 5195 との相互作用に起因していると考えられる。

Fletcher et al. (2011) では、Berkhuijsen et al. (1997) と同様の手法を同じ M51 という天体に対して適用しているが、手法を適用したデータが変わっており、Berkhuijsen et al. (1997) では、Xバンドは Effelsberg 100m で取得したデータのみを、L,C バンドは VLA のデータのみを使用していたのに対して、Fletcher et al. (2011) では、X,C バンドでは VLA のデータに対して Effelsberg 100m のデータを組み合わせ、干渉計で問題になる広がった放射への感度がない問題を克服している。また、Berkhuijsen et al. (1997) において X バンドのデータが単一鏡観測のデータのみであったため分解能が悪かったが、干渉計のデータと組み合わせることで空間分解能を向上させることにも成功しており、その結果、200pc から数 kpc までのスケールの銀河 M51 の磁場構造を詳細に研究している。新しく得られたデータに対し、ファラデー偏波解消を考慮した RM マップを導き出し、その大局的な変動をモデル化し、磁場構造を推定している。

この結果、L バンドの電波はディスクからの放射が大幅に偏波解消されており、C バンドで観測された偏波強度の大部分は、小規模磁場によるものである必要があることを示唆し、これは M51 の磁場構造が2つ(以上)の成分から構成していることを示唆しており、この結果は Berkhuijsen et al. (1997) と一致している。また、ディスクは方位角モードの組み合わせ軸対称成分と四重極対称成分の重ね合わせによってもっともよく説明でき、ハローでは双対称成分のみが見られた。この結果は Berkhuijsen et al. (1997) と一致しておらず、その原因として、新しい C,X バンドデータの品質が高いことに起因するとまとめている。

Fletcher et al. (2011) で確認された、同じ銀河のディスクとハローに異なる磁場構造が生成される過程は明確でなく、この論文では述べられていない。いくつかの推測的な案として、NGC5195 と M51 の相互作用で異なるダイナモがディスクとハローで作動した可能性や、ハローの磁場構造は、ディスクで起こっているダイナモ過程が起源ではなく銀河が形成された原始的な磁場構造が保存されている可能性などがあげられている。また、ディスクの磁場構造がハローに移流されるが、ハローにおけるガスの速度場がディスクと異なることにより磁場構造が変えられた可能性などが考えられている。これらの可能性はすべて推測の範囲内であり、詳細な議論は M51 の磁場構造の詳細なモデリングが必要になる。

また、M51 以外にも同様のモデルフィッティングによる磁場構造推定手法は適用されており、Fletcher et al. (2000, 2004) によって M31 の磁場構造が、Fletcher et al. (2000) によって M33 の磁場構造が推定されている。M33 の磁場構造は、2本の渦状腕によって摂動されているが、軸対称構造として説明でき、ディスクの外縁部分では、内縁部分と磁場方向に反転があることも示唆されている。Fletcher et al. (2004) では L,S,C バンドのデータを用いて、M31 の磁場構造について詳細に説明されている。偏波角のモデルフィットの結果、M31 の観測データをもっともよく説明できる磁場構造は、半径 $6 \sim 8 \text{ kpc}$ では、四重極対称構造の兆候も見られているが、銀河全体的に軸対称な構造であり、その磁場のピッチ角

は $8 \sim 19^\circ$ 程度の構造であることが示された。この結果は RM で M 31 の磁場構造を議論した Beck (1982) と一致する結果である。また、磁場はすべての半径において完全に方位角成分の磁場のみではなく、動径方向成分を持っていることも示唆された。磁場のピッチ角は銀河外縁部にいくほど小さくなり $8 \sim 19^\circ$ の範囲で変化していた。また、偏波解消の分析により、ファラデースクリーンが M31 のディスクの上にあることが示唆された。つまり、大局的な磁場のスケールハイトは少なくともその熱的なガスのもと同 ($\sim 1\text{kpc}$) 程度であることが示唆され、この傾向は、ガスのスケールハイトで決まるダイナモ理論から予想されるものと一致している。M 31 の磁場は、 $r \sim 10\text{kpc}$ の程度の外縁まで広がっており、半径 7kpc 付近に明るい電波リングが確認されるが、磁場強度としては電波リングに付随するピークは見つからず、電波リングの明るさは宇宙線電子の個数密度の分布を反映していると考えられる。この時の磁場強度は、大局的な成分と乱流成分の両方で約 $5\mu\text{G}$ であったことが報告されている。

上述したように、RM による磁場構造推定や偏波角のフィッティングによる磁場構造推定が数多くの銀河において行われてきた。系外銀河磁場の統計的調査研究として Beck et al. (2002); Braun et al. (2007) などが挙げられる。

Beck et al. (2002) では、20 個の棒渦巻銀河に対して VLA とオーストラリア望遠鏡コンパクトアレイ (ATCA) を用いたサーベイ観測がなされている。このうち、17 個の銀河で偏波が検出され、つまり、大局的な揃った磁場の存在を確認した。また、棒構造に起因する特殊な磁場構造があることも示唆されており、大局的な磁場は、ダストレーンの上流に位置するバー領域で、磁力線は大きく曲げられていることがわかった。これは、棒構造に起因する速度場の変化がダイナモ作用を強化/変化させ、強い磁場を形成したと考えられる。したがって、偏波はそのようなガスの運動をよくトレースしていると考えられる。Beck et al. (2002) と同じシリーズの論文として 5 編が出版されており、Beck et al. (2002); Moss et al. (2001); Harnett et al. (2004); Beck et al. (2005); Moss et al. (2007) である。

Moss et al. (2001) では、棒渦巻銀河における大局的な磁場のダイナモに関する研究している。棒構造を含んだポテンシャル中を運動する速度場を仮定し、銀河ダイナモの計算を行なっている。主に棒渦巻銀河 NGC1097 の観測結果に焦点を当てた研究であり、観測から推定された大局的な磁場とシミュレーション結果を比較している。その結果、中央領域の構造を含む、観測された大局的な磁場を再現することができ、棒構造に付随する複雑なガス流に伴う磁場の増幅などにより、大局的な磁場が動的に重要になる可能性があることを示唆している。また、シミュレーションから構築されたダイナモモデルでは、棒構造に起因する磁場の曲がりや、銀河中心近くの磁場構造をとともよく再現できており、このような磁場の折れ曲りは磁場の移流などによって説明できる。Harnett et al. (2004) では、ATCA で観測された NGC2442 の観測結果について記述されている。とくに、北と西の端で銀河間物質からの潮汐相互作用および (または) ラム圧力が存在することを示唆している。Beck et al. (2005) では、NGC1097 と NGC1365 の RM 構造から、棒構造の端で磁場ベクトルのジャンプが存在することを示している。これは、バーから数 kpc の距離にある、NGC1097 および NGC1365 の衝撃波面付近の高い偏波強度部分にも相当し、ダイナモ作用によって生成された磁場構造として考えられている。Braun et al. (2007) では、34 個の近傍銀河をウェスターボーク電波干渉計を用いた、波長 $18\text{cm}, 22\text{cm}$ での深いサーベイ観測 (Spitzer Infrared Nearby Galaxies Survey: SINGS) を行い、その偏波構造に関する研究が進められている。対象天体の約半分にとって、これらの周波数帯の偏波の初めての検出を実現している。また、HI は OH といったスペクトル線の観測も同時に行なっており、それらの構造についても研究されている。Braun et al. (2007) と同じシリーズの論文として 3 編が出版されており、Braun et al. (2007); Heald et al. (2009); Braun et al. (2010) である。

Heald et al. (2009) では、SINGS における 1400MHz と 1700MHz の 2 つの周波数帯域で測定された偏波データから RM を導出し、RM-Synthesis 法をもちいた各銀河の RM 構造について言及している。この結果、空間的に広がった偏波構造を持つすべての銀河において、方位角方向に偏波強度が主軸上で最も低くなることがわかり、これは渦巻銀河に共通した磁場の幾何学的な作用が存在することを示唆している。Braun et al. (2010) では、観測された銀河において共通的に 2 つの大局的な磁場構造が見られることをまとめており、磁場構造に螺旋構造が存在すること、銀河中心方向に双極流的構造が存在することを示している。ここでは特に、RM と偏波強度の方位角方向変化のパターンと、そのインクリネーション依存性について調査している。とくに、双極流的構造の起源がその場 (銀河中心領域) で生成されたものか、または非定常なハローの影響なのかを検証している。

これら、複数の系外銀河に対して共通した特徴を調査するような研究は存在しているが、その数は少なく、また、偏波データの観測・検出が難しいため、その構造を詳細に理解するまでにはいたっていない。

1.2.3 起源

銀河の星間空間には数 μG の磁場が存在している事が知られている (Beck, 2015)。しかし、数 μG の磁場の起源は現在でも未解決である。銀河磁場の起源として代表的な理論は「銀河ダイナモ仮説」と「原始磁場仮説」がある。銀河ダイナモ仮説は銀河の差動回転と Parker 不安定性による磁気浮上によって磁場が増幅される機構である (Parker 1992)。次に、原始磁場仮説は初期宇宙に微弱な原始磁場が存在し、銀河形成の過程で掃き寄せられ増幅されたとする仮説である。

「原始磁場仮説」では、初期磁場の配置で現在の磁場構造が決定されるとしている。原始銀河が収縮などを含めた進化の上で、磁場をはき集める際、現在の磁場構造について初期磁場の配置は大きな影響を与える。Sofue et al. (2010) では、初期磁場の配置を変え銀河が進化するとともに銀河磁場の構造がどのように変化するかを調査した。この結果では、銀河円盤に対して初期磁場が平行に配置されている場合、銀河円盤内では BSS 的な配置になり、銀河円盤に対して初期磁場が垂直に配置されている場合、銀河円盤内では ASS 的な配置になりやすいことが報告されている。また、これらの複数の構造が混ざった配置も見られ、磁場の構造がガスの渦状腕をエンハンスするという結果も得られている。

「銀河ダイナモ仮説」では、銀河の差動回転により磁力線が引き伸ばされ、引き伸ばされた磁場が重なることで磁場強度が増幅し、パーカー不安定性とコリオリ力による回転効果などによって、元の磁場が増幅されるというようなモデルが一般的である。ダイナモとは、「流体の運動による磁場の生成・維持機構」のことを指し、磁場の誘導方程式を元に研究が進められる。磁場の誘導方程式とは以下のようなものである。

$$\frac{\delta \mathbf{B}}{\delta t} = \nabla \times (\mathbf{u} \times \mathbf{B}) + \lambda \nabla^2 \mathbf{B}. \quad (3)$$

ここで、 \mathbf{B} は磁場強度であり、 \mathbf{u} は速度場である。また、これを平均場と摂動場にそれぞれ分離すると $\mathbf{B} = \langle \mathbf{B} \rangle + \mathbf{b}$, $\mathbf{u} = \langle \mathbf{U} \rangle + \mathbf{u}$ 、平均場の磁場の誘導方程式は以下ようになる。

$$\frac{\delta \mathbf{B}}{\delta t} = \nabla \times (\alpha \langle \mathbf{B} \rangle + \langle \mathbf{U} \rangle \times \langle \mathbf{B} \rangle) + (\lambda + \beta) \nabla^2 \langle \mathbf{B} \rangle. \quad (4)$$

ここで、 α, β は誘導起電力の項であり、摂動場が平均場へ及ぼす影響を表している。誘導起電力が平

均場に対して瞬時的かつ局所的である場合、その効果をアルファ効果と呼び α, β で表す。右辺の第1項目はアルファ項とよばれ、方位角方向から動径方向成分を作る役割を果たしており、第2項目はオメガ項とよばれ動径方向から方位角方向成分を作る役割を果たしている (図2)。

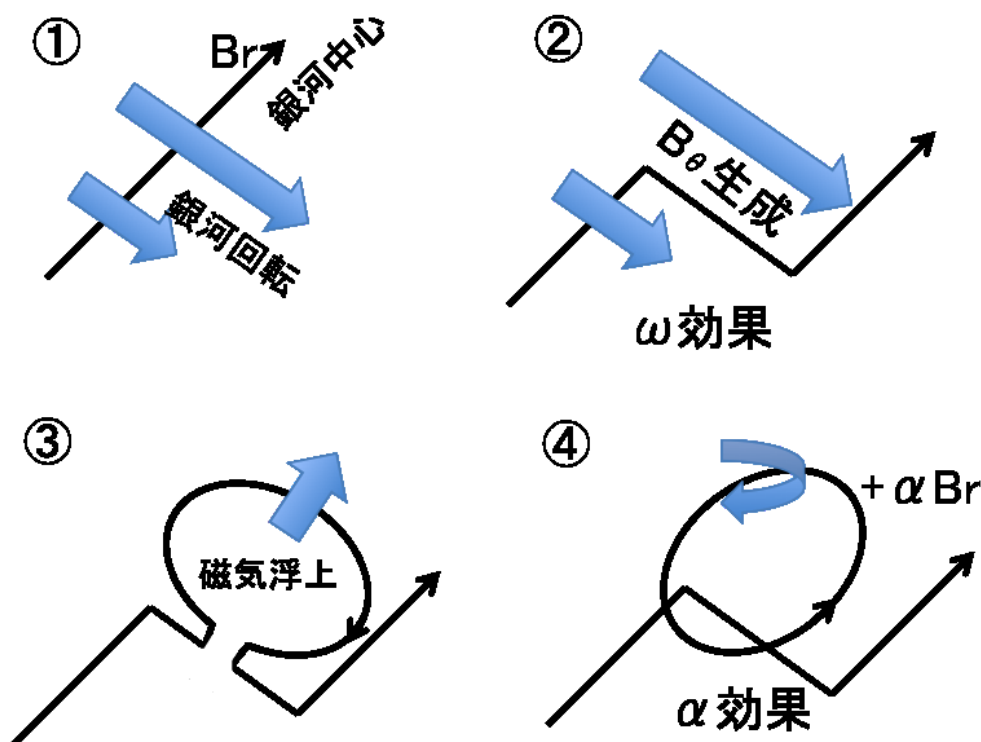


図. 2 銀河ダイナモにおける磁場増幅のイメージ図 (Parker 1992)。

ここでの平均場と摂動場の違いは、乱流のスケールよりも大きい小さいかで切り分けられる。 α, β などは、簡単のため線形的モデルを採用される場合が多いが、磁場が十分に強くなり速度場へ影響を与えるほどになると非線形な効果が現れるため、単純なモデル化では表現できない場合がある。

系内では、銀河ダイナモ仮説に必要なパーカー不安定性による磁気浮上だと思われる現象が観測的に見つかっている (図3)。パーカー不安定性によって磁力線が摂動を起こし、磁力線はガスとともに運動するため、パーカー不安定により少し浮き上がった磁力線 (ループ) にガスも伴って少し浮くが、ガスには重力が働くため磁力線に沿ってガスがおちるため、ループの頂点はより軽くなりループの根元はガスが溜まるためさらに落ちる。このようにして磁気ループが成長する。図3は磁気ループに伴って根元に溜まっている HI ガスが確認できる。

また、複数の系外銀河の観測による、磁場のピッチ角、RM の分布などでわかる磁場の配置と、銀河ダイナモから予測される磁場配置を比較するような研究も多くされている。Beck et al. (2020) では、Effelsberg 100m 望遠鏡を用いて M31 の X バンドでの広範囲・高感度観測の結果が報告されており、S・C バンドのデータと合わせて大局的な磁場構造に関する研究が行われている。M31 のシンクロトロン放射の構造は可視光などで見えているリング構造と同様なリング構造であることが報告されている。また、S バンドの観測結果からは、ファラデーゴーストと呼ばれる消偏波などに起因する成分も見られた。多波長の観測から、シンクロトロン放射のスペクトラルインデックスを測定し、その構造から、リング中央で生成された宇宙線電子がリング外側に向かって伝搬していることが示唆されている。これ

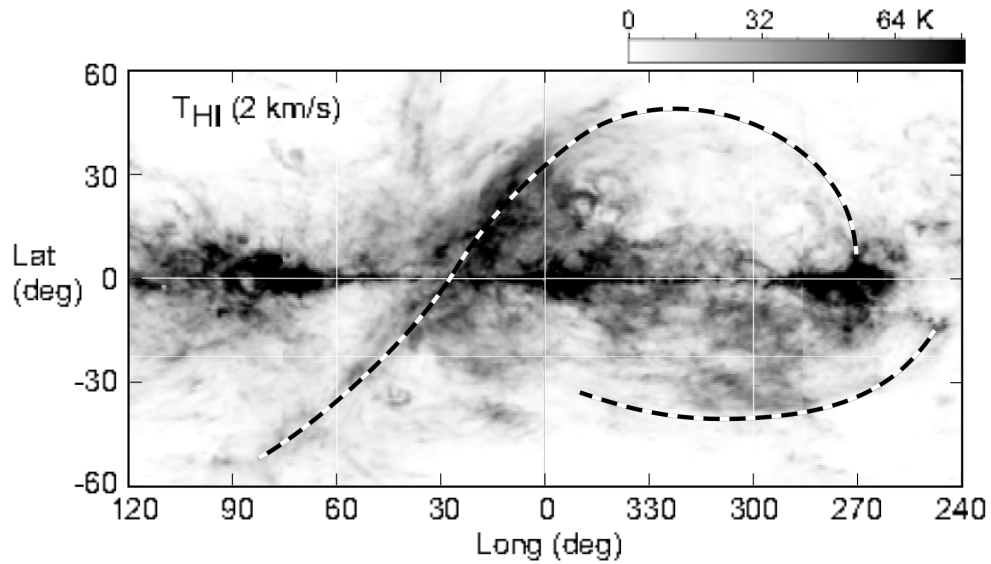


図. 3 パーカー不安定性で発生した磁気ループに付随すると考えられる HI クラウド (Sofue and Nakanishi. 2017)

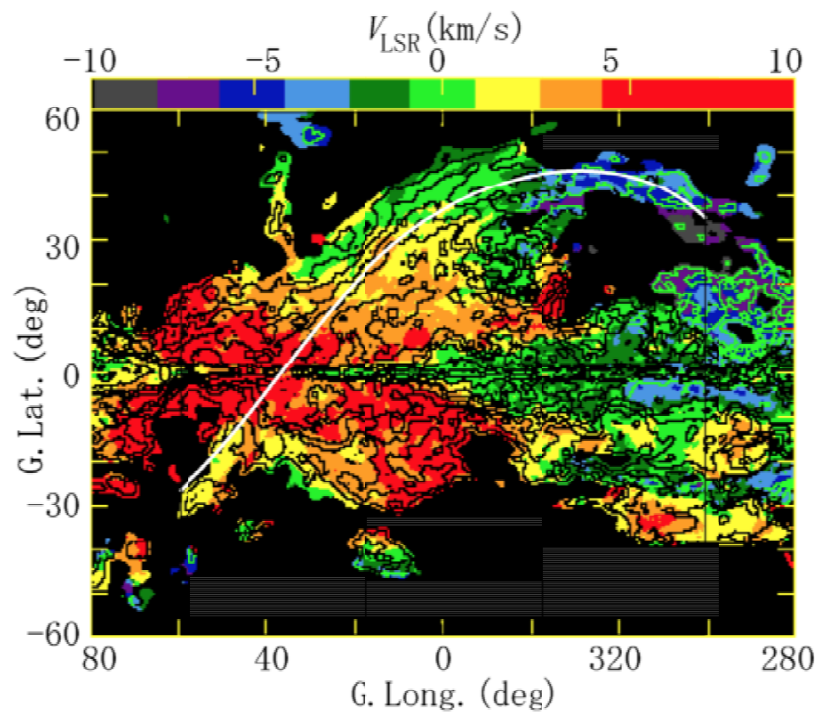


図. 4 図3の速度場 (Sofue and Nakanishi. 2017)

らの宇宙線の構造だけでは説明できない RM 構造があることも記述しており、これは、M31 の磁場がリングにほぼ沿っており、円周方向に磁場の反転がなく、軸対象な ASS 的な構造であることを報告している。また、このリングに沿った RM のプロファイルのフィッティングから、ASS の 1/6 の強度で BSS の成分も混ざっていることが示唆された。また、磁場のピッチ角の構造から磁場の Orderd field と Regular field のピッチ角に差があることをつきとめ、これは、銀河ダイナモなどの平均場ダイナモで生

成される磁場構造と、それよりも小スケールの磁場構造が別の過程で生成され、これらのピッチ角が異なる物理で記述されることに起因しているとされている。また、今までは、Orderd field のピッチ角が銀河渦状腕のピッチ角と合わないことが報告されていたが、M31 で新しく決められた Regular field のピッチ角は銀河渦状腕のピッチ角とよく合うことが示され、このような磁場の生成は平均場ダイナモが最もよくあうことが示唆された。

1.3 本研究の目的・アウトライン

これまで述べたように、銀河の磁場は銀河自身の運動や進化、銀河中の星の進化を理解する上で重要である。天の川銀河では、大局的な磁場のベクトルが隣り合う渦状腕で反転すること（大局的磁場の反転）がパルサーの Rotation Measure (RM) の観測から確認されている (Han et al. 2006)。このような磁場の反転構造に関する理解は、銀河磁場の形成・維持に重要なダイナモ機構がどのように働いているかを理解する上で必要である。

系外銀河では、大局的磁場の反転の有無は解明されていない (Han 2017)。そのため、銀河の大局的な磁場構造に関する観測的な研究は、天の川銀河のみに頼る現状であった。系外銀河において、大局的磁場の反転が確認されていない原因として、銀河の各点における磁場のベクトル情報が分からないことがあげられる。天の川銀河では、距離の近いパルサーペアの RM の観測から、銀河の各点における磁場ベクトルが決定できる。一方で、系外銀河ではパルサーが観測できないため、銀河の各点における磁場のベクトル情報が決定できず、大局的磁場の反転は検出不可能である。

そこで、本論文では系外銀河の幾何構造を決定し、RM とシンクロトロン偏波面の情報を組み合わせることで磁場ベクトル情報を抽出することで、系外銀河における大局的磁場の反転の有無が決定できると考えた。我々は、銀河の大局磁場の反転の有無や構造を解明するため、新しく磁場ベクトル情報の抽出手法「磁場ベクトル再構築法」を開発し、近傍銀河に適用することで、銀河の各点で磁場ベクトルを決定し、銀河の大局的な磁場構造を磁場ベクトルマップベースで解明することを研究目的とした。

第1章では、本研究の背景を説明するため、銀河磁場に関する一般的な知識について記述した。第2章では、本研究を遂行する具体的な手法について記述し、特に、系外銀河の幾何構造を決定し、Rotation Measure (RM) とシンクロトロン偏波面の情報を組み合わせることで磁場ベクトル情報を抽出する「磁場ベクトル再構築法」の説明を中心に記述している。第3章では、先述した「磁場ベクトル再構築法」を適用する3天体のデータや基本情報について記述した。第4章では、結果を示し、磁場ベクトルマップと偏波マップ、RM マップ、RM ヒストグラム、速度場マップ、磁場強度動径分布を示した。第5章では、解析した天体の大局的な磁場構造に関するモード数の定量的な推定などの評価を行ない、第6章では、各章をまとめる形で本論文を総括した。

2 方法

本研究では、磁場ベクトルの情報を抽出するため、シンクロトロン放射が強いセンチ波の C,X バンドのデータを用いた。2020 年現在、シンクロトロン放射の偏波はアメリカ国立電波天文台 (NRAO) が運用する The Karl G. Jansky Very Large Array (JVLA) やドイツのマックスプランク電波天文学研究所 (MPIfR) が運用している Radio Telescope Effelsberg などがよく使われており、JVLA などの干渉計データの解析には Astronomical Image Processing System (AIPS) や the Common Astronomy Software Applications package (CASA) が用いられる。ここで紹介する解析のアルゴリズムは解析ツールに依存しないが、具体的に使う関数 (タスク) 名などは AIPS を想定して説明する。

まず、干渉計データ (VLA など) の具体的な解析方法の概観を記述した上で、偏波の較正方法について D-term 補正、左右位相差の補正について説明し、偏波の情報を正しく抽出する方法について 2-1 節で述べる。次に 2-2 節では、較正後のデータから Stokes パラメータの計算方法を簡単に示し、そこから、偏波強度・角の計算方法を示し、それらの情報を用いた RM の計算方法についても記述する。次に、解析した C,X バンドのデータが銀河のどの部分 (Faraday screen) を見ているかを 2-3 節で説明し、磁場ベクトルの情報を抽出するための方法を 2-4 節で、宇宙線電子と磁場のエネルギー等分配を仮定した磁場強度の計算方法を 2-5 節に示す。

まず解析の第 1 歩として、データを解析ソフト (AIPS) に読み込ませる必要がある。本研究における解析で用いた AIPS はバージョン 31DEC16 であり、AIPS では、film というタスクを使ってデータの読み込みが可能であり、datain という変数に読み込みたいファイル名を指定することで、解析ソフトにデータを入力することが可能である。本研究における NGC4254 の VLA アーカイブデータでは、AU0076_A971121 と AU0076_B971212、AU078_C990510 のデータを用いた。したがって、datain 'FITSngc4254AU0076_A971121.xp' などとして各データを AIPS に読み込んだ。次に、データの較正に必要なターゲット天体の名前、flux 較正天体の名前、Gain 較正天体の名前などの情報を把握する必要がある。これは、解析ソフトに読み込んだデータのスキャン (観測) 情報を確認することで行うことが可能である。AIPS では、listr というタスクを使ってデータの観測諸元の出力が可能であり、特にスキャンデータを確認する場合は optype という変数を scan にして実行する。観測データを解析する上で、天体からの放射ではない人口電波 (スプリアスなど) を取り除くため、そのようなデータを解析対象から外す操作 (フラグ) を行う。AIPS では tvflg というタスクを使って Visibility データを、横軸基線、縦軸時間のグラフ中に表示し、異常値を目で判断してフラグできるタスクした。観測の際、ある天体から他の天体を観測するまでにはアンテナの向きを動かさなければならない。アンテナの駆動中は観測点に変化しているため、データが安定せず、天体のスキャン開始・終了時はデータが安定しないと考えられる。したがって、天体のスキャン開始から数秒程度のデータは切り落としたほうが良く、そのために使うタスクは quack である。この際、変数の optype はスキャン開始を意味する beg にし、切り取る時間を意味する aparm(2) は $1/6 (=10 \text{ 秒})$ に設定した。

次にデータの較正を行う。最初に行うことは、flux 較正天体の強度をカタログから参照することである。flux 較正天体を観測することにより、この強度を基準にして受信した電波強度を flux のスケール変換するための比例係数を定めることができる。したがって、強度変動がなく安定して同じ明るさを持つクエーサーが選ばれることが多い。本研究では 3c286 というクエーサーを flux 較正天体として用いた。AIPS では setjy というタスクを実行することで、AIPS 内のカタログに保存してある flux のを参

照できる。変数の `optype` は `calc` を設定し、既知である天体に対して標準的な計算式から、観測周波数における `flux` を推測する。変数 `sources` には `flux` 較正天体の `3c286`(NGC4254 の解析では `1328+307`) を指定する。AIPS 内のカタログには標準的な `flux` 較正天体として有名な天体のみリストアップされており、特に偏波解析を行う際は、偏波の較正にも使われる天体を観測する必要がある。3c48, 3c138, 3c147, 3c286 を観測することが (VLA では) 推奨されている。次に、受信機を含めたアンテナ Gain の時間変動を補正するため、Gain 較正天体を用いて、各時刻における Gain の補正を行う。これはタスク `calib` を用いて行われるが、`calib` を行なった結果を出力するタスクと組み合わせた `VLACALIB` という `adverb` を使う。入力に必要な変数は `calsour` に `calibration` を適用する天体を入力する必要がある。NGC4254 の解析では `1328+307` と `1236+077` を入力した。また、基準となるアンテナをきめるため `refant` という変数には、観測時に中心にあったアンテナの番号を入力し NGC4254 の解析では 11 を指定し実行した。次に、Gain(位相) 較正天体の `flux` を取得するため、AIPS では `getjy` というタスクを用いて、`flux` の基準天体 (NGC4254 の解析では `1328+307`) を変数の `calsour` に、この基準を元に Gain を推測するために観測された天体 (NGC4254 の解析では `1236+077`) を変数 `sources` に指定することで実行した。Flux 較正天体はターゲットの天体からある程度離れており、通過する大気・時間ともにターゲットの天体とは違う。一方、Gain 較正天体はターゲットの天体から近いものが選ばれており通過する大気・時間ともに概ね同程度であると仮定でき、ターゲット天体方向の Gain 較正が可能になる。これまでで `flux` 較正天体と Gain 較正天体に対するデータ (`visibility`) の解を取得しているため、この解を対象天体 (NGC4254) に適用する。これは AIPS において `clcal` というタスクで実行されるが、`VLACALIB` と同様に `VLACLCAL` という `adverb` を使った。変数は `sources` に解を適用したい天体 (NGC4254 の解析では `NGC4254`) を、`calsour` に適用する解を持った天体 (NGC4254 の解析では `1236+077`) を指定し、`VLACALIB` と同様に `refant` を 11 に指定して実行した。

ここまでで、干渉計データの基本データリダクションは終了し、次から偏波の較正を行う。

2.1 偏波の補正

2.1.1 D-term 補正

ここでは、銀河磁場の研究に有用なシンクロトロン放射の偏波観測データの解析方法について説明する。

円偏波の観測の場合、右回り円偏波成分を観測する信号系列が一定の感度で左回り円偏波も観測 (混信) してしまう。これら混信のことや混信の割合を D-term (or Leakage) と呼び、混信の割合を文字 D を使って表す。D-term により、2 偏波の相互相関などで計算される Stokes パラメータに影響を与えてしまい、Stokes パラメータが正しく見積もることができないため、偏波角も正しく計算することができなくなり、この効果を補正する必要がある。この補正のことを D-term 補正と呼ぶ。図 5 は左右円偏波がそれぞれに漏れ出すイメージを示し、 R_{in} は右円偏波の入力強度、 L_{in} は左円偏波の入力強度示しており、それらがある一定の割合 D で R は L に、L は R に漏れ出し、漏れ出さなかった各偏波成分を $R'_{in}(= R_{in} - DR_{in})$ とした。

この D-term 補正には無偏波天体の観測が有効である。例えば、無偏波天体の偏波を観測した際、それはもちろん無偏波でなければならない。無偏波であるということは左右円偏波の 2 成分の割合が同じでなくてはならないことに相当する。しかし、実際には D-term により無偏波天体でも偏波を観測してしまう。これらの特性を利用し、よくわかっている無偏波天体を観測し、その 2 偏波成分の強度比を 1

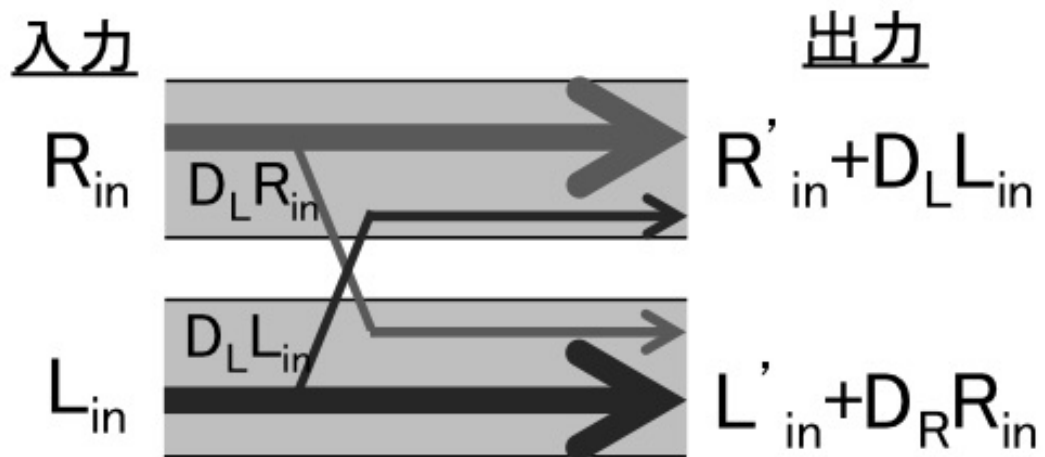


図. 5 2 偏波の漏れ出し (Leakage) の補正。ある割合 D で混信してしまう。

にすることで D -term が補正できる。

また、位相についても同様に補正が必要であるため、上述したような電波の振幅に関する補正と同時に位相の補正も行う。実際には、振幅と位相を同時に解き、各基線における最適なゲインを決定している。

実際に AIPS においては PCAL というタスクを用いて D -term 補正が行える。強度に関する補正について、図 6,7 に PCAL を行う前の天体の情報を、図 8,9 に PCAL を行ったあとの情報を示す。

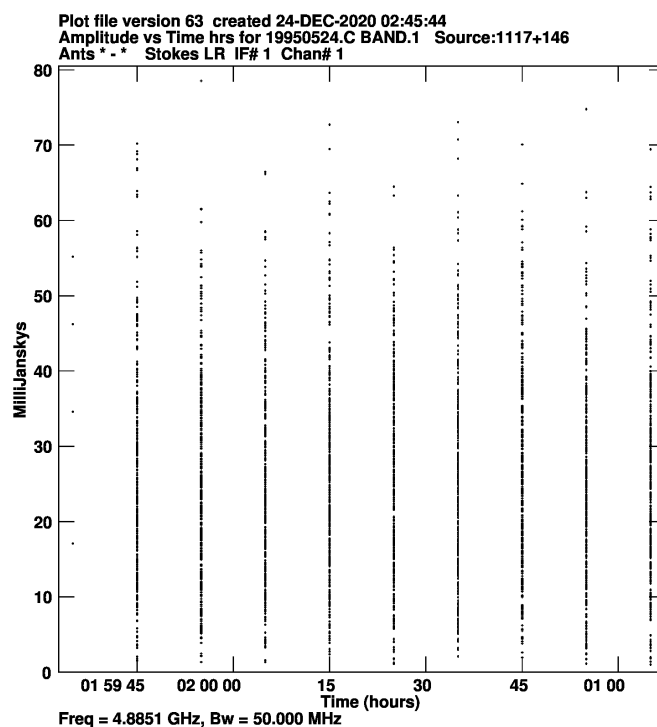
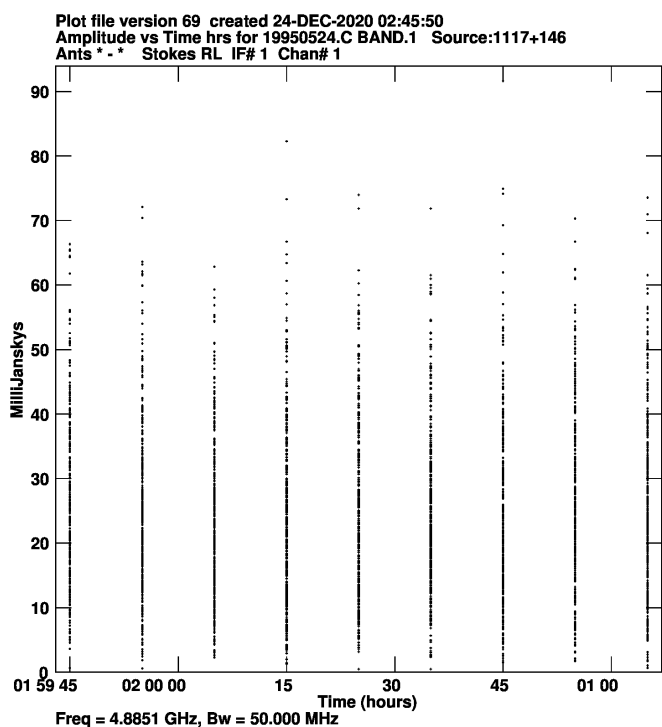


図. 6 1117+146 の RL の強度の時間変化 (D-term 補正前) 図. 7 1117+146 の LR の強度の時間変化 (D-term 補正前)

ここではクエーサー 1117+146 に対して PCAL を実行した例を示した。横軸は、観測時間であり、縦軸は強度である。PCAL の実行により、各時間における強度比が一定になるように変わっていることがわかる。

また、位相に関する補正の様子を図 10～図 13 に示す。

補正の前後で縦軸のスケールが異なっていることに注意し、確認すると図 10 では、位相がバラバラに分布しているが、補正後の図 12 では、一定の値に収束しており、かつ、それらの差が RL と LR で 180 度になっている。

また、同様の過程はビジビリティの実部と虚部の変化を見ることでも確認できる。図 14～図 17 は横軸にビジビリティの実部を、縦軸に虚部を示したものである。中心からの点の距離が、強度に相当し、X 軸の正の方向からの角度が位相に相当する。

また、無偏波天体でなくとも、広い parallactic angle(視差角)において偏波天体を観測することでも求められる。これは、装置由来の位相差が視差角の関数になっていることを利用しており、観測される偏波の位相を視差角の関数としてフィッティングすることで、装置由来の位相差をキャンセルし、キャンセルしきれなかった位相差が天体由来の位相差であるとして決め、その際の強度比を算出する。この方法は、とても広い parallactic angle(視差角)における観測が必要である。これは、単一鏡で D-term を補正する際に用いられる手法である。

NGC4254 の解析では、タスク pcal を用いて D-term を補正する。変数 pmodel で輝度分布のモデルを指定するが、0 を選択することで点源を仮定でき一般的にはこれを選択する。変数 soltype で補正解の型を指定でき、偏波天体を較正天体として使う場合は、その構造などを考慮したものにするが点源を仮定した場合は線形補間でよく、soltype は appr を選択した。calsour では D-term を補正するための較正天体を使うが、無偏波天体である Gain 較正天体を選択し、1236+077 を指定した。

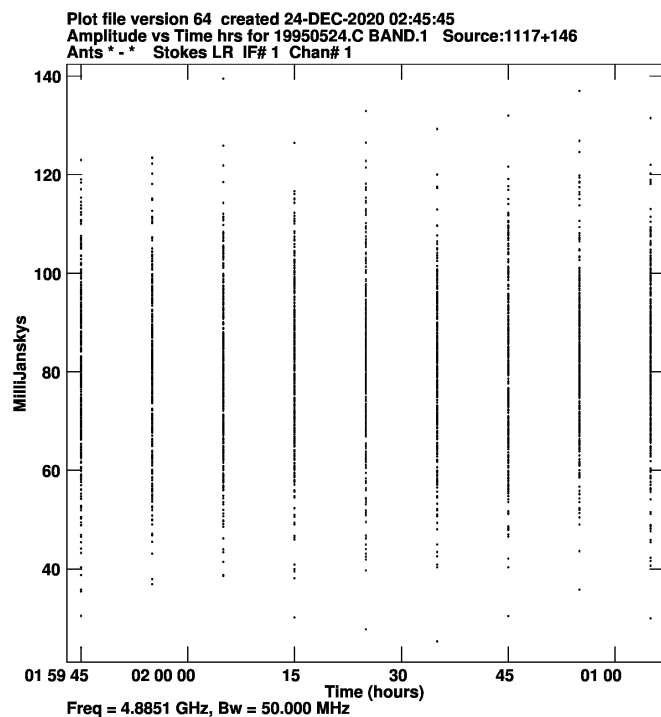
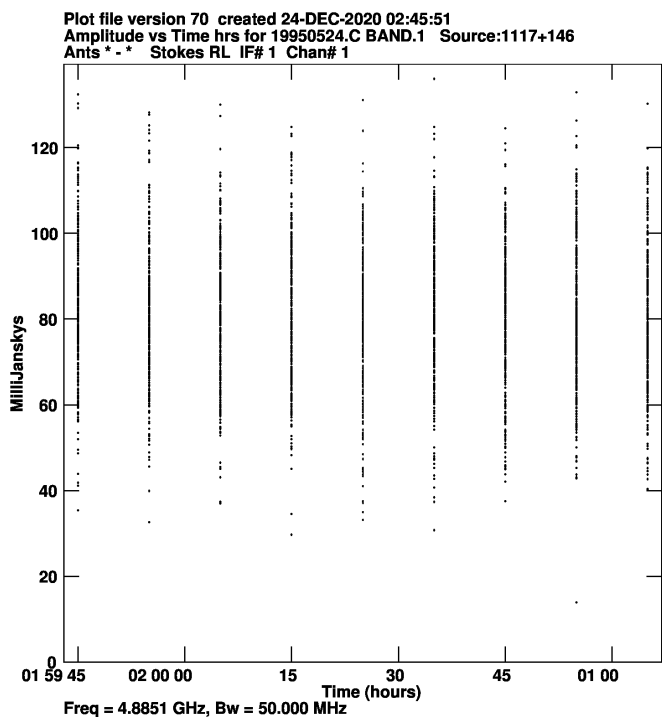


図. 8 1117+146 の RL の強度の時間変化 (D-term 補正後)

図. 9 1117+146 の LR の強度の時間変化 (D-term 補正後)

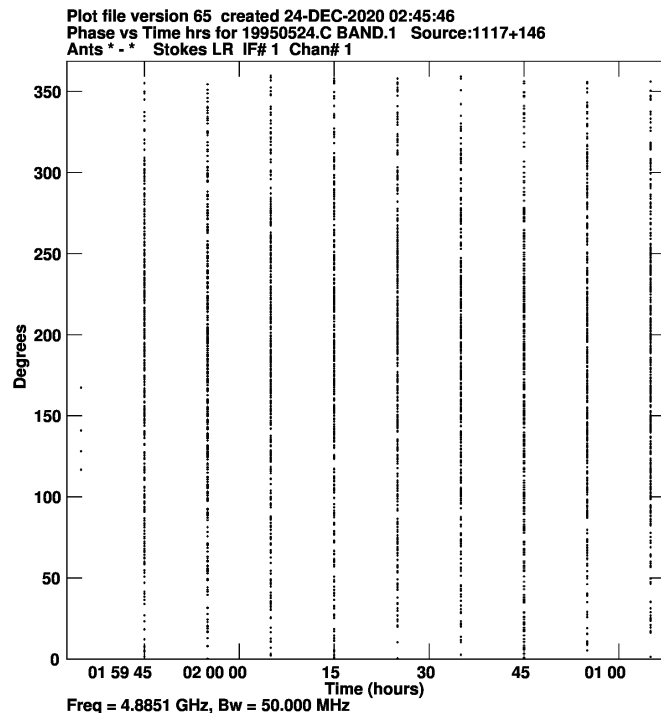
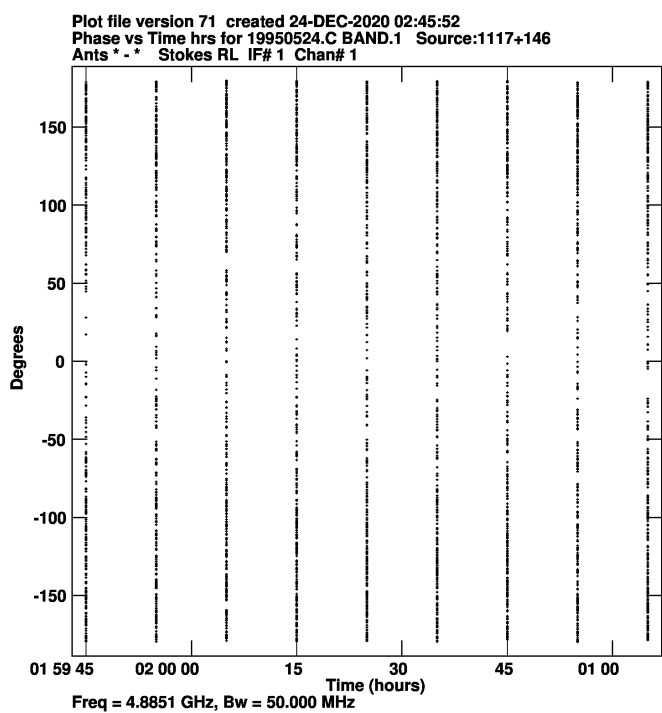


図. 10 1117+146 の RL の位相の時間変化 (D-term 補正前)

図. 11 1117+146 の LR の位相の時間変化 (D-term 補正前)

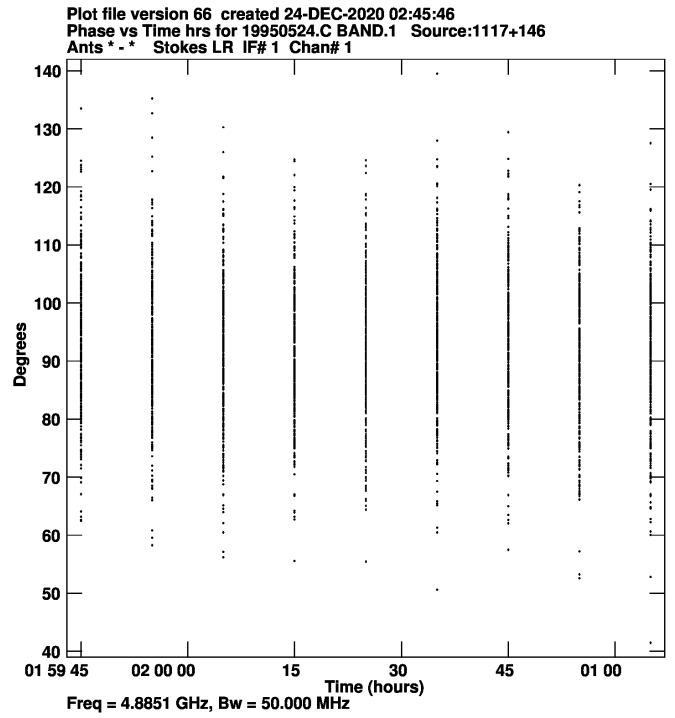
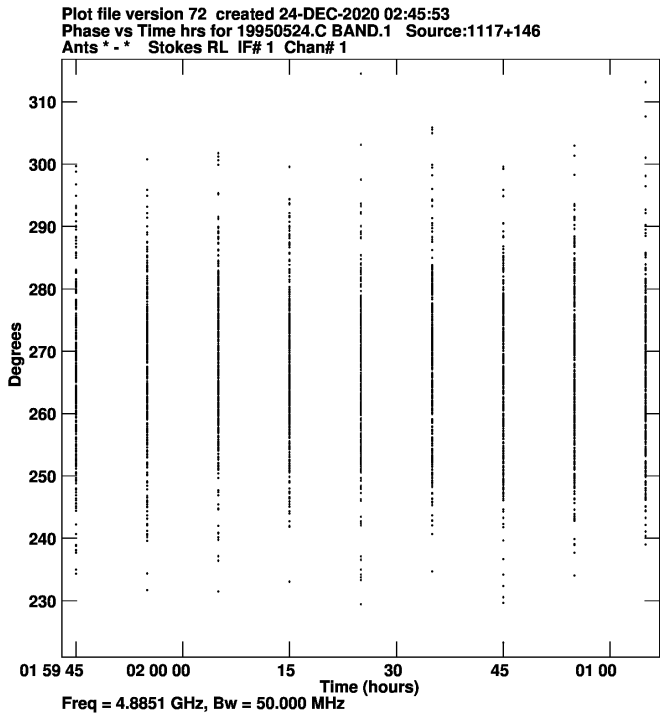


図. 12 1117+146 の RL の位相の時間変化 (D-term 補正後) 図. 13 1117+146 の LR の位相の時間変化 (D-term 補正後)

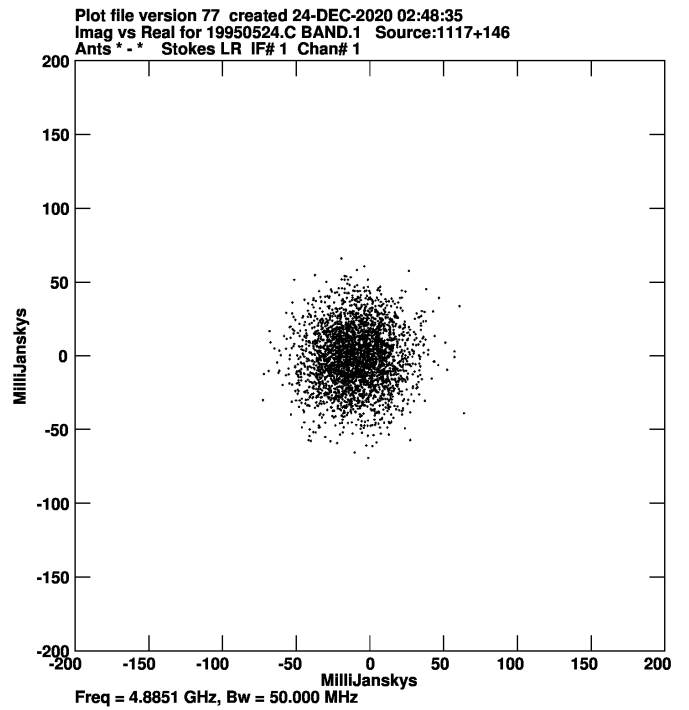
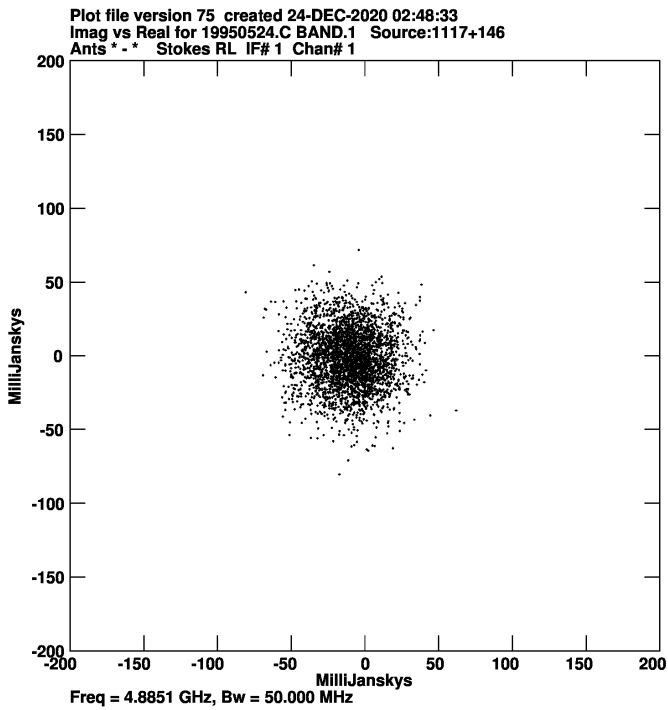


図. 14 1117+146 の RL の実部-虚部空間でのビジビリティ (D-term 補正前)

図. 15 1117+146 の LR の実部-虚部空間でのビジビリティ (D-term 補正前)

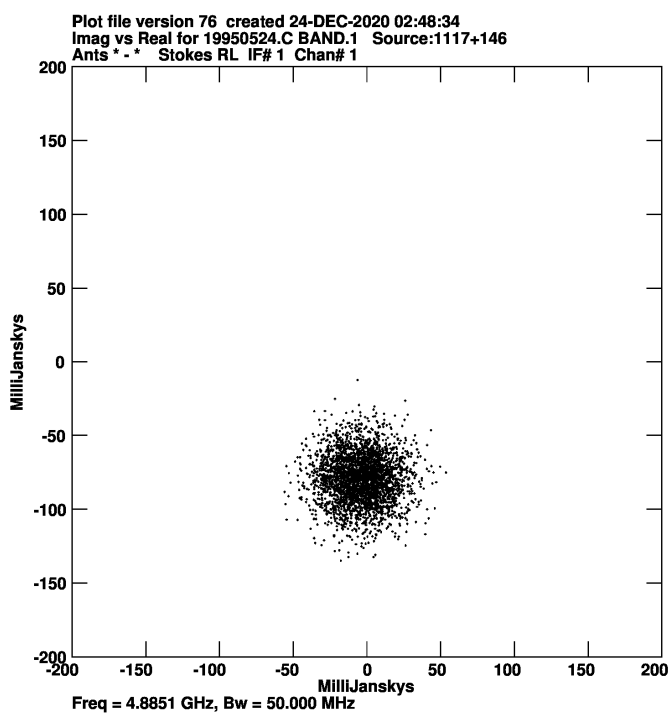


図. 16 1117+146 の RL の実部-虚部空間でのビジビリティ (D-term 補正後)

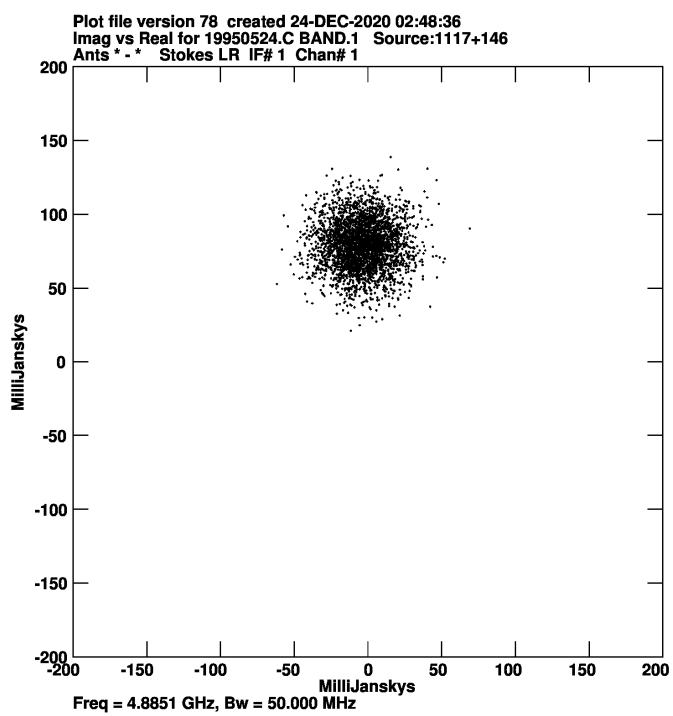


図. 17 1117+146 の LR の実部-虚部空間でのビジビリティ (D-term 補正後)

2.1.2 左右位相差の補正

D-term 補正により、2 偏波間の強度比は補正が可能である。また、Stokes パラメータは 2 偏波の相互相関などで計算されるため、強度のみでなく位相も補正する必要がある。より詳細には、2 偏波の位相差を補正すれば良い。このために、D-term を決めるために使用した無偏波天体とは対象的に、よくわかっている偏波天体の観測が必要である。つまり、偏波角が既知である天体を観測し、実際に観測された偏波角が既知である値になるように補正すれば良い。

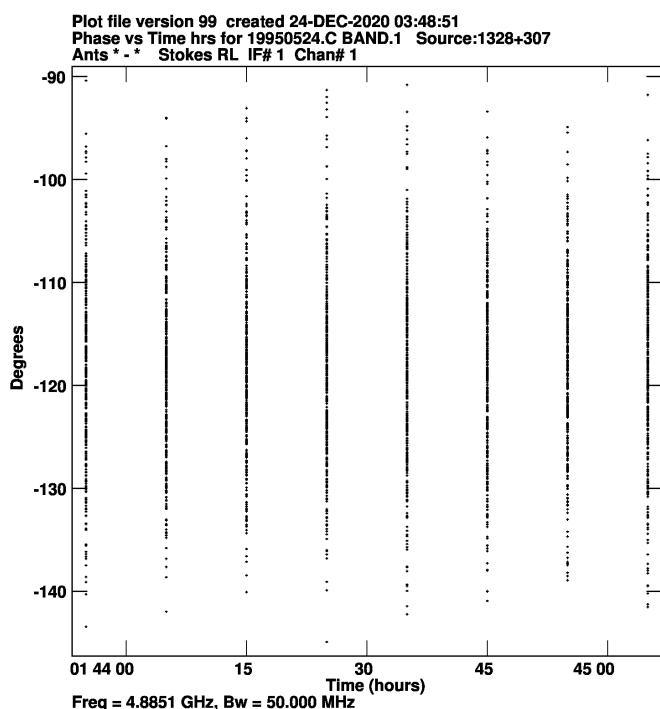


図. 18 3C286 の RL の位相の時間変化 (偏波位相差補正前)

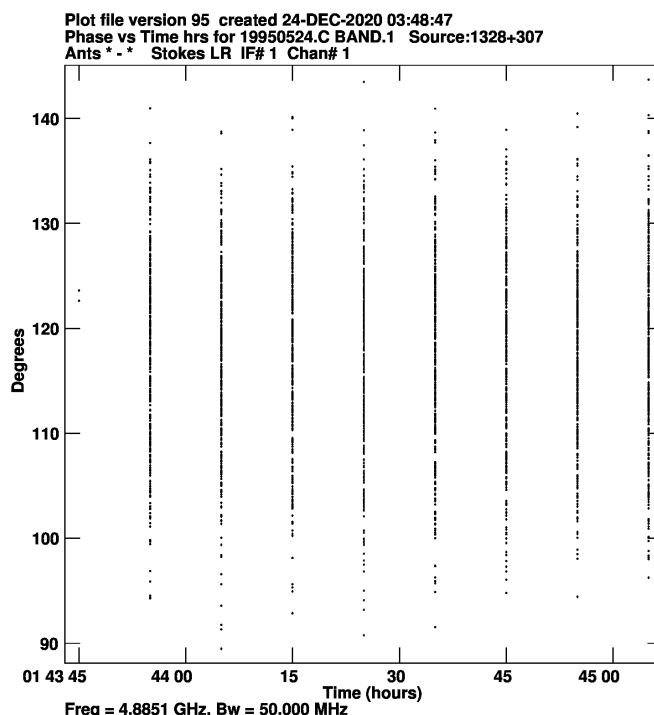


図. 19 3C286 の LR の位相の時間変化 (偏波位相差前)

実際に AIPS においては RFDIF というタスクを用いて左右偏波の位相差の補正が行える。図 18,19 に RLDIF を行う前の天体の情報を、図 20,21 に RLDIF を行ったあとの情報を示す。

ここではクエーサー 3c286 に対して RLDIF を実行した例を示した。横軸は、観測時間であり、縦軸は位相である。RLDIF の実行により、各時間における位相が変わっていることがわかる。3c286 は有名な強い偏波を放射している標準天体であり、その偏波角は 33° であることが知られている。したがって、RLDIF により、補正後の RL と LR の位相は偏波角の倍に相当する 66° になっていることがわかる。

D-term 補正の際にも見たように、この補正の効果は実部-虚部空間でのビジビリティを確認することで、以下のように確認できる。

NGC4254 の解析では、rldif というタスクを用いて補正できる。この補正は D-term を補正したデータに位相差の補正も加えないといけないため、変数 dopol を 1 にすることで、D-term を補正したデータに加えて位相差も補正できる。また、変数 doapply を有効にしない場合、位相差の計算だけし、その結果を補正テーブルに書き込むことはしないため、補正值を決める場合は doapply を有効 (1) にする。変数 calsour で偏波角のわかっている天体を指定する必要がある、本解析では 1328+307 を指定して実

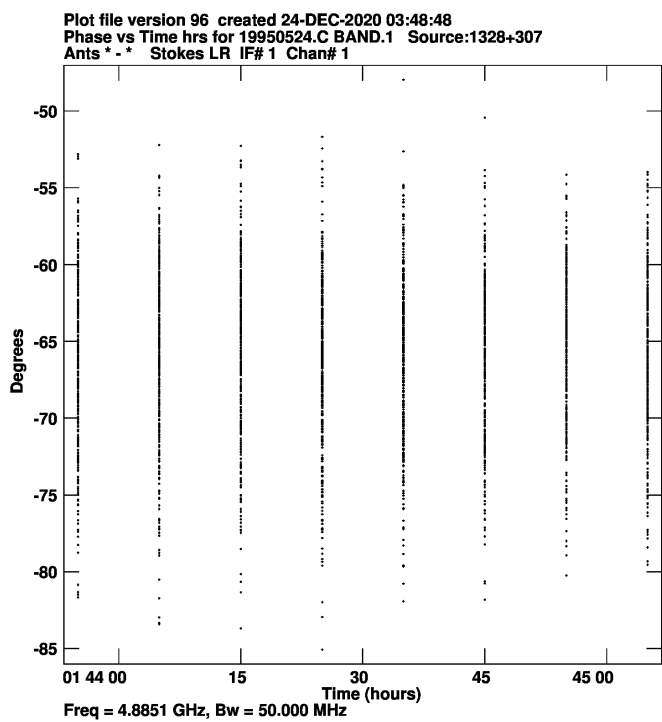


図. 20 3C286 の RL の位相の時間変化 (偏波位相差後)

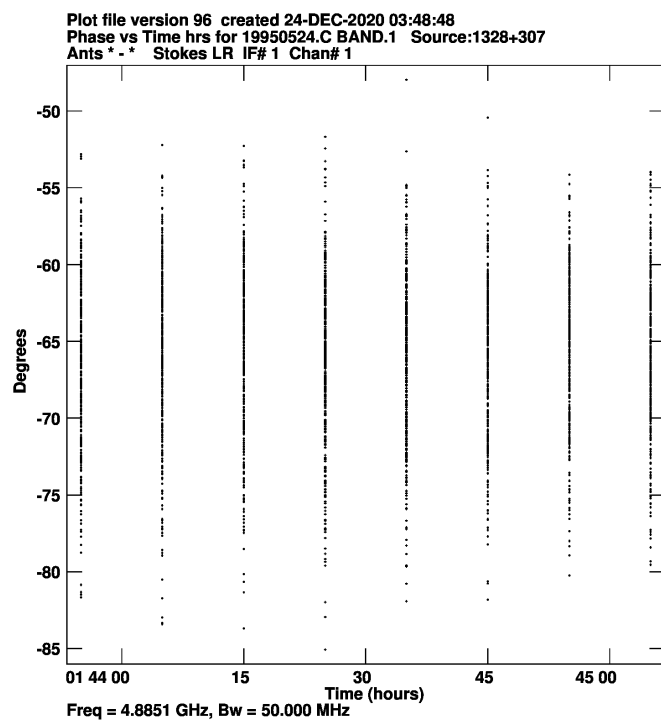


図. 21 3C286 の LR の位相の時間変化 (偏波位相差後)

行した。

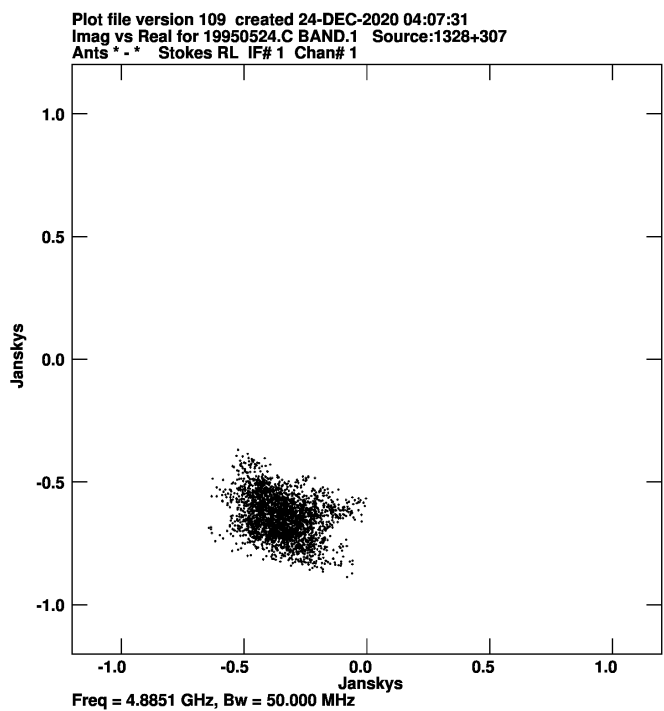


図. 22 3C286 の RL の実部-虚部空間でのビジビリ
 ティ(偏波位相差補正前)

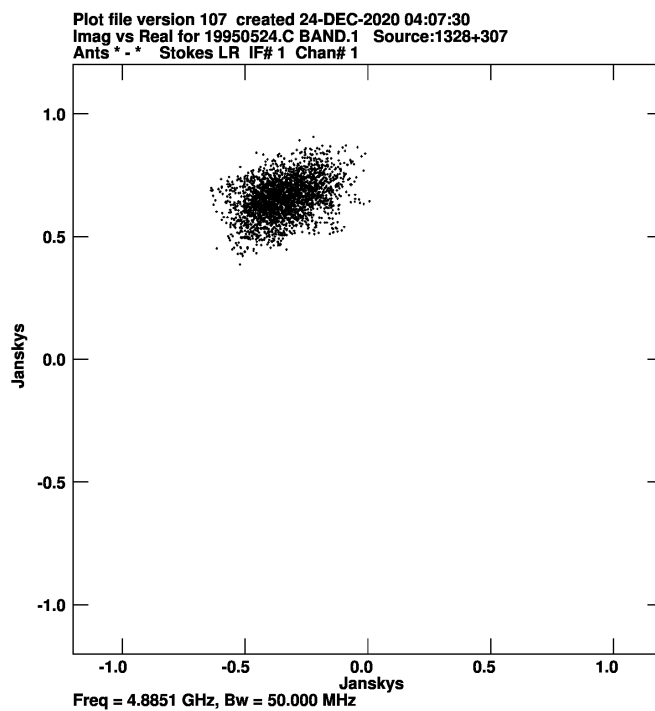


図. 23 3C286 の LR の実部-虚部空間でのビジビリ
 ティ(偏波位相差前)

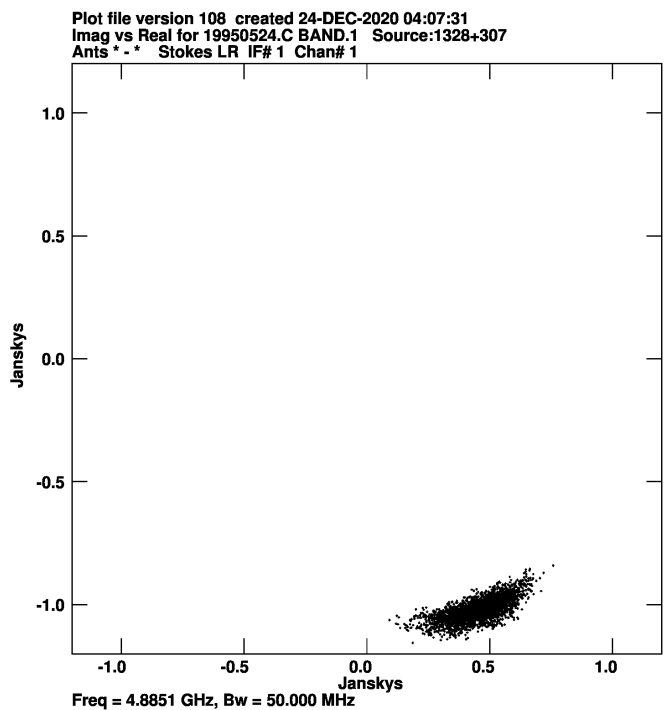


図. 24 3C286 の RL の実部-虚部空間でのビジビリ
 ティ(偏波位相差後)

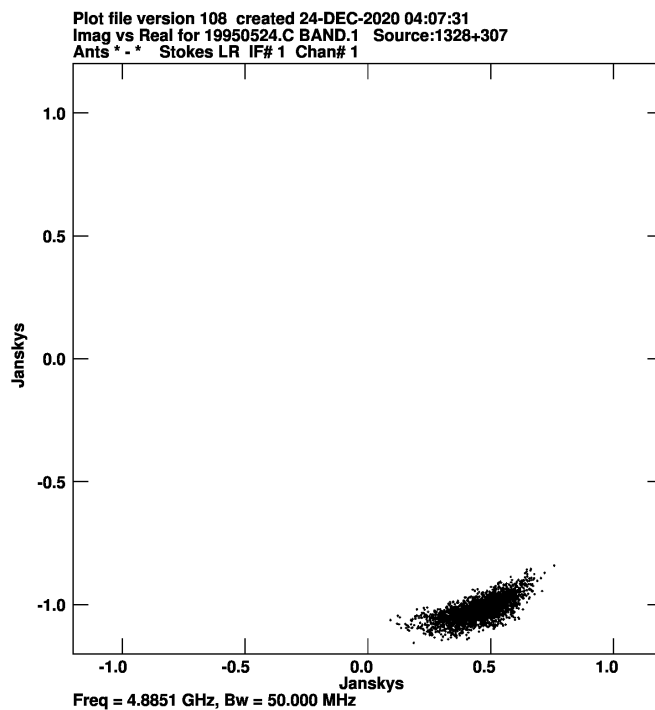


図. 25 3C286 の LR の実部-虚部空間でのビジビリ
 ティ(偏波位相差後)

2.2 偏波情報の抽出

データの較正が終わると、次にイメージングを行う。イメージングとは、ここでは干渉計の観測データ (ビジビリティ) を天体の輝度分布に変換することを指す。電波干渉計の観測から得られるデータは、天体の真の輝度分布にビームパターンが畳み込まれたもの (のフーリエ変換されたもの) になる。ビームパターンとは、望遠鏡の感度の角度依存性のことであり、望遠鏡は望遠鏡が向いている方向とは別の方向からの信号も一定の感度で受信してしまう。その感度は、いくつかの方向で極大になり、その中で感度が最大になる方向を含む感度の広がりをメインビームと呼び、メインビームの感度が半分になるまでの角度の広がりをビームサイズと呼ぶ。干渉計では同様なパターンが、アンテナ配置で決定される uv の充填率に対応して見られ、それを取り除く方法として、CLEAN という手法がある。CLEAN では、天体からの放射であると思われる強度の強い信号 (CLEAN コンポーネント) のみを抜き出し、抜き出した信号に対してパターンを畳み込み、その結果を元のマップから引き、これらの工程を残差マップがノイズレベルに近くなるまで繰り返す。CLEAN を行う際は、視野全体から、天体からの放射のみを抽出しなければならないため、その分布を仮定し CLEAN コンポーネントの適用範囲を指定することで効率良く CLEAN を進めることが一般的である。この CLEAN の作業を STOKES I, Q, U 全てのマップに対して行う。こうして得られたマップから、偏波の情報を引き出して行く。

NGC4254 の解析では、`imagr` というタスクで CLEAN を実行できる。CLEAN コンポーネントを抜き出す回数を指定する変数 `niter` は 20000 に設定し、回数ではなく達成ノイズを指定することで CLEAN を終わるタイミングを指定した。また、広がった放射に対して感度が良いマルチスケールクリーンをおこなっており、ビームコンポーネントの数は `NGAUSS` という変数で 5 つを指定し、それぞれの達成ノイズレベルをダーティマップから評価し変数 `FGAUSS` に $3.663E-04$ の 2 倍を指定した。変数 `WGAUSS` で 5 つのビームの大きさを指定するが、それぞれ 0, 60, 120, 240, 300arcsec に設定した。CLEAN コンポーネントを抜き出し、元のデータさから差し引く際の CLEAN コンポーネントにかける係数は変数 `gain` で指定でき、慎重に CLEAN を進めたいため小さい値の 0.005 を指定した。CLEAN をおこなうマップサイズなどは変数 `imsize` で作成するマップのピクセル数を 128 に、1 ピクセルのサイズを変数 `cellsize` で 3arcsec、ビームの形状を指定する `bmaj,bmin,bpa` はそれぞれ 18.97, 17.15, 0.20 を指定した。各偏波に対して同様のパラメータセットで実行し、変数 `stokes` を `i,q,u` にそれぞれ指定することで、各 Stokes I,Q,U のマップに CLEAN を実行した。

2.2.1 偏波強度・偏波角

偏波補正を行なったデータから、天体由来の偏波情報が抽出される。較正された偏波から以下の式を用いることで Stokes パラメータが決定できる。

$$\text{Stokes } I = RR^* + LL^* \quad (5)$$

$$\text{Stokes } Q = RL^* + LR^* \quad (6)$$

$$\text{Stokes } U = i(RL^* - LR^*) \quad (7)$$

$$\text{Stokes } V = -RR^* + LL^* \quad (8)$$

これらは、円偏波を用いた Stokes パラメータの計算方法であり、R は右回り偏波を、L は左回り偏波の信号を表しており、* は共役成分を意味する。また、直線偏波を観測した際の偏波に関する Stokes パラ

メータの算出式は、R を X に、L を Y に単純に置き換えるだけでは不十分であり、以下の式を用いる。

$$\text{Stokes } I = XX^* + YY^* \quad (9)$$

$$\text{Stokes } Q = XX^* - YY^* \quad (10)$$

$$\text{Stokes } U = XY^* + YX^* \quad (11)$$

$$\text{Stokes } V = i(-XY^* + YX^*) \quad (12)$$

Stokes パラメータは I が電波の全強度を示しており、 Q, U が直線偏波成分、 V が円偏波成分を表している。

このようにして得られた Stokes パラメータから偏波強度・偏波角とが計算でき、以下の式を用いる。

$$\text{(直線) 偏波強度} = \sqrt{Q^2 + U^2} \quad (13)$$

$$\text{偏波角} = \frac{1}{2} \arctan(U/Q) \quad (14)$$

AIPS では、実際に comb をいうタスクを用いて Stokes Q, U のマップから計算できる。タスク comb は二つのマップから計算式に応じた新しいマップを作成するタスクであり、その計算式を指定する変数 opcode に poli を指定することで、上記の式に従って偏波強度を計算し、pola を指定することで偏波角を計算する。

この手法で計算される偏波強度は一般的に正のバイアスがかかる。これは観測装置や大気によるノイズを完全に 0 に抑えられないことに影響されており、無偏波天体を観測した場合でもノイズの分だけ Stokes Q, U が観測されるためである。このような場合は、(偏波の) 放射がない領域の RMS を基準に雑音レベル (σ_Q, σ_U など) を定義し、各点での偏波強度と雑音レベルによって正のバイアスを除去する。AIPS では、この正のバイアスを polco というタスクを使って補正できる。変数 pixsdt に Stokes Q, U のノイズレベルを指定し、変数 pcut でそのノイズレベルの何倍で偏波を検出したことにするかを決めることで、適用できる。

また、各 Stokes パラメータは、全強度と同様に主ビームにより、視野の端で感度が落ちる効果が含まれている。Stokes Q, U は負の値も保つため較正が難しいが、偏波強度は全強度と同様に主ビーム効果の補正を行うことができる。これは、偏波強度を用いて磁場強度を推測する際などの分布に影響するため、補正を行う必要がある。この効果の一般的な補正は、各シングルディッシュとしてのアンテナパターンをそのまま除算すればよく、AIPS ではタスク pbcor で補正できる。

2.2.2 Rotation Measure

導入でも述べた通り、シンクロトロン放射の偏波の場合、算出される偏波角から放射源の磁場の方向が推定できる。しかし、その放射源と観測者の間の部分電離したガス (RM media) によってファラデー効果を受け、偏波角は放射源での情報から少々回転した角度が観測される。この時、RM は磁場の向きにとっても敏感であり、磁場の向きが我々に向かう方向の場合 RM は正、我々から遠ざかる向きに向いている場合 RM はふとして観測され、銀河における RM の分布を調査することで磁場の向きに関する構造を推定することも可能である。

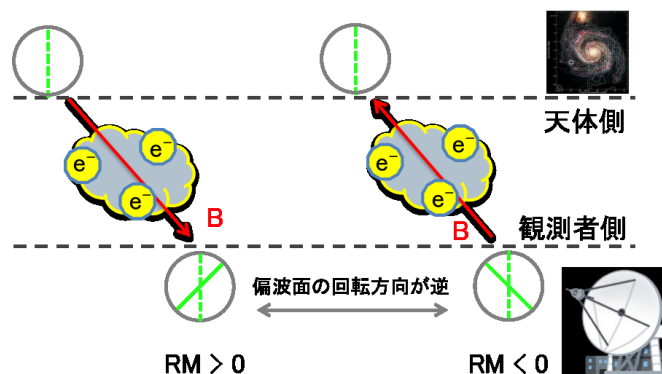


図. 26 天体から放射された偏波が観測されるまでに受けるファラデー回転のイメージ

この時、RM media による偏波角の回転の量を RM という量を用いて表す。波長 λ で観測される偏波角を ξ 、放射源での偏波角を ξ_0 とすると、 ξ は RM を用いて以下のようにかける。

$$\xi = \xi_0 + RM \lambda^2 \quad (15)$$

ここで、偏波角 ξ は天球面上で北を 0° とした -90° 90° の範囲で決められる。これは、導入でも述べた通り視線に垂直な磁場強度と熱電子密度の積の積分でもかけるが、この回転量が周波数によって異なる性質を用い、多波長での観測によって RM の量を推定できる。実際に複数の波長 $\lambda_1, \lambda_2, \lambda_3, \dots, \lambda_n$ で偏波角 $\xi_1, \xi_2, \xi_3, \dots, \xi_n$ が観測された時、RM はそれらの直線フィッティングで傾きとして求められる。

波長の 2 乗空間で密に観測点が取れている場合、式 15 を用いて図 27 のように各波長 (の 2 乗) での偏波角を直線でフィッティングすることにより、その傾きが RM として観測的に求められる。本研究でも同様の方法を用いて RM を計算した。

とくに、観測波長が 2 つの時は以下のようなになる。

$$\frac{RM}{\text{rad m}^{-2}} = \frac{\chi(\lambda_1^2) - \chi(\lambda_2^2)}{\lambda_1^2 - \lambda_2^2} \quad (16)$$

このとき、観測される偏波角は式 15 によって決められる。その際、偏波角の範囲は -90° 90° であり、RM の絶対値が大きい場合、波長の 2 乗に対して偏波角が空間が大きく回転するため、狭い波長空間内でも偏波面が 1 周してしまう。この場合、波長の 2 乗空間で密に観測点が取れていない (=式 16 を用いて RM を推測する) と、正しい RM の値が得られない (図 28 のオレンジ線)。

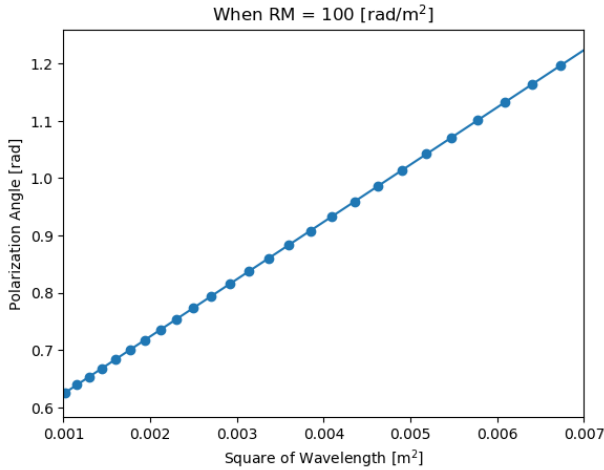


図. 27 RM の算出方法のイメージ

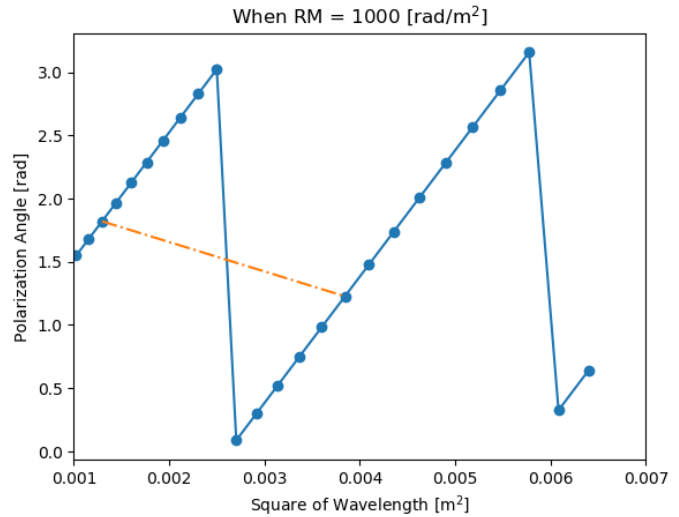


図. 28 偏波角の $n\pi$ ambiguity による RM の不定性のイメージ

このように、偏波角の不定性が RM の不定性に寄与する。この RM の不定性は波長の 2 乗空間での分解能に依存する。本研究では、C,X バンドのデータを用いることでこの問題を解決した。C,X バンドの代表的な波長をそれぞれ 3cm と 6cm とすると、波長の 2 乗空間乗での分解は 0.0027rad^2 である。これは、式 15 からわかるように、それぞれのバンドでの偏波角が 180° 回る場合、RM にして 1163rad/m^2 に相当する。つまり、対象とする天体が 1163rad/m^2 程度の RM を持っていた場合、C,X バンドのデータでは 180° 偏波角が回転する可能性があるため、偏波角 0° と 180° の差が区別できないため RM が正しく推定できない。本研究の対象天体は銀河であり、典型的な RM は $-100\text{ }100$ 程度であるため、C バンドで数十度、X バンドで数度程度の回転効果に相当し、その差が 180° よりも十分小さい。したがって、銀河に関して RM を推定する場合、C,X バンドのデータを用いることで RM の不定性の問題は軽減できる。

2.3 Faraday screen ・ 偏波解消

一般的に、観測される偏波は、偏波が放射された地点での偏波率より低い偏波率が観測される。これは、複数の偏波角を持つ偏波を平均することによって起こる現象であり、偏波解消と呼ばれる。具体的に、観測される偏波強度はビーム内・同じ周波数 CH 内・視線に沿った積分で表され、次のように表される。

$$P(\lambda^2) = \int \varepsilon e^{2i\xi} dl \quad (17)$$

$P(\lambda^2)$ は波長 λ における偏波強度であり、 ε は放射率、積分の方向は視線方向である。より具体的に考えるため、今視線方向に 2 つの偏波源があると仮定し、それぞれの偏波角が ϕ_1, ϕ_2 とすると、17 とその強度 (絶対値)、以下のように書き直せる。

$$P(\lambda^2) = e^{2i\phi_1} + e^{2i\phi_2} \quad (18)$$

$$|P|^2 = 2 + 2\cos 2(\phi_1 - \phi_2) \quad (19)$$

したがって、2つの偏波源の偏波角が同じ場合、cosの項は1になり、元の偏波強度の和と変わらない。一方で、偏波角の差が90°のとき、cosの項は-1になり偏波強度は0になる。このように、異なる偏波角の情報を平均することによって起こる偏波強度の低下を偏波解消と呼んでおり、視線方向に偏波源が重なっている場合は示した通り、また、観測ビーム内での平均による偏波解消、周波数方向の平均による偏波解消などが考えられる(図29)。

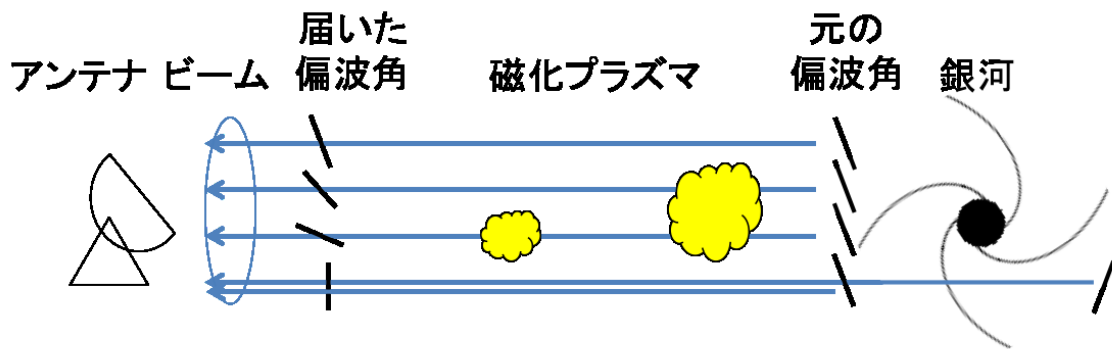


図. 29 偏波解消の概念イメージ

偏波解消は、一般的に低周波で大きくなることが知られている (Burn 1966)。これは、低周波ほどファラデー回転量が大きくなるため、偏波源では揃っていた偏波も、ファラデー回転により大きく回転された偏波角が観測されるからである。これらが違うパスを通ってきたにもかかわらず、同じビーム内で平均される場合には先に説明したように偏波解消が起こる。また、観測ではある一定の周波数幅で平均した電波を観測するため、低周波ほど周波数方向の平均の効果によっても偏波解消が起こる。

特に、磁場が強い・熱電子密度が高い領域を通った場合、ファラデー回転が大きいと偏波角がよく回ってしまい、偏波源の偏波の情報が消えてしまう。この効果も偏波解消であるため、低周波数側ほど早く偏波解消が起きてしまう。したがって、一般的に低周波ほど手前(地球に近い側)の情報のみを持っており、高周波ほど偏波源に近い情報を残す。これらを理由とし、観測する波長で見ている視線の深さが異なり、しばしば、みている Faraday screen が異なると表現される。フェイスオンの銀河では L バンドは対象銀河の我々側にあるハローの放射を見ており、C,X バンドでは銀河円盤からの放射を見てるとされる (Kierdorf et al. 2020)。本研究では、銀河円盤内の磁場構造を議論するために C,X バンドのデータを用いることで、偏波解消の問題を回避した。

無限に空間分解能、周波数分解能が良い場合でも、視線に偏波源が重なった場合、偏波解消は避けられない。この偏波解消の効果を3次元的に解決する手法としてファラデートモグラフィがある。ファラデートモグラフィとは、偏波スペクトルから逆フーリエ変換により Faraday dispersion function (FDF) と呼ばれる量を推定し、これは、各偏波源の持つ磁場 (RM) の情報を横軸に、縦軸にその明るさをとったスペクトルになっており、このスペクトルを解釈することで視線方向の構造を推定する手法である (Ideguchi et al. 2017)。FDF の解釈は単純ではなく、現時点までで、それらの解釈方法や抽出方法が

議論されており、詳細は以下の論文を参考にされたい (Ideguchi et al. 2014; Miyashita et al. 2016; Akiyama et al. 2018; Miyashita et al. 2019)。

2.4 磁場ベクトル再構築法

偏波観測・解析で得られるシンクロトロン偏波面は、 180° の不定性が含まれている。したがって、シンクロトロン偏波面から推測される磁場も 180° の不定性が含まれており、この時の磁場の角度を本論文では「磁場の方向 (orientation)」と定義する。一方で、一般に我々が磁力線をイメージするような 180° の不定性が含まれていない磁場の角度を本論文では「磁場の向き (direction)」と定義する。



図. 30 磁場中の砂鉄。砂鉄の形だけでは磁場の方向はわかるが、磁場の向きはわからない。

シンクロトロン偏波面と RM はスカラー量であり、個々の情報のみでは「磁場の方向 (orientation)」の情報しか持っていない。そこで、我々はシンクロトロン偏波面と RM を合わせて考えることで「磁場の向き (direction)」の情報を抽出する手法を開発した。これは鹿児島大学 安楽修論 (2015) で初めて提案された手法であり、Nakanishi et al. (2019) によって、銀河の幾何学的構造も合わせて考えることで一意に「磁場の向き (direction)」が決められることを示し、手法として確立された。この手法を Kurahara et al.(2021) から「磁場ベクトル再構築法 (Magnetic vector reconstruction method)」とよんでいる。以下、磁場ベクトル再構築法の詳細を述べる。

磁場ベクトル再構築法は主に、以下の 5 つの行程からなる。

1. Trailing spiral を仮定し、可視光画像から天球面上での銀河の回転方向を推定する。
2. 速度場と 銀河の回転方向の情報を合わせ、銀河の near side を推定する。
3. 幾何学構造と (電波から推測する) 磁場の情報を重ね合わせるため、可視光と電波データの中心を合わせる。
4. シンクロトロン放射の偏波面から視線に垂直な磁場の方向を推定する。
5. 銀河の near side がわかっているため RM の符号から視線方向の 180° の不定性を解く。

これらの行程を銀河の各点において行うことで、各点での磁場の向きが決定できる。各項目の詳細を NGC3627 を例に Kurahara et al.(2021) から引用して説明する (図 31)。

まず、銀河の回転方向を調べるために可視光画像や赤外画像から渦巻き腕の形をトレースする。Iye et al. (2019) によると、銀河の渦状腕は概ね Trailing spiral になっていると報告されている。Trailing spiral とは、渦巻きが巻き込む向きに銀河が回転しているという意味である。逆に、渦巻きが渦巻きを解消する方向に回転する場合を leading spiral と呼ぶ。本研究では、Trailing spiral であると仮定し、可視光画像や赤外画像でわかる渦状腕の形から回転方向を推測する。図 31 の (a) に示すように、NGC3627 では、天球面上で北 (南) 側に渦状腕の先端があり、そこから東 (西) を通り中心の棒構造へ繋がっている。つまり、天球面上で S 字型をしており、Trailing spiral であることから天球面上で反時計回りに回転していることがわかる。

次に、銀河の傾きを推測し near side を決定する。これは、視線方向の成分を銀河円盤状での 2 次元ベクトルに対応付けさせるために重要な作業である。near side を決定するために、銀河の速度場の情報を用いる。渦巻き銀河のもつ円盤は一般的に回転運動をしており、その回転によるドップラー効果によって特徴的な速度場の構造が見られる。今、銀河の回転方向がわかっているため、ドップラー効果によるレッドシフトとブルーシフトの位置関係から near side が決定できる。図 31 の (b) は NGC3627 の HI 観測による速度場を示す。赤い領域は銀河のシステム速度に対しレッドシフトしている領域を示し、青い領域はブルーシフトしている領域である。NGC3627 の銀河回転は天球面上で反時計回りであったため、この 2 つの事実を再現するためには銀河円盤の東側が near side であることが決まる。

ここまでで、銀河の幾何学的な構造がわかった。次に電波データから磁場に関する情報を抽出するが、上記の幾何学的構造は可視光のデータを用いて推測したため、電波データの中心が可視光とずれていた場合、その幾何学構造を用いた磁場ベクトルの推定に誤差が生じてしまいます。この誤差をなくすために、可視光と電波の中心を合わせる必要があり、各観測データの中心を合わせてデータを切り直すことで対応する。

次に、磁場の情報を抽出する。シンクロトロン放射は放射源となる領域の磁場と垂直な電場面を持つ偏波を放射する。したがって、シンクロトロン放射の偏波面を観測し、その偏波面を 90° 回転させることで放射源の磁場の方向を推測することができる。これらの放射が銀河円盤面からの放射であると仮定し、銀河円盤面上の各点での視線に垂直な磁場の方向が推測できる。図 31 の (c) はそのようにして調べた NGC3627 の磁場の方向を白い棒線で示しており、各点での視線に垂直な磁場の方向がわかる。しかし、これだけでは視線に垂直な磁場の方向のみの情報であり、磁場の向きには 180° の不定性が残ったままである。図 31 の (c) の右下に示したポンチ絵では、代表的に北西の領域に 1 点だけ磁場の方向を示した。このポンチ絵では磁場の方向が北西から南東に沿った向きにあることはわかるが、北西が N 極に相当するのか、南東が N 極に相当するのかわかっていない。この状態が 180° の不定性が残ったままという意味である。

この 180° の不定性を解くのに RM を用いる。今、銀河円盤面上での視線に垂直な磁場の方向がわかっている。また、銀河の near side もわかっているため、視線に垂直な磁場の視線方向成分が正か負かで 180° の不定性がとけ、3 次元ベクトルが決定できる。図 31 の (d) に示すように、ある点の磁場の方向は視線に平行な成分と垂直な成分に分けられる。また、各点で RM がきまり、 RM は観測者に向かう向きでは正であり、遠ざかる向きでは負である。したがって、磁場の方向の視線に平行な成分の向きが銀河各点で決まり磁場の向きが決定できる。これらの操作を観測データの各ピクセルで行うことで銀河各点で磁場の向きが決まり、磁場ベクトルマップが作成できる。

また、これら銀河における大局的磁場に関しては「磁場の方向 (orientation)」の基準点を、銀河中心を中心とする円の接線方向を 0° とし、これを磁場のピッチ角と呼ぶ。同様に、銀河中心を中心とする円の接線方向を 0° とした「磁場の向き (direction)」を磁場ベクトル角度と定義した。これらの違いを図 32 に示す。

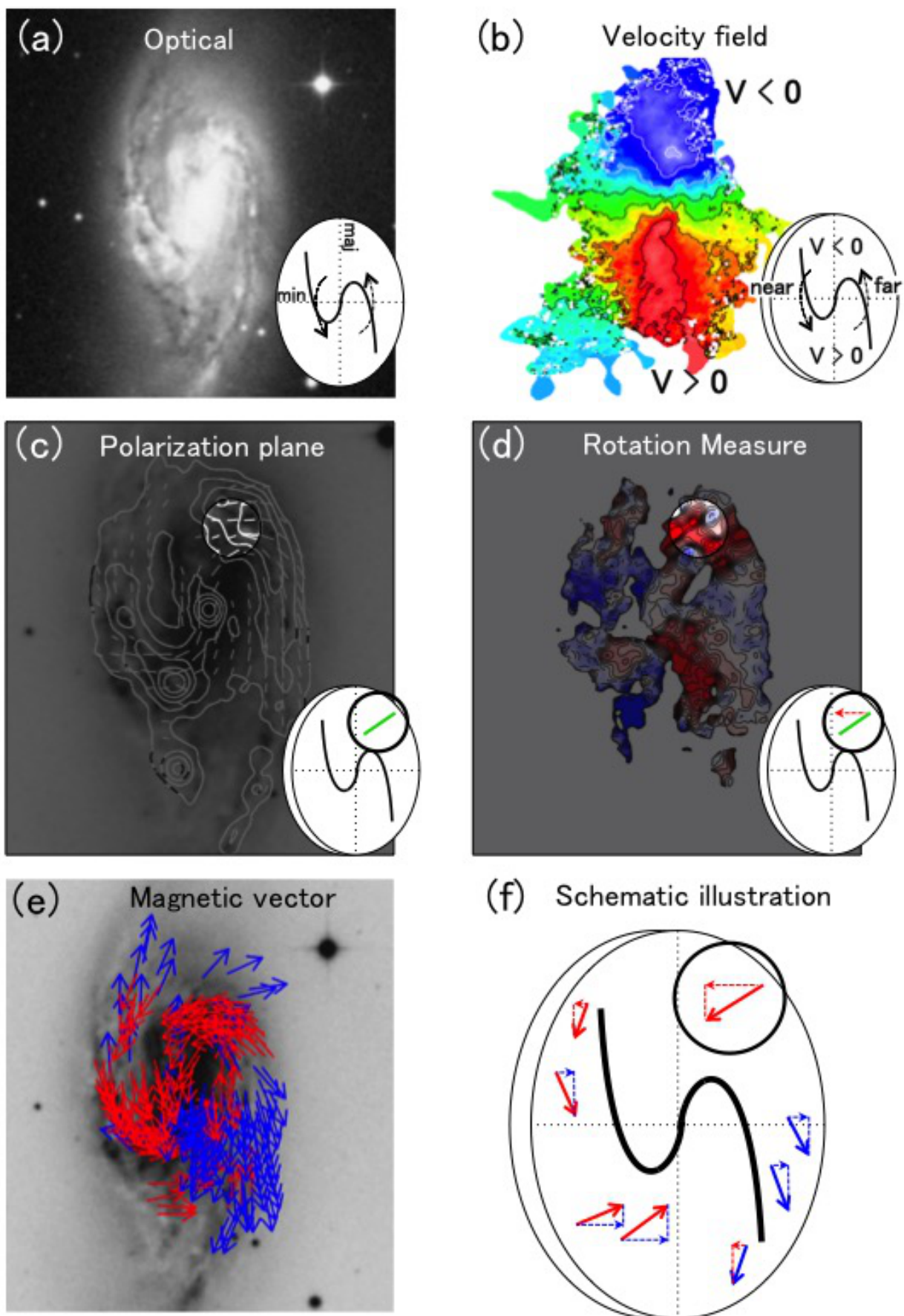


図. 31 磁場ベクトル再構築法 (Kurahara et al. (2021) より引用)。

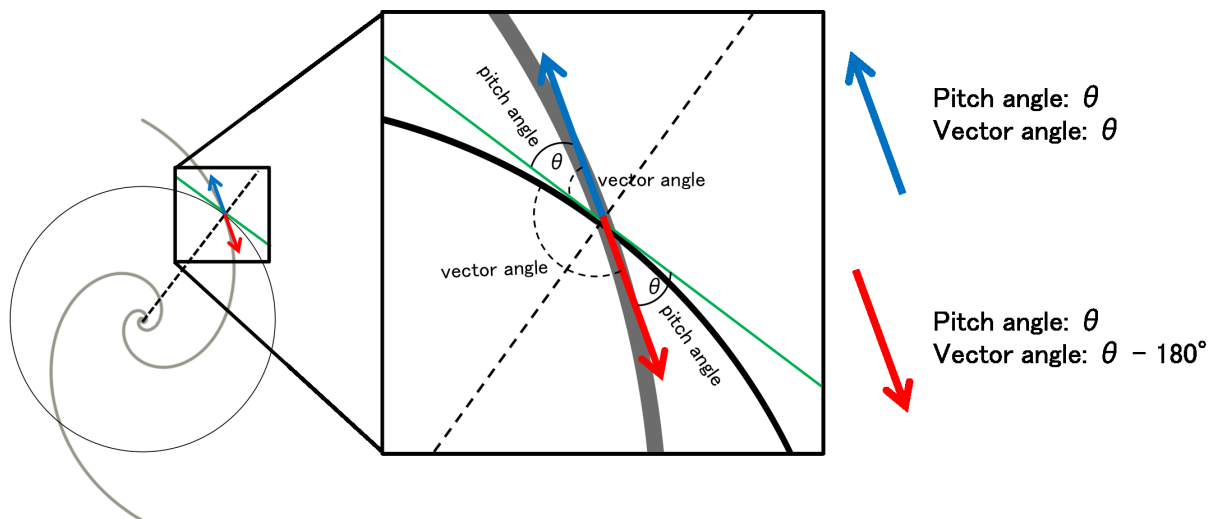


図. 32 磁場のピッチ角とベクトル角度の定義

2.5 エネルギー等分配を仮定した磁場強度

シンクロトン放射強度から、磁場と宇宙線電子のエネルギー等分配を仮定し磁場強度を見積もることが可能である。全磁場強度 (B_{tot}) は、磁場と宇宙線のエネルギー等分配を仮定して、Beck and Krause (2005) に示されている式 20 を用いて計算できる。

$$B_{eq} = \left\{ \frac{4\pi(2\alpha + 1)(K_0 + 1)I_\nu E_p^{1-2\alpha} (\nu/2c_1)^\alpha}{(2\alpha - 1)c_2(\alpha)L c_4(i)} \right\}^{1/(\alpha+3)}, \quad (20)$$

式中の α はシンクロトン放射のスペクトラルインデックスであり、 K_0 は陽子と電子の個数密度比、 l_ν Jy/beam は周波数 ν Hz での輝度、 E_p erg は陽子のエネルギー、 L_{cm} はシンクロトン放射源のパスレングスである。また、 $c_1 = 3e/(4\pi m_e^3 c^5) = 6.3 \times 10^{18} \text{ erg}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ G}^{-1}$ 、 $c_2 = \frac{1}{4} c_3 (\gamma_e + 7/3)/(\gamma_e + 1) \Gamma[(3\gamma_e - 1)/12] \times \Gamma[(3\gamma_e + 7)/12] \text{ erg G}^{-1} \text{ sterad}^{-1}$ 、 $c_4(i)$ は定数であり c_2 はスペクトラルインデックスによって決まり $c_3 = \sqrt{3} e^3 / (4\pi m_e c^2) = 1.86558 \times 10^{-23} \text{ erg G}^{-1} \text{ sterad}^{-1}$ である。 $c_4 = [\cos(i)]^{\gamma+1/2}$ は銀河のインクリネーションによって決まる。ここで、 m_e は電子の質量、 $\gamma = 2\alpha + 1$ である。

また、磁場の強度 B_{ord} も計算でき、これは B_{eq} から、乱流磁場と揃った磁場の比率である q から $B_{ord} = B_{tot}/(1 + q^2)$ を用いて求められる。ここで、 $p \simeq 2.1 p_0 q^{-2}$ で表され、 p_0 は偏波源での初期の偏波率であり p は観測される偏波率である。偏波率は観測された Stokes I, Q, U の値を用いて計算できる ($p = I/\sqrt{Q^2 + U^2}$)。

ここで使った磁場強度推定の式は Beck and Krause (2005) によって改定されたものであり、古典的な等分配法 (21) で磁場強度を計算する場合と値が多少変わる。

$$B_{class} = \left\{ \frac{6\pi(\kappa + 1)I_\nu (\nu/2)^\alpha c_1^{-1/2} [\nu_{min}^{1/2-\alpha} - \nu_{max}^{1/2-\alpha}]}{(2\alpha - 1)c_2(\alpha)l c_4(i)} \right\}^{2/7}, \quad (21)$$

ν_{min} 、 ν_{max} はシンクロトン放射をしているスペクトルの範囲であり、一般的には 10MHz – 10GHz を用いる。低い電子エネルギー側のカットオフを別途決める場合はこのエネルギーを周波数に変換する必要がある、Reynolds and Keohane (1999) などに書いてある式を用いれば良い。同様に古典的な手法では B_{ord} を計算する際、 q で割るのではなく、偏波強度を I_ν として用いることが多い。

ここで、磁場強度の成分について、Beck et al. (2019) によると全磁場強度 B_{tot} は揃った成分 B_{ord} と等方的な乱流成分 B_{iso} の 2 つの和で表される $B_{tot} = B_{ord} + B_{iso}$ 。またそのうち、揃った成分 B_{ord} は、 $B_{ord} = B_{reg} + B_{an}$ となり、ビーム内で平均値が残る B_{reg} と残らない B_{an} としてかける。 B_{reg} は向きがよく決まった成分を表し、 B_{an} は大局的には一定の coherence を持っているが、あるビーム内で平均した時には消えてしまう成分である。詳細は Beck et al. (2019) をよく見て欲しいが、ここではこれら二つは coherence 長が違くと解釈することとする。観測では、これら B_{ord} に起因する成分は偏波として観測され、 B_{iso} は coherence 長がない、真に乱流的な成分を表し、無偏波として観測される。

3 データ

3.1 対象天体

本研究で対象にした天体は、NGC6946,NGC3627,NGC4254 である。これら天体の条件は、①渦巻銀河であること②シンクロトロン放射の偏波が十分に明るいこと③近傍であり、視直径が大きいこと、である。一般的に楕円銀河はガスが少ない傾向にあるため、電離ガスのダイナモによって増幅される磁場も弱く、また、宇宙線電子も少ないと考えられるため渦巻銀河に着目した。また、銀河全体のベクトル構造を解明すべく、シンクロトロン放射が銀河全体で比較的明るい銀河を転出する必要があった。ベクトル構造を十分に分解して議論するために視直径が大きい近傍の銀河を選出した。

3.1.1 NGC6946

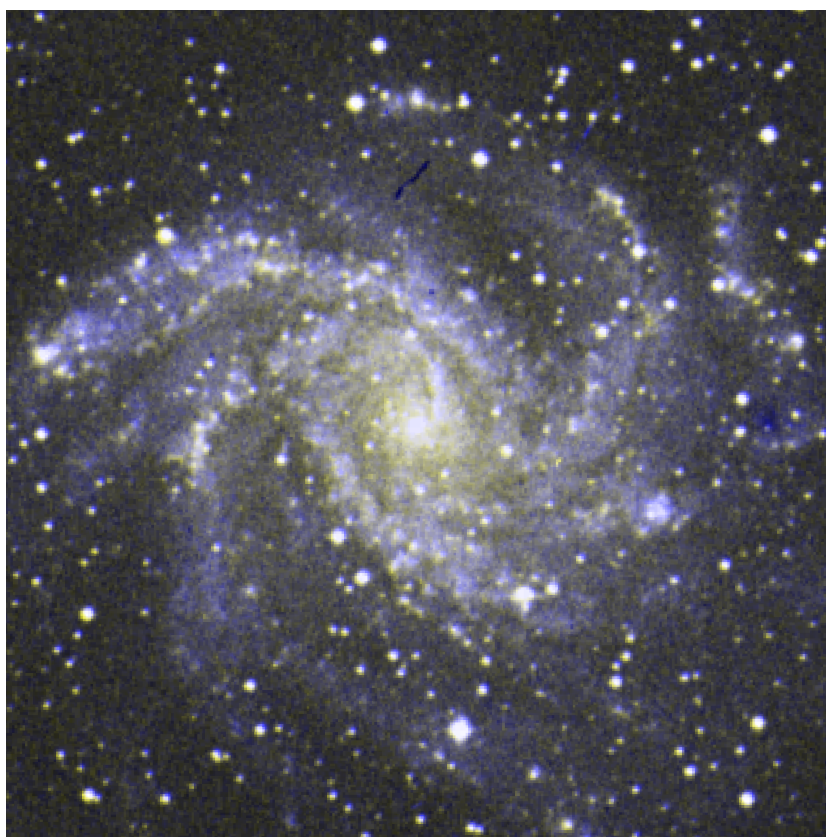


図. 33 NGC6946 の3色合成図 (R=DSS1R, G=DSS1, B=DSS1B)

NGC6946 は、赤道座標で RA (J2000) : 20h234m52.336s、Dec (J2000) : +60d09m14.21s に位置し、7.72 Mpc 離れたグランドデザインの渦巻銀河である。したがって、高い空間分解能を達成できる ($1'' = 37\text{pc}$)。NGC6946 の基本的なパラメータを表 1 に示す。Beck (2007) は、NGC6946 の磁場構造について L,S,C,X バンドのデータを用いて偏波構造、RM 構造などについて議論している。また、Beck (2007) では、VLA のデータに加えて Effersberg のデータを組み合わせることで、干渉計によるミッシングフラックスの問題を解決している。

表. 1 Basic parameters of NGC6946

Parameter	Value	reference
RA (J2000)	20 ^h 34 ^m 52.336 ^s	Kuno et al. (2007)
Dec (J2000)	+60 ^d 09 ^m 14.21 ^s	Kuno et al. (2007)
Morphology	SAB(rs)cd	Kuno et al. (2007)
Distances	7.72 Mpc	Anand et al. (2018)
Position Angle	242°	Kuno et al. (2007)
Inclination	40°	Kuno et al. (2007)

この天体は、銀河外縁部において、銀河の渦状腕と offset した磁気アームを持っていることでよく知られており、Beck (2007) はこれらの磁気アームはダイナモ作用により生成されると結論している。銀河内側では揃った磁場が圧縮され、銀河の渦状腕に沿って整列しており、ガスの運動とよく関係していると考えられている。磁場のモード数に関しては、L・S バンドの偏波強度から、磁気アームの本数に着目し議論をこなっている。銀河中心側では、その磁気アームが少なくとも 2 本あり、これは、 $m_B = 0, 2$ の重ね合わせでよく説明できるとされている。銀河外縁部での 5 本の腕を説明するためには、 $m_B > 3$ のより高次のモードが必要であると結論している。C,X バンドの RM 構造は、同様に、 $m_B = 0, 2$ の重ね合わせでよく説明できるとしており、これらの結果はダイナモシミュレーションの結果 (Rohde et al. 1999) と矛盾ない結果である。

本研究では、Brck 氏に協力いただき、Beck (2007) で使われている C,X バンドのデータを提供いただき、使用した。いただいたデータは両バンドの Stokes I, Q, U のデータであり、このデータに対し、AIPS を用いて偏波強度、偏波角の計算を行った。Beck (2007) で解析されたデータは表 15、表 3、に示すとおりである。

表. 2 NGC6946 の用いた VLA データの観測情報 (Beck 2007)

Name	Date	Frequency [GHz]	Array	Beam size [('') ²]
NGC6946	1995/04/13,20	8.435,8.485	D	8.5 × 8.5
	1996/07/21,23	8.435,8.485	D	15 × 15
	1991/03/23,04/1	4.835, 4.885	D	15 × 15

表. 3 NGC6946 の用いたエフェルスベルグ望遠鏡データの観測情報 (Beck 2007)

Name	Date	Frequency [GHz]	Beam size [('') ²]
NGC6946	1990/06 ~ 1991/02	10.55	68 × 68
	1997/01 ~ 1998/09	4.85	147 × 147

強度/偏波校正天体は 3C138 と 3C286 であり、Gain 校正天体は J2022+616 が用いられ、約 30 分に

1回測定され望遠鏡のゲインと位相の較正、機器由来の偏波 (D-term) の補正が行われた。偏波角精度は、VLA と Effersberg の両方で 1° 以内を達成している。VLA と Effersberg のデータは、それらの周波数の違いをスペクトル指数を -0.7 として補正し、コンバインしている。コンバインしたデータの分解能は $12''$ であったが、信号雑音比 (S/N) を向上させるため $15''$ のビームで畳み込みを行っている。最終的に得られたデータの各 Stokes パラメータのノイズレベル、分解能を表 4 に示す。

表. 4 用いた NGC6946 のデータのノイズレベルと分解能

	C	X
Frequency	4.86 GHz	8.46 GHz
Stokes I rms	$67 \mu\text{Jy beam}^{-1}$	$63 \mu\text{Jy beam}^{-1}$
Stokes Q rms	$17 \mu\text{Jy beam}^{-1}$	$12 \mu\text{Jy beam}^{-1}$
Stokes U rms	$22 \mu\text{Jy beam}^{-1}$	$14 \mu\text{Jy beam}^{-1}$

3.1.2 NGC3627

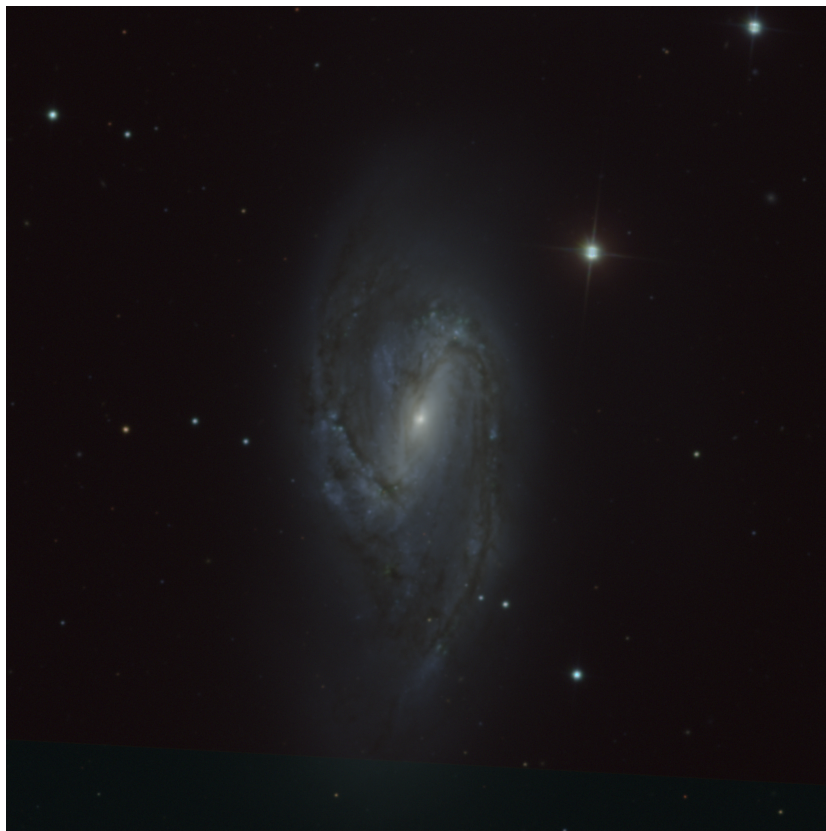


図. 34 NGC3627 の 3 色合成図 (R=SDSS-i, G=SDSS-r, B=SDSS-g)

表. 5 Basic parameters of NGC3627

Parameter	Value	reference
RA (J2000)	$11^h 20^m 15.027^s$	Kuno et al. (2007)
Dec (J2000)	$+12^d 59^m 29.58^s$	Kuno et al. (2007)
Morphology	SAB(s)b	Kuno et al. (2007)
Distances	11.1 Mpc	Hoyt et al. (2019)
Position Angle	176°	Kuno et al. (2007)
Inclination	52°	Kuno et al. (2007)

NGC3627 は、銀河円盤に強い 2 本の渦状腕を持つ渦巻き銀河であり (Martínez-García and Puerari 2014)、銀河形態分類は SAB(s)b(de Vaucouleurs et al. 1991) に分類される棒渦巻き銀河である。天球面上で、RA (J2000) : $11^h 20^m 15.027^s$ 、Dec (J2000) : $+12^d 59^m 29.58^s$ に位置し (Ishiguro et al. 1989)、距離 11.1Mpc ($1'' = 54\text{pc}$) にある天体である (Hoyt et al. 2019)。Leo Triplet グループ銀河の 1 つであり (Arp 1966)、X 線観測などの結果から、潮汐相互作用の影響が見られている (Weżgowiec et al. 2012)。この銀河は、CO 輝線の観測では、複数の速度成分があることがわかっており、棒部と渦状腕部の 2 種類のガスが存在し、2 つの異なるパターン速度で回転するシナリオが最もよくデータ

を説明できることが示唆されている (Beuther et al. 2017)。Position Angle は 176° 、Inclination は 52° (Kuno et al. 2007) であり、これらの NGC3627 の基本的な情報は表 5 に示す通りである。

この天体は、センチ波による偏波観測から、磁場に関する研究もなされている。Effelsberg 望遠鏡を用いた 10.55 GHz 帯の観測から、NGC3627 の全強度分布と偏波強度分布が得られている (Soida et al. 1999)。この結果から、全強度は、バーエンド部が明るく、CO などで見られる強度分布の特徴と一致している。一方、偏波強度は銀河円盤に広がった成分が検出されており、強い偏波ローブが西腕のダストレーンにあり、弱いローブが北東の渦状腕の間に存在している。また、VLA でも 8.46 GHz と 4.85 GHz での観測がされており、腕に集中した S 字型の構造と広がった成分が混ざった磁場の構造を持っている可能性が示唆されている (Soida et al. 2001)。磁場の構造に関しては、NGC3627 の円盤の西側では、特に磁場の方向が腕によく沿っており、潮汐相互作用の影響が磁場にも見られていることが報告されている。磁場のモード m_B に関しては、RM の構造やモデルとのフィッティングから、議論がされており、S 字型の構造と広がった成分で、それぞれ構造があり、合わせて $m_B = 0, 1, 2$ の組み合わせで最もよく説明できるとされている

本研究では、Soida 氏に協力いただき、Soida et al. (2001) で使われている C,X バンドのデータを提供いただき使用した。いただいたデータは両バンドの Stokes I, Q, U のデータであり、このデータに対し、AIPS を用いて偏波強度、偏波角の計算を行った。NGC6946 と同様に表 17 と表 7 に Soida et al. (2001) で使われている解析対象のデータ情報を示す。

表. 6 NGC3627 の用いた VLA データの観測情報 (Soida et al. 2001)

Name	Date	Frequency [GHz]	Array	Beam size [(") ²]
NGC3627	1997/11	8.46	D	11×11
	1997/11	4.85	D	13.5×13.5

表. 7 NGC3627 の用いたエフェルスベルグ望遠鏡データの観測情報 (Soida et al. 1999)

Name	Date	Frequency [GHz]	Beam size [(") ²]
NGC3627	1993/05, 1994/04,05	10.55	67.8×67.8

強度/偏波較正天体は 3C138 と 3C286 であり、Gain 較正天体は J1117+146 が用いられた。C バンドの Effersberg のデータは Soida et al. (2001) で新しく観測されているが、観測時の日時や分解能に関する情報が得られなかったため記載していない。X バンド Effersberg のデータはスペクトル指数を -0.64 として補正し、VLA データとコンバインしている。最終的に得られたデータの各 Stokes パラメータのノイズレベル、分解能を表 8 に示す。

表. 8 用いた NGC3627 のデータのノイズレベルと分解能

	C	X
Frequency	4.85 GHz	8.46 GHz
Beam size	13.5" × 13.5"	11.0" × 11.0"
Stokes <i>I</i> rms	66 $\mu\text{Jy beam}^{-1}$	27 $\mu\text{Jy beam}^{-1}$
Stokes <i>Q</i> rms	11 $\mu\text{Jy beam}^{-1}$	6 $\mu\text{Jy beam}^{-1}$
Stokes <i>U</i> rms	10 $\mu\text{Jy beam}^{-1}$	6 $\mu\text{Jy beam}^{-1}$

3.1.3 NGC4254



図. 35 NGC4254 の3色合成図 (R=SDSS-i, G=SDSS-r, B=SDSS-g)

表. 9 Basic parameters of NGC4254

Parameter	Value	reference
RA (J2000)	$12^h 18^m 49.61^s$	Kuno et al. (2007)
Dec (J2000)	$+14^d 24^m 59.6^s$	Kuno et al. (2007)
Morphology	SAB(s)c	Kuno et al. (2007)
Distances	16.1 Mpc	Kuno et al. (2007)
Position Angle	66°	Kuno et al. (2007)
Inclination	42°	Kuno et al. (2007)

NGC4254 は、赤道座標で RA (J2000) : $12^h 18^m 49.61^s$ 、Dec (J2000) : $+14^d 24^m 59.6^s$ に位置し、距離 16.1Mpc ($1'' = 78\text{pc}$) にある天体である。Virgo 銀河団に所属する銀河であり、M87 の北にある渦巻き銀河である。NGC4254 は Virgo 内での衝突により、銀河が重力的に摂動を受けたことなどが報告されている (Haynes et al. 2007)。シミュレーションにより、これらの衝突は、約 280~750 年前に発生したと示唆されており、ガス成分のみが摂動を受け、恒星の円盤は影響を受けていないことも示されている (Duc and Bournaud 2008)。これらの影響により、星形成プロセスの研究でより注目されている。

磁場に関する研究に関しては Chyży (2008); Soida et al. (1996) がある。Soida et al. (1996) では、Effersberg での 10.45 GHz の観測がされ、低解像度のシングルディッシュのデータのみで議論されている。Chyży (2008) では、VLA のデータと組み合わせ、ミッシングフラックスの問題を解決し、より高解像度なマップを用いて議論が進められている。C,X バンドでの全強度の分布は、南に比べて北への広がりが大きく、北への広がりがほぼ 2 倍あるような非対称性を持っていることがわかっている。偏波強度も非対称性が強く、全強度の分布よりも偏りが強い。NGC6946 と同様に、磁気アームと渦状腕の offset が見られ、磁気アームは潮汐力などの影響が見られることが報告されている。

NGC 4254 の磁場ベクトルに関する研究は、銀河全体でのピッチ角の変化はダイナモだけから生じるものではなく、密度波や局所的な効果によって励起されていると考えられている。これは、銀河内で、全磁場の強度と局所的な星形成率の関係に反相関があり、星が活発に形成されている領域で乱流が増加しているランダム磁場が効率的に生成されているためと考えられている。RM の分布は、複数の磁場モードが混合していることを示唆している。磁場強度に関しては、一般的な銀河同様マイクロガウス程度であり、銀河外縁部のアーム内で磁場は非常に強くなっている。銀河団の影響のはモデルを考えることで議論されており、ダイナモ誘導磁場が銀河団のラム圧力ではなく、重力相互作用による伸張および剪断力によって誘導されていることを示唆している。RM の構造から、磁場モードは $m_B = 0, 2$ の組み合わせでよく説明されるとされている。また、これらの組み合わせは半径ごとに異なり、ある半径では $m_B = 0, 1$ の組み合わせでよく説明できるものもある。

本研究では、VLA のアーカイブデータを使用しており、用いたアーカイブデータの詳細は表に示す。

表. 10 Information of the VLA archive data of NGC4254

Name	Date	Frequency [GHz]	Array	Beam size [(") ²]	BPA [°]
NGC4254	1999/05/10	4.8851	D	19 × 17	0.2
	1997/09/21	8.4351	D	11 × 10	-24.4

NRAO Science Data Archive から、目標天体である NGC4254 の C,X バンドの全偏波 (RR,RL,LR,LL) データをダウンロードし、解析を行なった。データ解析には、NRAO が管理している天文データの較正、分析、画像表示などができる天文データ解析用のソフトウェア AIPS (Astronomical Image Processing System) を使い、1328+307(3C286) を偏波較正天体、1236+077 を利得較正天体として解析をおこなった。解析の手順は、2 章に書いたとおりである。

解析の結果、各 Stokes パラメータのノイズレベル、分解能を表 11 に示す。

表. 11 用いた NGC4254 のデータのノイズレベルと分解能

	C	X
Frequency	4.85 GHz	8.46 GHz
Beam size	19" × 17"	11" × 10"
Stokes <i>I</i> rms	70 μ Jy beam ⁻¹	21 μ Jy beam ⁻¹
Stokes <i>Q</i> rms	16 μ Jy beam ⁻¹	10 μ Jy beam ⁻¹
Stokes <i>U</i> rms	14 μ Jy beam ⁻¹	10 μ Jy beam ⁻¹

4 結果 (各マップ)

ここでは、結果として C,X バンドでの偏波マップ、RM マップ、磁場ベクトルマップを示す。また、磁場ベクトルマップを導出する際に用いた可視光と速度場のデータ、2.5 節で説明した磁場強度導出方法を用いて計算した磁場強度の動径分布を示す。

4.1 NGC6946

偏波解析の結果、C,X バンドでの電波強度と偏波強度、偏波角のマップを獲得した。結果を図 36,37 に示す。各バンドでの全電波強度をコントラストでかき、その上に磁場の方向を示す白い棒線を重ねた。銀河の形態と磁場の構造を比較するため、DSS2B(2nd Digitized Sky Survey, Blue) の画像 (McLean et al. 2000) を背景のとして重ねた。磁場の向きを示す白い実線は、RM media による回転分の補正は行なっておらず、各バンドの偏波強度が誤差 $((\sigma_Q + \sigma_U)/2)$ の 3 倍以上のピクセルのみプロットしている。C、X 両バンドとも Stokes I 、偏波強度ともに銀河中心領域が最も明るい。

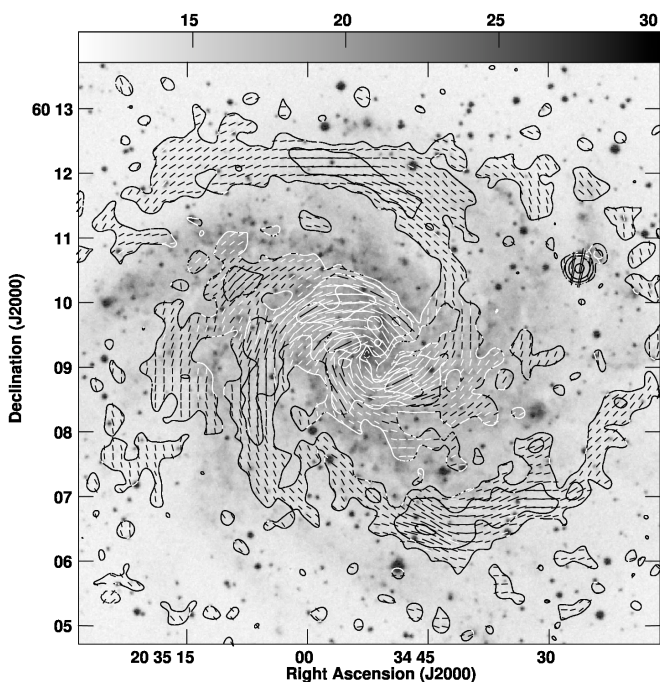


図. 36 NGC6946 の C バンド偏波マップ

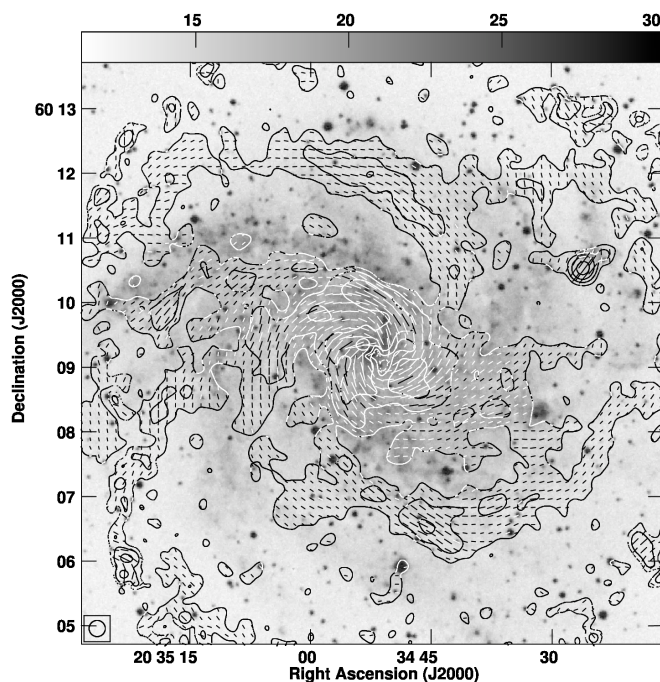


図. 37 NGC6946 の X バンド偏波マップ

C,X バンドの両データで偏波強度 P_{POL} が Stokes Q,U のノイズレベルの相加平均の 3 倍以上 ($P_{POL} > 3(\sigma_Q + \sigma_U)/2$) の強度を持つピクセルに対して、RM 式 (16) を用いて計算した。計算した RM の頻度分布を図 39 に示す。このヒストグラムに対し、Marquardt-Levenberg 法に基づいた非線形最小二乗法でガウシアンフィットを行なった。その結果、RM は $+38.4 \text{ radm}^{-2}$ でピークとなり、 $\text{div}B=0$ を満たす場合、ピークが 0 radm^{-2} に来ることが期待されるため、この $+38.4 \text{ radm}^{-2}$ は NGC3627 と我々の間に存在する前景 RM だと考えられる。また、銀河全体での RM の分散 (\sim 半値幅/2.35) は 74 radm^{-2} 程度となり、これは典型的な銀河としては妥当な値である (Beck 2016)。

銀河円盤の成分を見るために、図 38 は前景を差し引いた RM マップである。赤い領域が正であり、青い領域が負である。また、コントアも RM の分布を表して降り RM が正の領域は実線で、負の領域は破線で表されている。RM が C,X バンドの空間分解能に差があることから、RM の有効的な空間分解能は C バンドの偏波データと同程度である。

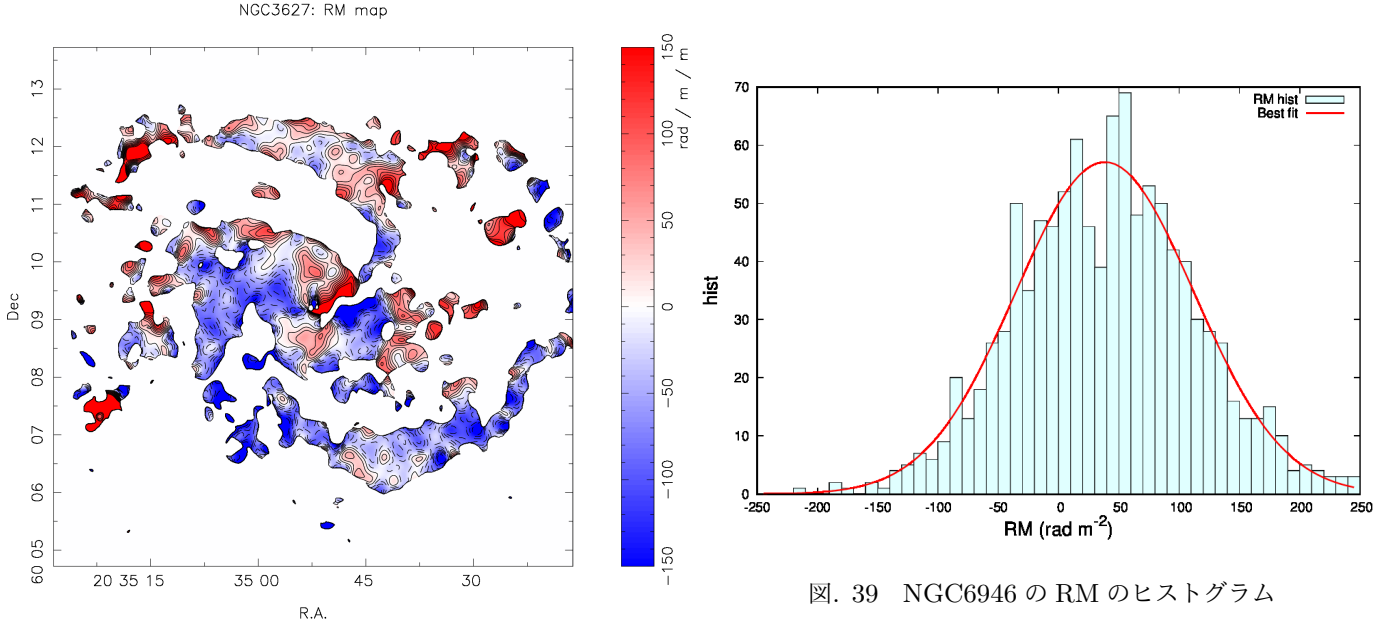


図. 38 NGC6946 の RM マップ

図. 39 NGC6946 の RM のヒストグラム

全磁場強度 (B_{tot}) は、磁場と宇宙線のエネルギー等分配を仮定して、Beck and Krause (2005) に示されている式 (20) を用いて計算した。磁場強度を推定するため、我々は先行研究を参考に $\alpha = 0.9$ 、 $K_0 = 100$ 、 $E_p = 1.5 \times 10^{-3} \text{erg}$ 、 $c_1 = 6.3 \times 10^{18} \text{erg}^{-2} \text{s}^{-1} \text{G}^{-1}$ 、 $c_2 = 3.9 \times 10^{-24} \text{ergG}^{-1} \text{sterad}^{-1}$ 、 $c_4 = 0.62^2$ を用いた。磁場強度の動径方向の分布を図 41 に示す。マップ全体での磁場強度の平均が全磁場強度は $B_{tot} = 17.8 \pm 3.6 \mu\text{G}$ 、揃った磁場の強度は $B_{ord} = 6.2 \pm 1.4 \mu\text{G}$ であった。中心付近では、磁場強度の急激な変化が見られ、全強度は強く、揃った成分は弱くなっており、2 kpc 以降では動径方向にはほぼ一定の強度となっている。

我々は、磁場ベクトル再構方法 (Nakanishi et al. 2019) を用いて、銀河各点での磁場ベクトルを決定した。その際、ベクトルのプロット条件は、以下の 4 つである。

1. C,X 両バンドで Stokes I と偏波強度がそれぞれ $3\sigma_I$ 、 $3(\sigma_Q + \sigma_U)/2$ よりも大きい
2. RM の絶対値が誤差伝搬を用いて計算した誤差 ($\sigma_{RM} = \sqrt{(\delta\chi(\lambda_1)^2 - \delta\chi(\lambda_2)^2)/(\lambda_1^2 - \lambda_2^2)^2}$) よりも大きい
3. RM の絶対値が 200 rad m^{-2} 以内である
4. C,X バンドでの偏波角の差が、それぞれのバンドでの偏波角の誤差の和よりも大きい

これらは、RM の符号が観測雑音で変わった場合、磁場ベクトルもそれに伴い 180° 変化するため、このような不確定なベクトルを削除するためである。また、RM の絶対値が 200 よりも大きいピクセルは銀河の値として非現実的であるとしてプロットしていない。

獲得した磁場ベクトルマップを図 42,43 に示す。また、渦状腕との位置関係を見やすくするために Face on view 補正をおこなった。これは、Position Angle(PA) だけ時計回りに回転させ、y 軸に長軸

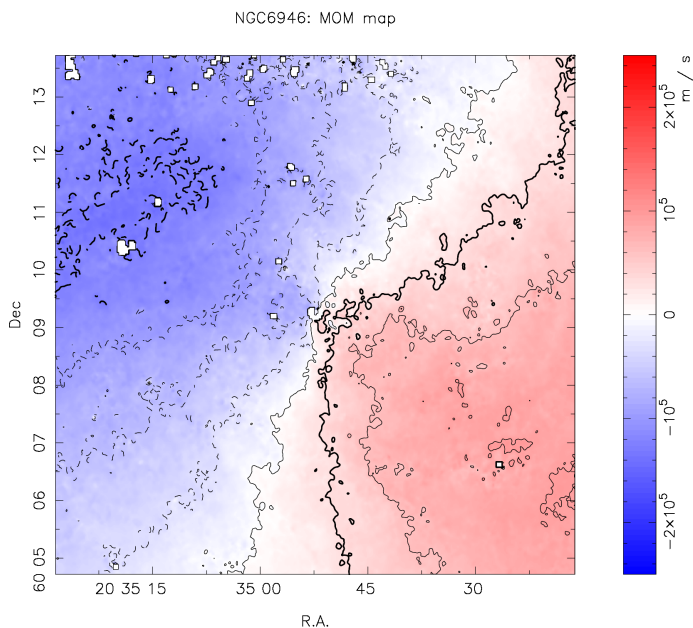


図. 40 NGC6946 の速度場マップ

図. 41 NGC6946 の磁場強度の動径分布

を合わせ、その後インクリネーションを考慮し x 軸方向に引き伸ばすことで補正をおこなった。図 43 の白い円は中心から半径 500pc ごとに 7.5kpc まで描いている。マップの縦軸・横軸はそれぞれ中心からの offset 距離である。

図 42,43 から、NGC6946 は内向きのベクトルと外向きのベクトルの両方を思っていることがわかった。

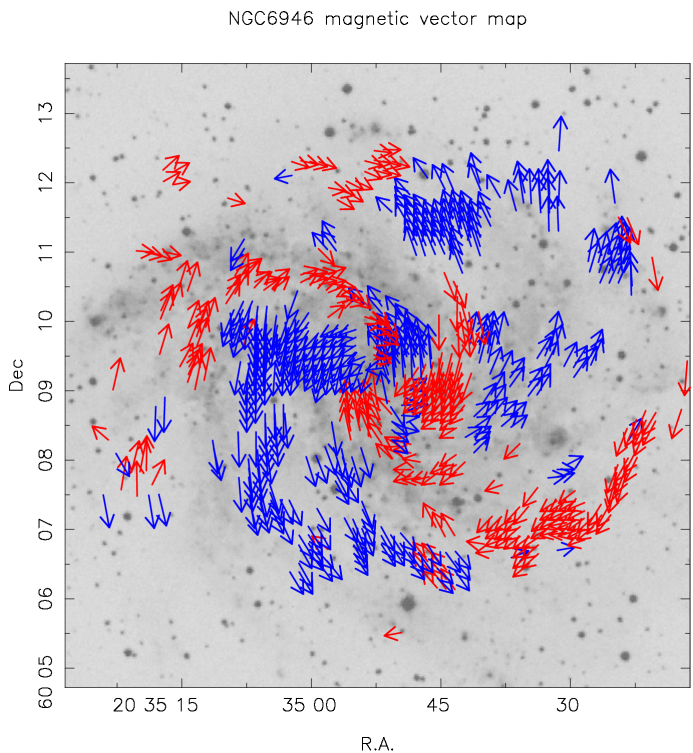


図. 42 NGC6946 の磁場ベクトルマップ

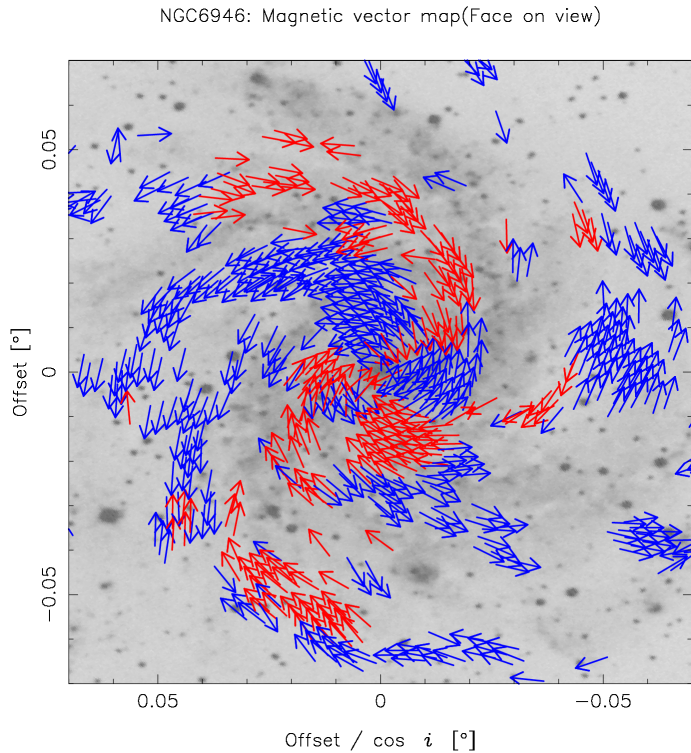


図. 43 NGC6946 の磁場ベクトルマップ (Face on view)

4.2 NGC3627

偏波解析の結果、C,Xバンドでの電波イメージと偏波面のマップを獲得した。結果を図44,45に示す。NGC6946と同様、各バンドでの全電波強度をコントアでかき、その上に磁場の方向を示す白い棒線を重ね、DSS2Bの画像 (McLean et al. 2000) を背景のカラーとして重ねた。各プロット条件もNGC6946と同様に、RM media による回転分の補正は行なっておらず、各バンドの偏波強度が誤差 $((\sigma_Q + \sigma_U)/2)$ の3倍以上のピクセルのみプロットしている。磁場の方向は概ね銀河の渦状腕にそっていているが、シンクロトロン全強度 (=Stokes I) と偏波強度の分布は異なり、偏波強度がより銀河の渦状腕に集中した構造を持っている。全強度は、中心の棒構造と渦状腕の境界領域で最も明るく、その値は、CバンドとXバンドでそれぞれ12.99と9.19 mJy/beamである。この領域は、COおよびHIラインでも明るい領域でありバーエンドと呼ばれる (Kuno et al. 2007; Walter et al. 2008)。偏波強度は、Xバンドでは銀河中心領域、Cバンドでは南西のスパイラルアームで最も明るくなっている。

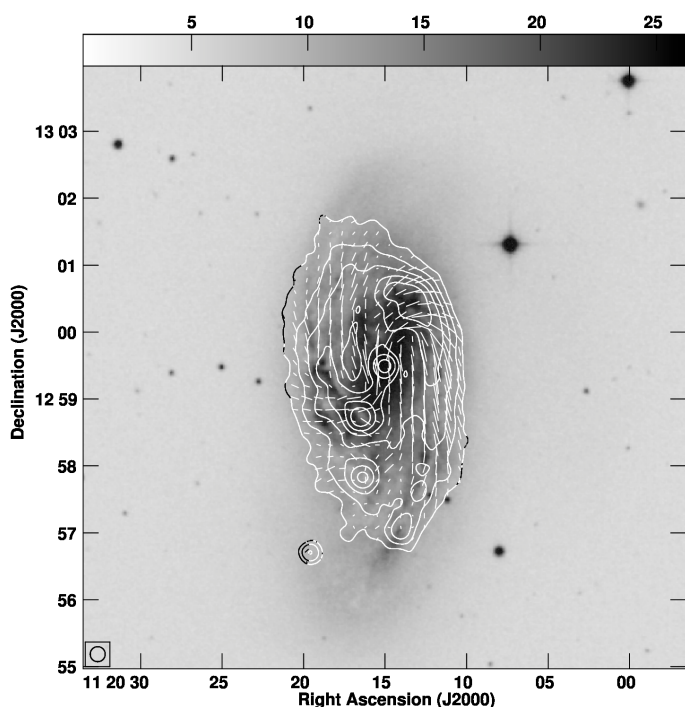


図. 44 NGC3627 の C バンド偏波マップ

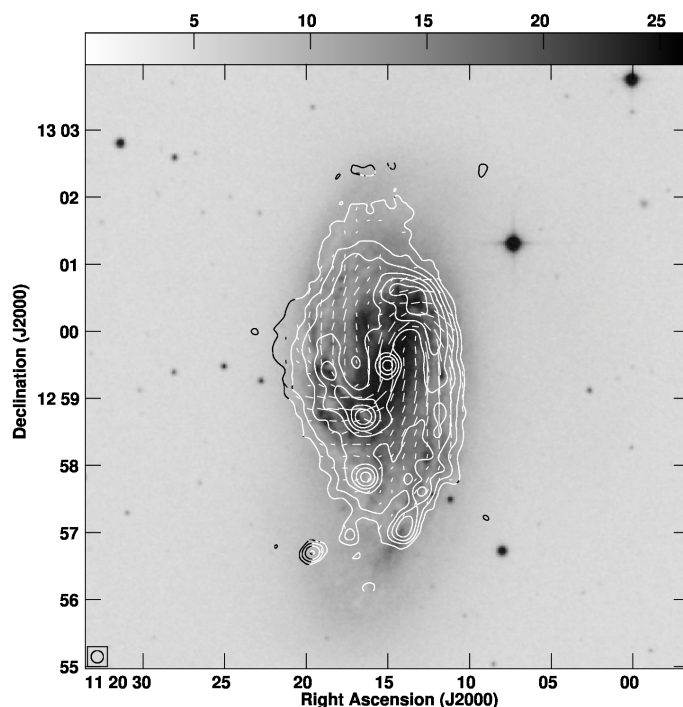


図. 45 NGC3627 の X バンド偏波マップ

C,Xバンドの両データにおいて偏波強度がノイズレベル3倍以上であるピクセルに対して、RM式(16)を用いて計算した。計算したRMの頻度分布を図47に示す。このヒストグラムに対し、Marquardt-Levenberg法に基づいた非線形最小二乗法でガウシアンフィットを行なった結果、RMは $+56.5 \text{ radm}^{-2}$ でピークとなり、これを前景のRMとして採用した。また、銀河全体でのRMの分散は 48 radm^{-2} となり、これは典型的な銀河としては妥当な値である (Beck 2016)。NGC6946同様に銀河円盤の成分を見るために、図46は前景を差し引いたRMマップである。

式(20)を用いて計するため、各パラメータは $\alpha = 0.9$ 、 $K_0 = 100$ 、 $E_p = 1.5 \times 10^{-3} \text{ erg}$ 、 $c_1 = 6.3 \times 10^{18} \text{ erg}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ G}^{-1}$ 、 $c_2 = 3.9 \times 10^{-24} \text{ erg} \text{ G}^{-1} \text{ sterad}^{-1}$ 、 $c_4 = 0.62^2$ を用いた。磁場強度の動径方向の分布を図49に示す。マップ全体での磁場強度の平均が全磁場強度は $B_{tot} = 18.8 \pm 4.2 \mu\text{G}$ 、揃った

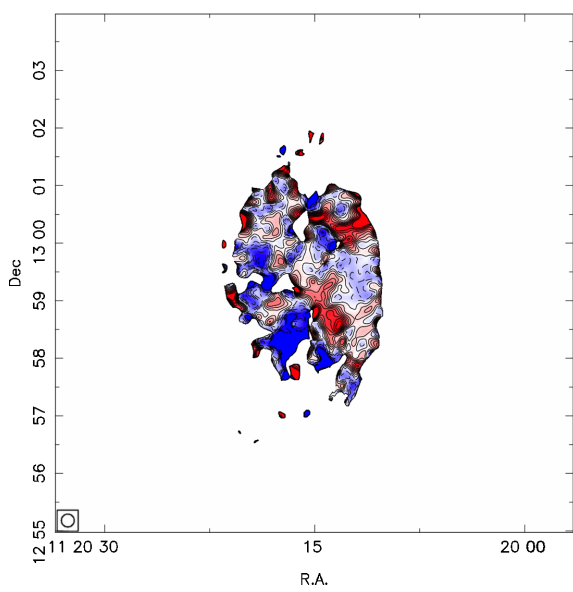


図. 46 NGC3627 の RM マップ

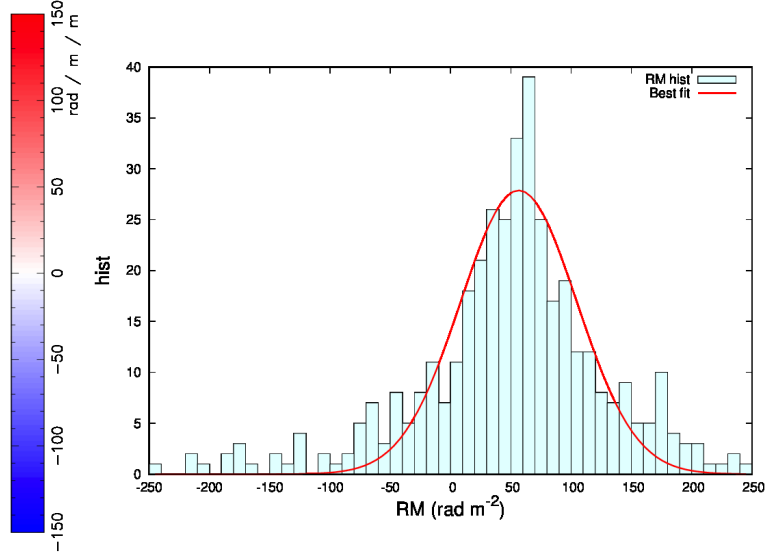


図. 47 NGC3627 の RM のヒストグラム

磁場の強度は $B_{ord} = 6.1 \pm 2.0 \mu G$ であった。NGC6946 同様、中心付近では、磁場強度の急激な変化が見られ、全強度は強くなっており 2 kpc まで緩やかに減少する。その後 2 – 4kpc で磁場強度が増加し、それ以降、緩やかに減少している。揃った成分では逆の傾向をもち、中心領域では弱く、2 kpc まで緩やかに増加し、その後はほぼ一定だが、緩やかに 2 – 4kpc で磁場強度が減少し、その後増加しているように見られる。

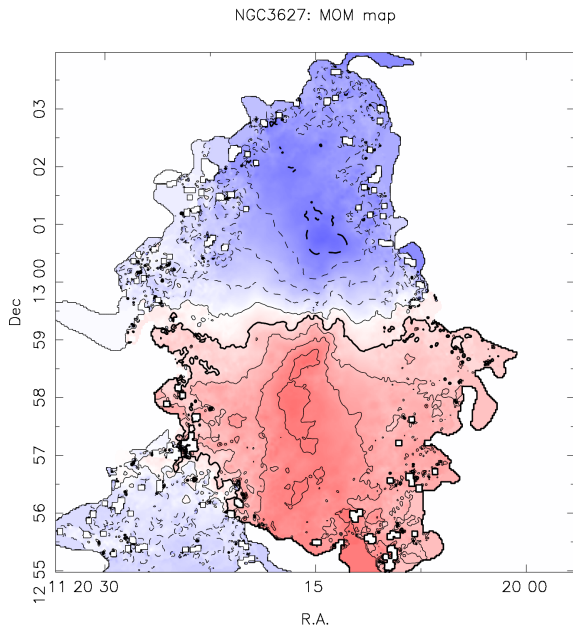


図. 48 NGC3627 の速度場マップ

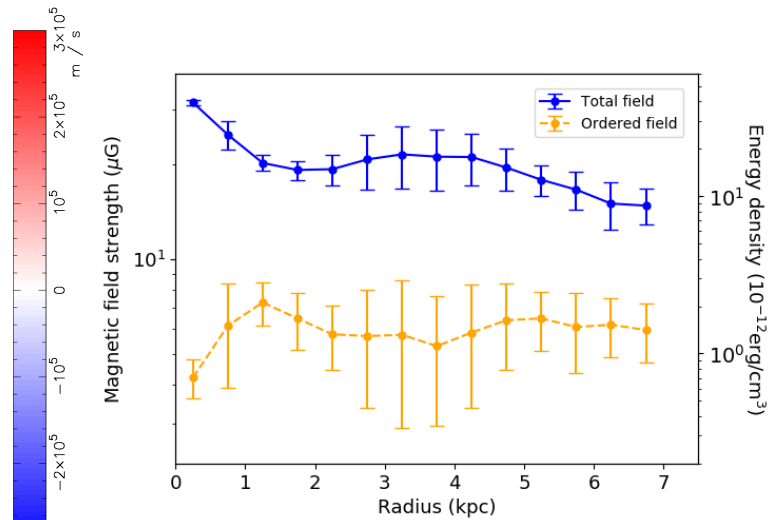


図. 49 NGC3627 の磁場強度の動径分布

我々は、磁場ベクトル再構方法 (Nakanishi et al. 2019) を用いて、銀河各点での磁場ベクトルを決定した。その際、NGC6946 と同様の 4 つの制限をベクトルのプロット条件とした。獲得した磁場ベクトルマップを図 50,51 に示す。図 50,51 から、NGC3627 は内向きのベクトルと外向きのベクトルの両方

を思っていることがわかり、大まかに北側に inward、南側に outward の成分が見られた。

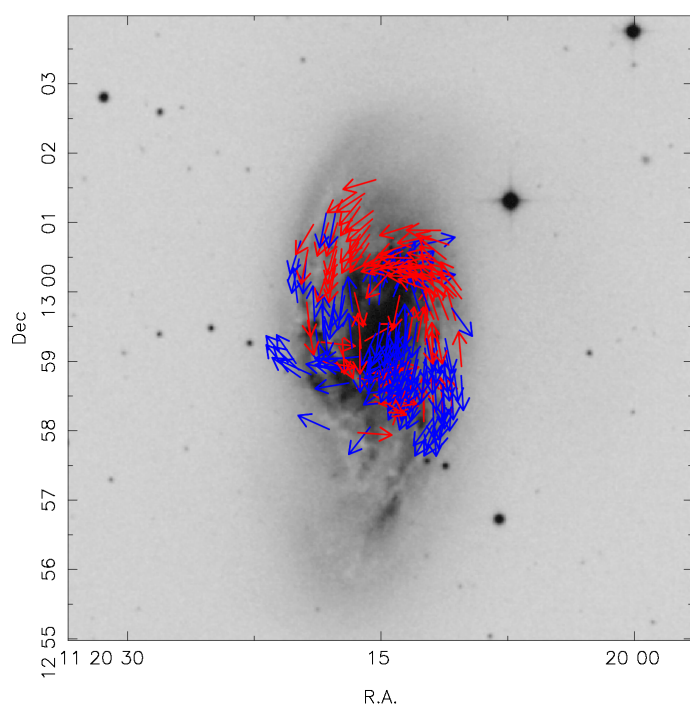


図. 50 NGC3627 の磁場ベクトルマップ

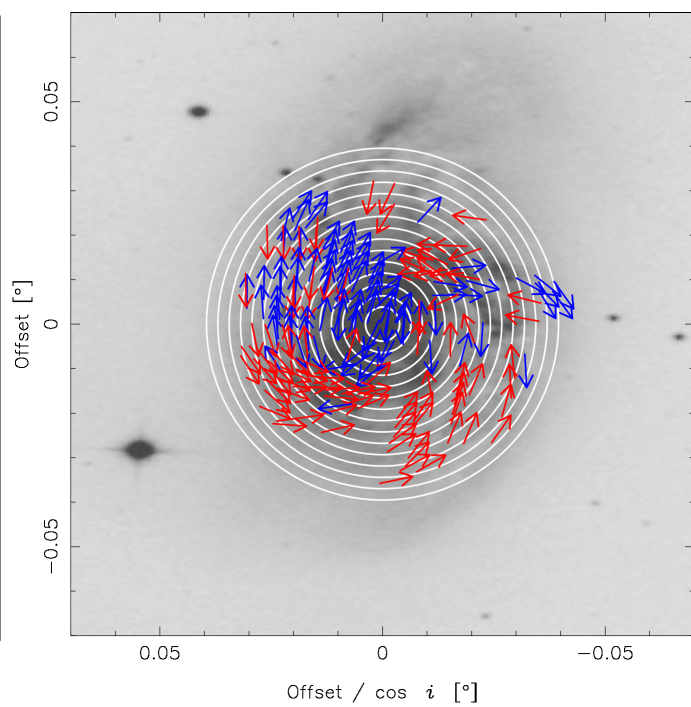


図. 51 NGC3627 の磁場ベクトルマップ (Face on view)

4.3 NGC4254

NGC4254 の偏波解析結果を図 52,53 に示す。NGC6946 と同様、各バンドでの全電波強度をコントラストでかき、その上に磁場の方向を示す白い棒線を重ね、DSS2B の画像を背景のカラーとして重ねている。各プロット条件も NGC6946 と同様に、RM media による回転分の補正は行なっておらず、各バンドの偏波強度が誤差 $((\sigma_Q + \sigma_U)/2)$ の 3 倍以上のピクセルのみプロットしている。磁場の方向は概ね銀河の渦状腕にそっているが、NGC3627 同様、シンクロトロン全強度と偏波強度の分布は異なった分布をしていた。全強度は、北西にある点源を覗き、中心領域で最も明るく、その値は、C バンドと X バンドでそれぞれ 4.8 と 1.3 mJy/beam であった。偏波強度は、C,X 両バンドで南の渦状腕で最も明るくなっていた。

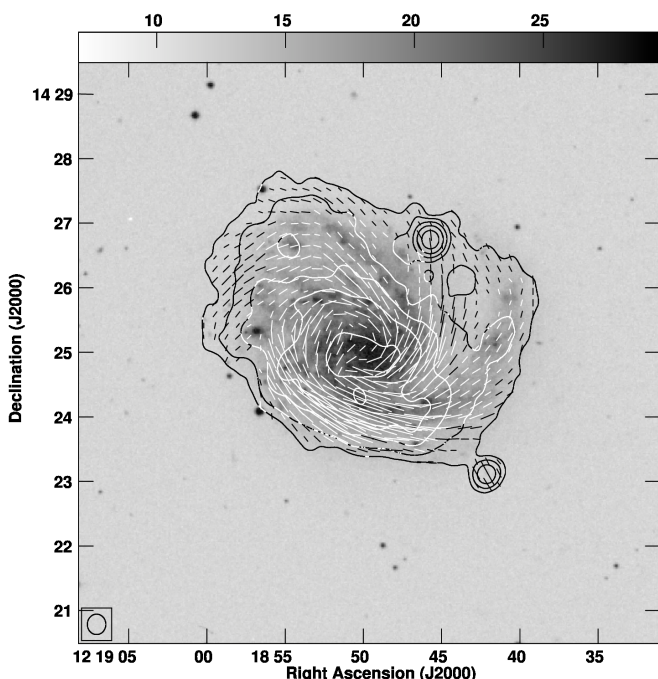


図. 52 NGC4254 の C バンド偏波マップ

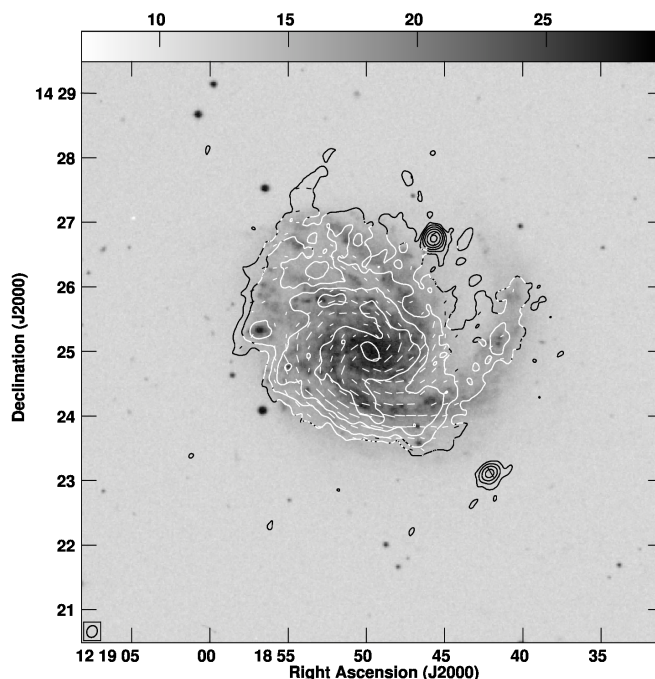


図. 53 NGC4254 の X バンド偏波マップ

式 (16) を用いて RM を計算し、頻度分布を図 55 に示す。このヒストグラムに対し、ガウシアンフィットを行なった結果、RM は $+13.4 \text{ radm}^{-2}$ でピークとなり、これを前景の RM として採用した。また、銀河全体での RM の分散は 70 radm^{-2} となり、これは典型的な銀河としては妥当な値である (Beck 2016)。銀河円盤の成分を見るため、図 54 は前景を差し引いた RM マップである。

磁場強度を、式 (20) を用いて計算するため、各パラメータは $\alpha = 0.9$, $K_0 = 100$, $E_p = 1.5 \times 10^{-3} \text{ erg}$, $c_1 = 6.3 \times 10^{18} \text{ erg}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ G}^{-1}$, $c_2 = 3.9 \times 10^{-24} \text{ erg G}^{-1} \text{ sterad}^{-1}$, $c_4 = 0.62^2$ を用いた。磁場強度の動径方向の分布を図 57 に示す。マップ全体での磁場強度の平均が全磁場強度は $B_{tot} = 15.8 \pm 2.5 \mu\text{G}$ 、揃った磁場の強度は $B_{ord} = 5.7 \pm 1.4 \mu\text{G}$ であった。NGC6946、NGC3627 とは異なり、中心付近での、磁場強度の急激な変化が見られず、全強度は 7 kpc まで緩やかに減少し、揃った成分は 7 kpc まで緩やかに増加している。その後、全強度は増加に転じているが、揃った成分は 8kpc で大きく減少し、その後増加に転じ、中心から 7kpc までの傾向を外挿した程度の強度になっていた。

NGC6946 と同様の 4 つの制限をベクトルのプロット条件とし、磁場ベクトルマップを作成した。獲

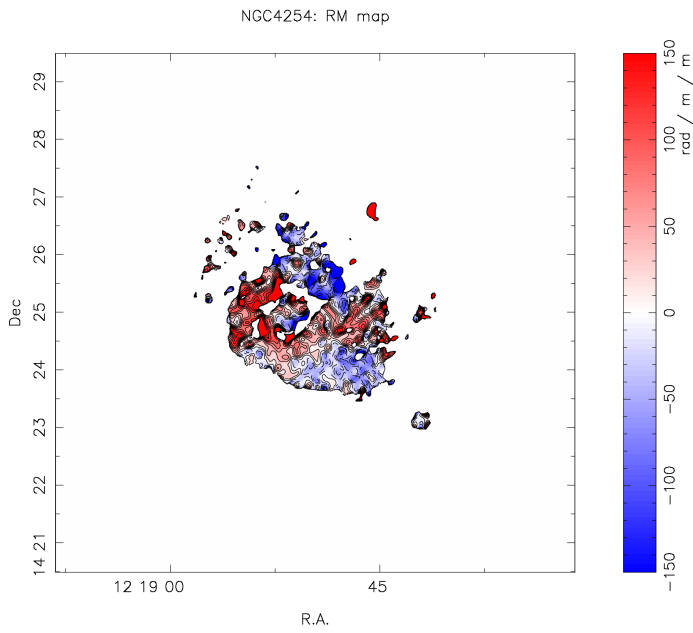


図. 54 NGC4254 の RM マップ

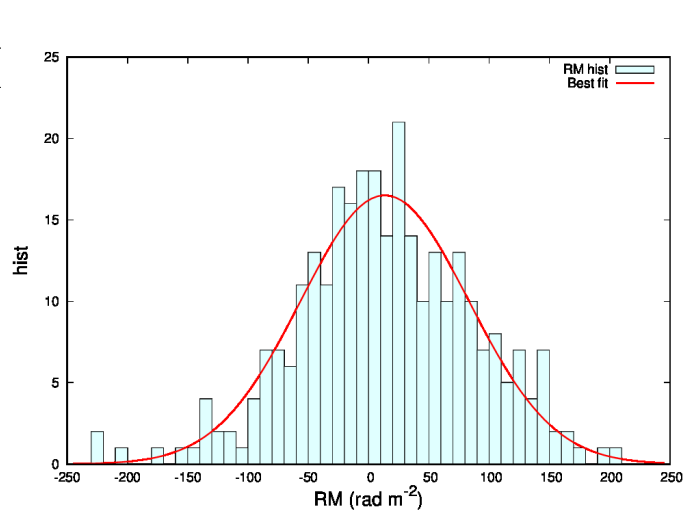


図. 55 NGC4254 の RM のヒストグラム

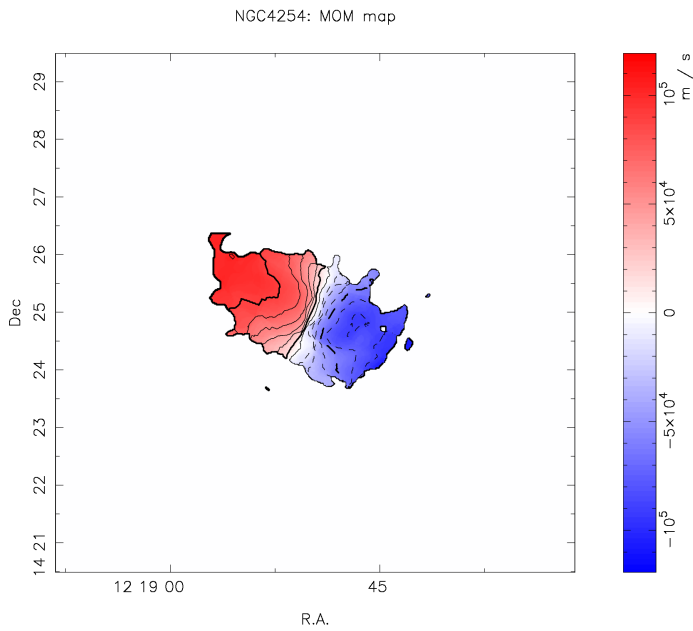


図. 56 NGC4254 の速度場マップ

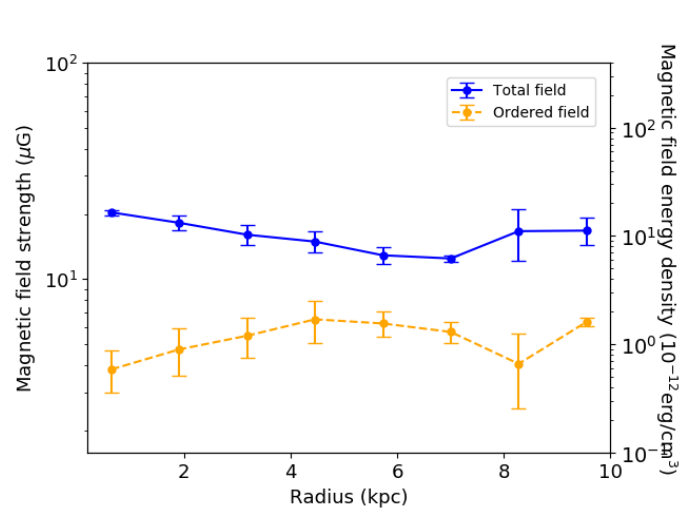


図. 57 NGC4254 の磁場強度の動径分布

得した磁場ベクトルマップを図 58,59 に示す。図 58,59 から、NGC4254 は内向きのベクトルと外向きのベクトルの両方を思っていることがわかり、南では渦状腕とその間 (インターアーム) で磁場の向きが反転している。北側の成分は多少複雑であるが、図 59 から、南側同様に渦状腕とその間 (インターアーム) で磁場の向きが反転している。

NGC4254 magnetic vector map

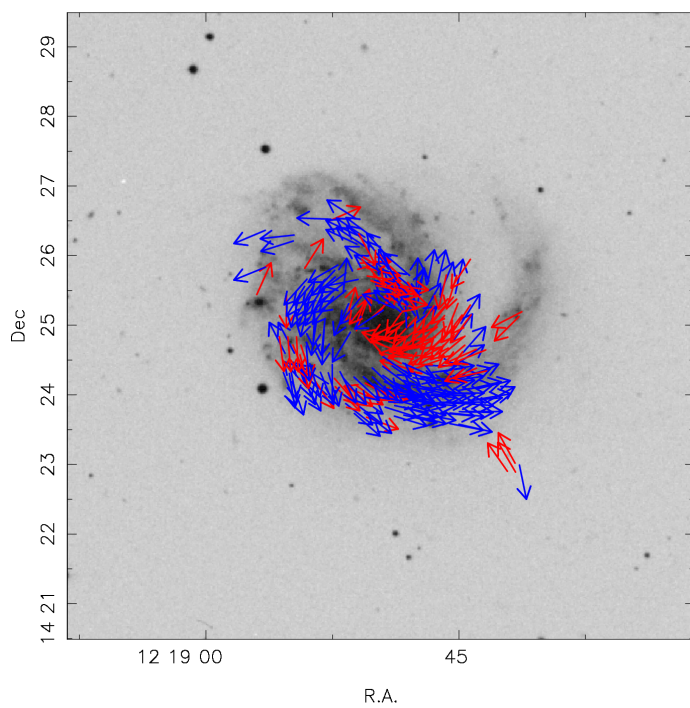


図. 58 NGC4254 の磁場ベクトルマップ

NGC4254: Magnetic vector map(Face on view)

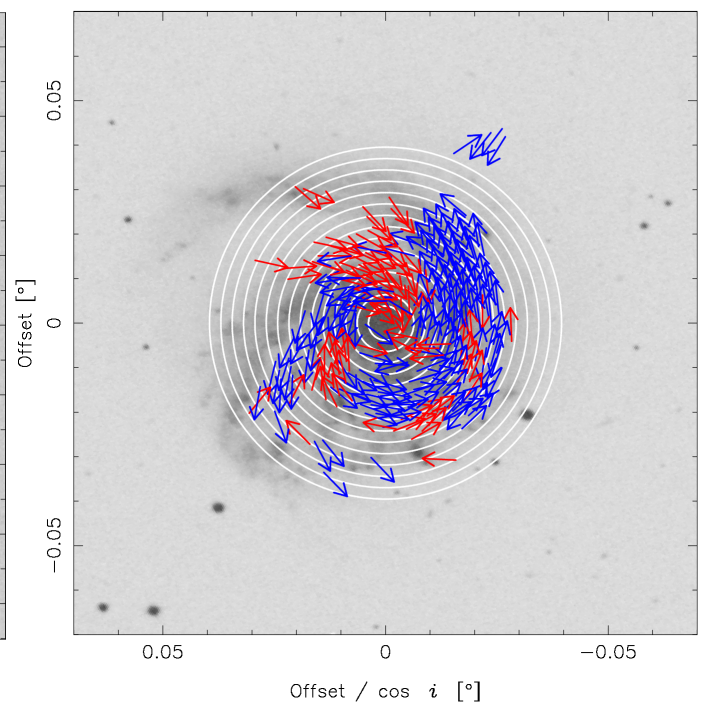


図. 59 NGC4254 の磁場ベクトルマップ (Face on view)

5 考察

5.1 星渦状腕間での磁場の反転

5.1.1 磁場ベクトルの角度、ピッチ角、銀河方位角の定義

磁場ベクトルマップから、磁場のモード数を推定するため、磁場ベクトルの角度を定義する。主に、Kurahara et al. (2020) で定義されているものと同じ定義を用いる。各ピクセルで決められる磁場ベクトルのピッチ角は、銀河中心を中心とする円における接線となす角度として定義する。ピッチ角は定義より、 $0-90^\circ$ の値を取る。また、磁場ベクトルの向きは、図 60 の右に示すように、内向きのベクトルを反時計回りに負に大きくなる方向で定義し、外向きのベクトルは時計回りに正に増える方向で定義した。

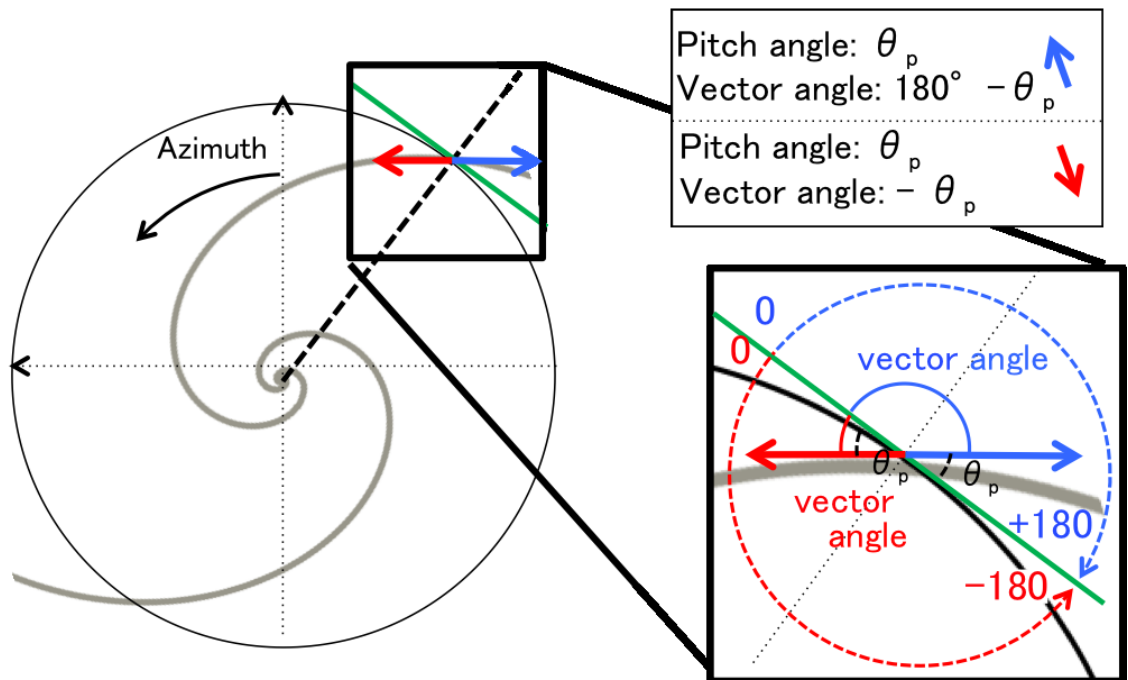


図. 60 磁場ベクトル角度の定義

また、銀河の磁場モード数推定の際に、磁場ベクトルの方位角プロファイルを用いることにした。その際、方位角は銀河をフェイスオン補正し、銀河の北の長軸上から反時計回りに増えるように $0-360^\circ$ の範囲で定義した (図 60 左:Azimuth と書いてある矢印参照)。フェイスオン補正は、銀河がほぼ正円であると仮定し行なつた、まず Kuno et al. (2007) による各銀河の PA(銀河の長軸と天の北極南極を結ぶ線とのなす角度) だけ、銀河を回転させ、長軸を縦軸 (y 軸) に合わせ、その後、横軸方向に銀河の Inclination を考慮し拡大することで、フェイスオン補正を行なつた。

5.1.2 磁場ベクトルのピッチ角

渦巻き銀河にみられる渦状腕構造は、巻き方のキツさの指標であるピッチ角で特徴付けられる。一般的に、各渦状腕のピッチ角は個々で異なり、銀河の中心からの距離によっても異なることが知られてい

る (Puerari and Dottori 1992)。

Beck et al. (2019) によると、渦状腕のピッチ角と磁場のピッチ角は厳密には一致しない。これは、近年までは、銀河の渦状腕とは関係ないパラメータでダイナモが駆動されるため、ピッチ角が揃わないと考えられていたが、近年の RM と偏波角に関する研究から、偏波角でみる磁場の構造と RM で見る磁場の構造が Regular field を見ているか、または、Orderd field を見ているかが違うため、この不一致が起こると考えられるようになってきた Beck et al. (2020)。

図 61 63 に本研究対象の銀河の磁場のピッチ角の分布を示す。

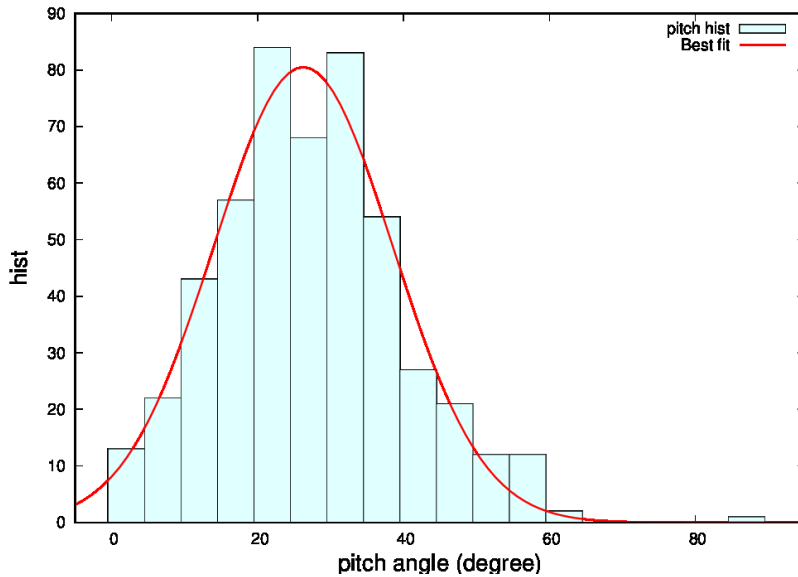


図. 61 NGC6946 の磁場ベクトルのピッチ角ヒストグラム

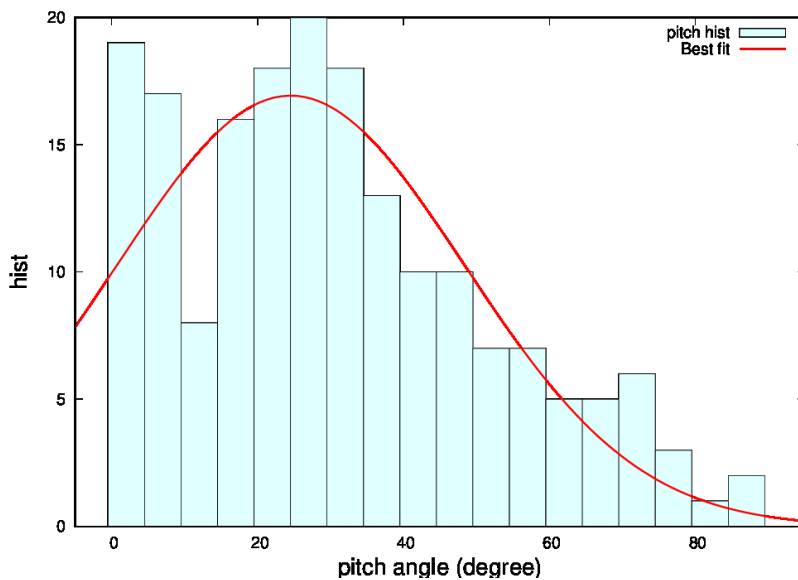


図. 62 NGC3627 の磁場ベクトルのピッチ角ヒストグラム

それぞれ、偏波角の頻度のピークは、NGC6946 で 26.3° 、NGC3627 で 24.5° 、NGC4254 で 20.3°

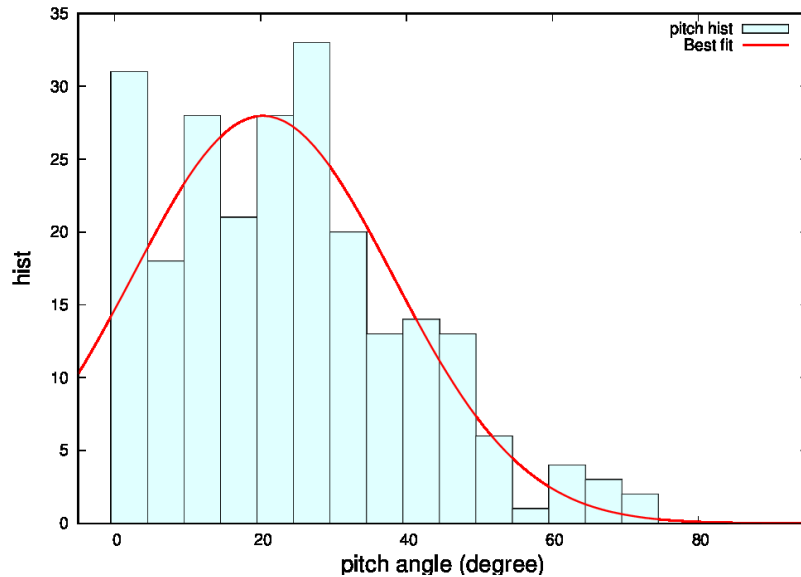


図. 63 NGC4254 の磁場ベクトルのピッチ角ヒストグラム

であった。これらを、それぞれ星の渦状腕のピッチ角と比較する。それぞれの星の渦状腕のピッチ角は NGC6946 で 24.0° (Kendall et al. 2015)、NGC3627 で 25.2° (Díaz-García et al. 2019)、NGC4254 で 30.0° (Pour-Imani et al. 2016) であり、磁場のピッチ角と概ね一致している。NGC4254 は磁場のピッチ角が小さい傾向にあるようだが、図 63 では、最頻値が $25^\circ - 30^\circ$ であるため、誤差の範囲内で一致している。

以上の結果から、本研究で対象の 3 つの系外銀河において、銀河の大局磁場が渦状腕に沿っていることが確認できた。これは、大局磁場の生成メカニズムが、銀河の星の渦状腕に関係していることを示唆している。

5.1.3 Phase diagram

図 42 などから、各銀河には内向きと外向きの両方の磁場ベクトルがあることがわかる。つまり、磁場の反転が今回解析した全ての銀河において確認された。今回、図 42 などから、上記の渦状腕に対応した反転が見られている。これは、系外銀河ではこれまで確認されておらず、本研究による初めての発見と言える。これまで、RM の分布や偏波角の分布のみで推定していた磁場構造は、Azimuth 方向のプロファイルを用いたりすることで磁場の構造を推定していた。それでは、銀河全体の構造を俯瞰することが難しく、また、それらのフーリエ変換などで構造を議論していたため、規則的な反転構造しか検出できなかった。本研究によって、銀河各点で磁場の向きが決められるようになり、銀河を俯瞰して、また、複雑な反転構造が比較的容易に確認できることになったことで発見されたと言える。

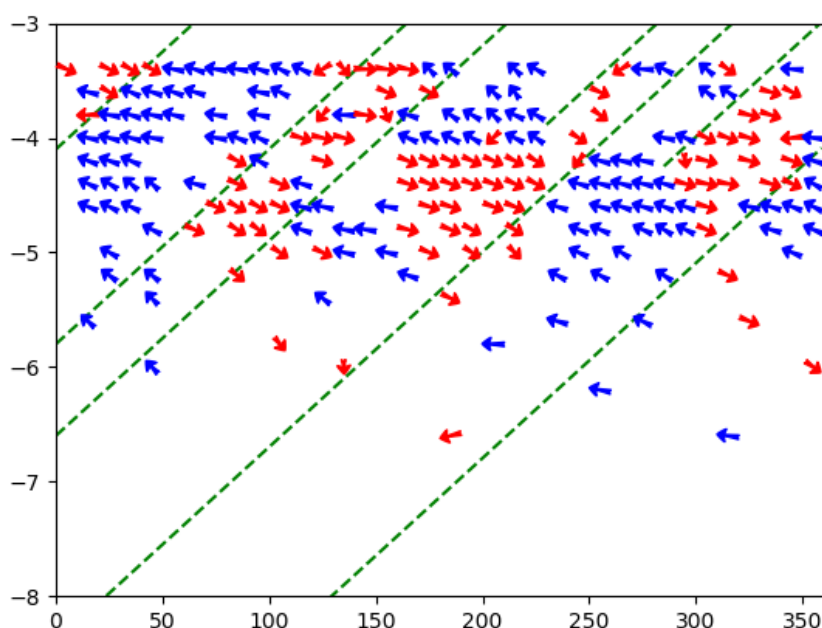


図. 64 NGC6946 の磁場ベクトルを Phase diagram 上に表示したもの

図 64–図 66 は、各銀河の磁場ベクトルの分布を Phase diagram で表したものである。図中の破線は前節で述べた星の渦状腕のピッチ角で対数螺旋を考えた場合の螺旋構造を示している。この図からも inward と outward のベクトルがそれぞれ螺旋に沿って並んでおり、渦状腕とインターアームで inward と outward が入れ替わっている様子が見られる

これらの結果から、本研究で対象とした 3 つの系外銀河において、星の渦状腕に対応する磁場の反転が確認できた。

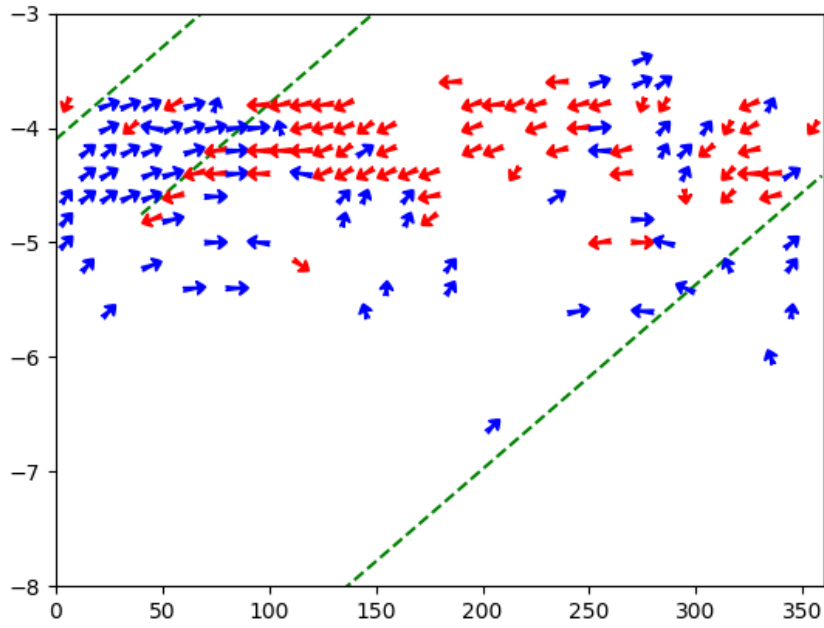


図. 65 NGC3627 の磁場ベクトルを Phase diagram 上に表示したもの

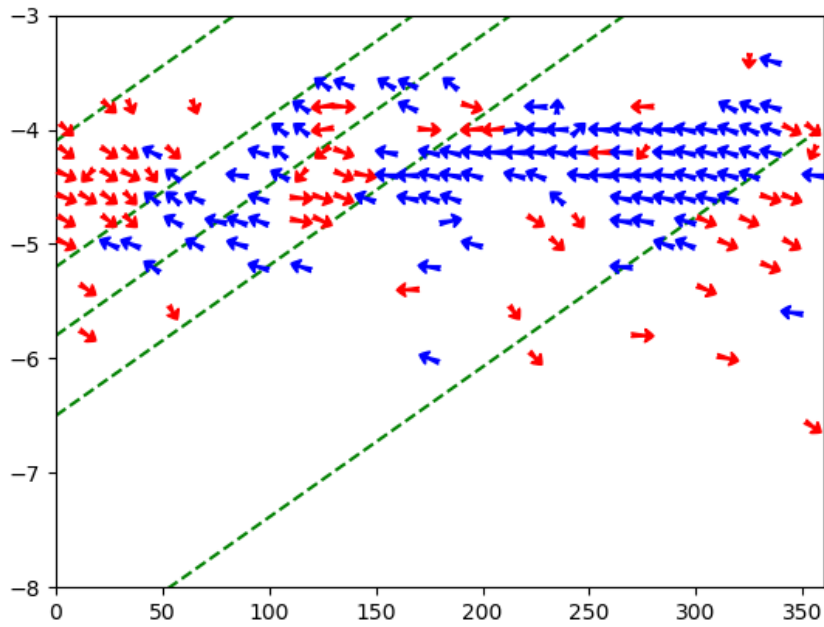


図. 66 NGC4254 の磁場ベクトルを Phase diagram 上に表示したもの

5.2 大局磁場のモード数

5.2.1 これまでの磁場モード数推定方法

磁場ベクトルを用いない銀河の磁場構造の決定方法は、1章でも述べた通り大きく分けて2つあり、RMのAzimuthal profileの三角関数フィットとピッチ角のモデルフィットである。

前者はRing・ASS構造なら1周期の余弦波でフィットでき、BSSなら2周期の余弦波でフィットできる。実際に近傍銀河M31同様のにおいて同様の手法を用いた解析が行われており、1周期の余弦波でよくフィットされている。また、RMのAzimuthal profileからフィットされた1周期の成分を差し引いたデータについて同様に2周期の余弦波でよくフィットできることが示されている(Beck et al. 2020)。実際にフィッティングする関数はBeck et al. (2020)では以下のようにあたえられた。

$$\text{RM} = \text{RM}_{\text{fg}} + \text{RM}_{\text{max,a}} \cos\beta_{\text{reg}} = \text{RM}_{\text{fg}} + \text{RM}_{\text{max,a}} \cos(\theta - \xi_{\text{reg}}) \sin i. \quad (22)$$

ここで、 RM_{fg} は前景のRM、 $\text{RM}_{\text{max,a}}$ はターゲット天体のRMの最大値(添え字のaはASS成分という意味)、 β_{reg} は揃った磁場と視線とのアスペクト比を表し ξ_{reg} で表される磁場の銀河円盤内でのピッチ角とインクリネーション i で記述される。この式を用いて、Ring・ASSに相当する $m_B = 0$ に相当する成分に関する情報を引き出すことができ、また、このようにフィッティングした結果を観測データから差し引いたデータに対して、 $m_B > 0$ のモードについても同様の手順で情報を引き出すことが可能でありBeck et al. (2020)では、

$$\text{RM} = \text{RM}_{\text{fg}} + \text{RM}_{\text{max,b}} \cos(2\theta - \delta) \sin i, \quad (23)$$

を用いてBSS構造に相当する $m_B = 1$ の成分についても言及されている。ここで、 δ は位相であり ξ_{reg} と同様である。

また、最初に述べた磁場構造推定方法の后者、ピッチ角のモデルフィットを用いた磁場構造の推定方法は以下のような式を実際の観測量にフィッティングを行うことで、最適なパラメータを決定し、決定されたパラメータによって磁場ベクトルの構造を推測可能である。

$$B_r = R_0 \sin p_0 + R_1 \sin p_1 \cos(\theta - \beta_1) + R_2 \sin p_2 \cos(2\theta - \beta_2), \quad (24)$$

$$B_\theta = R_0 \cos p_0 + R_1 \cos p_1 \cos(\theta - \beta_1) + R_2 \cos p_2 \cos(2\theta - \beta_2), \quad (25)$$

$$B_z = R_{z0} + R_{z1} \cos(\theta - \beta_{z1}) + R_{z2} \cos(2\theta - \beta_{z2}). \quad (26)$$

式中、 R_i, R_{zi} はそれぞれ銀河円盤に平行・垂直な強度の成分を表しており、 p_i は磁場のピッチ角、 β は位相を表している。下付きの添え字は0, 1, 2の順にそれぞれの数字に対応するモード数を表す。このようなパラメータを振り、構築した合計の磁場のピッチ角と実際観測されるピッチ角から推定されるイントリジックなピッチ角を比較しそれらの差を最も小さいパラメータセットを採用する。イントリジックなピッチ角は、複数波長での観測によるRMの情報が必要であり、以下の式によって観測されるピッチ角(ψ)から推測される。

$$\psi = \psi_0(\mathbf{B}) + \text{RM}(\mathbf{B})\lambda^2 + \text{RM}_{\text{fg}}\lambda^2. \quad (27)$$

上述したような式でのフィッティングによって推測可能な磁場構造は各モードに対応する周期的な成分である。したがって、本研究で対象の NGC4254 のような非対称性が強い銀河やインクリネーションが大きい銀河などに対して同様の手法を用いる場合は自ずと精度が悪くなることが考えられる。実際、本研究で対象としている銀河の RM の方位角方向プロファイルを図 67～図 69 に、また、ピッチ角の方位角方向変化を図 70～図 72 に示す。

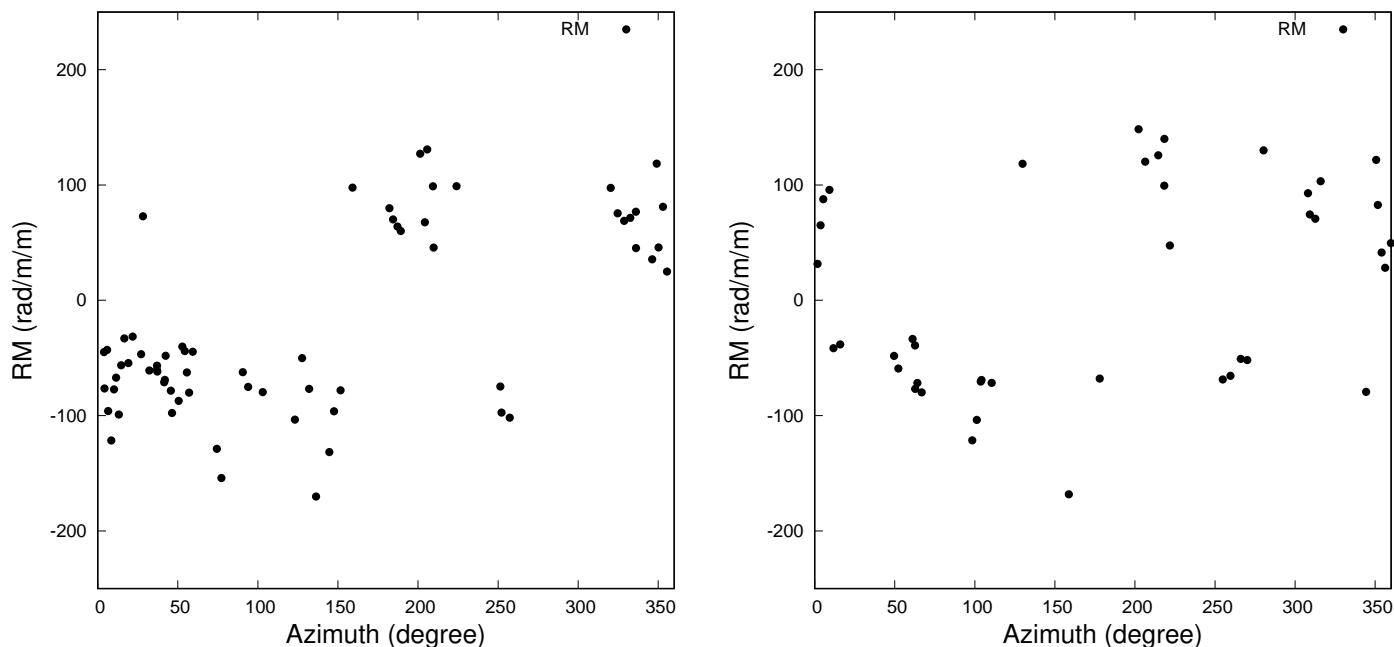


図. 67 NGC6946 の RM の Azimuthal profile (左: $r = 4.0 \sim 5.0$ kpc、右: $r = 5.0 \sim 6.0$ kpc)

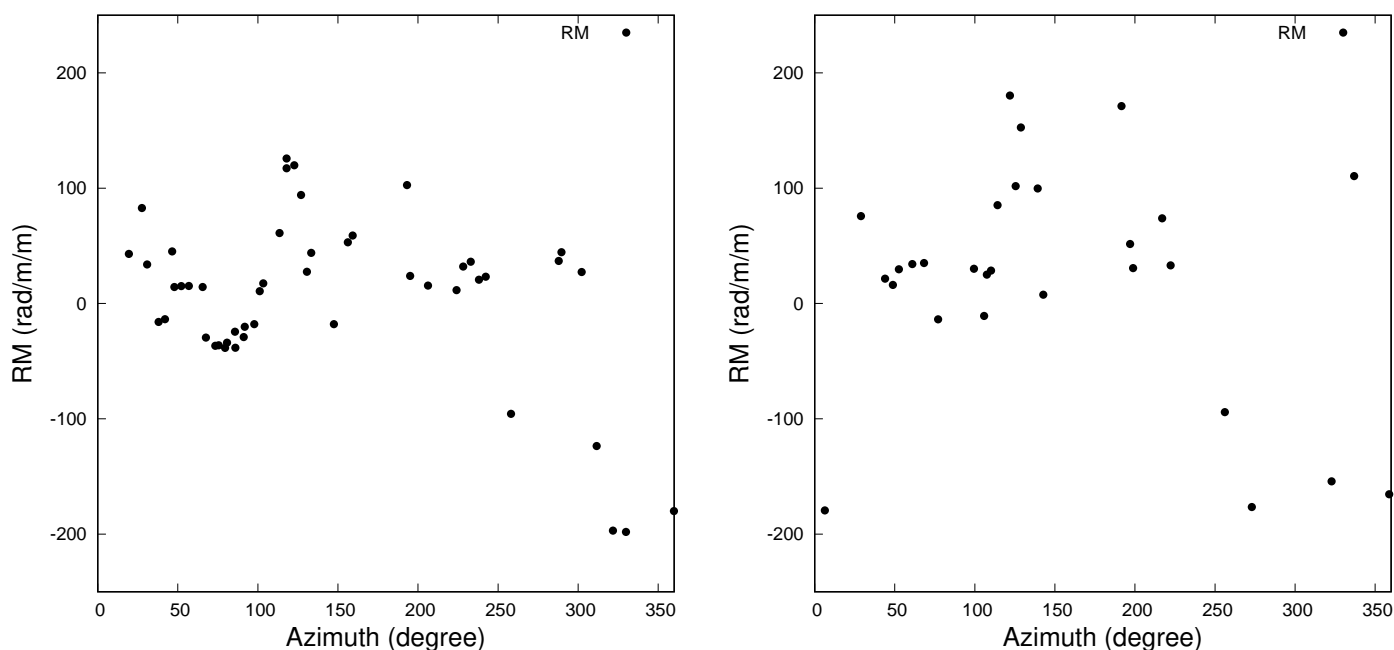


図. 68 NGC3627 の RM の Azimuthal profile (左: $r = 4.0 \sim 5.0$ kpc、右: $r = 5.0 \sim 6.0$ kpc)

これらの図からも、一見、周期的な振る舞いはあるように見えるが、その周期性は明確ではない。例えば、図 67 において、Azimuth = 200°, 320° あたりに RM のピークがあるように見える。この 2 つ

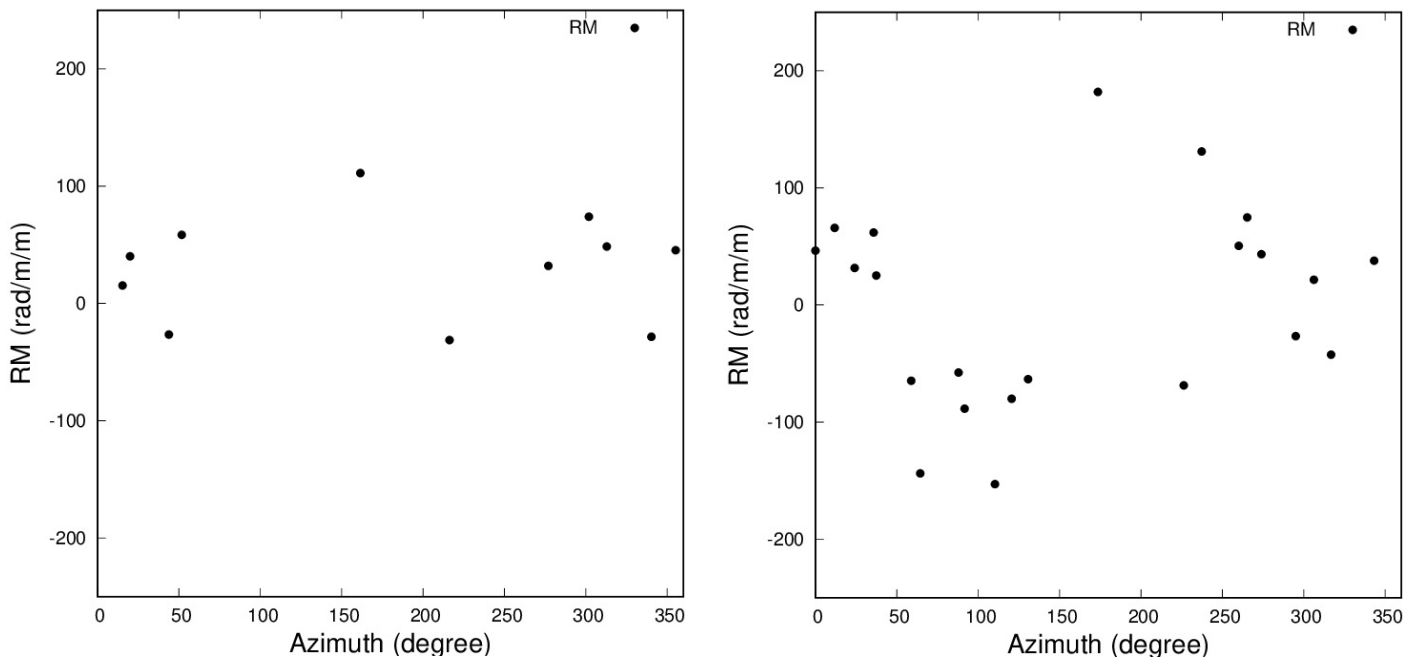


図. 69 NGC4254 の RM の Azimuthal profile (左: $r = 1.0 \sim 2.0$ kpc、右: $r = 3.0 \sim 4.0$ kpc)

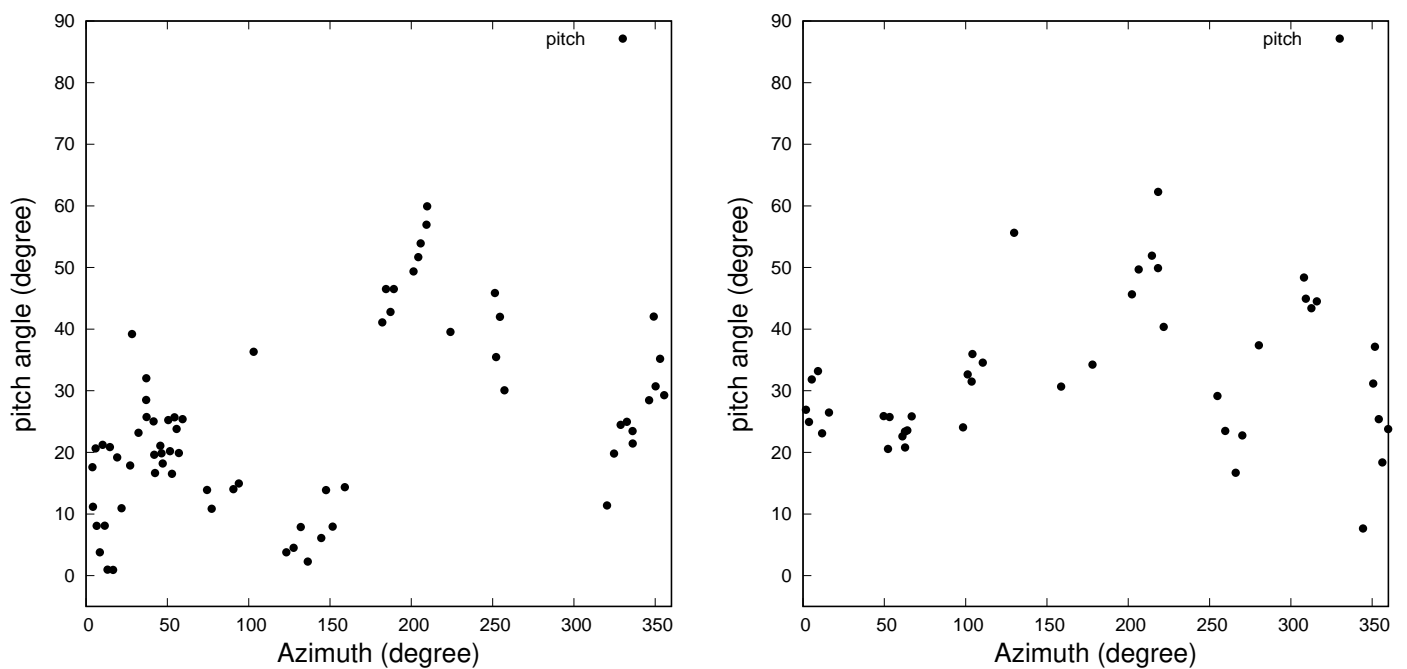


図. 70 NGC6946 のピッチ角の Azimuthal profile (左: $r = 4.0 \sim 5.0$ kpc、右: $r = 5.0 \sim 6.0$ kpc)

のピークの間隔は 120 度であり、Azimuth = 80° にもピークが期待されるがそのようなデータは点は見られない。また、ピッチ角はここで示したようなプロファイルをそのまま周期関数でフィッティングすることとは異なるため、判別が難しいが、明確な周期性は見られない。

したがって、非対称な構造を含めて磁場の構造を判定するには、これらの方法では正しいモード数の情報が得られない可能性がある。特に、Axi-Symmetric Spiral (ASS) や Bi-Symmetric Spiral (BSS) と呼ばれる構造は、単純に磁場のモード数 $m_B = 0, 1$ に対応するものではなく、反転の回数が銀河の方位角方向に何回あるかで判断でき、実際、複数の先行研究を調査しても、ASS と BSS と呼ばれる構造

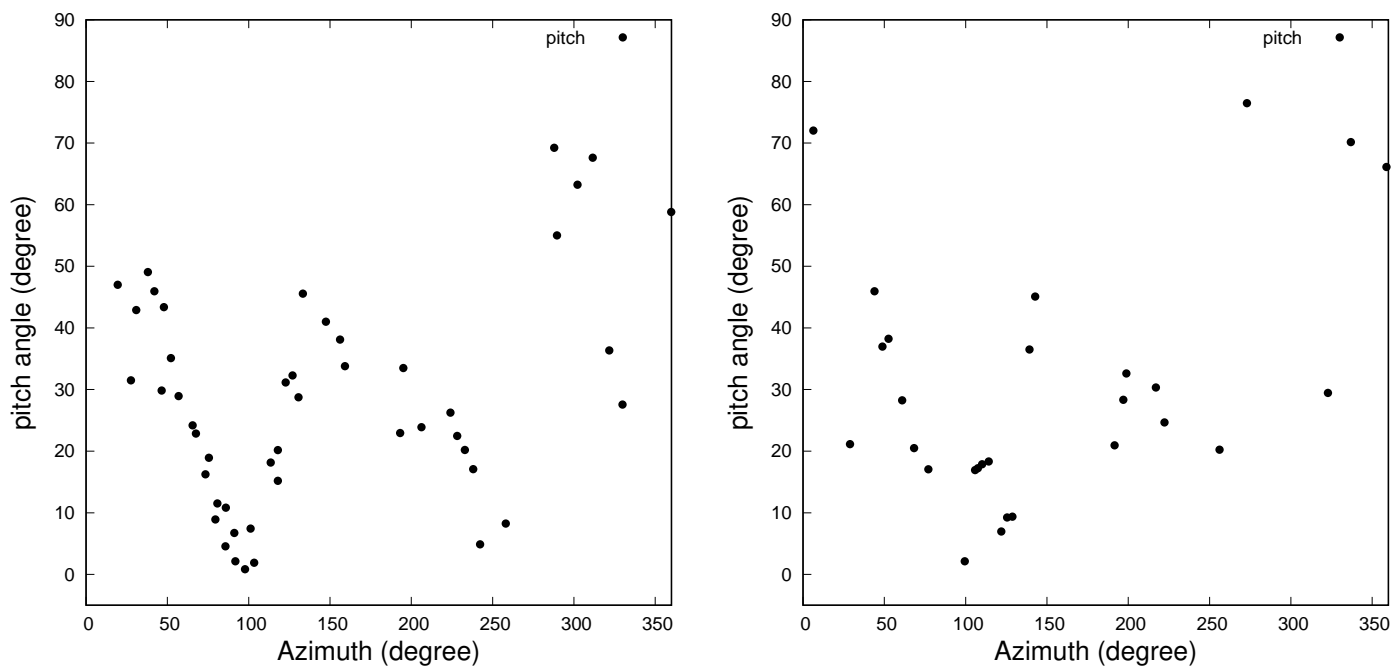


図. 71 NGC3627 のピッチ角の Azimuthal profile (左: $r = 4.0 \sim 5.0$ kpc、右: $r = 5.0 \sim 6.0$ kpc)

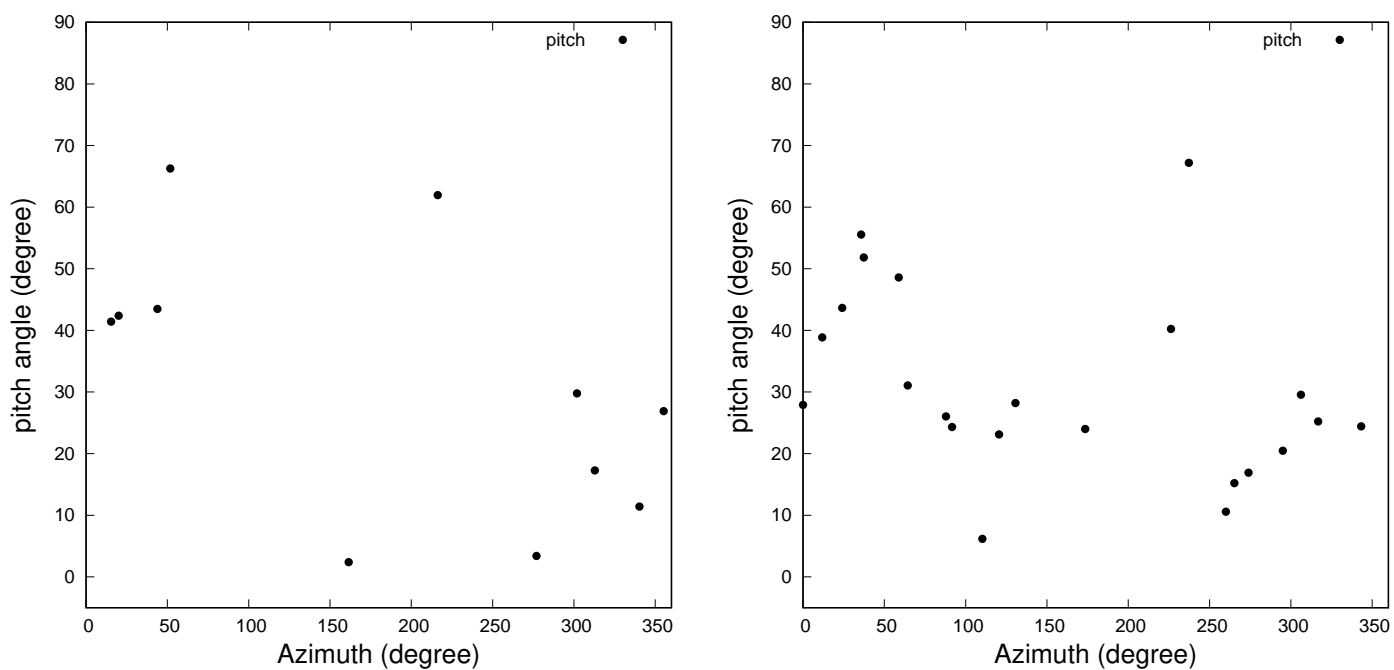


図. 72 NGC4254 のピッチ角の Azimuthal profile (左: $r = 1.0 \sim 2.0$ kpc、右: $r = 3.0 \sim 4.0$ kpc)

がそれぞれ直接 $m_B = 0, 1$ に相当するとは考え難い。したがって、非対称な構造を含めて磁場の構造を判定する新しい手法の開発が重要であり、後述する磁場ベクトルの反転に基づくモード数の推定が有用であると考えられる。

5.2.2 磁場ベクトルの方位角変化

磁場ベクトルの反転を定量的に数えるため、磁場ベクトル角度の方位角プロファイルを考える (図 73)。前節で定義したように、磁場のベクトル角度は $-180 \sim 180$ の間で表される。また、内向きのベクトルは負の角度になり、外向きのベクトルは正の角度になる。方位角プロファイルで用いる方位角 (Azimuth) は図 73 中左のベクトルマップにて、北から始まり反時計回りに増えるように定義したため、73 中右のプロファイルの最初の点は、73 中左の北のやや東 (左) にある青い内向きのベクトルに相当する。そこから、73 中左で見るように内向きのベクトルが続き東北東あたりの領域で赤い外向きのベクトルに変わり、その後すぐ青い内向きのベクトルに変わる。これは 73 中右のプロファイル中で Azimuth = 50° 程度でのベクトル角度が 180° 程度変わっている部分に相当する。このように、ある半径における、方位角方向の磁場ベクトルの角度の方位角変化を調査することで、磁場ベクトルの反転を定量的に評価することができる。

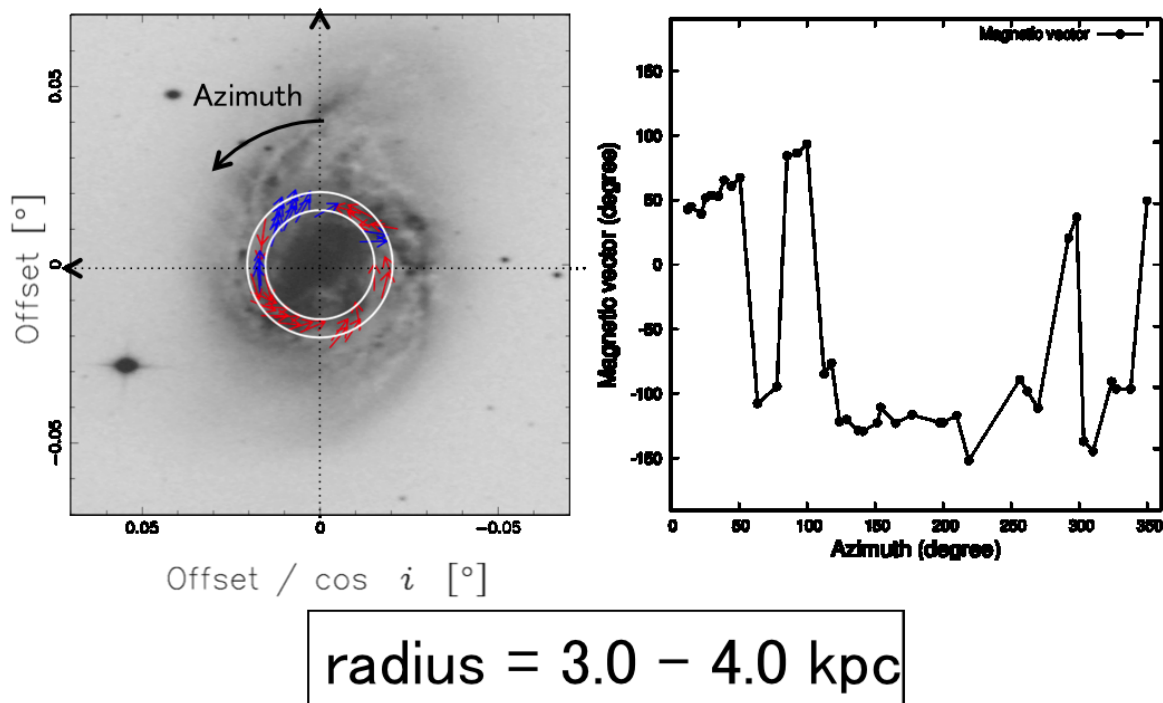


図. 73 磁場ベクトル角度の方位角プロファイルの例 (NGC3627)

5.2.2.1 磁場ベクトル角度のフーリエ成分解析

本研究において、磁場ベクトルの角度の情報が得られるため、これまで系外銀河での磁場構造推定に用いられていた、RM を用いる構想推定、ピッチ角を用いる構想推定とは独立に、磁場ベクトルを用いた構想推定が可能になった。ここでは、RM・ピッチ角を用いる構想推定と同様に、フーリエ解析的に磁場の構造 (もといモード数 m_B) を推定する。

まず、磁場ベクトル構造のフーリエ成分の抽出をするため、フーリエ変換を行なった。フーリエ変換の被積分関数には、直接磁場ベクトル角度を使うのではなく、実部は $\cos(\theta_B)$ 、虚部は $\sin(\theta_B)$ として複素離散フーリエ変換を行なった。結果を図 74 - 76 に示す。

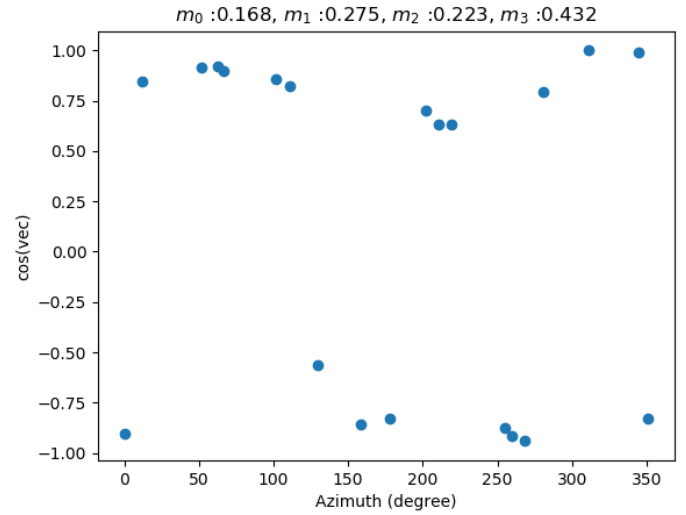
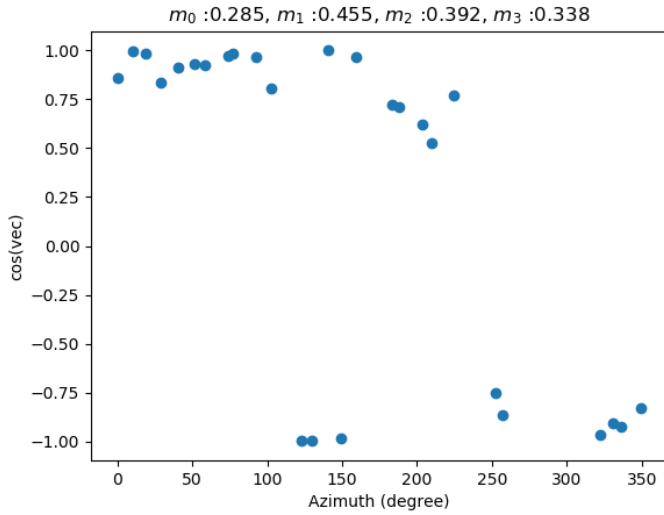


図. 74 NGC6946 の磁場ベクトルのフーリエ成分解析 (左: $r = 4.0 \sim 5.0$ kpc、右: $r = 5.0 \sim 6.0$ kpc)

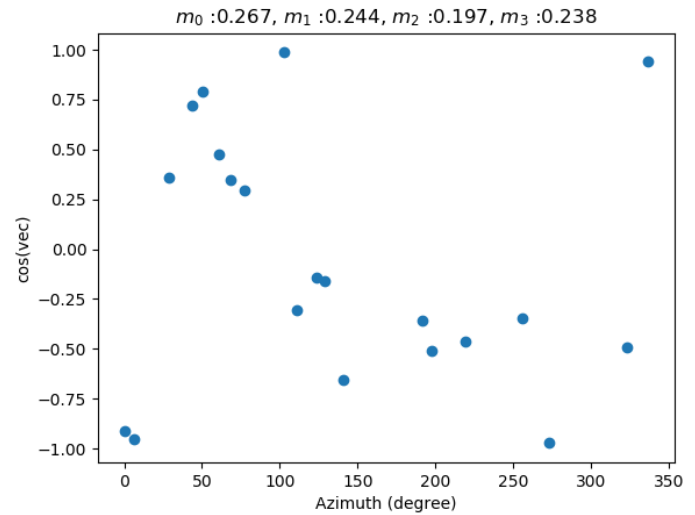
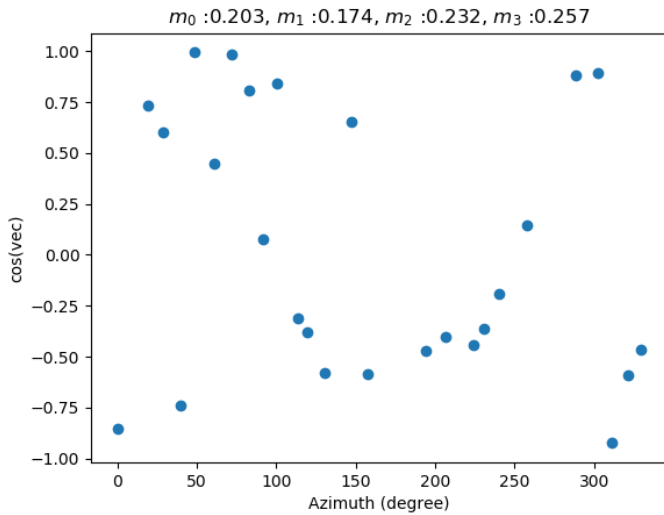


図. 75 NGC3627 の磁場ベクトルのフーリエ成分解析 (左: $r = 4.0 \sim 5.0$ kpc、右: $r = 5.0 \sim 6.0$ kpc)

図の上部に示している角モードの強度は、以下の表 12 にまとめた。

これらのプロファイルから、被積分関数はなめらかな関数より、矩形波的な振る舞いをしてるように見られる。矩形波をフーリエ変換すると円環を一周するうちに 1 度だけ符号が変わる矩形波は奇数モードの三角関数の組み合わせで表されるため、完全な 1 周期関数でも 3 周期関数の成分がその 1/3 の割合で入る可能性がある。これらが実際の $m_B = 3$ のモードと混在してしまうため、磁場ベクトルの反転に基づいたモード推定においてフーリエ変換を用いると、誤差が生じてしまう。

次に、フーリエ変換ではなく、先行研究に基づき三角関数でのフィッティングによる構造推定を行なうため、磁場ベクトルの変化を三角関数でフィッティングを行なった。その際、磁場ベクトルの角度そのものをフィッティングするのではなく、磁場ベクトルの角度に対して \cos (先ほどのフーリエ変換の被積分関数の実部) を取った成分についてフィッティングを行なった。フィッティングする関数は以下の

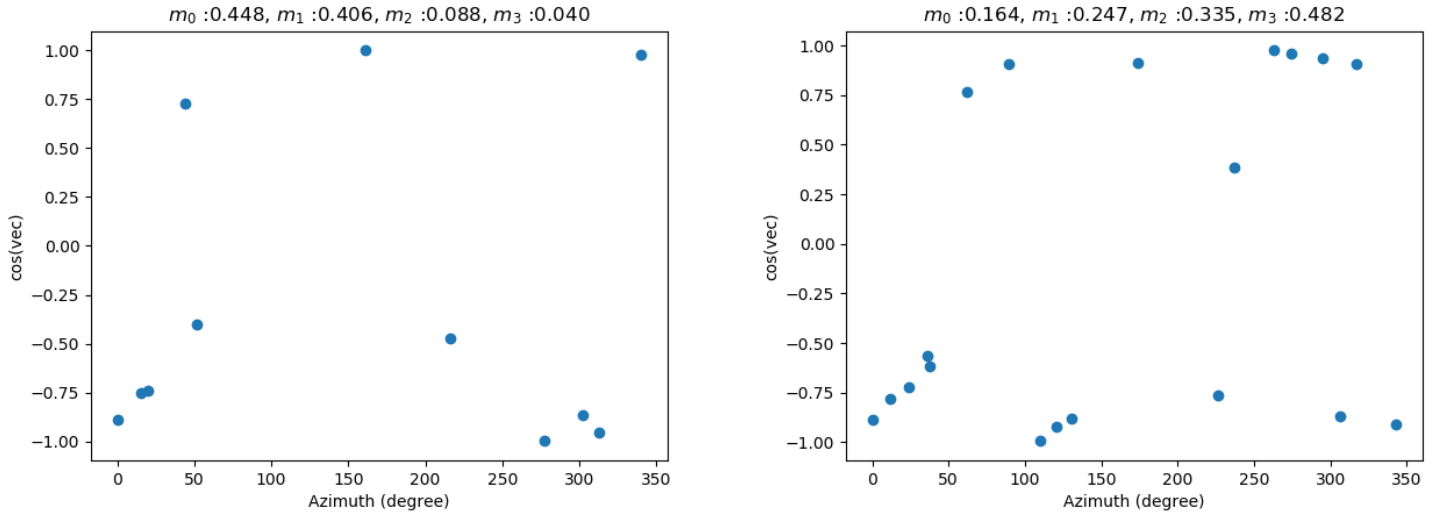


図. 76 NGC4254 の磁場ベクトルのフーリエ成分解析 (左: $r = 1.0 \sim 2.0$ kpc、右: $r = 3.0 \sim 4.0$ kpc)

表. 12 磁場ベクトルのフーリエ解析結果

天体	半径範囲	$m_B = 0$	$m_B = 1$	$m_B = 2$	$m_B = 3$
NGC6946	4 – 5 kpc	0.285	0.455	0.392	0.338
	5 – 6 kpc	0.168	0.275	0.223	0.432
NGC3627	4 – 5 kpc	0.203	0.174	0.232	0.257
	5 – 6 kpc	0.267	0.244	0.197	0.238
NGC4254	1 – 2 kpc	0.448	0.406	0.088	0.040
	3 – 4 kpc	0.164	0.247	0.335	0.482

とおり、

$$\cos(\theta_B) = a_0 + a_1 \cos(\theta - b_1) + a_2 \cos(\theta - b_2) + a_3 \cos(\theta - b_3), \quad (28)$$

であり、 θ_B は磁場ベクトルの角度であり、 θ は銀河の方位角に相当する。また、 a は各モード数に対応する強度であり、 b は位相であり、下つきの添え字はそれぞれのモード数に対応している。フィッティング結果の一例は以下の通りである。

それぞれ、ベストフィットなパラメータは以下の通りであった。

ここで、各銀河の磁場モード数で最も強度が強かったものをフーリエ解析と三角関数フィッティングの結果を比較する。まず NGC6946 は半径 4 – 5 kpc でフーリエ解析では $m_B = 1$ が、三角関数のフィッティングでは $m_B = 2$ が最も強度が強かった。半径 5 – 6 kpc でフーリエ解析と三角関数のフィッティングの両方で $m_B = 3$ が最も強度が強かった。NGC3627 は半径 4 – 5 kpc でフーリエ解析では $m_B = 3$ が、三角関数のフィッティングでは $m_B = 2$ が最も強度が強かった。半径 5 – 6 kpc でフーリエ解析と三角関数のフィッティングの両方で $m_B = 0$ が最も強度が強かった。NGC4254 は半径 1 – 2 kpc でフーリエ解析では $m_B = 0$ が、三角関数のフィッティングでは $m_B = 1$ が最も強度が強かった。半径 3 – 4 kpc でフーリエ解析と三角関数のフィッティングの両方で $m_B = 3$ が最も強度が強かった。

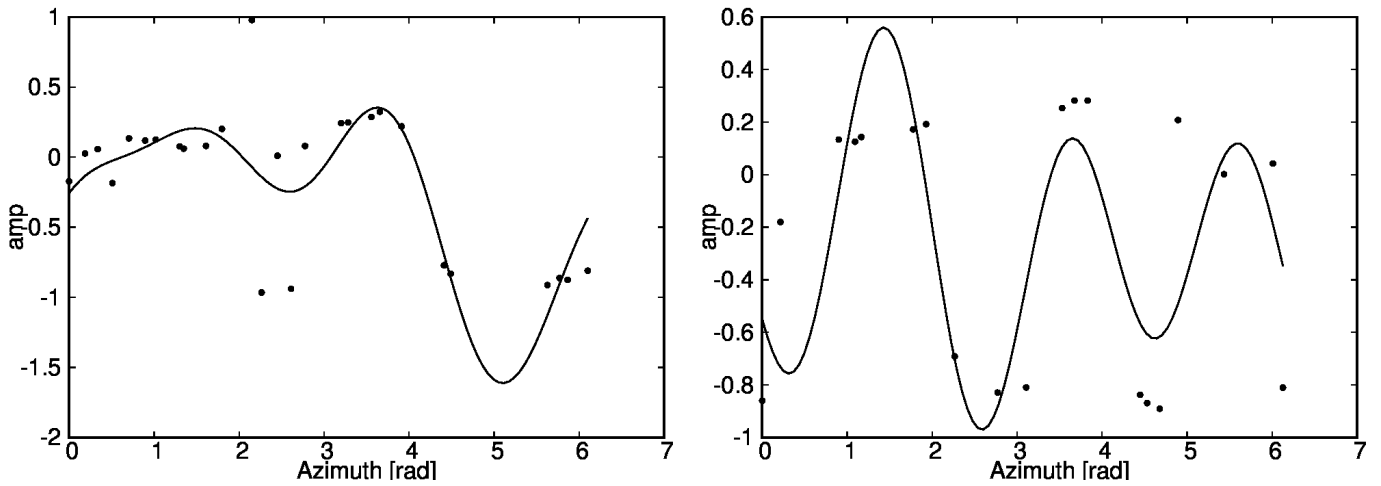


図. 77 NGC6946 の磁場ベクトルの方位角方向変化を三角関数でフィッティングした結果 (左: $r = 4.0 \sim 5.0$ kpc、右: $r = 5.0 \sim 6.0$ kpc)

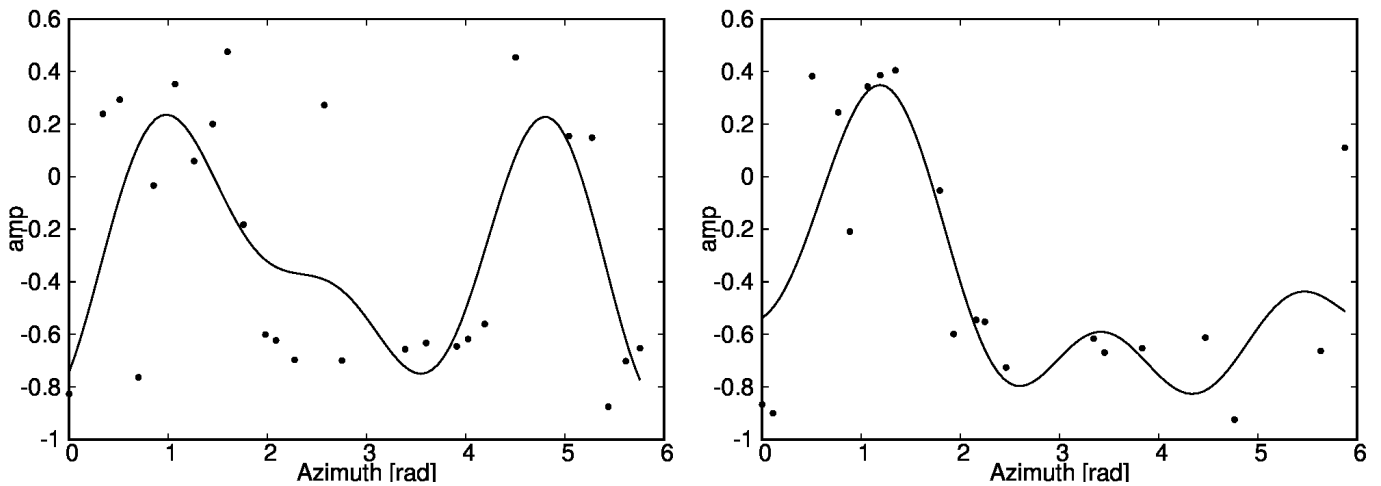


図. 78 NGC3627 の磁場ベクトルの方位角方向変化を三角関数でフィッティングした結果 (左: $r = 4.0 \sim 5.0$ kpc、右: $r = 5.0 \sim 6.0$ kpc)

両者の比較から、全ての銀河で両者同じ結果になる場合もならない場合もあった。結果が合わない原因としては、 $m_B = 3$ よりも高いモードの磁場が影響している可能性がある。フーリエ解析では各モードの強度を抽出しているだけになのに対して、三角関数のフィッティングでは、 $m_B = 3$ までのモードでフィッティングしようとするため、それよりも高いモードの影響が出てきてしまう。実際、NGC6946 の半径 4 - 5 kpc のベクトルを見ると (図 84)、Azimuth = 30° などの局所的な反転がこれらの違いの一因であるとも考えられる。

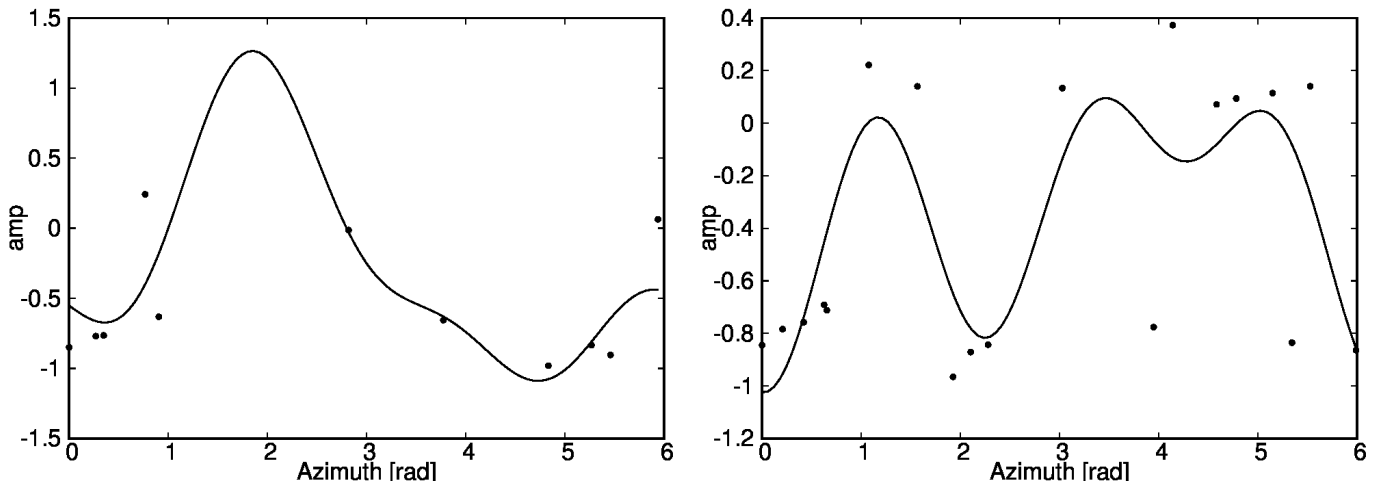


図. 79 NGC4254 の磁場ベクトルの方位角方向変化を三角関数でフィッティングした結果 (左: $r = 1.0 \sim 2.0$ kpc、右: $r = 3.0 \sim 4.0$ kpc)

表. 13 NGC3627 の磁場ベクトル角度の三角関数フィッティング結果のパラメータ

天体名	半径	パラメータ	a_0	a_1	b_1	a_2	b_2	a_3	b_3
NGC6946	4 - 5 kpc	結果	0.01	-0.86	1.36	-0.91	-1.10	0.16	1.56
		誤差	0.26	0.21	0.17	0.19	0.18	0.16	1.25
	5 - 6 kpc	結果	0.34	0.38	-0.45	-0.32	0.26	0.82	1.99
		誤差	0.31	0.21	0.59	0.21	0.76	0.24	0.26
NGC3627	4 - 5 kpc	結果	-0.05	-0.18	-4.11	-0.50	0.28	-0.37	0.72
		誤差	0.23	0.16	0.95	0.18	0.29	0.17	0.43
	5 - 6 kpc	結果	-0.63	0.37	0.25	-0.09	0.15	0.03	0.03
		誤差	0.13	0.09	0.10	0.10	0.09	0.10	0.09
NGC4254	1 - 2 kpc	結果	1.24	-2.11	1.25	1.23	2.30	0.83	0.71
		誤差	2.18	1.78	0.20	1.78	0.65	1.27	0.81
	3 - 4 kpc	結果	-0.02	0.39	-3.97	-0.40	0.45	-0.60	-0.04
		誤差	0.36	0.25	0.65	0.26	0.58	0.23	0.43

5.2.3 磁場ベクトルの反転に基づくモード数の推定

磁場ベクトル角度のフーリエ成分解析や先行研究で行われていた RM・ピッチ角を用いる構造推定では、局所的な効果や銀河の非対称性などにより、推定された磁場のモード数は手法によって変わりうることを見てきた。本節では、非対称性などに影響されにくいモード数の推定方法を提案し、結果を報告する。

大局磁場のモード数を推定するため、磁場ベクトルの反転を方位角方向に数える必要がある。一般的に、磁場のモードが m_B の場合、 $2m_B$ の反転が方位角方向に見られる。そこで、方位角方向に何回磁場の反転があるかを数えることで、その反転の回数の半分を磁場のモード数として測定した。

ここで、磁場ベクトルやそのピッチ角の変化は無視し、磁場ベクトルの反転、すなわち、ベクトルの符号のみに着目した。これは、図 1 に示すような、ASS と BSS のような構造を切り分ける際、磁場のピッチ角の変化は直接的に影響しないと考えたためである。実際、複数の先行研究の調査の結果、ASS と BSS と呼ばれる構造のピッチ角の変化に関する定義はない。したがって、BSS 構造で見られるような磁場の反転はピッチ角の変化に関係なく、磁場ベクトルが 180° 回転し、ベクトルの動径成分・方位角成分が共に (BSS であれば 1 回、Quadri-Symmetric Spiral(QSS) であれば 2 回) 反転するようなものとして定義する。

また、大局的な構造を正確に抽出するため、角度分解能の半分の範囲で磁気ベクトル角度を方位角方向に平均した後、平均磁気ベクトル角度がそれぞれ負と正の場合、内向きと外向きの符号はそれぞれ -1 と $+1$ として定義し、その方位角方向変化を議論することで、磁場の反転回数を数えた。ノイズを含めた局所的な影響を取り除くため、3 つの連続するデータポイントの最頻値を採用した。j 番目のデータポイントの符号が s_j として定義されている場合、 $mode(s_{j-1}, s_j, s_{j+1})$ によって 3 点の最頻値を計算した。方位角プロファイルの赤と青の点は、これまで同様にそれぞれ内向き (inward) と外向き (outward) のベクトルを示している。

表 14 に各銀河の各半径での磁場のモード数を示す。

次に各銀河の磁場の反転回数から推定した磁場のモード数について詳細に見る。

表. 14 各銀河の各半径での磁場のモード数

半径 kpc	NGC 6946	NGC 3627	NGC 4254
0 - 1	1	-	-
1 - 2	1	1	0
2 - 3	2	1	1
3 - 4	2	1	2
4 - 5	2	2	2
5 - 6	3	1	2
6 - 7	2	1	1
7 - 8	2	-	0
8 - 9	2	-	2
9 - 10	2	-	-
10 - 11	1	-	-
11 - 12	-	-	-
12 - 13	-	-	-

5.2.3.1 NGC6946

NGC 6946 の磁場ベクトルの方位角プロファイル図 80 図 90 に示す。反転の回数は、半径 0 – 2, 10 – 11 kpc で 2 回、半径 2 – 5, 6 – 10 kpc で 4 回、5 – 6 kpc で 6 回であり、それぞれモード数 m_B にして、 $m_B = 1, 2, 3$ に相当する。

これらの結果から、表 14 に示すとおり、 $m_B = 2$ に相当する領域が最も多く、次に $m_B = 1$ 、ある一つの半径リングのみで $m_B = 3$ となっている。 $m_B = 1$ は銀河中心と最外縁部であり、これらの領域は、中心領域は方位角方向の分解能の影響で、外縁部は放射強度が弱い影響でデータ点が少ない領域である。また、 $m_B = 3$ の領域は、半径 5 – 6 kpc であり、Cedr s et al. (2013) で述べられるような先述した HII 領域の分布から推測される渦状腕構造の変化点に相当する。 $m_B = 2$ は銀河の内縁、外縁両者にも分布しており、その分布の偏りは見られない。

半径 0 – 1 kpc の最も内側の円環では、Azimuth = 320° に鋭い反転があり、それが半径 1 – 3 kpc では、Azimuth = 230°、半径 3 – 5 kpc では、Azimuth = 160° に移動している。NGC 6946 の磁場のピッチ角は約 26.3° であったため、半径 0.5 kpc から 2.0 kpc の変化では 35° のシフトが予測されるが、その予測よりも多くシフトされている。これは、反転の判定に周囲三点の最頻値を用いたことが原因であることが考えられる。図 80 の内向きのベクトルとして判定された唯一の点は Azimuth = 320° の位置にあるが、その位置は Azimuth = 30° (= 390°), 260°, 320° の平均の Azimuth を採用している。この場合、位置の判定に使われたデータ点が Azimuth の範囲 140° に渡っていることから、その不定性は大きく、予測される 35° のシフトは検出不可能であると考えられる。一方で、内向きのベクトルに使われたデータ点のうち、中央値である Azimuth = 260° に着目すると、半径 1 – 3 kpc での反転位置、Azimuth = 230° と比較し、その予想されるシフト量 35° とほぼ同じ移動量であることがわかる。

方位角方向により密にサンプリングできている外縁部に着目すると、半径 7 – 11 kpc では Azimuth = 220° で反転が起こっており、反転場所のシフトはほぼ見られない。これは、ピッチ角から予測される変化量が数度程度である予測と一致する。しかし、その少し内側の半径 6 – 7 kpc では、該当の反転が Azimuth = 160° 程度の位置に見られ、大きくシフトしている。また、銀河内縁側の半径 1 – 3 kpc と 3 – 4 kpc ではそのシフト量は = 90° 程度あり、これもまた予測されるシフト量よりはるかに大きい。これらは、渦状腕の複雑性の影響とも考えられる。NGC 6946 では、半径 6 – 7 kpc では HII 領域の分布から推測される渦状腕構造の変化点であり Cedr s et al. (2013)、また、中心領域は銀河のパターンスピードが 2 つあることも示唆されており、それらの構造の複雑性が、ピッチ角から予測される反転位置のシフト量と、実際のシフト量が合わない原因である可能性も考えられる。

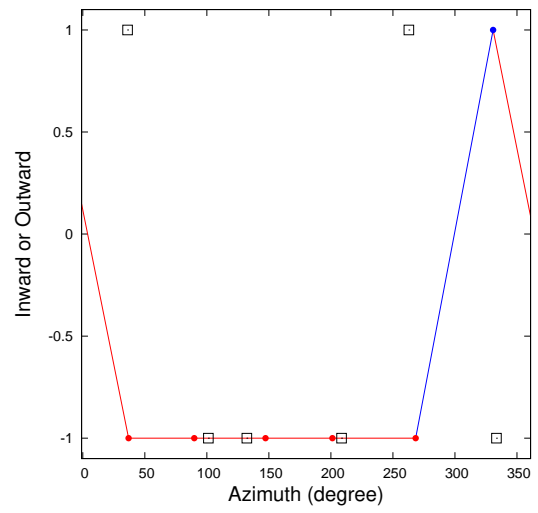
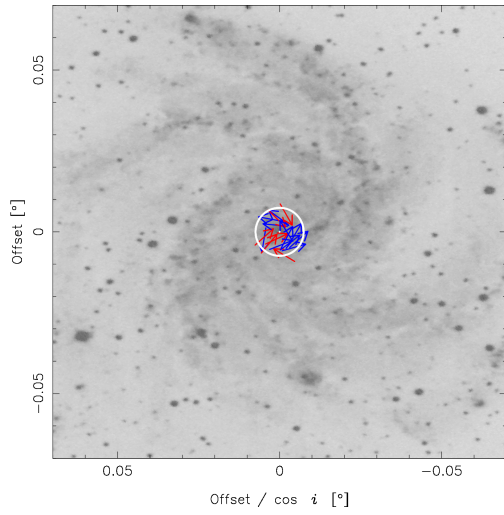


図. 80 NGC6946 の磁場ベクトルマップと Azimuthal profile ($r = 0.0 \sim 1.0$ kpc)

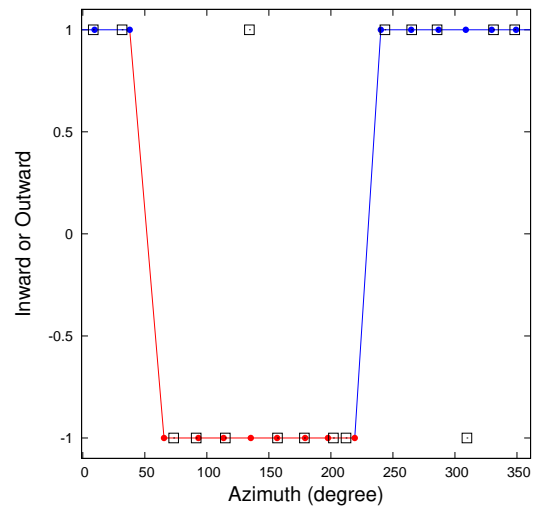
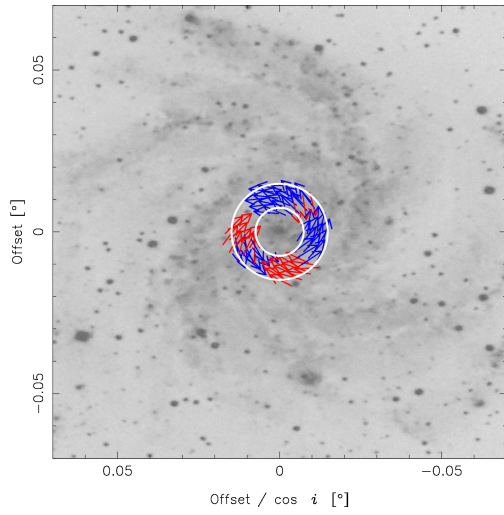


図. 81 NGC6946 の磁場ベクトルマップと Azimuthal profile ($r = 1.0 \sim 2.0$ kpc)

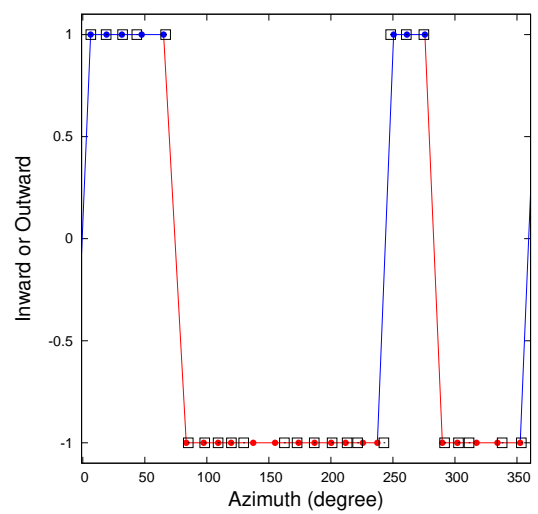
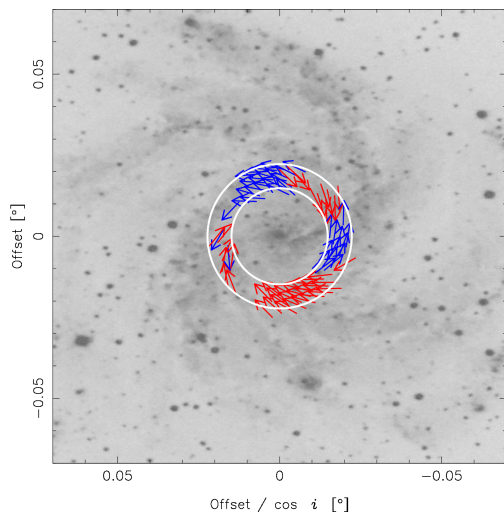


図. 82 NGC6946 の磁場ベクトルマップと Azimuthal profile ($r = 2.0 \sim 3.0$ kpc)

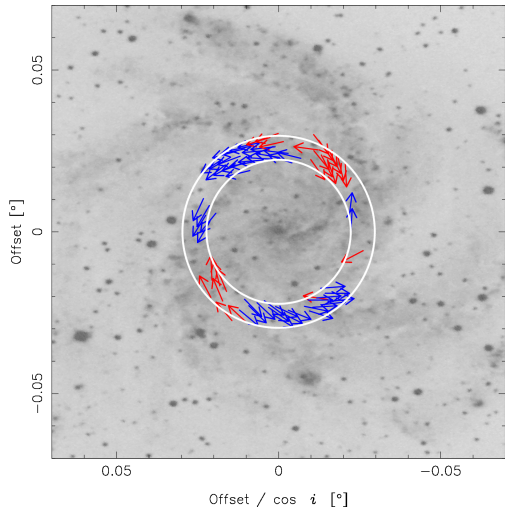


図. 83 NGC6946 の磁場ベクトルマップと Azimuthal profile ($r = 3.0 \sim 4.0$ kpc)

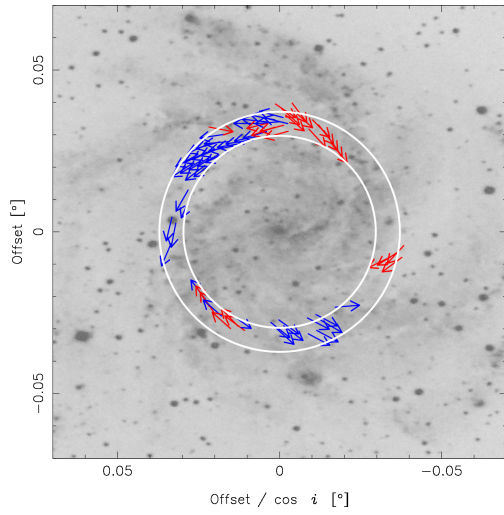


図. 84 NGC6946 の磁場ベクトルマップと Azimuthal profile ($r = 4.0 \sim 5.0$ kpc)

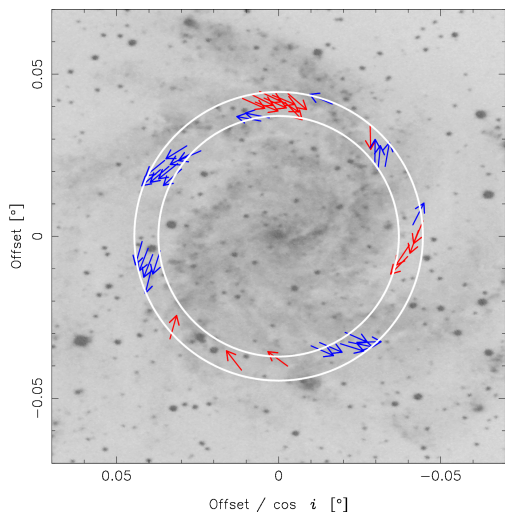


図. 85 NGC6946 の磁場ベクトルマップと Azimuthal profile ($r = 5.0 \sim 6.0$ kpc)

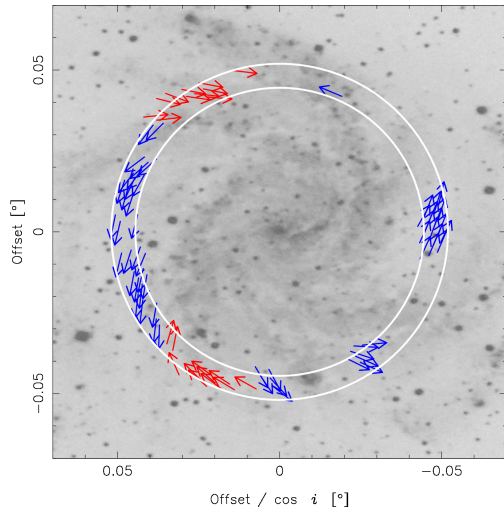


図. 86 NGC6946 の磁場ベクトルマップと Azimuthal profile ($r = 6.0 \sim 7.0$ kpc)

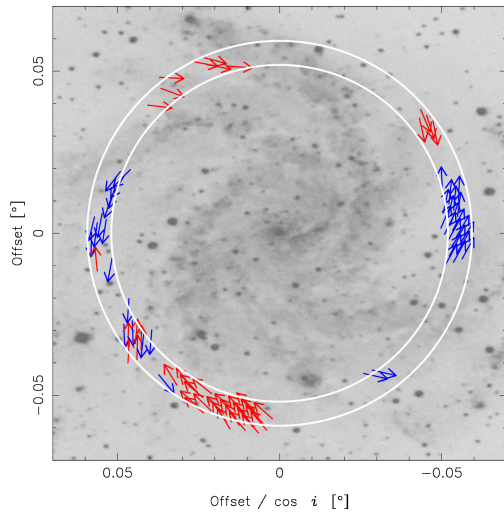


図. 87 NGC6946 の磁場ベクトルマップと Azimuthal profile ($r = 7.0 \sim 8.0$ kpc)

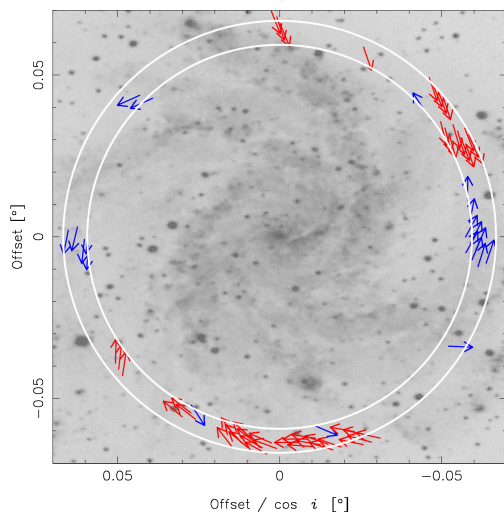


図. 88 NGC6946 の磁場ベクトルマップと Azimuthal profile ($r = 8.0 \sim 9.0$ kpc)

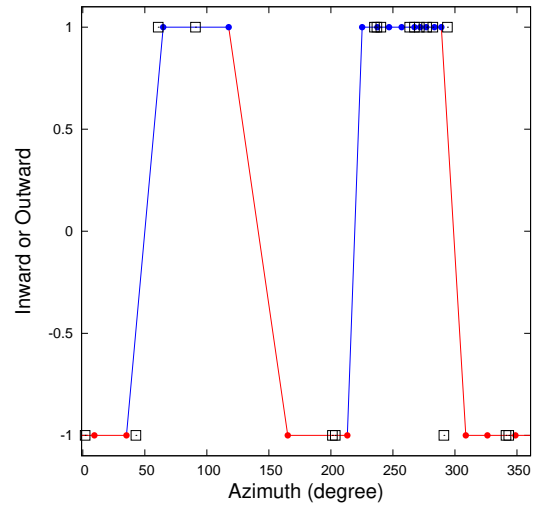
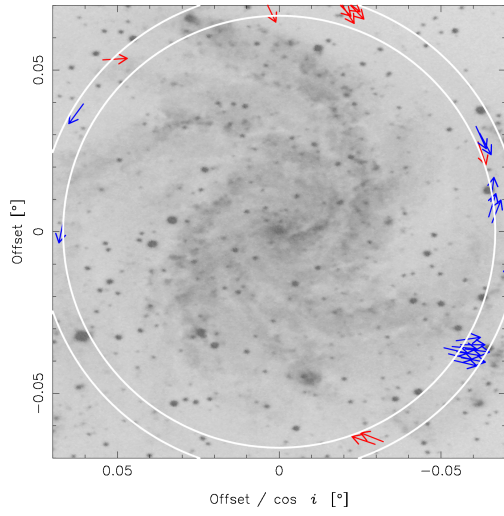


図. 89 NGC6946 の磁場ベクトルマップと Azimuthal profile ($r = 9.0 \sim 10.0$ kpc)

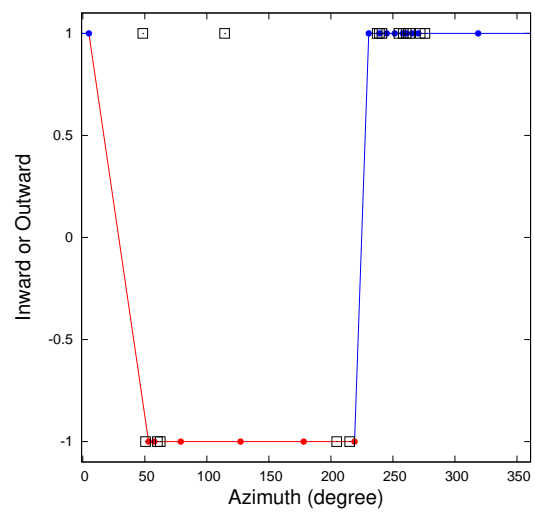
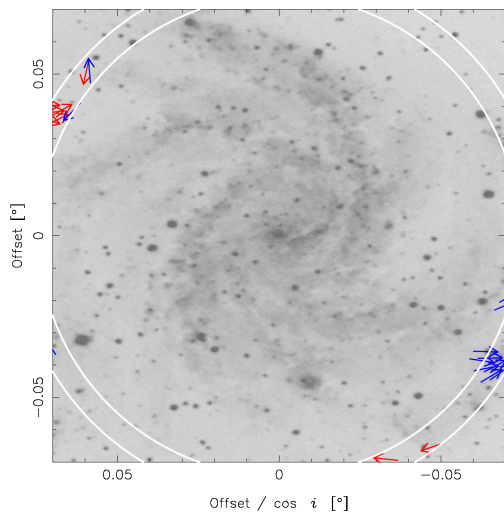


図. 90 NGC6946 の磁場ベクトルマップと Azimuthal profile ($r = 10.0 \sim 11.0$ kpc)

5.2.3.2 NGC 3627

NGC 3627 の磁場ベクトルの方位角プロファイル図 91 図 99 に示す。反転の回数は、半径 1 – 4, 5 – 7 kpc で 2 回、その他の半径ではデータ点が足りず (< 6 データ点) 反転の回数の判定は行っていない。これらは、それぞれモード数 m_B にして、 $m_B = 1, 2$ に相当する。

これらの結果から、表 14 に示すとおり、 $m_B = 1$ に相当する領域が最も多く、次に $m_B = 2$ となっている。 $m_B = 2$ は半径 4 – 5 kpc であり、CO の推測などで示唆されているバーエンド領域に相当する (Watanabe et al. 2011)。また、Beck et al. (2005) で棒渦巻銀河の磁場構造について、簡易モデルとの比較から、そのベクトル構造を推測するような研究において、バーエンド領域において、ガスの流れが複雑化し、小スケールダイナモが発達することで mean-field ダイナモで作られるような大局磁場構造に追加的に反転構造が見られることが示唆されており、同じ棒渦巻銀河である NGC3627 においても同様に追加的な反転が該当領域で見られてと解釈できる。したがって、NGC 3627 は $m_B = 1$ が支配的な構造であり、局所的に $m_B = 2$ の構造を持つと考えられる。

磁場ベクトルの反転の位置に関して、半径 1 – 2 kpc のの円環では、Azimuth = 230° に内向きなベクトルから外向きへのベクトルへの反転があり、それが半径 2 – 3 kpc では、Azimuth = 300°、半径 3 – 4 kpc では、Azimuth = 60° に移動している。NGC 3627 の磁場のピッチ角は約 25.2° であったため、半径 1.5 kpc から 2.5 kpc の変化では 14°、半径 2.5 kpc から 3.5 kpc の変化では 9° のシフトが予測される。一方で実際のシフト量は半径 1.5 kpc から 2.5 kpc の変化で 30 – 40°、半径 2.5 kpc から 3.5 kpc の変化で -20° などであり、予測とは合わない。これらの原因は NGC 6946 と同様に、方位角方向の不定性が大きな原因であると考えられる。

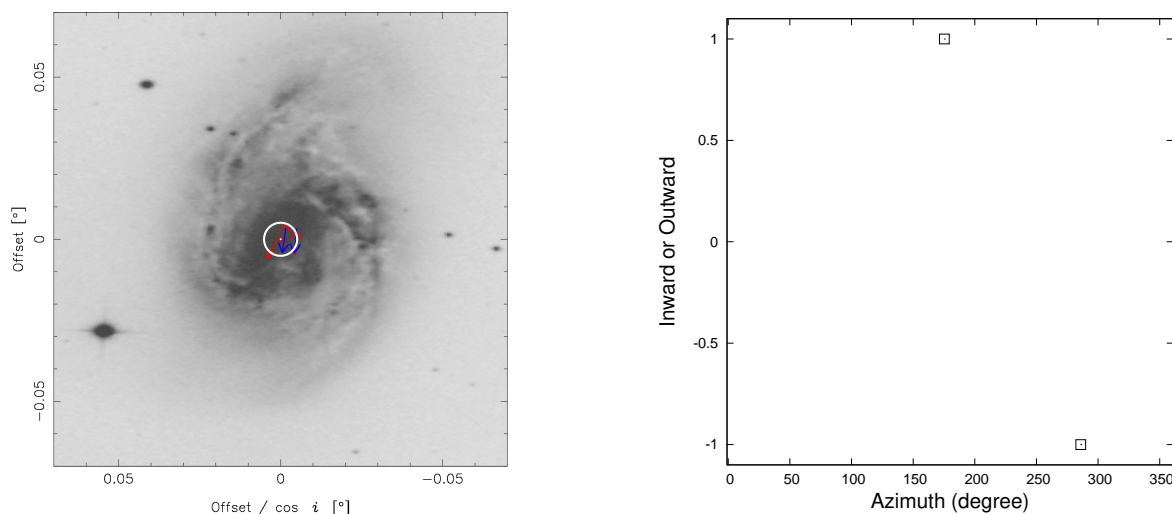


図. 91 NGC3627 の磁場ベクトルマップと Azimuthal profile ($r = 0.0 \sim 1.0$ kpc)

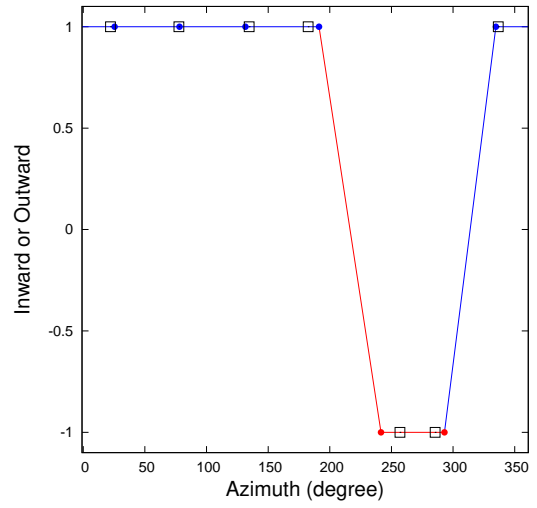
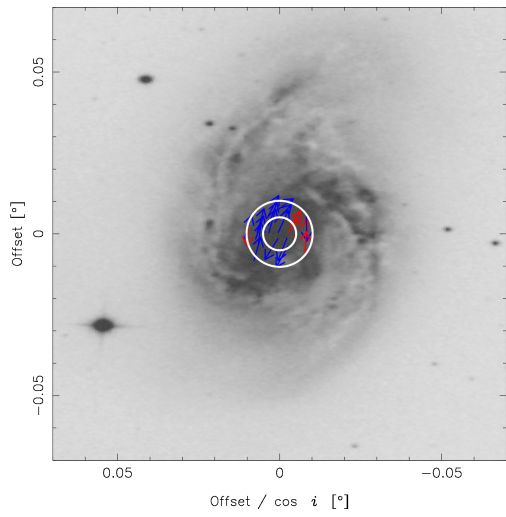


図. 92 NGC3627の磁場ベクトルマップと Azimuthal profile ($r = 1.0 \sim 2.0$ kpc)

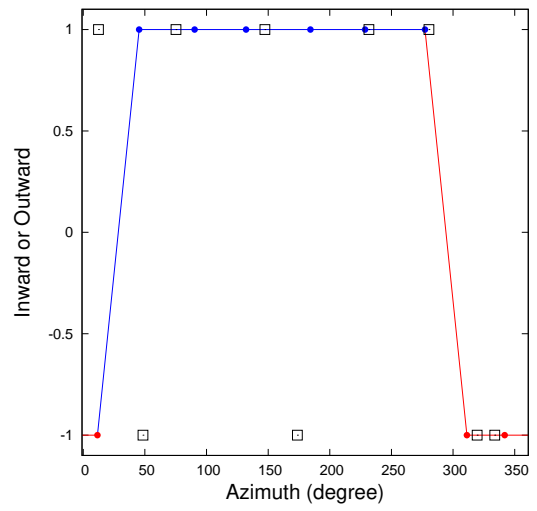
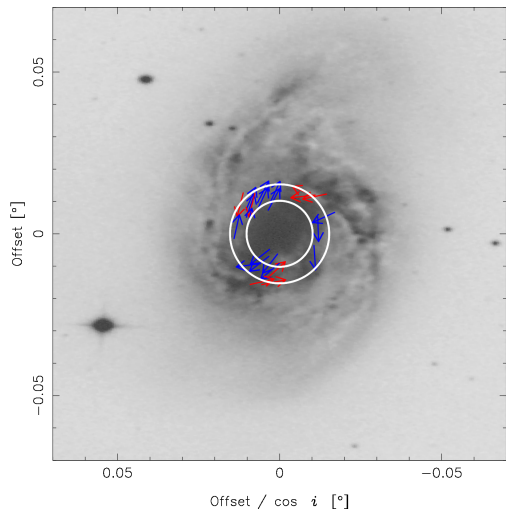


図. 93 NGC3627の磁場ベクトルマップと Azimuthal profile ($r = 2.0 \sim 3.0$ kpc)

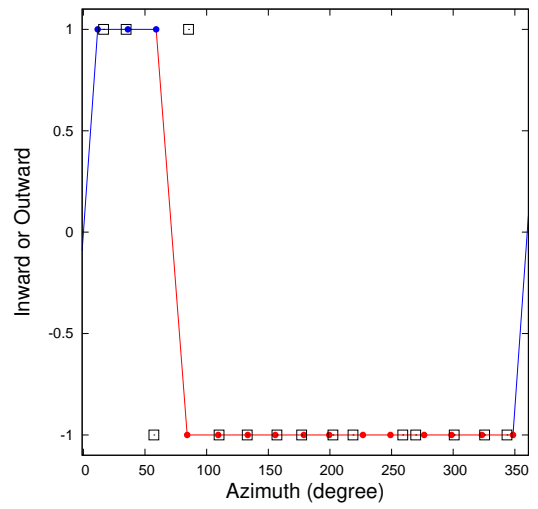
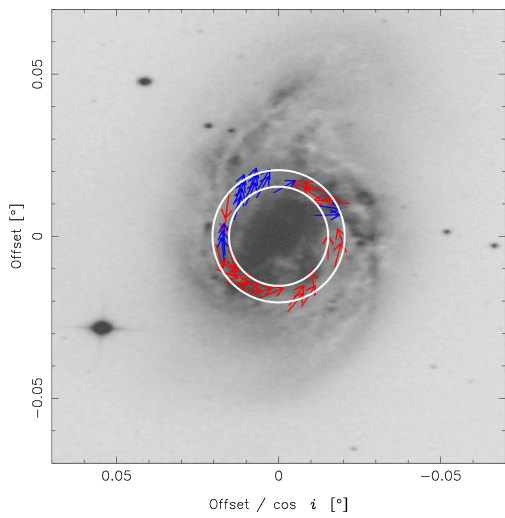


図. 94 NGC3627の磁場ベクトルマップと Azimuthal profile ($r = 3.0 \sim 4.0$ kpc)

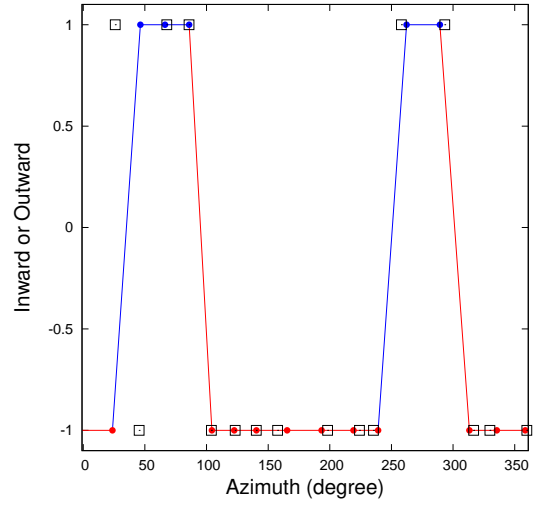
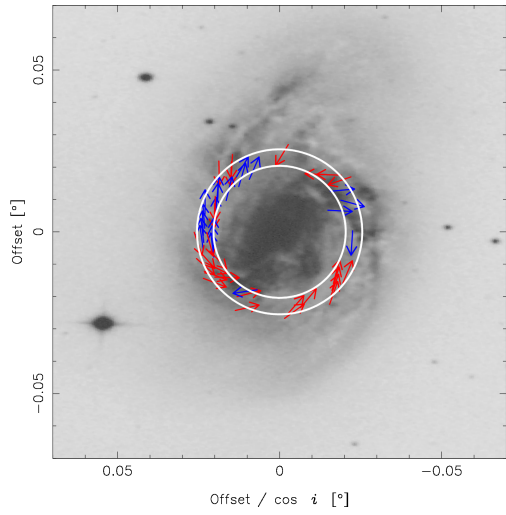


図. 95 NGC3627 の磁場ベクトルマップと Azimuthal profile ($r = 4.0 \sim 5.0$ kpc)

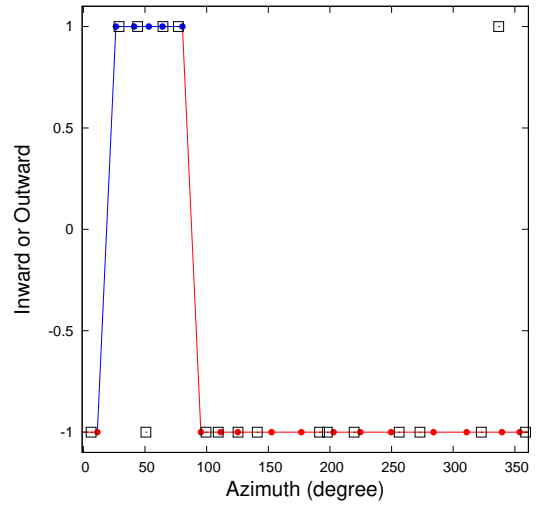
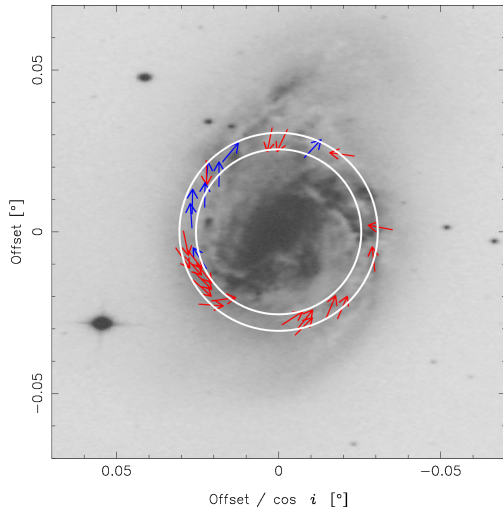


図. 96 NGC3627 の磁場ベクトルマップと Azimuthal profile ($r = 5.0 \sim 6.0$ kpc)

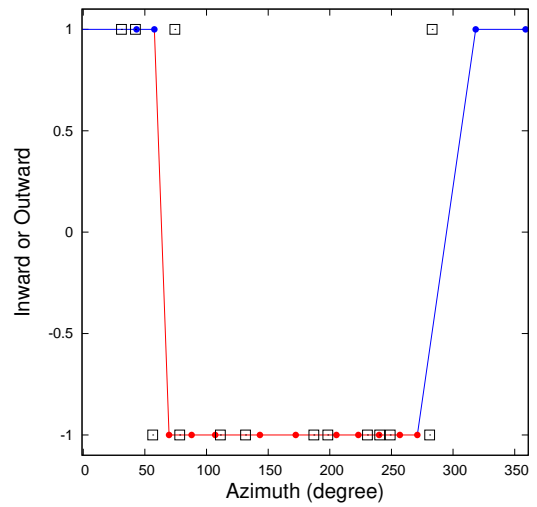
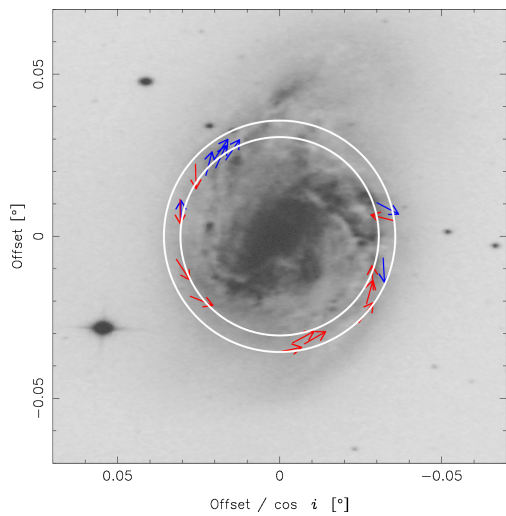


図. 97 NGC3627 の磁場ベクトルマップと Azimuthal profile ($r = 6.0 \sim 7.0$ kpc)

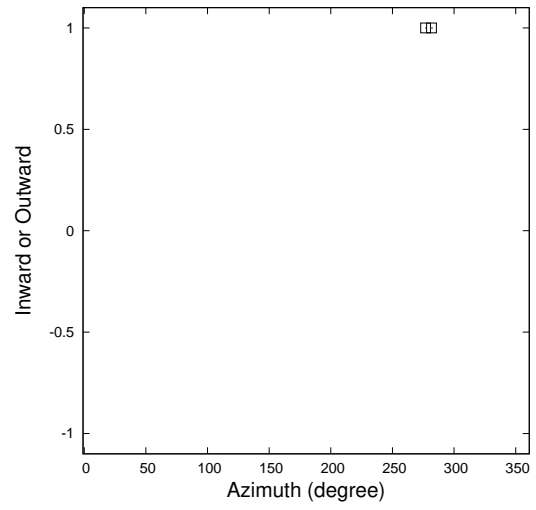
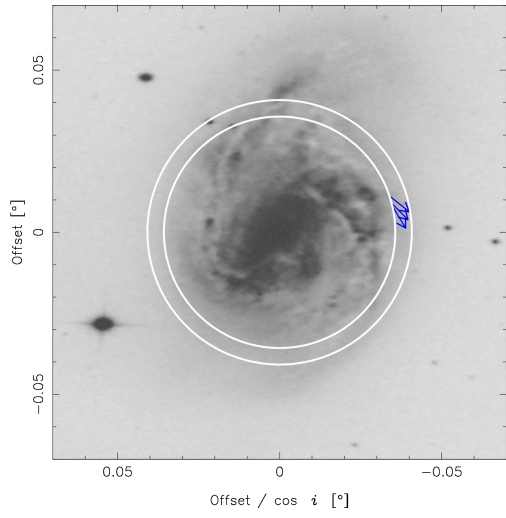


図. 98 NGC3627 の磁場ベクトルマップと Azimuthal profile ($r = 7.0 \sim 8.0$ kpc)

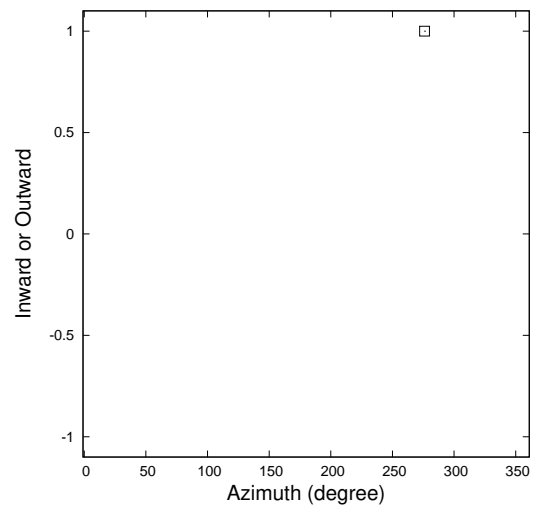
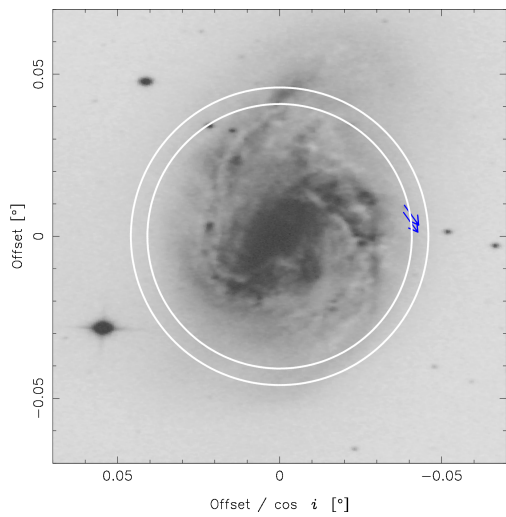


図. 99 NGC3627 の磁場ベクトルマップと Azimuthal profile ($r = 8.0 \sim 9.0$ kpc)

5.2.3.3 NGC 4254

NGC 4254 の磁場ベクトルの方位角プロファイル図 100 図 111 に示す。反転の回数は、半径 1 – 2, 7 – 8 kpc で 0 回、半径 2 – 3, 6 – 7 kpc で 1 回、半径 3 – 6, 8 – 9 kpc で 2 回であり、その他の半径ではデータ点が足りず (< 6 データ点) 反転の回数の判定は行っていない。これらは、それぞれモード数 m_B にして、 $m_B = 0, 1, 2$ に相当する。

これらの結果から、他銀河と同様に、表 14 に示すとおり、 $m_B = 2$ に相当する領域が最も多く、次に $m_B = 1, 0$ となっている。 $m_B = 0$ と $m_B = 1$ はそれぞれ隣接する半径範囲であり、半径 1 – 3, 6 – 8 kpc である。銀河内縁は、渦状腕が明確でなく (Chyzy et al. 2007)、外縁は銀河団ないの他のガスとの相互作用や衝突の影響も報告されており、また、渦状腕も $m = 1, 3, 5$ の奇数のモードが卓越していることが報告されている (Phookun et al. 1993)。

磁場ベクトルの反転の位置に関して、 $m_B = 2$ と考えられる 4 回の反転のうち、(Azimuth で) 前半のものは $m_B = 0, 1$ の半径では反転が見られないため、後半の反転に着目する。半径 3 – 4 kpc では、Azimuth = 310° に内向きなベクトルから外向きへのベクトルへの反転があり、それが、半径 4 – 5 kpc では、Azimuth = 320°、半径 5 – 7 kpc では、Azimuth = 340° に移動している。NGC4254 の磁場のピッチ角 30° を考えると、3.5 kpc から 4.5 kpc で 8°、4.5 kpc から 6.5 kpc で 12° のシフトが予測される。これらは、実際の反転位置のシフト量と一致する値である。

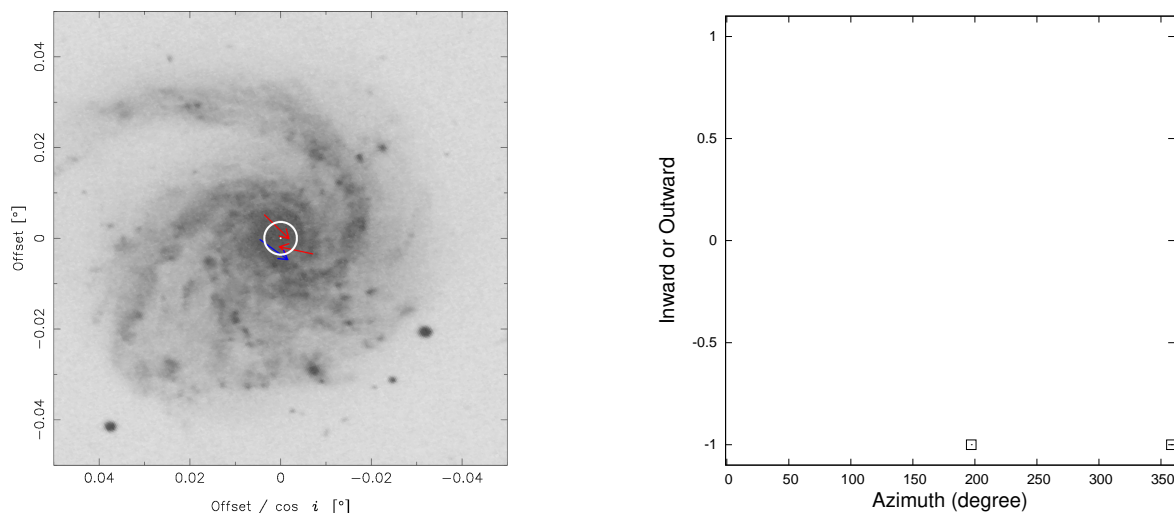


図. 100 NGC4254 の磁場ベクトルマップと Azimuthal profile ($r = 0.0 \sim 1.0$ kpc)

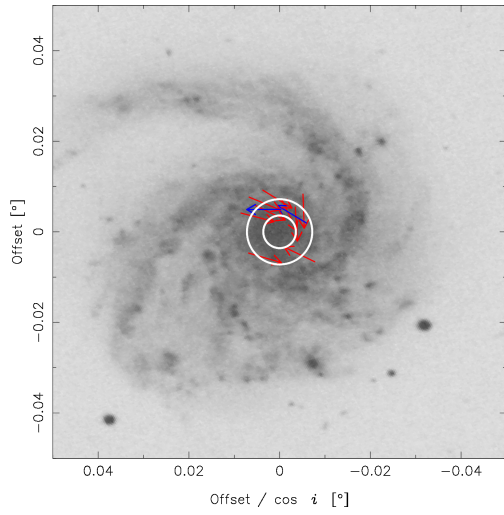


図. 101 NGC4254 の磁場ベクトルマップと Azimuthal profile ($r = 1.0 \sim 2.0$ kpc)

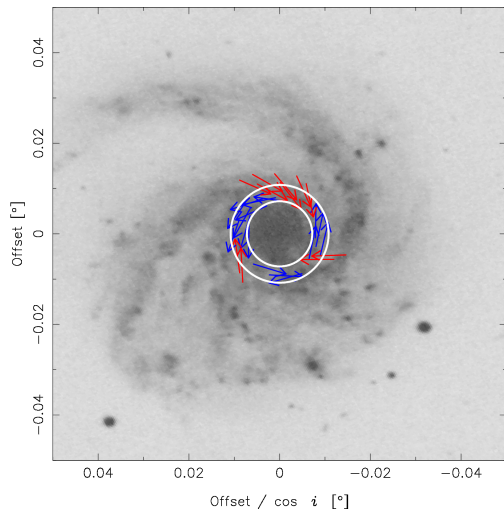


図. 102 NGC4254 の磁場ベクトルマップと Azimuthal profile ($r = 2.0 \sim 3.0$ kpc)

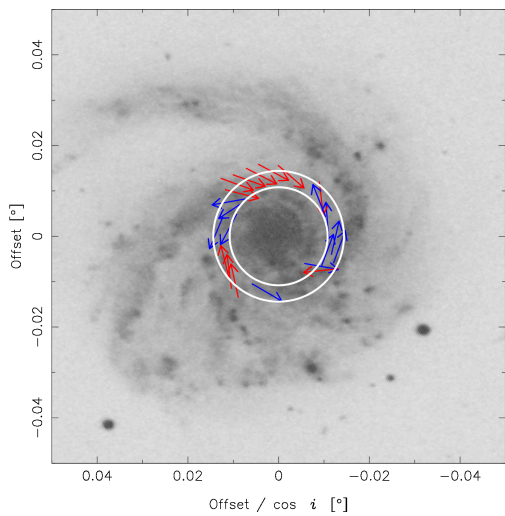


図. 103 NGC4254 の磁場ベクトルマップと Azimuthal profile ($r = 3.0 \sim 4.0$ kpc)

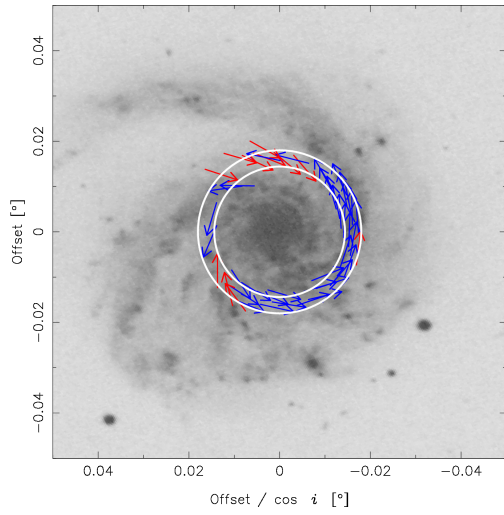


図. 104 NGC4254 の磁場ベクトルマップと Azimuthal profile ($r = 4.0 \sim 5.0$ kpc)

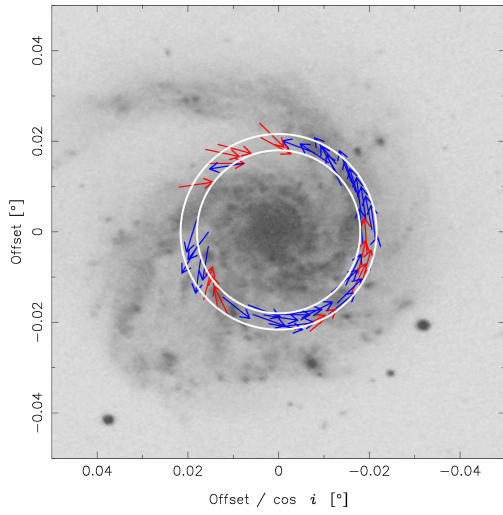


図. 105 NGC4254 の磁場ベクトルマップと Azimuthal profile ($r = 5.0 \sim 6.0$ kpc)

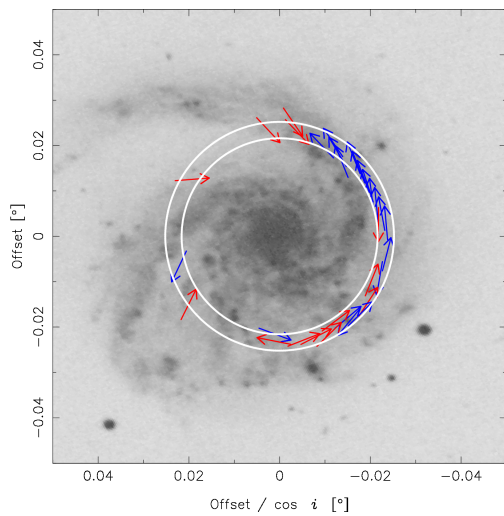


図. 106 NGC4254 の磁場ベクトルマップと Azimuthal profile ($r = 6.0 \sim 7.0$ kpc)

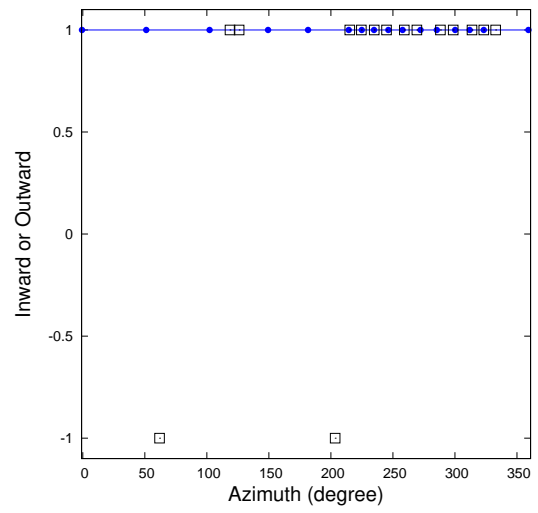
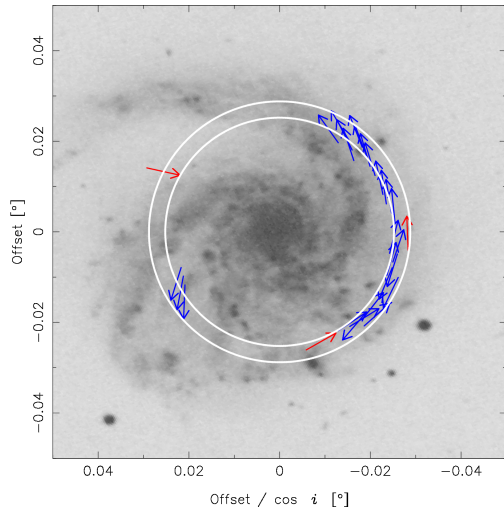


図. 107 NGC4254 の磁場ベクトルマップと Azimuthal profile ($r = 7.0 \sim 8.0$ kpc)

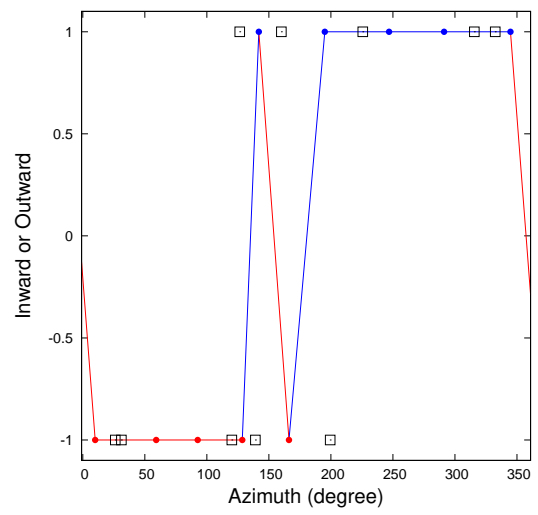
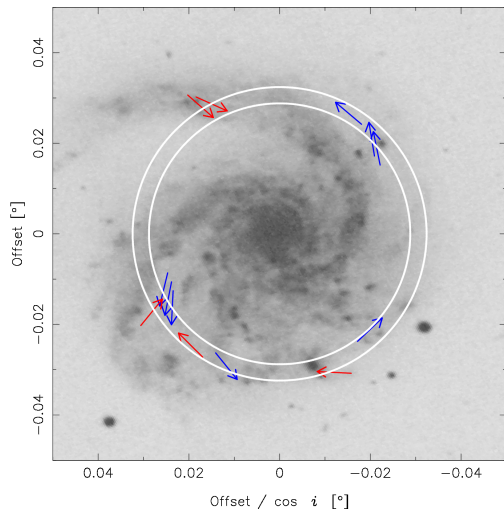


図. 108 NGC4254 の磁場ベクトルマップと Azimuthal profile ($r = 8.0 \sim 9.0$ kpc)

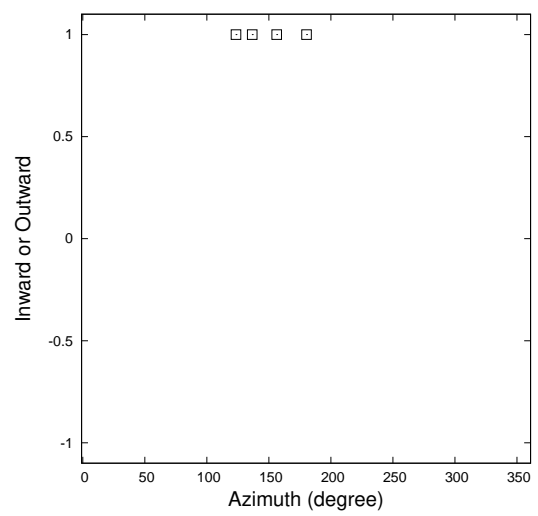
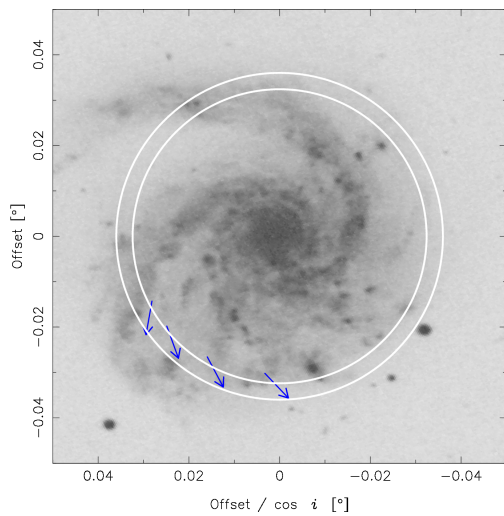


図. 109 NGC4254 の磁場ベクトルマップと Azimuthal profile ($r = 9.0 \sim 10.0$ kpc)

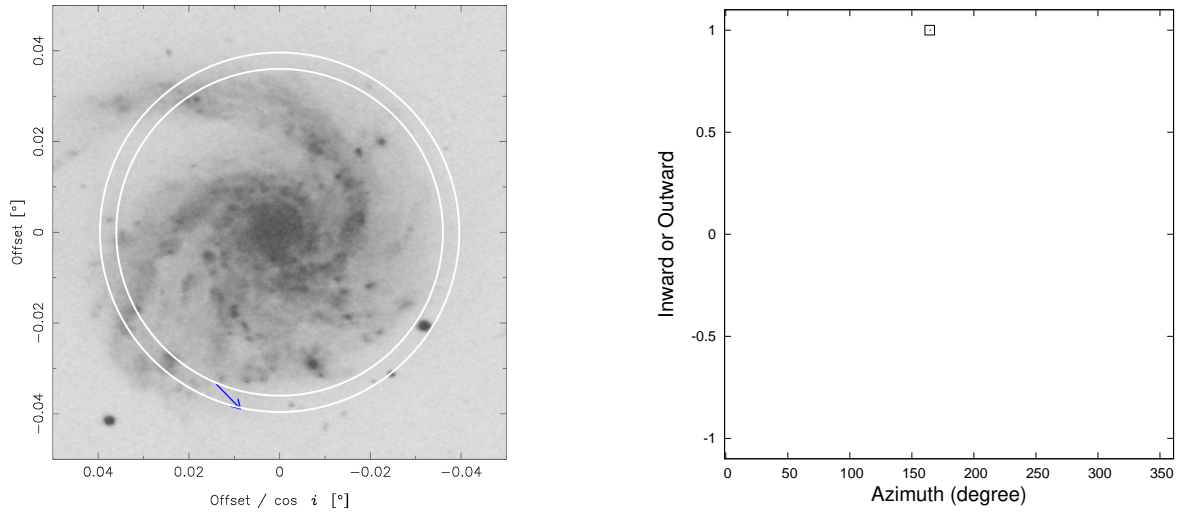


図. 110 NGC4254 の磁場ベクトルマップと Azimuthal profile ($r = 10.0 \sim 11.0$ kpc)

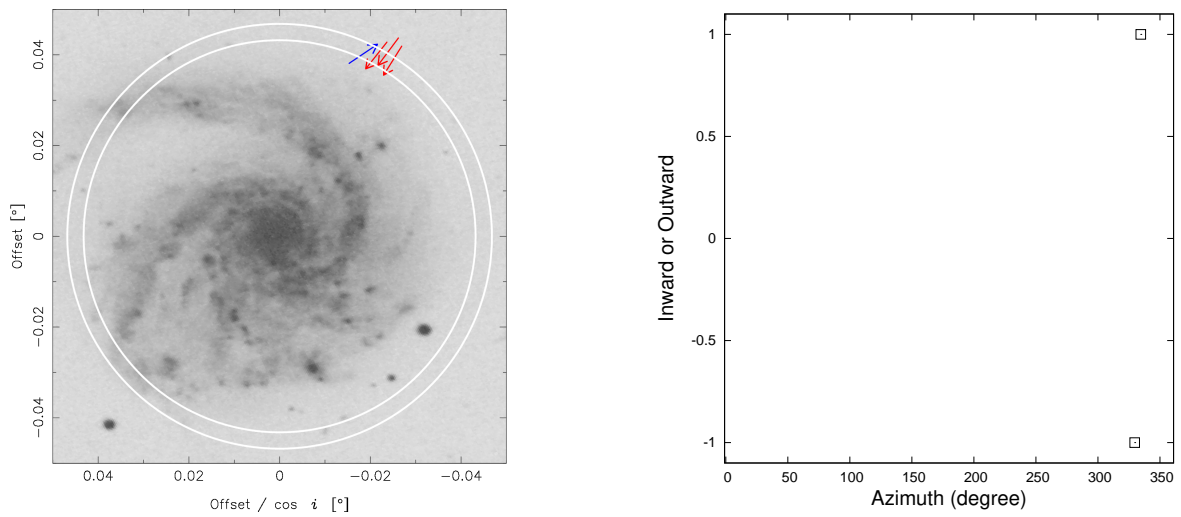


図. 111 NGC4254 の磁場ベクトルマップと Azimuthal profile ($r = 12.0 \sim 13.0$ kpc)

5.3 前景 RM/銀河のインクリネーション

本節では、本研究の手法として用いた「磁場ベクトル再構築法」の、磁場ベクトルの不定性について議論する。「磁場ベクトル再構築法」はシンクロトロン放射の偏波角の 180° の不定性を RM の符号を用いて解く。2-3 説でも記述したように、シンクロトロン放射の偏波は観測する周波数帯 (or 波長) によって見ている Faraday screen が異なるため、銀河円盤からの放射を見ていると考えられている C/X バンドのデータを用いた。一方で、RM は観測する波長に依存しない。しかし、式 2 で示したように RM は視線に対する積分量であるため、銀河円盤の RM 成分だけでなく、円盤と我々の間にある対象天体のハローや天の川銀河の寄与を考慮する必要がある。対象天体のハローの寄与に関しては銀河のインクリネーションという視点から議論する。また、対象天体のハロー・天の川銀河の寄与に関しては図 39 など示した平均 RM の差し引きにより、対象天体全体の角度スケールにわたる前景 RM の寄与は除去できていると考えられるが、それよりも細かい RM の構造に関する成分を引ききかれていない。

また、RM は視線に対する積分量であるため、銀河円盤の RM 成分だけでなく、円盤と我々の間にある対象天体のハローや天の川銀河の寄与を考慮する必要がある。したがって、ハロー内の磁場の視線に垂直な成分がファラデー回転に影響を与えるため、完全な Face on 銀河はこの方法には適していない。しかし、Stepanov et al. (2008) によれば、インクリネーションが 15° より大きい場合、このような垂直磁場の影響は無視できることを示している。本研究の対象天体は $40^\circ - 61^\circ$ であるためハロー成分の寄与は無視できると考えられる。

5.4 星渦状腕との関係

本研究においてわかった 3 つの銀河磁場ベクトル構造は、すべての銀河でモード数が同じということもなく、各銀河で異なった磁場のモード数を示した。NGC 6946 では $m_B = 2$ が卓越しており、NGC 3627 では $m_B = 1$ が、NGC 4254 では $m_B = 2$ が卓越していた。これらはどのような物理で決まるのだろうか。序論でも述べたように、近傍銀河磁場の期限は大きく分けて (1) 初期磁場の名残、(2) 銀河ダイナモによる形成、の 2 点が考えられている。

近傍銀河の磁場ベクトル構造が初期磁場の名残によって説明される場合、各銀河の形態や環境などに依存せず初期状態のみで決まるはずであり、銀河形態には依存しない。Sofue et al. (2010) でも議論されているような、銀河を貫くような数 10kpc スケールの磁場構造が初期状態として考えられ、そのような大局的な磁場が銀河面に垂直に存在している場合、銀河円盤内では ASS 構造が期待され、初期磁場が銀河面に並行に存在している場合、銀河円盤内では BSS 構造が期待される (Sofue et al. 2010)。

一方、銀河ダイナモによる形成では、様々なシミュレーションがなされているが、そのベクトル構造についての研究は多くなく、Chiba and Tosa (1990) では、銀河の渦状腕に伴う速度場を仮定した Mean-field ダイナモモデルにより銀河の星の渦状腕のモード数に関連した磁場構造が最も効率よく増幅され、結果として 2 本腕の銀河では BSS 構造が検出されうる可能性を示唆している。このダイナモでの磁場の成長は、密度波に伴う速度プロファイルによって駆動されるパラメトリック共振として説明されている。

図 112 は Chiba and Tosa (1990) で示されているパラメトリック共振における磁場の解である。Chiba and Tosa (1990) は、渦状腕による速度場で駆動されるダイナモの計算であり z 方向の厚みは計算されておらず無限に薄い円盤であり、局所近似を用いた計算である。二本腕の銀河を想定しており、

図 112 の一点鎖線が密度プロファイルを示しており、銀河を一周する上で2回振動しており、2周期の三角関数で表される。一方で、実線で書かれているプロファイルが方位角方向の磁場強度を示しており1周期の三角関数で表され、破線は動径方向の磁場強度を示しており、方位角方向成分同様に1周期の三角関数で表される。

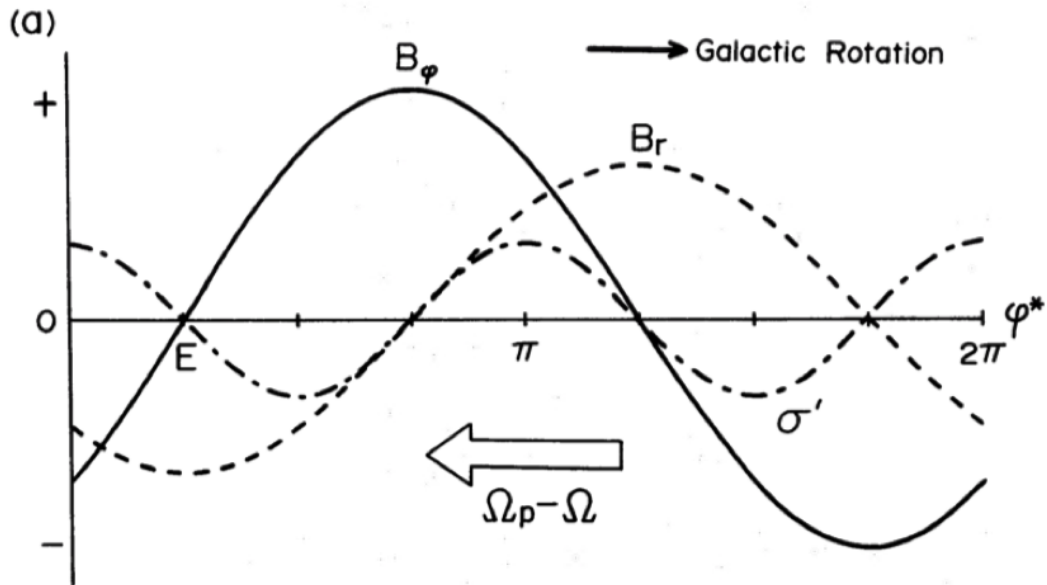


図. 112 Chiba and Tosa (1990) におけるパラメトリック共振における磁場の解

図 112 から、磁場ベクトル構造との対応関係がわかりにくいため、プロファイルから磁場ベクトル構造のイメージをポンチ絵として作成した (図 113)。

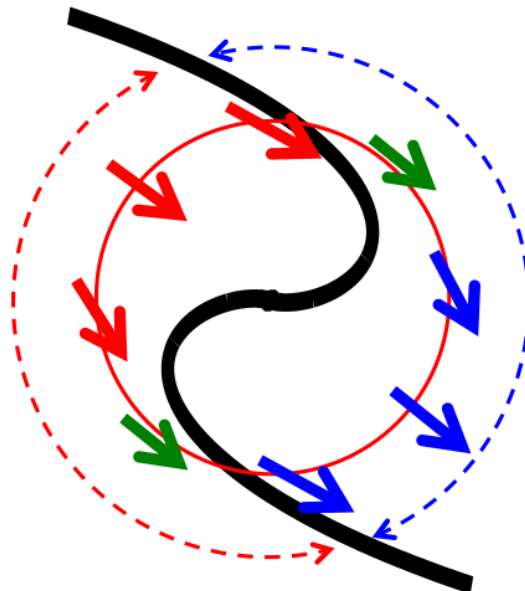


図. 113 Chiba and Tosa (1990) におけるパラメトリック共振における磁場の解のポンチ絵

この図からもわかるように、銀河内向きのベクトルと外向きのベクトル構造が見られ、2本腕の銀河

では BSS 構造が見られることがわかる。また、特徴として、渦状腕と渦状腕の間で一定の成分 (内向きか外向きか) であり、例えば図 113 の西側 (右側) では外向きのベクトルになっており、逆回りの東側 (左側) では内向きのベクトルになっている。

本研究における観測結果と比較を行うため、図 114 を作成した。背景には WISE (wide-field infrared survey explorer,(Wright et al. 2010)) の $12\mu\text{m}$ の画像を使用している。図 113 で見られるような渦状腕と渦状腕の間で一定の成分であるような構造が見られ、NGC6946 では 4 本の渦状腕に対応して 4 つの構造に分けられる。西側と東側はそれぞれ外向きの磁場成分であり、北東と南東には内向きの成分があり、それぞれ赤外線で見えている渦状腕構造に対応している。NGC3627 では、2 本腕のため Chiba and Tosa (1990) と比較するのにとてもわかりやすく、北西側で外向き、南東側で内向きの成分からなっており、2 本の渦状腕でその成分が入れ替わっている。これは Chiba and Tosa (1990) と同様の構造であり、実際の近傍銀河の磁場構造が Chiba and Tosa (1990) で説明されているパラメトリック共振で説明できることを示している。

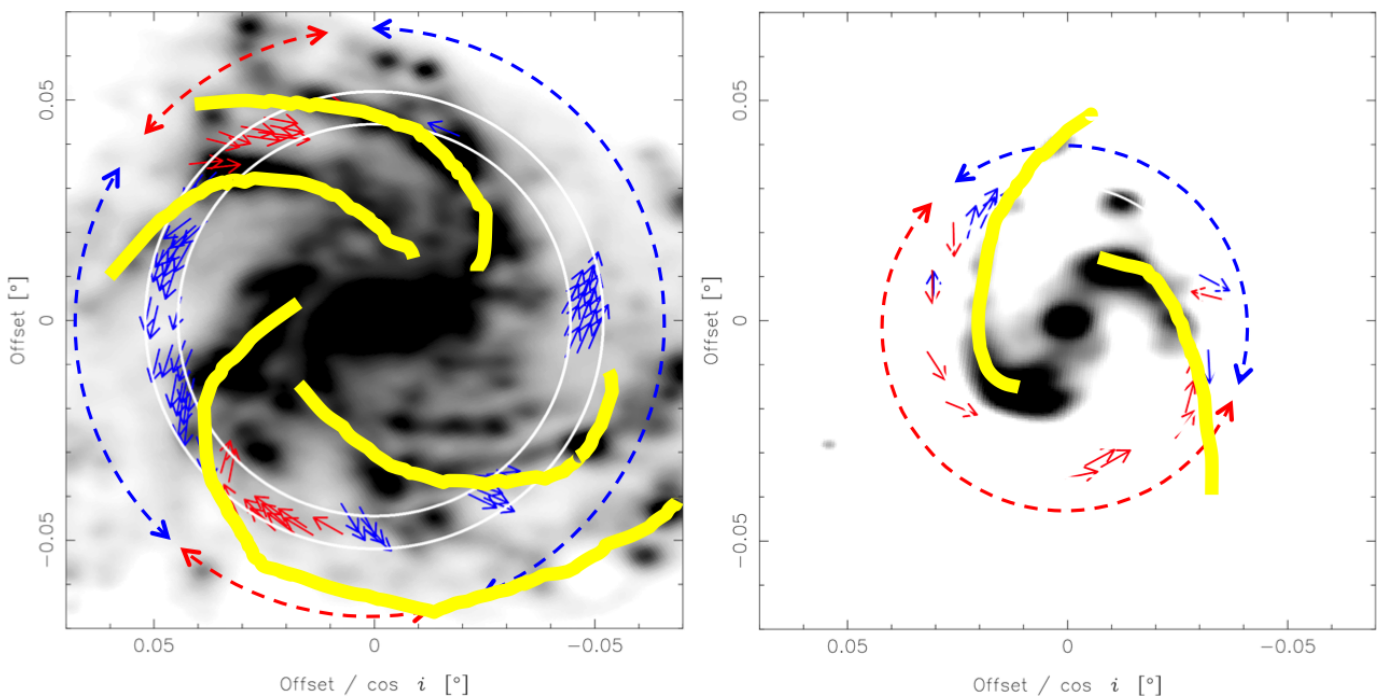


図. 114 NGC6946 の磁場ベクトル (左) と NGC3627 の磁場ベクトル (右)。Chiba and Tosa (1990) のイメージ図に合わせた表示。

NGC4254 の磁場ベクトル構造は、 $m_B = 2$ が卓越しており、渦状腕構造は $m_D = 3 \sim 5$ が先行研究から示唆されている (Chyzy et al. 2007; Phookun et al. 1993)。NGC4254 はおとめ座銀河団に属する銀河であり、先述したように、その環境効果によって星の渦状腕が影響を受けており、回転速度の非一様性が顕著であることが示されている (Chemin et al. 2016)。一方で北東にある小さな腕構造を一つと数えると WISE などのデータからみられる渦状腕は 4 本と考えることができる (図 115)。

また、このようにして 4 本腕と考えた場合、磁場ベクトル構造の反転位置から推測される渦状腕構造とも矛盾なく一致する。また、本研究から、磁場ベクトル構造は星の渦状腕構造によく沿っており、それらのピッチ角が等しいことを示した。したがって、NGC4254 においても銀河の磁場ベクトル構造は各銀河中の星の渦状腕構造と相互作用していることが示唆される。

本研究で対象にした 3 つの銀河は星の渦状腕の数 m_D についてそれぞれ、NGC6946 は 4 本腕 (Cedr s

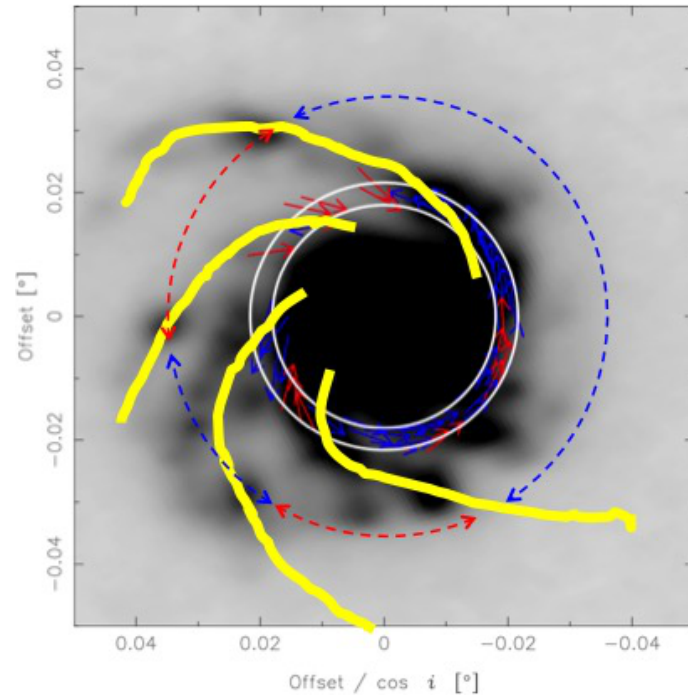


図. 115 NGC4254 の磁場ベクトル。Chiba and Tosa (1990) のイメージ図に合わせた表示。

et al. 2013)、NGC3627 は 2 本腕 (Martínez-García and Puerari 2014)、NGC4254 は 4 本腕と考えることができ、磁場のモード数と比較すると、 $m_B = m_D/2$ になっている。これは、Chiba and Tosa (1990) によって予測されている関係と等しい関係になっており、銀河ダイナモの形跡が観測的に見られたことを示している。

6 まとめ

本論文では、「磁場ベクトル再構築法」を用いて、銀河の各点で磁場ベクトルを決定し、銀河の大局的な磁場構造を、磁場ベクトルを基に調査した。特に、大局的な磁場のベクトルが隣り合う渦状腕で反転する、大局的磁場の反転が系外銀河でおこっているかに焦点を当てて調査した。本研究で対象にした天体は NGC6946, NGC3627, NGC4254 の 3 天体であり、シンクロトロン放射データに対して偏波解析を行い、磁場ベクトル再構築法を適用した。「磁場ベクトル再構築法」は、銀河の各点で磁場ベクトルを決定することができるため、渦状腕に沿った分布なども調査可能である。この手法は、Rotation Measure (RM) とシンクロトロン偏波面の情報を組み合わせることで磁場ベクトル情報を抽出する手法であり、本研究の過程において新しく開発した手法である。

偏波解析の結果、3 天体それぞれについて C,X バンドの偏波マップを作成した。2 周波数における偏波マップから、銀河各点で RM を計算しその分布を 3 天体で獲得することができた。また、観測的に得られた RM の偏波マップから、対象天体の RM を抽出すべく観測された RM の頻度分布をガウス関数でフィッティングすることで前景 RM を評価し差し引いた。得られた偏波マップと RM マップを用いて磁場ベクトル再構築法を適用した。3 天体で得られた磁場ベクトルマップはそれぞれの銀河中心に対して内向きと外向きの成分が見られ、軸対象構造よりも複雑な磁場構造が見られた。

まず、系外銀河においても大局的磁場の反転があるかどうかの議論を行った。磁場ベクトルマップベースで螺旋に沿った磁場の構造があることが確認でき、また、Phase diagram から隣り合う螺旋に沿った構造で磁場ベクトルの向きが約 180 度異なることを示した。また、磁場ベクトルのピッチ角と銀河の星の渦状腕のピッチ角が 3 天体ともほぼ等しく、これは、星の渦状腕と磁場構造が相互作用していることを示唆している。これらの磁場ベクトル構造をより定量的に評価するため、得られた磁場ベクトルマップに対して磁場ベクトルの反転を数えることで大局磁場のモード数を推定した。推定した磁場モードは同じ銀河であっても複数の磁場モード数が混在していることが確認され、これはそれぞれの天体に対する先行研究ともよく一致している。NGC6946 では、 $m_B = 1 \sim 3$ の磁場モードが、NGC3627 では、 $m_B = 1 \sim 2$ 、NGC4254 では、 $m_B = 0 \sim 2$ の磁場モードが見られることがわかった。それぞれ最も広い範囲における磁場のモード数は NGC6946 で $m_B = 2$ 、NGC3627 で $m_B = 1$ 、NGC4254 で $m_B = 2$ であり、これらの構造が各銀河で主要な磁場構造である。また、先行研究からわかった天体それぞれの星の渦状腕は NGC6946 で $m_D = 4 \sim 5$ 、NGC3627 で $m_D = 2$ 、NGC4254 で $m_D = 3 \sim 5$ であり、星の渦状腕 m_D と磁場ベクトルから推測したモード数 m_B がそれぞれ $m_B : m_D = 1 : 2$ になっていることが観測的に示唆された。これは、渦状腕によって駆動される速度場を仮定し行われた銀河ダイナモモデルの計算 (Chiba and Tosa 1990) 結果と一致する関係であり、近傍銀河の磁場構造がパラメトリック共振で説明されることを示唆している。また、計算結果から得られるパラメトリック共振における磁場ベクトル構造を観測結果と比較すると渦状腕を挟んで内向きと外向きが入れ替わるような磁場構造が計算と観測で一致しており、 $m_B : m_D = 1 : 2$ の関係に合わせて、その反転位置などのベクトル構造もよく一致していることを示している。

本研究の結果、3 天体において銀河ダイナモモデルとの比較により銀河の幾何学的構造と関係があることを示唆した。対象天体が 3 つであったこともあり、その普遍性や多様性は十分に議論できていないが、本研究から、近傍銀河の磁場構造がパラメトリック共振で説明されることを示唆しており、銀河磁場の起源として銀河ダイナモが主要な要素であることを示唆する結果となった。

References

- T. Akahori, H. Nakanishi, Y. Sofue, Y. Fujita, K. Ichiki, S. Ideguchi, O. Kameya, T. Kudoh, Y. Kudoh, M. Machida, Y. Miyashita, H. Ohno, T. Ozawa, K. Takahashi, M. Takizawa, and D. G. Yamazaki. Cosmic magnetism in centimeter- and meter-wavelength radio astronomy. *PASJ*, 70:R2, January 2018. doi: 10.1093/pasj/psx123.
- J. L. Han. Observing Interstellar and Intergalactic Magnetic Fields. *ARA&A*, 55:111–157, August 2017. doi: 10.1146/annurev-astro-091916-055221.
- Rainer Beck, Luke Chamandy, Ed Elson, and Eric G. Blackman. Synthesizing Observations and Theory to Understand Galactic Magnetic Fields: Progress and Challenges. *Galaxies*, 8(1):4, Dec 2019. doi: 10.3390/galaxies8010004.
- George E. Hale. On the Probable Existence of a Magnetic Field in Sun-Spots. *ApJ*, 28:315, November 1908a. doi: 10.1086/141602.
- George E. Hale. SOLAR VORTICES (Contributions from the Mt. Wilson Solar Observatory, No. 26). *ApJ*, 28:100, September 1908b. doi: 10.1086/141581.
- W. A. Hiltner. Polarization of Light from Distant Stars by Interstellar Medium. *Science*, 109(2825):165, February 1949. doi: 10.1126/science.109.2825.165.
- John S. Hall. Observations of the Polarized Light from Stars. *Science*, 109(2825):166–167, February 1949. doi: 10.1126/science.109.2825.166.
- A. Lazarian. Tracing magnetic fields with aligned grains. *jqsrt*, 106:225–256, July 2007. doi: 10.1016/j.jqsrt.2007.01.038.
- Jr. Davis, Leverett and Jesse L. Greenstein. The Polarization of Starlight by Aligned Dust Grains. *ApJ*, 114:206, September 1951. doi: 10.1086/145464.
- Manuel Güdel. The Sun Through Time. *ssr*, 216(8):143, December 2020. doi: 10.1007/s11214-020-00773-9.
- R. Hanbury Brown and C. Hazard. Radio emission from the Andromeda nebula. *MNRAS*, 111:357, January 1951. doi: 10.1093/mnras/111.3.357.
- G. Westerhout, Ch. L. Seeger, W. N. Brouw, and J. Tinbergen. Polarization of the galactic 75-cm radiation. *bain*, 16:187, July 1962.
- R. Wielebinski and J. R. Shakeshaft. Faraday Rotation of Polarized Galactic Radio Emission. *Nature*, 195(4845):982–983, September 1962. doi: 10.1038/195982a0.
- D. S. Mathewson, P. C. van der Kruit, and W. N. Brouw. A High Resolution Radio Continuum Survey of M51 and NGC 5195 at 1415 MHz. *A&A*, 17:468, March 1972.
- R. Beck, E. M. Berkhuijsen, and R. Wielebinski. Detection of polarised radio emission of M31. *A&A*, 68(3):L27–L29, August 1978.
- J. L. Han, R. N. Manchester, A. G. Lyne, G. J. Qiao, and W. van Straten. Pulsar Rotation Measures and the Large-Scale Structure of the Galactic Magnetic Field. *ApJ*, 642:868–881, May 2006. doi: 10.1086/501444.
- R. Beck. Magnetic fields in the nearby spiral galaxy IC 342: A multi-frequency radio polarization

- study. *A&A*, 578:A93, June 2015. doi: 10.1051/0004-6361/201425572.
- R. Beck, E. M. Berkhuijsen, R. Gießübel, and D. D. Mulcahy. Magnetic fields and cosmic rays in M 31. I. Spectral indices, scale lengths, Faraday rotation, and magnetic field pattern. *A&A*, 633:A5, Jan 2020. doi: 10.1051/0004-6361/201936481.
- Y. Stein, R.-J. Dettmar, J. Irwin, R. Beck, M. Weżgowiec, A. Miskolczi, M. Krause, V. Heesen, T. Wiegert, G. Heald, R. A. M. Walterbos, J.-T. Li, and M. Soida. CHANG-ES. XIII. Transport processes and the magnetic fields of NGC 4666: indication of a reversing disk magnetic field. *A&A*, 623:A33, March 2019. doi: 10.1051/0004-6361/201834515.
- Silvia Carolina Mora-Partiarroyo, Marita Krause, Aritra Basu, Rainer Beck, Theresa Wiegert, Judith Irwin, Richard Henriksen, Yelena Stein, Carlos J. Vargas, Volker Heesen, René A. M. Walterbos, Richard J. Rand, George Heald, Jiangtao Li, Patrick Kamieneski, and Jayanne English. CHANG-ES. XIV. Cosmic-ray propagation and magnetic field strengths in the radio halo of NGC 4631. *A&A*, 632:A10, Dec 2019. doi: 10.1051/0004-6361/201834571.
- A. R. Taylor, J. M. Stil, and C. Sunstrum. A Rotation Measure Image of the Sky. *ApJ*, 702: 1230–1236, September 2009. doi: 10.1088/0004-637X/702/2/1230.
- M. Simard-Normandin and P. P. Kronberg. Rotation measures and the galactic magnetic field. *ApJ*, 242:74–94, Nov 1980. doi: 10.1086/158445.
- N. Oppermann, H. Junklewitz, G. Robbers, M. R. Bell, T. A. Enßlin, A. Bonafede, R. Braun, J. C. Brown, T. E. Clarke, I. J. Feain, B. M. Gaensler, A. Hammond, L. Harvey-Smith, G. Heald, M. Johnston-Hollitt, U. Klein, P. P. Kronberg, S. A. Mao, N. M. McClure-Griffiths, S. P. O’Sullivan, L. Pratley, T. Robishaw, S. Roy, D. H. F. M. Schnitzeler, C. Sotomayor-Beltran, J. Stevens, J. M. Stil, C. Sunstrum, A. Tanna, A. R. Taylor, and C. L. Van Eck. An improved map of the Galactic Faraday sky. *A&A*, 542:A93, June 2012. doi: 10.1051/0004-6361/201118526.
- J. L. Han, K. Ferriere, and R. N. Manchester. The Spatial Energy Spectrum of Magnetic Fields in Our Galaxy. *ApJ*, 610(2):820–826, Aug 2004. doi: 10.1086/421760.
- M. Tosa and M. Fujimoto. The Configuration of Magnetic Fields in the Spiral Galaxy M 51. *PASJ*, 30:315–326, January 1978.
- Y. Sofue, U. Klein, R. Beck, and R. Wielebinski. Large-scale configuration of magnetic fields in spiral galaxies. *A&A*, 144:257–260, March 1985.
- Yoshiaki Sofue, Mitsuaki Fujimoto, and Richard Wielebinski. Global structure of magnetic fields in spiral galaxies. *ARA&A*, 24:459–497, January 1986. doi: 10.1146/annurev.aa.24.090186.002331.
- J. L. Han, R. Beck, and E. M. Berkhuijsen. New clues to the magnetic field structure of M 31. *A&A*, 335:1117–1123, July 1998.
- B. M. Gaensler, M. Haverkorn, L. Staveley-Smith, J. M. Dickey, N. M. McClure-Griffiths, J. R. Dickel, and M. Wolleben. The Magnetic Field of the Large Magellanic Cloud Revealed Through Faraday Rotation. *Science*, 307(5715):1610–1612, March 2005. doi: 10.1126/science.1108832.
- S. A. Mao, N. M. McClure-Griffiths, B. M. Gaensler, M. Haverkorn, R. Beck, D. McConnell, M. Wolleben, S. Stanimirović, J. M. Dickey, and L. Staveley-Smith. Magnetic Field Structure of the Large Magellanic Cloud from Faraday Rotation Measures of Diffuse Polarized Emission. *ApJ*, 759(1):25, November 2012. doi: 10.1088/0004-637X/759/1/25.

- Y. Sofue, T. Takano, and M. Fujimoto. Bisymmetric open-spiral configuration of magnetic fields in the galaxies M 51 and M 81. *A&A*, 91(3):335–340, November 1980.
- R. Beck. The magnetic field in M31. *A&A*, 106(1):121–132, Feb 1982.
- Y. Sofue and T. Takano. The configuration of magnetic fields in the spiral galaxies M 31 and M 33. *PASJ*, 33:47–55, January 1981.
- U. Klein, R. Beck, U. R. Buczylowski, and R. Wielebinski. A survey of the distribution of lambda 2.8 CM radio continuum in nearby galaxies. II - NGC 6946. *A&A*, 108:176–187, April 1982.
- V. Heesen, M. Krause, R. Beck, and R. J. Dettmar. Cosmic rays and the magnetic field in the nearby starburst galaxy NGC 253. II. The magnetic field structure. *A&A*, 506(3):1123–1135, November 2009. doi: 10.1051/0004-6361/200911698.
- E. M. Berkhuijsen, C. Horellou, M. Krause, N. Neininger, A. D. Poezd, A. Shukurov, and D. D. Sokoloff. Magnetic fields in the disk and halo of M 51. *A&A*, 318:700–720, February 1997.
- A. Fletcher, R. Beck, E. M. Berkhuijsen, and A. Shukurov. The regular magnetic fields of M31 and M33, from radio polarization observations. In Elly M. Berkhuijsen, Rainer Beck, and René A. M. Walterbos, editors, *Proceedings 232. WE-Heraeus Seminar*, pages 201–204, December 2000.
- A. Fletcher, R. Beck, A. Shukurov, E. M. Berkhuijsen, and C. Horellou. Magnetic fields and spiral arms in the galaxy M51. *MNRAS*, 412:2396–2416, April 2011. doi: 10.1111/j.1365-2966.2010.18065.x.
- A. Fletcher, E. M. Berkhuijsen, R. Beck, and A. Shukurov. The magnetic field of $\text{jASTROBJjM 31jASTROBJj}$ from multi-wavelength radio polarization observations. *A&A*, 414:53–67, January 2004. doi: 10.1051/0004-6361:20034133.
- R. Beck, V. Shoutenkov, M. Ehle, J. I. Harnett, R. F. Haynes, A. Shukurov, D. D. Sokoloff, and M. Thierbach. Magnetic fields in barred galaxies. I. The atlas. *A&A*, 391:83–102, Aug 2002. doi: 10.1051/0004-6361:20020642.
- R. Braun, T. A. Oosterloo, R. Morganti, U. Klein, and R. Beck. The Westerbork SINGS survey. I. Overview and image atlas. *A&A*, 461:455–470, January 2007. doi: 10.1051/0004-6361:20066092.
- D. Moss, A. Shukurov, D. Sokoloff, R. Beck, and A. Fletcher. Magnetic fields in barred galaxies. II. Dynamo models. *A&A*, 380:55–71, Dec 2001. doi: 10.1051/0004-6361:20011343.
- J. Harnett, M. Ehle, A. Fletcher, R. Beck, R. Haynes, S. Ryder, M. Thierbach, and R. Wielebinski. Magnetic fields in barred galaxies. III. The southern peculiar galaxy NGC 2442. *A&A*, 421:571–581, Jul 2004. doi: 10.1051/0004-6361:20034377.
- R. Beck, A. Fletcher, A. Shukurov, A. Snodin, D. D. Sokoloff, M. Ehle, D. Moss, and V. Shoutenkov. Magnetic fields in barred galaxies. IV. NGC 1097 and NGC 1365. *A&A*, 444(3):739–765, Dec 2005. doi: 10.1051/0004-6361:20053556.
- D. Moss, A. P. Snodin, P. Englmaier, A. Shukurov, R. Beck, and D. D. Sokoloff. Magnetic fields in barred galaxies. V. Modelling NGC 1365. *A&A*, 465(1):157–170, Apr 2007. doi: 10.1051/0004-6361:20066222.
- G. Heald, R. Braun, and R. Edmonds. The Westerbork SINGS survey. II Polarization, Faraday rotation, and magnetic fields. *A&A*, 503:409–435, August 2009. doi: 10.1051/0004-6361/200912240.

- R. Braun, G. Heald, and R. Beck. The Westerbork SINGS survey. III. Global magnetic field topology. *A&A*, 514:A42, May 2010. doi: 10.1051/0004-6361/200913375.
- E. N. Parker. Fast dynamos, cosmic rays, and the Galactic magnetic field. *ApJ*, 401:137–145, December 1992. doi: 10.1086/172046.
- Y. Sofue, M. Machida, and T. Kudoh. The Primordial Origin Model of Magnetic Fields in Spiral Galaxies. *PASJ*, 62:1191–1201, October 2010. doi: 10.1093/pasj/62.5.1191.
- B. J. Burn. On the depolarization of discrete radio sources by Faraday dispersion. *MNRAS*, 133: 67, January 1966. doi: 10.1093/mnras/133.1.67.
- M. Kierdorf, S. A. Mao, R. Beck, A. Basu, A. Fletcher, C. Horellou, F. Tabatabaei, J. Ott, and M. Haverkorn. The magnetized disk-halo transition region of M51. *arXiv e-prints*, art. arXiv:2007.00702, July 2020.
- Shinsuke Ideguchi, Yuichi Tashiro, Takuya Akahori, Keitaro Takahashi, and Dongsu Ryu. Study of the Vertical Magnetic Field in Face-on Galaxies Using Faraday Tomography. *ApJ*, 843(2): 146, July 2017. doi: 10.3847/1538-4357/aa79a1.
- S. Ideguchi, Y. Tashiro, T. Akahori, K. Takahashi, and D. Ryu. Faraday Dispersion Functions of Galaxies. *ApJ*, 792:51, September 2014. doi: 10.1088/0004-637X/792/1/51.
- Yoshimitsu Miyashita, Shinsuke Ideguchi, and Keitaro Takahashi. Performance test of RM CLEAN and its evaluation with chi-square value. *PASJ*, 68(3):44, June 2016. doi: 10.1093/pasj/psw039.
- Kazunori Akiyama, Takuya Akahori, Yoshimitsu Miyashita, Shinsuke Ideguchi, Ryosuke Yamaguchi, Shiro Ikeda, and Keitaro Takahashi. Faraday Tomography with Sparse Modeling. *arXiv e-prints*, art. arXiv:1811.10610, November 2018.
- Yoshimitsu Miyashita, Shinsuke Ideguchi, Shouta Nakagawa, Takuya Akahori, and Keitaro Takahashi. Performance test of QU-fitting in cosmic magnetism study. *MNRAS*, 482(2):2739–2749, January 2019. doi: 10.1093/mnras/sty2862.
- Hiroyuki Nakanishi, Kohei Kurahara, and Kenta Anraku. Magnetic-Field Vector Maps of Nearby Spiral Galaxies. *Galaxies*, 7(1):32, Feb 2019. doi: 10.3390/galaxies7010032.
- Masanori Iye, Ken-ichi Tadaki, and Hideya Fukumoto. Spin Parity of Spiral Galaxies. I. Corroborative Evidence for Trailing Spirals. *ApJ*, 886(2):133, Dec 2019. doi: 10.3847/1538-4357/ab4a18.
- R. Beck and M. Krause. Revised equipartition and minimum energy formula for magnetic field strength estimates from radio synchrotron observations. *Astronomische Nachrichten*, 326(6): 414–427, Jul 2005. doi: 10.1002/asna.200510366.
- Stephen P. Reynolds and Jonathan W. Keohane. Maximum Energies of Shock-accelerated Electrons in Young Shell Supernova Remnants. *ApJ*, 525(1):368–374, Nov 1999. doi: 10.1086/307880.
- Nario Kuno, Naoko Sato, Hiroyuki Nakanishi, Akihiko Hirota, Tomoka Tosaki, Yasuhiro Shioya, Kazuo Sorai, Naomasa Nakai, Kota Nishiyama, and Baltsar Vila-Vilaró. Nobeyama CO Atlas of Nearby Spiral Galaxies: Distribution of Molecular Gas in Barred and Nonbarred Spiral Galaxies. *PASJ*, 59:117–166, Feb 2007. doi: 10.1093/pasj/59.1.117.
- Gagandeep S. Anand, Luca Rizzi, and R. Brent Tully. A Robust Tip of the Red Giant Branch Distance to the Fireworks Galaxy (NGC 6946). *AJ*, 156(3):105, September 2018. doi: 10.3847/1538-3881/aad3b2.

- R. Beck. Magnetism in the spiral galaxy NGC 6946: magnetic arms, depolarization rings, dynamo modes, and helical fields. *A&A*, 470:539–556, August 2007. doi: 10.1051/0004-6361:20066988.
- R. Rohde, R. Beck, and D. Elstner. Magnetic arms in NGC 6946 generated by a turbulent dynamo. *A&A*, 350:423–433, October 1999.
- Taylor J. Hoyt, Wendy L. Freedman, Barry F. Madore, Dylan Hatt, Rachael L. Beaton, In Sung Jang, Myung Gyoon Lee, Andrew J. Monson, Jillian R. Neeley, Jeffrey A. Rich, and Violet A. Mager. The Carnegie Chicago Hubble Program. VI. Tip of the Red Giant Branch Distances to M66 and M96 of the Leo I Group. *ApJ*, 882(2):150, Sep 2019. doi: 10.3847/1538-4357/ab1f81.
- Eric E. Martínez-García and Ivânio Puerari. The Shock-induced Star Formation Sequence Resulting from a Constant Spiral Pattern Speed. *ApJ*, 790(2):118, Aug 2014. doi: 10.1088/0004-637X/790/2/118.
- Gerard de Vaucouleurs, Antoinette de Vaucouleurs, Jr. Corwin, Herold G., Ronald J. Buta, Georges Paturel, and Pascal Fouque. *Third Reference Catalogue of Bright Galaxies*. 1991.
- M. Ishiguro, R. Kawabe, K. I. Morita, S. Okumura, Y. Chikada, T. Kasuga, T. Kanzawa, H. Iwashita, K. Handa, T. Takahashi, H. Kobayashi, Y. Murata, S. Ishizuki, and N. Nakai. Molecular Gas Bar and Expanding Molecular Ring in the Nucleus of the Spiral Galaxy Maffei 2. *ApJ*, 344:763, September 1989. doi: 10.1086/167840.
- Halton Arp. Atlas of Peculiar Galaxies. *ApJS*, 14:1, Nov 1966. doi: 10.1086/190147.
- M. Weżgowiec, M. Soida, and D. J. Bomans. NGC 3627: a galaxy-dwarf collision? *A&A*, 544:A113, Aug 2012. doi: 10.1051/0004-6361/201118436.
- H. Beuther, S. Meidt, E. Schinnerer, R. Paladino, and A. Leroy. Interactions of the Galactic bar and spiral arm in NGC 3627. *A&A*, 597:A85, Jan 2017. doi: 10.1051/0004-6361/201526749.
- M. Soida, M. Urbanik, R. Beck, and R. Wielebinski. Magnetic fields and strong density waves in the interacting galaxy NGC 3627. *A&A*, 345:461–470, May 1999.
- M. Soida, M. Urbanik, R. Beck, R. Wielebinski, and C. Balkowski. Unusual magnetic fields in the interacting spiral NGC 3627. *A&A*, 378:40–50, Oct 2001. doi: 10.1051/0004-6361:20011185.
- Martha P. Haynes, Riccardo Giovanelli, and Brian R. Kent. NGC 4254: An Act of Harassment Uncovered by the Arecibo Legacy Fast ALFA Survey. *ApJL*, 665(1):L19–L22, August 2007. doi: 10.1086/521188.
- Pierre-Alain Duc and Frederic Bournaud. Tidal Debris from High-Velocity Collisions as Fake Dark Galaxies: A Numerical Model of VIRGOHI 21. *ApJ*, 673(2):787–797, February 2008. doi: 10.1086/524868.
- K. T. Chyży. Magnetic fields and gas in the cluster-influenced spiral galaxy NGC 4254. II. Structures of magnetic fields. *A&A*, 482(3):755–769, May 2008. doi: 10.1051/0004-6361:20078688.
- M. Soida, M. Urbanik, and R. Beck. The magnetic field in the perturbed spiral galaxy NGC 4254. *A&A*, 312:409–418, August 1996.
- B. J. McLean, G. R. Greene, M. G. Lattanzi, and B. Pirenne. The Status of the Second Generation Digitized Sky Survey and Guide Star Catalog. In Nadine Manset, Christian Veillet, and Dennis Crabtree, editors, *Astronomical Data Analysis Software and Systems IX*, volume 216 of *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, page 145, Jan 2000.

- R. Beck. Magnetic fields in spiral galaxies. *A&ARv*, 24:4, December 2016. doi: 10.1007/s00159-015-0084-4.
- Fabian Walter, Elias Brinks, W. J. G. de Blok, Frank Bigiel, Jr. Kennicutt, Robert C., Michele D. Thornley, and Adam Leroy. THINGS: The H I Nearby Galaxy Survey. *AJ*, 136(6):2563–2647, Dec 2008. doi: 10.1088/0004-6256/136/6/2563.
- Kohei Kurahara, Hiroyuki Nakanishi, and Yuki Kudoh. Large-scale magnetic field structure of NGC 3627 based on magnetic vector map. *arXiv e-prints*, art. arXiv:2012.04889, December 2020.
- I. Puerari and H. A. Dottori. Fourier analysis of structure in spiral galaxies. *A&AS*, 93:469–493, June 1992.
- S. Kendall, C. Clarke, and R. C. Kennicutt. Spiral structure in nearby galaxies - II. Comparative analysis and conclusions. *MNRAS*, 446(4):4155–4167, February 2015. doi: 10.1093/mnras/stu2431.
- S. Díaz-García, H. Salo, J. H. Knapen, and M. Herrera-Endoqui. The shapes of spiral arms in the S⁴G survey and their connection with stellar bars. *A&A*, 631:A94, November 2019. doi: 10.1051/0004-6361/201936000.
- Hamed Pour-Imani, Daniel Kennefick, Julia Kennefick, Benjamin L. Davis, Douglas W. Shields, and Mohamed Shameer Abdeen. Strong Evidence for the Density-wave Theory of Spiral Structure in Disk Galaxies. *ApJL*, 827(1):L2, August 2016. doi: 10.3847/2041-8205/827/1/L2.
- Bernabé Cedrés, Jordi Cepa, Ángel Bongiovanni, Héctor Castañeda, Miguel Sánchez-Portal, and Akihiko Tomita. Density waves and star formation in grand-design spirals. *A&A*, 560:A59, Dec 2013. doi: 10.1051/0004-6361/201321588.
- Y. Watanabe, K. Sorai, N. Kuno, and A. Habe. Refined molecular gas mass and star-formation efficiency in NGC 3627. *MNRAS*, 411(3):1409–1417, March 2011. doi: 10.1111/j.1365-2966.2010.17746.x.
- K. T. Chyży, M. Ehle, and R. Beck. Magnetic fields and gas in the cluster-influenced spiral galaxy NGC 4254. I. Radio and X-rays observations. *A&A*, 474(2):415–429, November 2007. doi: 10.1051/0004-6361:20077497.
- Bikram Phookun, Stuart N. Vogel, and Lee G. Mundy. NGC 4254: A Spiral Galaxy with an M = 1 Mode and Infalling Gas. *ApJ*, 418:113, November 1993. doi: 10.1086/173375.
- R. Stepanov, T. G. Arshakian, R. Beck, P. Frick, and M. Krause. Magnetic field structures of galaxies derived from analysis of Faraday rotation measures, and perspectives for the SKA. *A&A*, 480:45–59, March 2008. doi: 10.1051/0004-6361:20078678.
- Masashi Chiba and Makoto Tosa. Swing excitation of galactic magnetic fields induced by spiral density waves. *MNRAS*, 244:714, Jun 1990.
- Edward L. Wright, Peter R. M. Eisenhardt, Amy K. Mainzer, Michael E. Ressler, Roc M. Cutri, Thomas Jarrett, J. Davy Kirkpatrick, Deborah Padgett, Robert S. McMillan, Michael Skrutskie, S. A. Stanford, Martin Cohen, Russell G. Walker, John C. Mather, David Leisawitz, III Gautier, Thomas N., Ian McLean, Dominic Benford, Carol J. Lonsdale, Andrew Blain, Bryan Mendez, William R. Irace, Valerie Duval, Fengchuan Liu, Don Royer, Ingolf Heinrichsen, Joan Howard,

- Mark Shannon, Martha Kendall, Amy L. Walsh, Mark Larsen, Joel G. Cardon, Scott Schick, Mark Schwalm, Mohamed Abid, Beth Fabinsky, Larry Naes, and Chao-Wei Tsai. The Wide-field Infrared Survey Explorer (WISE): Mission Description and Initial On-orbit Performance. *AJ*, 140(6):1868–1881, Dec 2010. doi: 10.1088/0004-6256/140/6/1868.
- Laurent Chemin, Jean-Marc Huré, Caroline Soubiran, Stefano Zibetti, Stéphane Charlot, and Daisuke Kawata. Asymmetric mass models of disk galaxies. I. Messier 99. *A&A*, 588:A48, April 2016. doi: 10.1051/0004-6361/201527730.
- R. Beck and P. Hoernes. Magnetic spiral arms in the galaxy NGC6946. *Nature*, 379:47–49, January 1996. doi: 10.1038/379047a0.

AppendixA VLA データのみ (0 基線データなし) の場合の磁場ベクトル構造

本研究で対象となっている NGC6946 や NGC3627 は視直径が大きいため、干渉計のデータのみを使用した場合、その最大角度スケール以上に広がった放射を取りこぼし、偏波構造にも影響を与えることが考えられる。ここでは、干渉計のデータのみで作成した偏波マップなどを共有する。

A.1 NGC6946

用いた VLA のデータ情報を表 15 に示す。

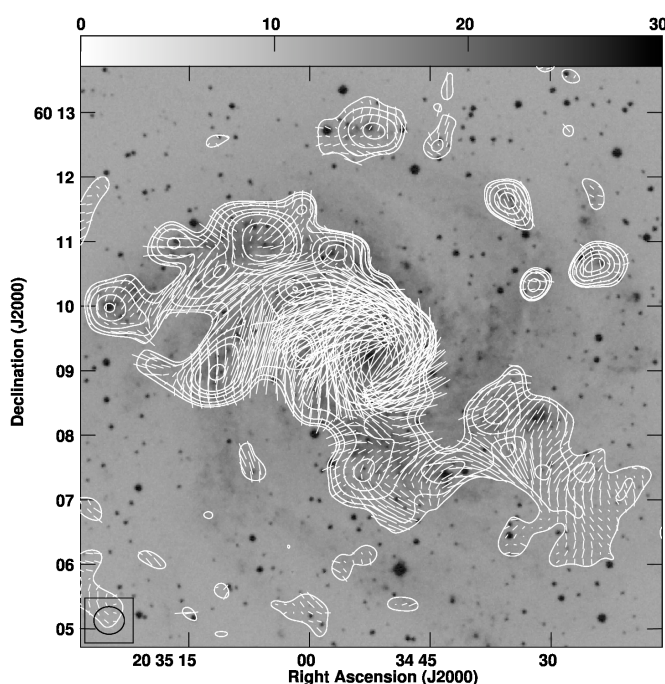


図. 116 NGC6946 の X バンド偏波マップ。干渉計のデータのみを使用した場合

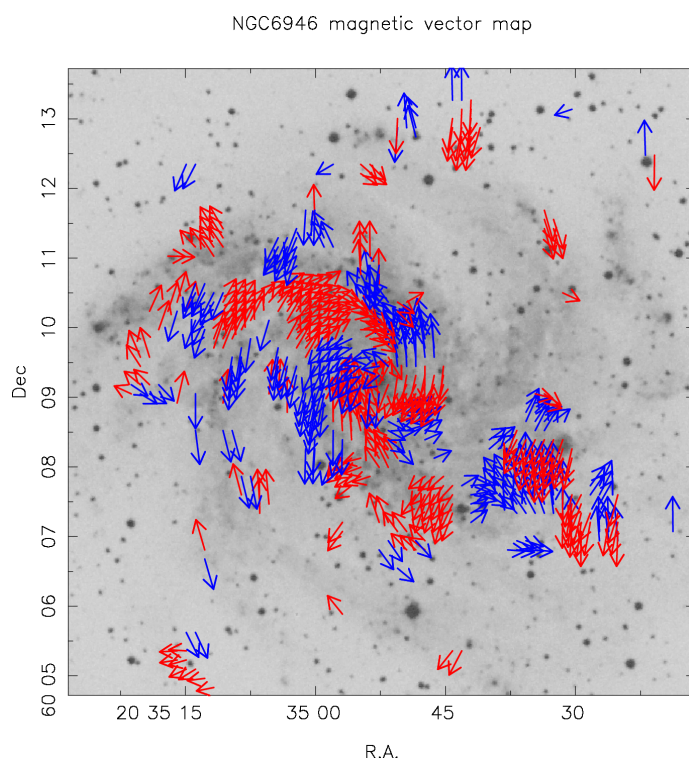


図. 117 NGC6946 の磁場ベクトルマップ。干渉計のデータのみを使用した場合

表. 15 Information of the VLA archive data of NGC6946

Name	Date	Frequency [GHz]	Array	Beam size [$(\prime\prime)^2$]	BPA [$^\circ$]
NGC6946	1991/03/23, 1991/04/01,	4.8851	D	18 × 18	-69
	1995/04/13, 1995/04/20	8.4149	D	28 × 26	89

図 37 に比べ、図 116 は明らかに放射強度が落ちている。(Beck and Hoernes 1996) によると C バンドの全強度で 73%、偏波強度で 60% のミッシングフラックスがあることが報告されている。

また、RM のヒストグラムを図 118 に示す。

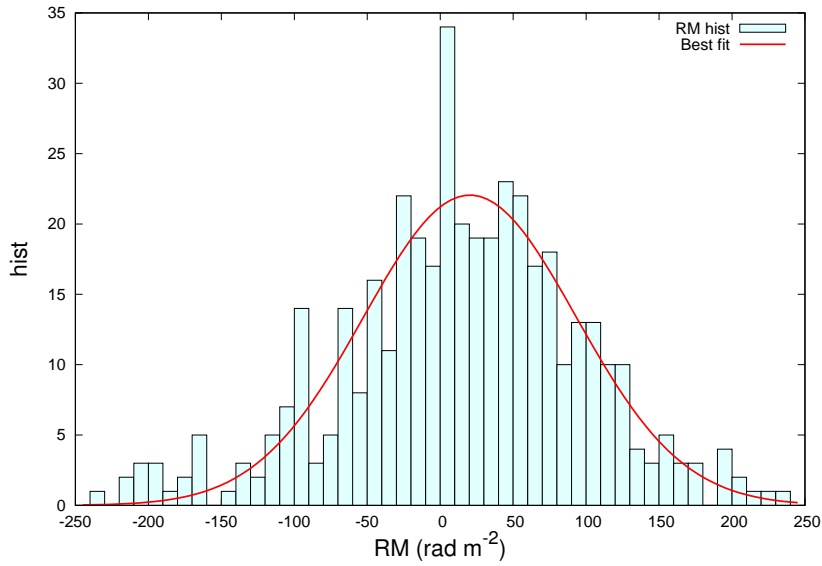


図. 118 NGC6946 の RM のヒストグラム。VLA データのみ。

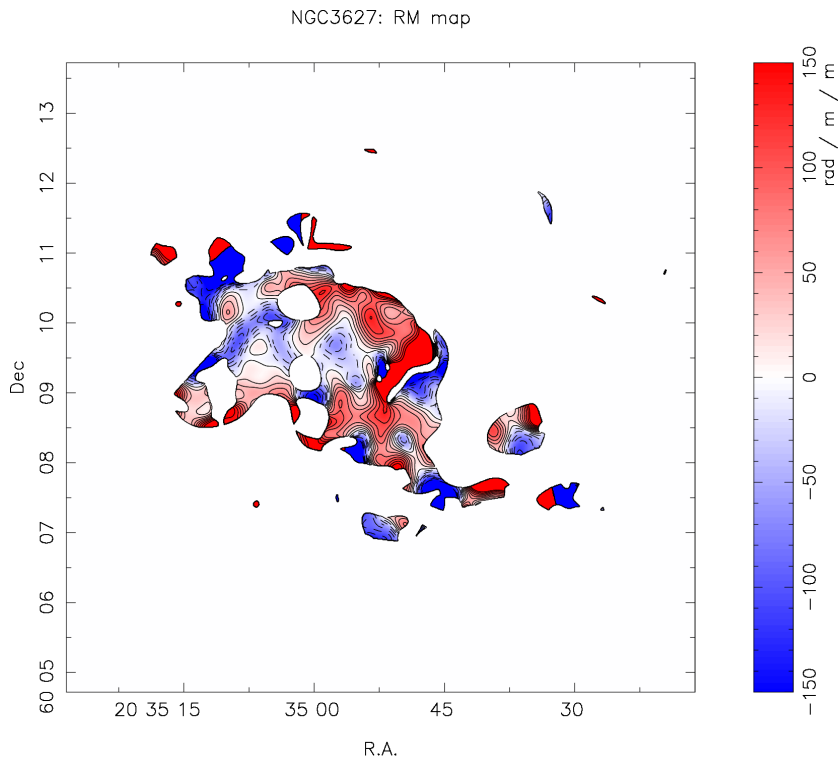


図. 119 NGC6946 の RM の空間分布。VLA データのみ。

ガウシアンフィットの結果、ピークの位置は 20.3 rad m^{-2} であり、分散は 73.1 rad m^{-2} であった。この値は、ピーク位置は 0 基線データを含めたものより優位に小さくなっており、分散は同程度である。ピーク位置が小さくなったことは前景の RM が 0 基線データを含めないことにより取り除かれることによって起こったと考えることができる。また、磁場ベクトルの反転に基づいた磁場ベクトル構造の

モード数の推定も行なった。結果を以下に示す。

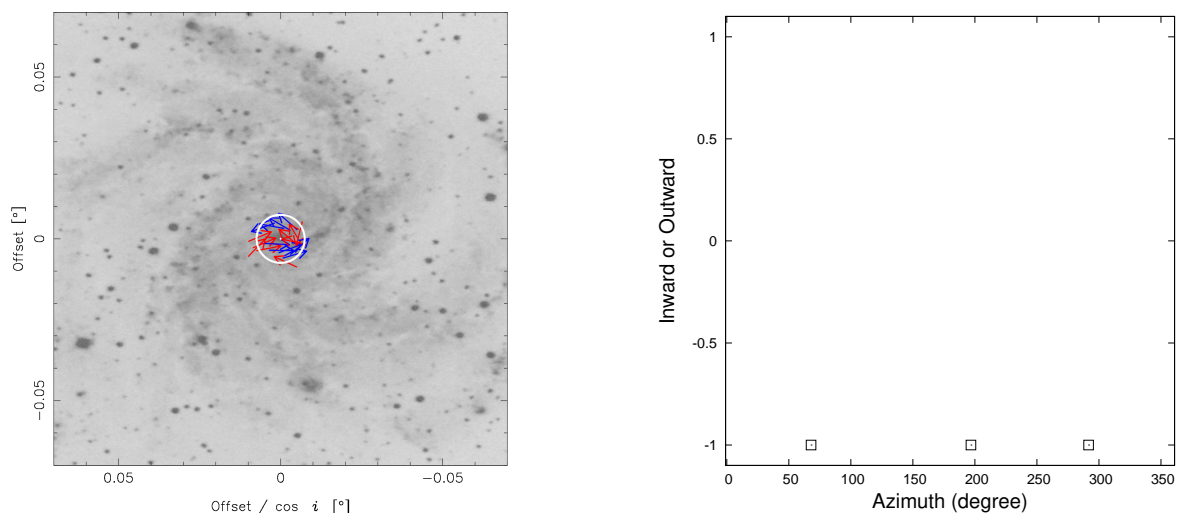


図. 120 NGC6946 の磁場ベクトルマップと Azimuthal profile。VLA データのみ。 ($r = 0.0 \sim 1.0$ kpc)

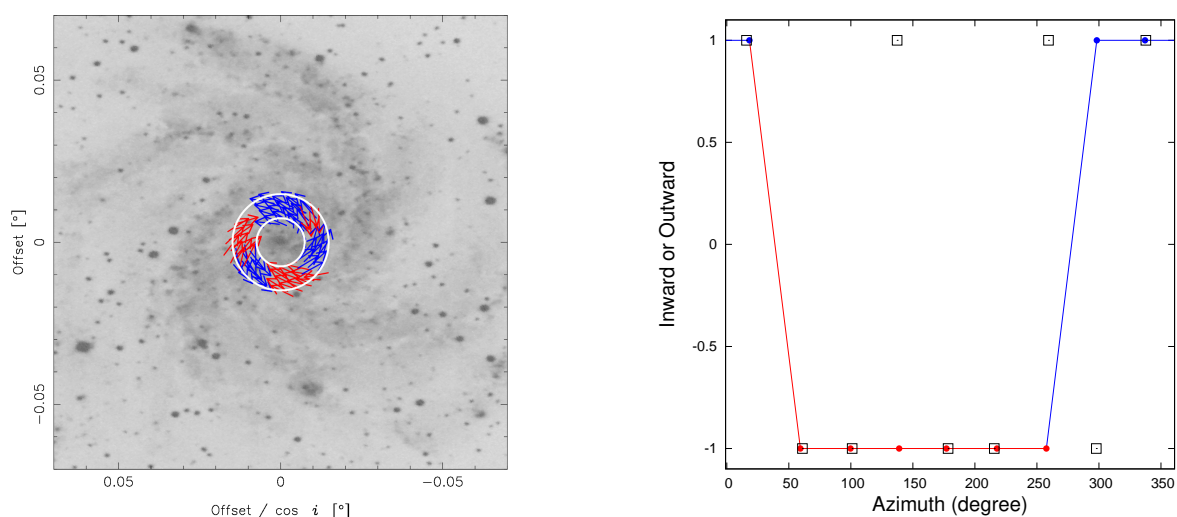


図. 121 NGC6946 の磁場ベクトルマップと Azimuthal profile。VLA データのみ。 ($r = 1.0 \sim 2.0$ kpc)

ここで、0 基線データを含めたデータから得られた磁場ベクトルのモード数と干渉計データのみから得られたモード数を比較すると、銀河内縁側は両者同じモード数が得られた。半径 5 kpc より外縁部では、0 基線データを含めないデータのものの方が小さい結果となった。モード数が小さいものになるということは、分解能が落ちた場合に発生することが考えられ、本データも 0 基線データを含めないデータの方が分解能が 2 倍程度悪いため、この影響が出ていると考えられる。

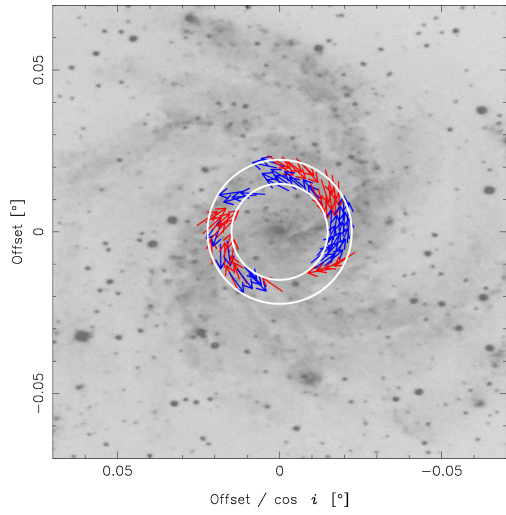


図. 122 NGC6946 の磁場ベクトルマップと Azimuthal profile。VLA データのみ。 ($r = 2.0 \sim 3.0$ kpc)

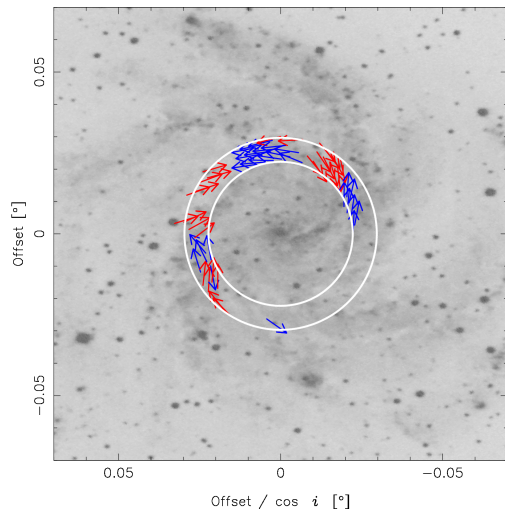


図. 123 NGC6946 の磁場ベクトルマップと Azimuthal profile。VLA データのみ。 ($r = 3.0 \sim 4.0$ kpc)

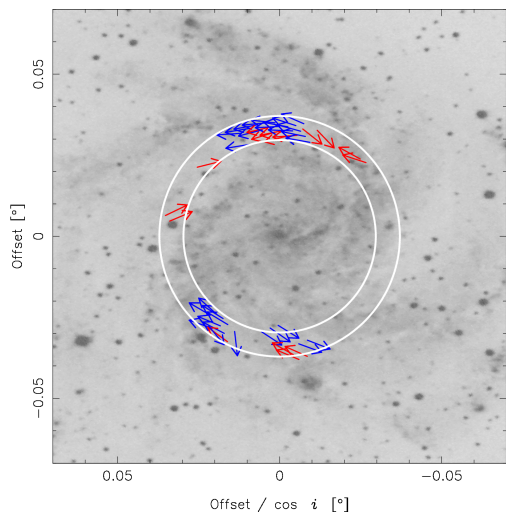


図. 124 NGC6946 の磁場ベクトルマップと Azimuthal profile。VLA データのみ。 ($r = 4.0 \sim 5.0$ kpc)

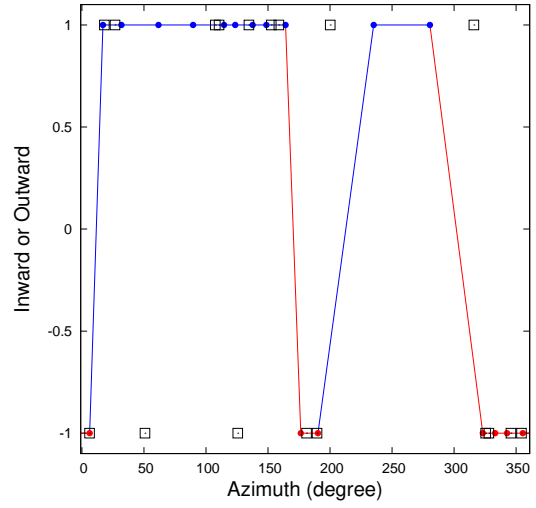
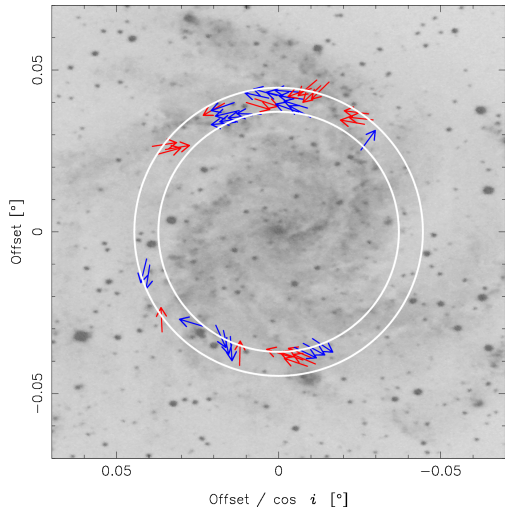


図. 125 NGC6946 の磁場ベクトルマップと Azimuthal profile。VLA データのみ。 ($r = 5.0 \sim 6.0$ kpc)

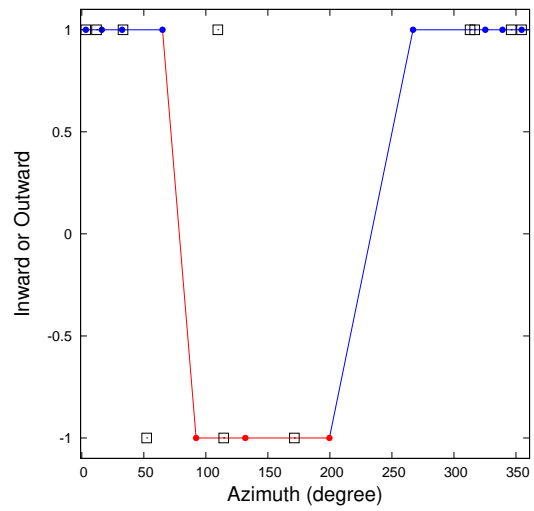
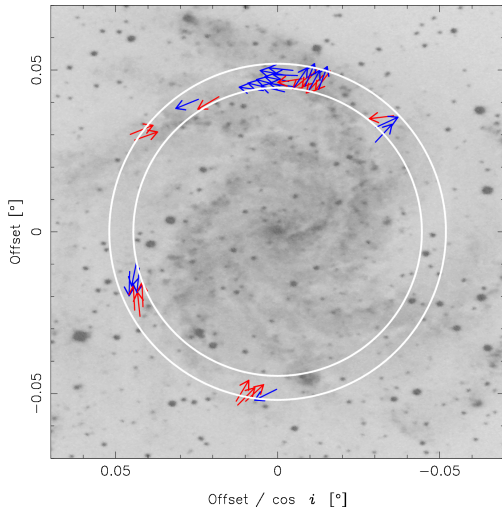


図. 126 NGC6946 の磁場ベクトルマップと Azimuthal profile。VLA データのみ。 ($r = 6.0 \sim 7.0$ kpc)

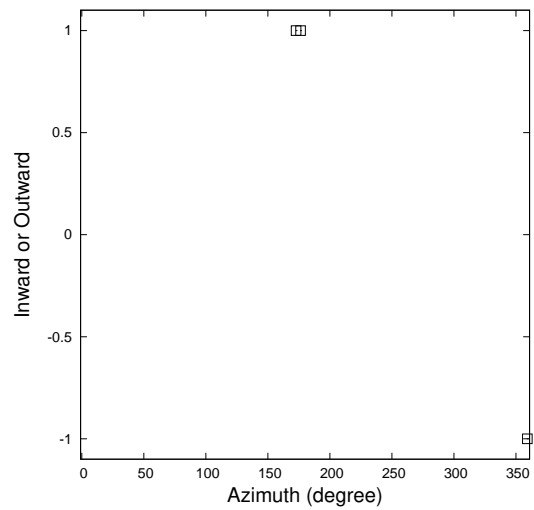
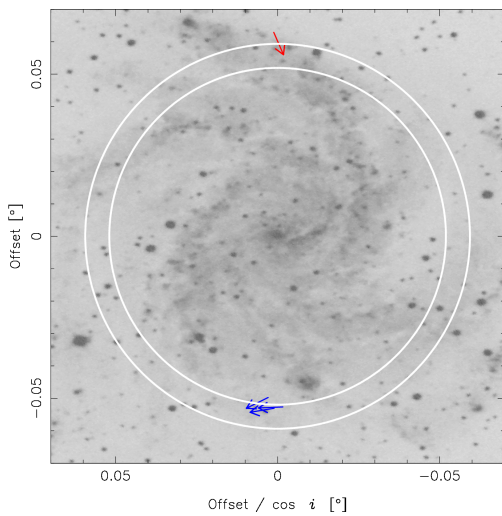


図. 127 NGC6946 の磁場ベクトルマップと Azimuthal profile。VLA データのみ。 ($r = 7.0 \sim 8.0$ kpc)

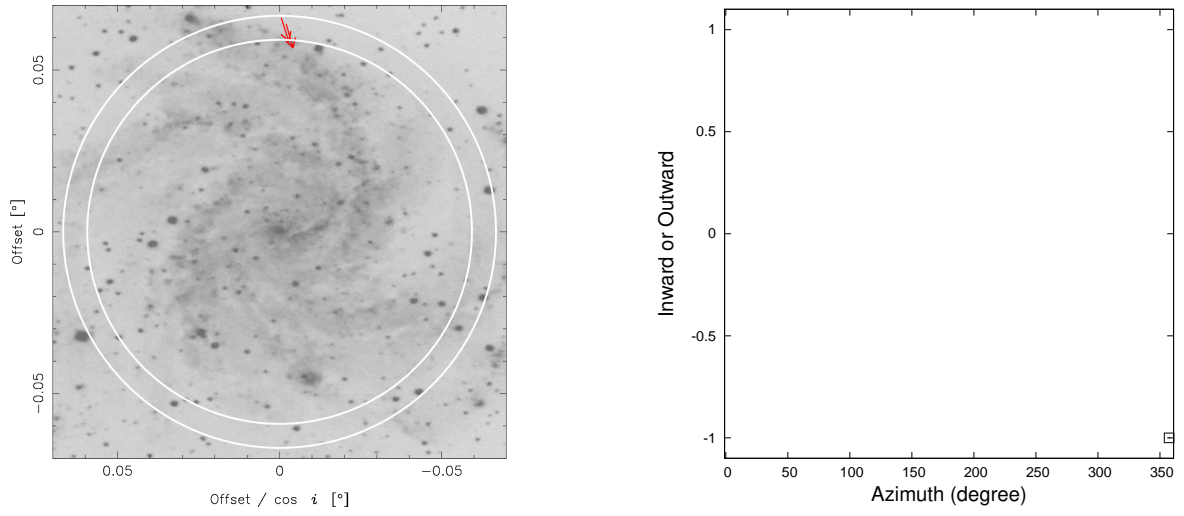


図. 128 NGC6946 の磁場ベクトルマップと Azimuthal profile。VLA データのみ。 ($r = 8.0 \sim 9.0$ kpc)

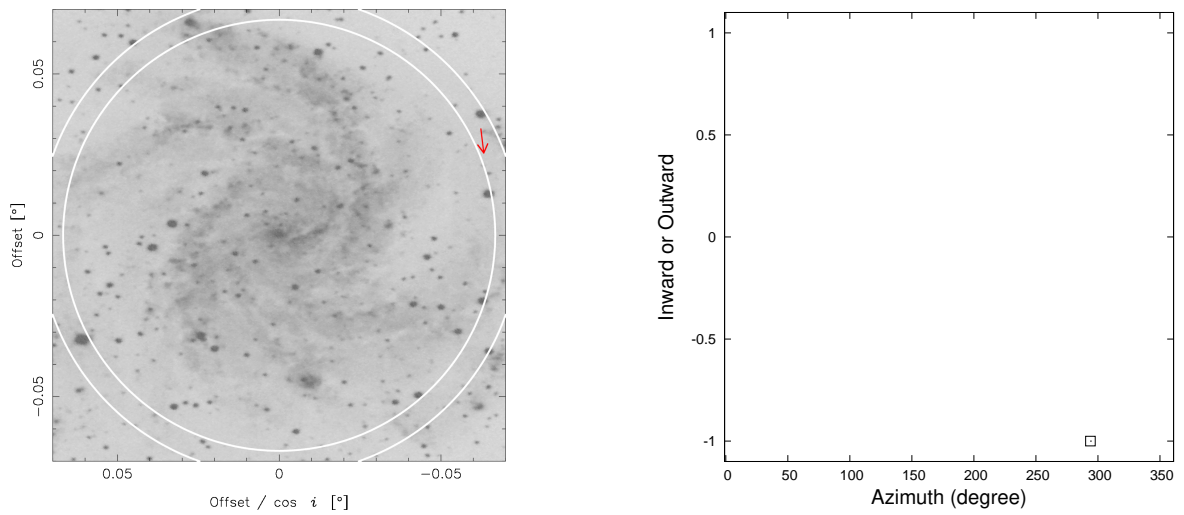


図. 129 NGC6946 の磁場ベクトルマップと Azimuthal profile。VLA データのみ。 ($r = 9.0 \sim 10.0$ kpc)

表. 16 NGC6946 の各半径での磁場のモード数の比較

半径 kpc	NGC 6946(VLA + EF)	NGC 6946(VLA)
0 - 1	1	-
1 - 2	1	1
2 - 3	2	2
3 - 4	2	2
4 - 5	2	2
5 - 6	3	2
6 - 7	2	1
7 - 8	2	-
8 - 9	2	-
9 - 10	2	-
10 - 11	1	-

A.2 NGC3627

データ情報を表 17 に示す。

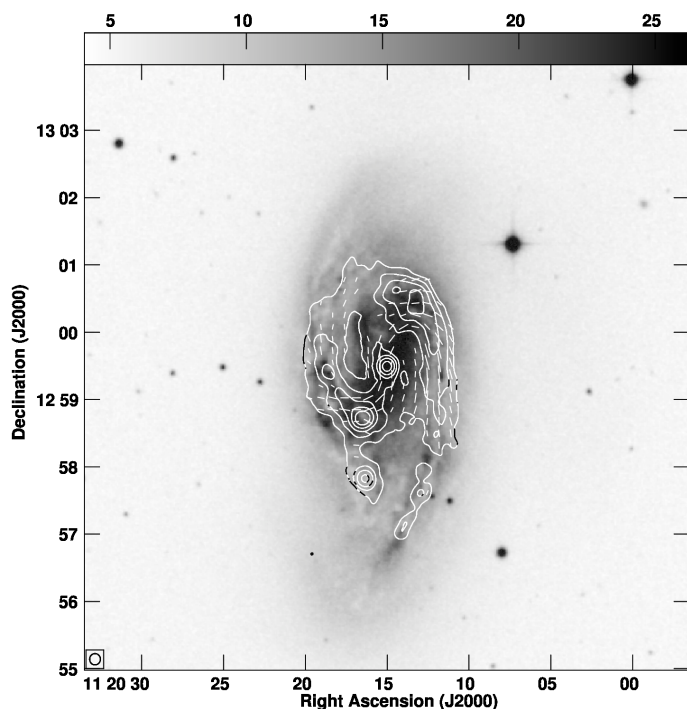


図. 130 NGC3627 の X バンド偏波マップ。干渉計のデータのみを使用した場合

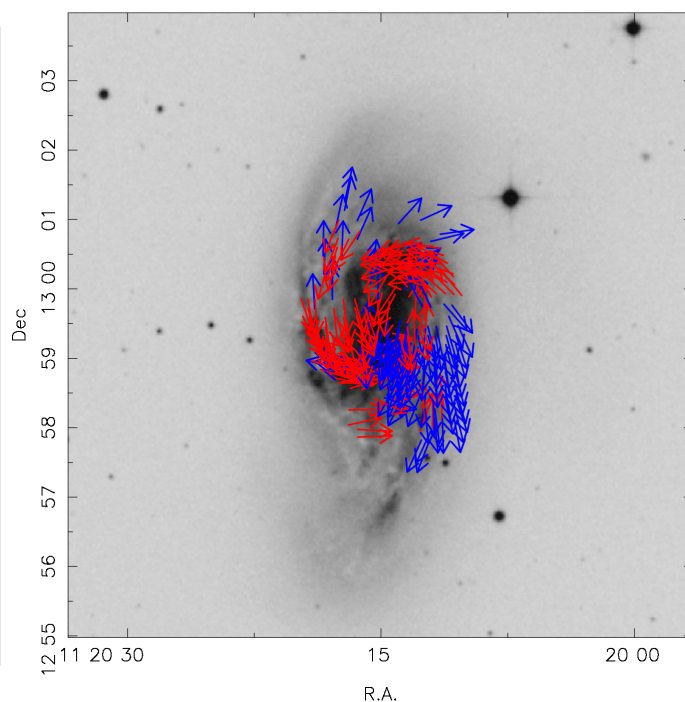


図. 131 NGC3627 の磁場ベクトルマップ。干渉計のデータのみを使用した場合

表. 17 Information of the VLA archive data of NGC3627

Name	Date	Frequency [GHz]	Array	Beam size [('') ²]	BPA [°]
NGC3627	1995/05/24, 1997/09/24, 1997/09/26	4.68	D	17.9 × 16.6	7.3
	1995/05/24, 1997/09/26, 1997/09/30	8.44	D	10.1 × 9.6	-1.3

NGC6946 ほど顕著ではないが、図 45 に比べ、図 130 もまた、放射強度が落ちている。(Soida et al. 2001) によると X バンドで約 10% のミッシングフラックスがあることが報告されている。

また、RM のヒストグラムを図 132 に示す。

ガウシアンフィットの結果、ピークの位置は -22.1 radm^{-2} であり、分散は 60.6 radm^{-2} であった。この値は、ピーク位置は 0 基線データを含めたものより絶対値は小さくなっているが、符号も変わっている。これは、0 基線データを含めたデータに比べて銀河外縁部の放射が検出できておらず、RM の空間分布に依存している可能性が高く、VLA データのみでの RM の空間分布を以下に示す。

図 46 では、銀河外縁部、特に北東側に RM が正に大きい領域があり、この領域の偏波が検出できなかったことにより、RM が大きく変わったことが考えられる。また、磁場ベクトルの反転に基づいた磁場ベクトル構造のモード数の推定も行なった。結果を以下に示す。

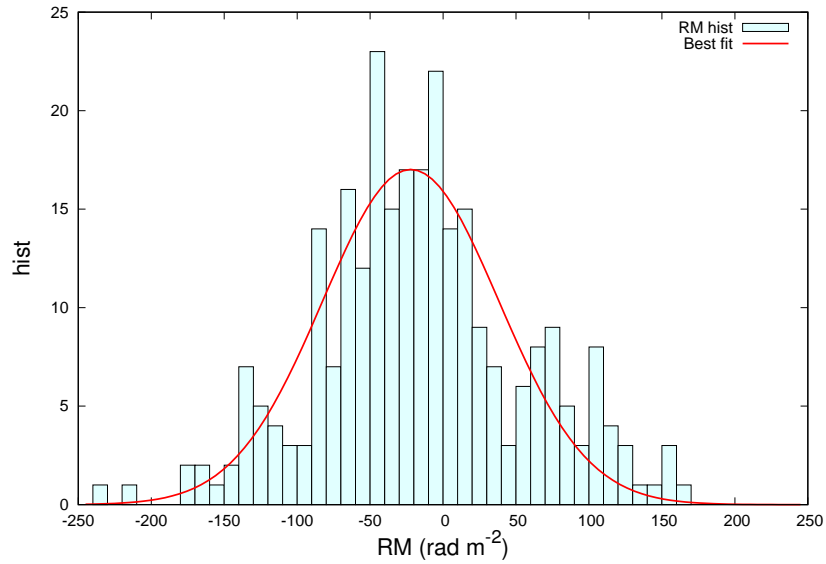


図. 132 NGC3627 の RM のヒストグラム。VLA データのみ。

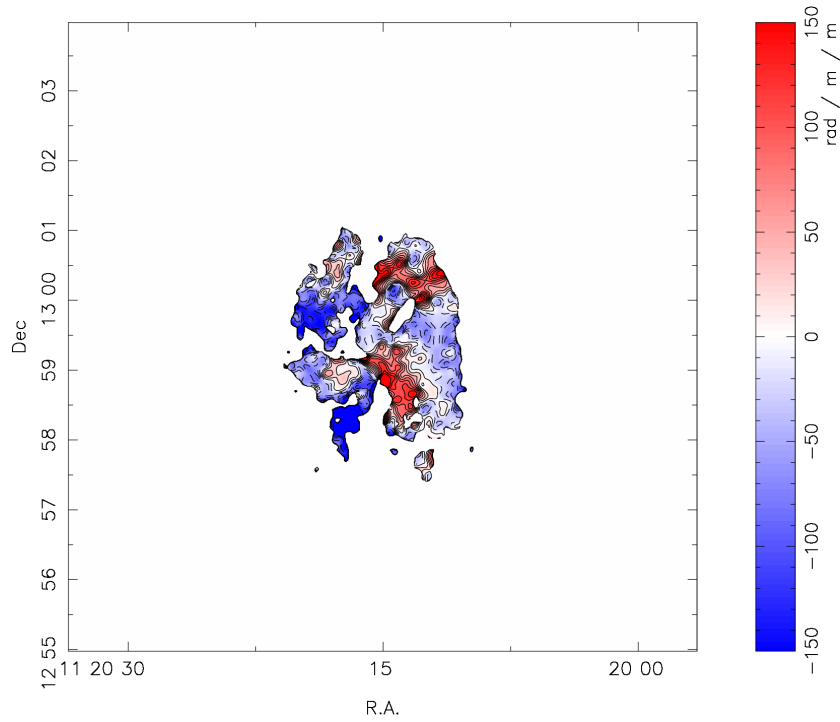


図. 133 NGC3627 の RM の空間分布。VLA データのみ。

銀河内縁側は両者同じモード数が得られた。半径 4 kpc より外縁部では、0 基線データを含めないデータのものの方が小さい結果となった。これは NGC6946 と同じ傾向であり、本データも 0 基線データを含めないデータの方が分解能が 1.5 倍程度悪いため、この影響が出ていると考えられる。したがって、0 基線データを含めたデータと含めないデータでは、分解能や検出感度に起因する違いは見られるが、偏波の構造自体が変わるなどは見られなかった。

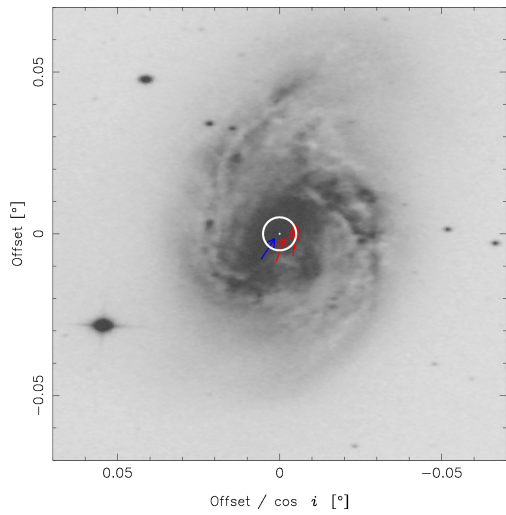


図. 134 NGC3627 の磁場ベクトルマップと Azimuthal profile。VLA データのみ。 ($r = 0.0 \sim 1.0$ kpc)

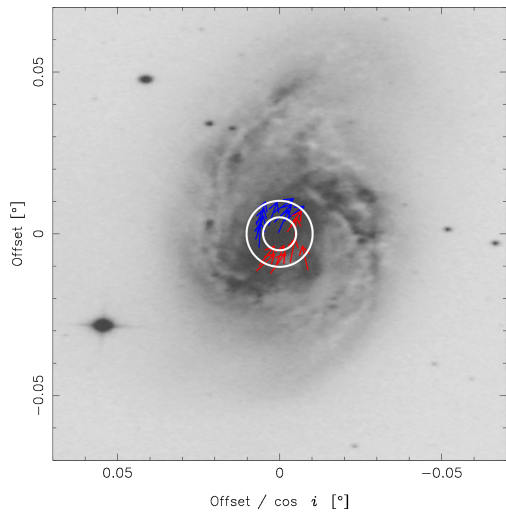


図. 135 NGC3627 の磁場ベクトルマップと Azimuthal profile。VLA データのみ。 ($r = 1.0 \sim 2.0$ kpc)

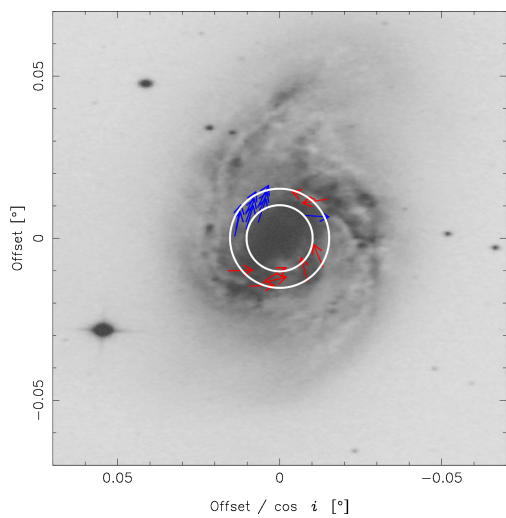


図. 136 NGC3627 の磁場ベクトルマップと Azimuthal profile。VLA データのみ。 ($r = 2.0 \sim 3.0$ kpc)

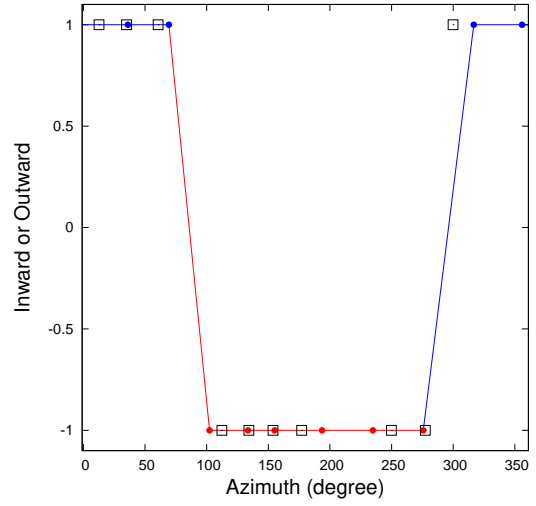
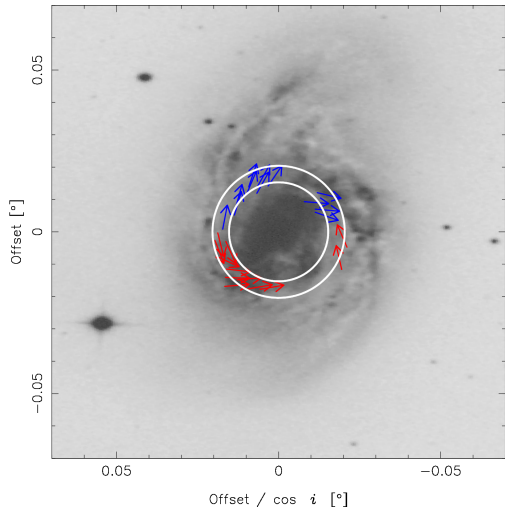


図. 137 NGC3627 の磁場ベクトルマップと Azimuthal profile。VLA データのみ。 ($r = 3.0 \sim 4.0$ kpc)

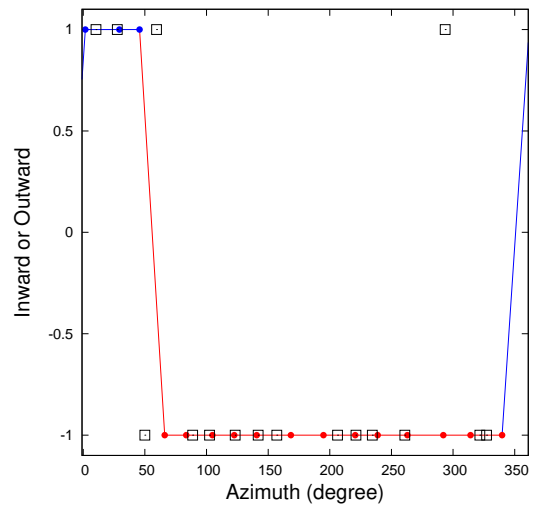
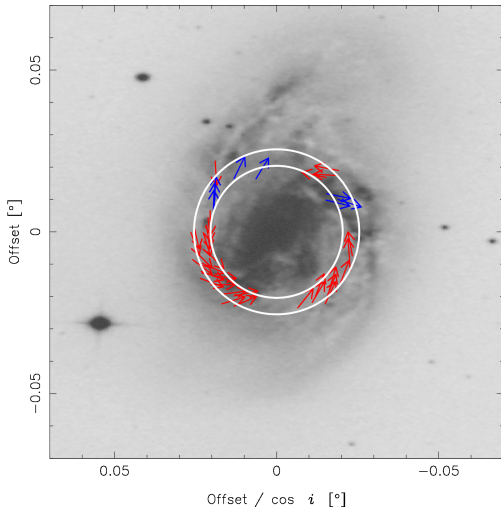


図. 138 NGC3627 の磁場ベクトルマップと Azimuthal profile。VLA データのみ。 ($r = 4.0 \sim 5.0$ kpc)

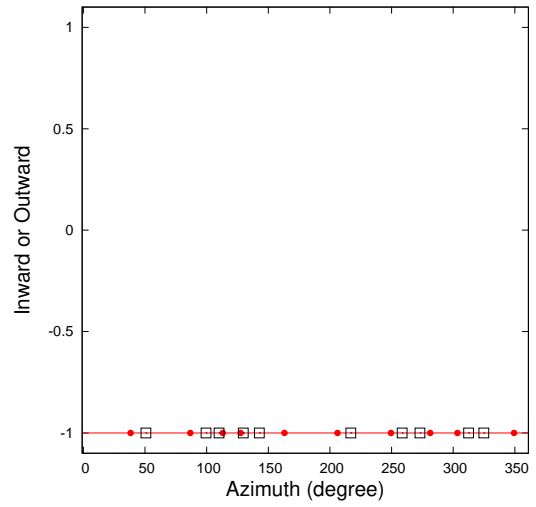
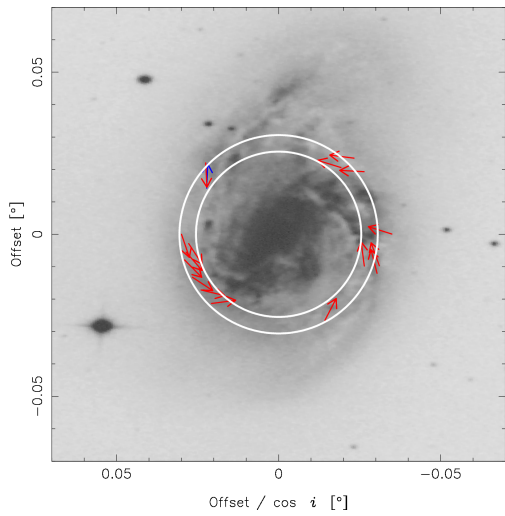


図. 139 NGC3627 の磁場ベクトルマップと Azimuthal profile。VLA データのみ。 ($r = 5.0 \sim 6.0$ kpc)

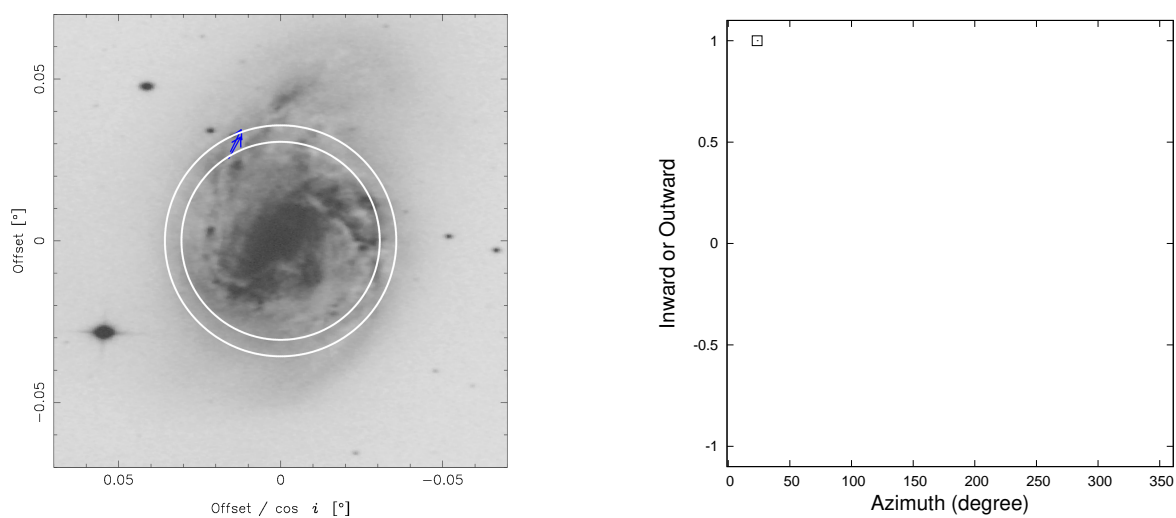


図. 140 NGC3627 の磁場ベクトルマップと Azimuthal profile。VLA データのみ。 ($r = 6.0 \sim 7.0$ kpc)

表. 18 NGC3627 の各半径での磁場のモード数の比較

半径 kpc	NGC 3627(VLA + EF)	NGC 3627(VLA)
0 - 1	-	-
1 - 2	1	1
2 - 3	1	1
3 - 4	1	1
4 - 5	2	1
5 - 6	1	0
6 - 7	1	-

AppendixB 磁場ベクトルデータ

ここでは、本研究で作成した磁場ベクトルのデータを共有する。表の各列に座標やベクトルの角度に関する情報をそれぞれ記載している。各単位は以下の通りである。

表. 19 データのラベルと単位一覧

列数	ラベル	単位
1 列目	赤経 : Right Ascension(J2000)	degree
2 列目	赤緯 : Declination(J2000)	degree
3 列目	Face on 補正時の X 座標 offset	degree
4 列目	Face on 補正時の Y 座標 offset	degree
5 列目	各銀河の中心からの半径	degree
6 列目	Face on 補正時の北からの方位角 (図 60 参照)	degree
7 列目	Xband Stokes I 強度	Jy/beam
8 列目	Xband Stokes Q 強度	Jy/beam
9 列目	Xband Stokes U 強度	Jy/beam
10 列目	Cband Stokes I 強度	Jy/beam
11 列目	Cband Stokes Q 強度	Jy/beam
12 列目	Cband Stokes U 強度	Jy/beam
13 列目	磁場ベクトルの角度 (図 60 参照)	degree
14 列目	磁場ベクトルのピッチ角度 (図 60 参照)	degree
15 列目	Rotation Measure	rad m^{-2}

B.1 NGC6946

RA	DEC	X offset	Y offset	Radius	Azimuth	X Sto I	X Sto Q	X Sto U	C Sto I	C Sto Q	C Sto U	Vector angle	Pitch angle	RM
20.58100	60.14863	-3.73E-03	-3.73E-03	6.28E-03	1.26E+02	2.10E-03	2.28E-05	-8.14E-05	3.11E-03	1.90E-05	-7.69E-05	4.56E+01	4.56E+01	-4.46E+01
20.58129	60.15082	-7.59E-04	-7.59E-04	3.90E-03	1.01E+02	8.54E-03	-1.89E-04	-9.97E-05	1.21E-03	-9.40E-05	-1.10E-04	-1.21E+02	5.93E+01	3.55E+01
20.58100	60.15082	-2.70E-03	-2.70E-03	3.63E-03	1.83E+02	6.88E-03	-4.63E-05	-4.53E-05	9.82E-03	-2.09E-05	-8.53E-05	-9.22E+01	8.78E+01	7.06E+01
20.58041	60.15082	-6.58E-03	-6.58E-03	6.59E-03	1.83E+02	1.41E-03	6.04E-05	1.14E-04	1.95E-03	4.96E-05	4.01E-05	1.46E+02	3.41E+01	-1.17E+02
20.58188	60.15302	4.15E-03	4.15E-03	5.76E-03	4.39E+01	2.66E-03	-4.04E-05	1.78E-04	3.72E-02	2.04E-05	1.81E-04	5.45E+01	5.45E+01	-1.04E+02
20.58159	60.15302	2.60E-03	2.60E-03	3.41E-03	4.96E+01	9.65E-03	-7.68E-05	1.79E-04	1.34E-02	-4.77E-05	1.54E-04	5.50E+01	5.50E+01	-5.91E+01
20.58100	60.15302	-1.89E-04	-1.89E-04	1.68E-03	1.86E+02	2.03E-02	-4.65E-05	4.99E-06	2.87E-02	8.60E-06	-1.20E-04	-1.85E+01	1.85E+01	3.04E+02
20.58070	60.15302	-1.58E-03	-1.58E-03	3.94E-03	2.04E+02	5.95E-03	-7.03E-05	1.59E-05	8.47E-03	-2.30E-05	-1.01E-04	2.07E+00	2.07E+00	2.70E+02
20.58188	60.15522	1.37E-03	1.37E-03	5.36E-03	1.48E+01	2.96E-03	1.64E-04	2.06E-04	4.07E-03	1.92E-04	2.39E-04	5.11E+01	5.11E+01	-3.94E+01
20.58159	60.15522	-2.29E-05	-2.29E-05	3.24E-03	3.60E+02	9.34E-02	2.95E-04	2.07E-04	1.22E-02	1.41E-04	2.46E-04	-1.36E+02	4.40E+01	4.72E+01
20.58129	60.15522	-1.42E-03	-1.42E-03	1.93E-03	3.13E+02	2.30E-02	2.84E-04	3.96E-05	3.28E-02	1.08E-04	3.62E-06	1.07E+01	1.07E+01	-5.91E+01
20.58100	60.15522	-2.81E-03	-2.81E-03	2.88E-03	2.57E+02	1.98E-02	-5.32E-05	-1.33E-05	8.24E-02	5.32E-05	-2.18E-04	1.51E+01	1.51E+01	1.62E+01
20.58070	60.15522	-4.21E-03	-4.21E-03	4.93E-03	2.39E+02	6.13E-03	-1.98E-04	-6.61E-05	8.92E-03	-4.31E-05	-1.85E-04	2.13E+01	2.13E+01	8.32E+01
20.58041	60.15522	-5.60E-03	-5.60E-03	7.19E-03	3.31E+02	1.90E-03	-7.86E-05	3.70E-05	2.78E-03	-2.38E-05	-6.84E-05	3.53E+01	3.53E+01	2.88E+02
20.58159	60.15741	-2.64E-03	-2.64E-03	5.03E-03	3.28E+02	4.35E-03	3.04E-04	1.70E-05	6.02E-03	2.12E-04	1.21E-04	-1.51E+02	2.87E+01	5.26E+01
20.58100	60.15741	-5.43E-03	-5.43E-03	5.45E-03	2.74E+02	7.57E-03	-1.06E-04	-2.12E-04	1.11E-02	1.43E-05	-2.20E-04	3.44E+01	3.44E+01	6.48E+01
20.58070	60.15741	-6.83E-03	-6.83E-03	7.00E-03	2.57E+02	3.42E-03	-2.32E-04	-1.20E-04	5.16E-03	-8.48E-05	-2.00E-04	3.56E+01	3.56E+01	9.77E+01
20.58100	60.14204	1.29E-02	1.29E-02	1.46E-02	1.18E+02	9.75E-04	1.02E-04	-8.78E-05	1.51E-03	1.98E-04	-2.40E-05	2.02E+01	2.02E+01	7.77E+01
20.58070	60.14204	1.15E-02	1.15E-02	1.45E-02	1.27E+02	9.01E-04	1.14E-04	-3.35E-05	1.41E-03	1.74E-04	-2.72E-05	1.75E+01	1.75E+01	4.82E+01
20.58188	60.14423	1.45E-02	1.45E-02	1.45E-02	8.99E+01	1.02E-03	-1.15E-04	-1.36E-04	1.69E-03	-4.58E-05	-1.98E-04	-1.43E+02	3.70E+01	5.47E+01
20.58129	60.14423	1.31E-02	1.31E-02	1.32E-02	9.83E+01	1.30E-03	-7.02E-05	-1.66E-04	2.05E-03	3.49E-05	-2.08E-04	-1.48E+02	3.68E+01	7.27E+01
20.58159	60.14423	-3.85E-03	-3.85E-03	1.23E-02	1.08E+02	1.36E-03	-1.93E-05	-1.72E-04	2.11E-03	1.29E-04	-1.78E-04	-1.43E+02	3.21E+01	6.31E+01
20.58100	60.14423	-5.79E-03	-5.79E-03	1.18E-02	1.19E+02	1.10E-03	1.05E-04	-1.08E-04	1.76E-03	1.97E-04	-2.87E-05	2.43E+01	2.43E+01	9.28E+01
20.58070	60.14423	8.90E-02	8.90E-02	1.22E-02	1.31E+02	9.19E-04	1.46E-04	-1.12E-05	1.46E-03	2.14E-04	1.01E-04	1.52E+01	1.52E+01	6.02E+01
20.58041	60.14423	7.51E-03	7.51E-03	8.60E-04	1.42E+02	8.60E-04	1.59E-04	6.87E-05	1.29E-03	1.95E-04	1.78E-04	1.25E+01	1.25E+01	2.67E+01
20.58012	60.14423	6.12E-03	6.12E-03	8.88E-04	1.52E+02	8.88E-04	1.43E-04	1.31E-04	1.27E-03	1.53E-04	2.40E-04	1.30E+01	1.30E+01	1.31E+01
20.58217	60.14643	1.33E-02	1.33E-02	1.36E-02	7.73E+01	9.33E-04	-1.35E-04	-9.33E-05	1.54E-03	-1.18E-04	-1.75E-04	-1.48E+02	3.20E+01	3.51E+01
20.58188	60.14643	1.19E-02	1.19E-02	1.19E-02	8.49E+01	1.41E-03	-1.62E-04	1.07E-04	2.17E-03	-1.17E-04	-1.68E-04	-1.40E+02	4.02E+01	3.88E+01
20.58159	60.14643	1.05E-02	1.05E-02	1.05E-02	9.48E+01	1.41E-03	-1.55E-04	-1.46E-04	2.91E-03	-6.61E-05	-1.98E-04	-1.35E+02	4.52E+01	5.55E+01
20.58129	60.14643	9.50E-03	9.50E-03	9.50E-03	1.07E+02	2.02E-03	-4.73E-05	-1.63E-04	2.98E-03	3.59E-05	-1.80E-04	-1.38E+02	4.24E+01	5.75E+01
20.58100	60.14643	7.68E-03	7.68E-03	1.03E-03	1.22E+02	1.43E-03	6.22E-05	-9.95E-05	1.03E-04	1.03E-04	-5.48E-05	-1.47E+02	3.28E+01	6.46E+01
20.58070	60.14643	6.28E-03	6.28E-03	9.19E-03	1.37E+02	1.09E-03	1.40E-04	5.50E-06	1.63E-03	1.35E-04	1.07E-04	1.77E+01	1.77E+01	8.57E+01
20.58041	60.14643	4.89E-03	4.89E-03	9.93E-03	1.51E+02	1.02E-03	1.77E-04	1.08E-04	1.47E-03	1.68E-04	2.49E-04	1.68E+01	1.68E+01	4.55E+01
20.58012	60.14643	-1.06E-02	-1.06E-02	1.11E-02	1.62E+02	1.03E-03	1.49E-04	1.80E-04	1.42E-03	1.77E-04	2.87E-04	-1.61E+02	1.85E+01	-1.16E+01
20.57982	60.14643	2.10E-03	2.10E-03	1.27E-02	1.70E+02	9.38E-04	1.01E-04	2.04E-04	1.31E-03	1.32E-04	2.40E-04	-1.59E+02	2.07E+01	-4.66E+01
20.57953	60.14643	1.45E-02	1.45E-02	1.45E-02	1.77E+02	7.09E-04	6.15E-05	1.67E-04	1.02E-03	6.55E-05	1.99E-04	-1.56E+02	2.43E+01	3.15E+01
20.58217	60.14863	1.06E-02	1.06E-02	1.14E-02	6.92E+01	1.01E-03	-1.40E-04	-5.69E-05	1.65E-03	-1.29E-04	-1.99E-04	-1.50E+02	3.02E+01	2.92E+01
20.58159	60.14863	7.84E-03	7.84E-03	7.84E-03	8.89E+01	2.45E-03	-2.34E-04	-1.05E-04	3.65E-03	-1.66E-04	-1.10E-04	-1.31E+02	4.88E+01	2.09E+01
20.58070	60.14863	2.27E-03	2.27E-03	7.94E-03	1.63E+02	1.18E-03	1.31E-04	1.14E-04	1.60E-03	1.02E-04	1.65E-04	2.49E+01	2.49E+01	2.06E+01
20.58041	60.14863	8.72E-04	8.72E-04	9.59E-03	1.75E+02	1.08E-03	1.27E-04	1.75E-04	1.45E-03	2.05E-04	1.86E-04	-1.50E+02	2.98E+01	7.81E+01
20.57982	60.14863	-5.22E-04	-5.22E-04	1.15E-02	1.83E+02	9.60E-04	6.05E-05	2.05E-04	1.32E-03	1.74E-04	1.56E-04	-1.52E+02	2.78E+01	-1.47E+02
20.57953	60.14863	-1.92E-03	-1.92E-03	1.34E-02	1.88E+02	7.97E-04	-9.35E-06	1.77E-04	1.06E-03	3.31E-05	1.66E-04	-1.56E+02	2.36E+01	-8.74E+01
20.58206	60.15522	6.95E-03	6.95E-03	1.47E-02	2.82E+01	6.29E-04	-3.55E-05	1.00E-04	8.22E-04	-3.07E-05	-2.28E-04	1.56E+01	1.56E+01	-6.52E+01
20.58276	60.15522	5.55E-03	5.55E-03	1.10E-02	2.68E+01	8.20E-04	-6.18E-05	2.68E-04	1.16E-03	-6.00E-05	2.28E-04	3.30E+01	3.30E+01	-6.44E+01
20.58247	60.15522	4.16E-03	4.16E-03	9.97E-03	2.46E+01	1.15E-03	4.24E-05	2.09E-04	1.63E-03	-6.00E-06	2.84E-04	3.59E+01	3.59E+01	-7.33E+01
20.58217	60.15522	2.77E-03	2.77E-03	7.64E-03	2.12E+01	1.63E-03	4.87E-05	2.09E-04	2.29E-03	1.19E-04	2.34E-04	4.48E+01	4.48E+01	-8.54E+01
20.58306	60.15741	4.33E-03	4.33E-03	1.46E-02	1.72E+01	6.63E-04	-1.93E-05	9.41E-05	8.60E-04	-2.85E-06	1.44E-04	4.48E+01	4.48E+01	-7.42E+01
20.58276	60.15741	1.24E-02	1.24E-02	1.42E-02	1.37E+01	8.90E-04	-9.68E-06	1.51E-04	1.23E-03	3.65E-05	2.11E-04	2.89E+01	2.89E+01	-8.45E+01
20.58247	60.15741	1.54E-03	1.54E-03	1.01E-02	8.66E+00	1.14E-03	3.91E-04	1.84E-04	1.60E-03	1.35E-04	2.42E-04	3.17E+01	3.17E+01	-9.70E+01
20.58217	60.15741	1.44E-04	1.44E-04	8.16E-03	1.01E+00	1.56E-03	1.16E-04	1.48E-04	2.17E-03	2.10E-04	1.73E-04	3.71E+01	3.71E+01	-8.09E+01

表は次ページに続く

前ページからの続き

RA	DEC	X offset	Y offset	Radius	Azimuth	X Sto I	X Sto Q	X Sto U	C Sto I	C Sto Q	C Sto U	Vector angle	Pitch angle	RM
20.57923	60.20136	-6.62E-02	9.39E-03	6.69E-02	2.78E+02	2.31E-04	6.84E-08	-4.26E-05	2.53E-04	4.78E-05	-7.53E-05	2.50E+01	2.50E+01	7.22E+01
20.57894	60.20136	-6.76E-02	7.45E-03	6.50E-02	2.76E+02	2.36E-04	-6.88E-06	-4.38E-05	2.30E-04	2.28E-05	-6.46E-05	2.77E+01	2.77E+01	5.87E+01
20.57865	60.20136	-7.18E-02	1.63E-03	7.18E-02	2.71E+02	2.28E-04	-9.50E-06	-4.73E-05	2.74E-04	4.73E-05	-5.84E-05	2.40E+01	2.40E+01	1.34E+02
20.57982	60.20356	-6.61E-02	1.43E-02	6.76E-02	2.82E+02	2.45E-04	1.48E-05	-4.14E-05	2.74E-04	7.01E-05	-5.90E-05	1.94E+01	1.94E+01	6.53E+01
20.58100	60.20576	-6.31E-02	2.31E-02	6.72E-02	2.90E+02	2.23E-04	6.31E-05	-2.04E-05	3.17E-04	7.11E-05	-1.79E+02	1.05E+00	1.05E+00	6.28E+01
20.58159	60.20795	-6.29E-02	2.80E-02	6.89E-02	2.94E+02	2.51E-04	4.51E-05	-5.30E-06	3.33E-04	4.49E-05	4.18E-05	1.74E+02	1.74E+02	1.38E+02
20.58129	60.20795	-6.43E-02	2.61E-02	6.94E-02	2.92E+02	2.62E-04	5.95E-05	-1.37E-07	3.64E-04	4.62E-05	4.18E-05	1.74E+02	1.74E+02	1.06E+02
20.58070	60.09150	7.18E-02	-3.25E-02	7.88E-02	1.14E+02	2.57E-04	4.14E-05	7.50E-06	3.39E-04	2.50E-05	-5.71E-05	1.71E+02	1.71E+02	-3.01E+02
20.58865	60.12446	7.01E-02	3.54E-02	7.85E-02	6.32E+01	1.97E-04	-4.15E-07	4.26E-05	2.17E-04	-6.32E-05	-3.51E-05	-1.00E+02	8.00E+01	3.67E+02
20.58924	60.12665	7.03E-02	4.03E-02	8.10E-02	6.02E+01	2.07E-04	-5.13E-05	6.46E-05	2.68E-04	-4.47E-05	-4.52E-05	-1.22E+02	5.80E+01	2.93E+02
20.58865	60.12665	6.79E-02	3.83E-02	7.89E-02	6.09E+01	2.59E-04	-6.06E-05	5.47E-05	3.04E-04	-5.73E-05	-4.89E-05	-1.26E+02	5.40E+01	2.44E+02
20.58865	60.12665	6.75E-02	3.64E-02	7.67E-02	6.17E+01	2.58E-04	-4.22E-05	2.70E-06	2.68E-04	-3.17E-05	-3.17E-05	-1.44E+02	3.56E+01	5.40E+01
20.58895	60.12885	6.63E-02	3.94E-02	7.71E-02	5.93E+01	3.38E-04	-5.64E-05	-3.79E-06	3.03E-04	-5.85E-05	-4.93E-05	-1.51E+02	2.94E+01	8.58E+01
20.58865	60.12885	6.49E-02	3.74E-02	7.49E-02	6.00E+01	3.13E-04	-5.00E-05	-3.71E-05	2.68E-04	-7.63E-05	-2.43E-05	1.38E+01	1.38E+01	-1.03E+02
20.58983	60.13764	6.00E-02	4.93E-02	7.77E-02	5.06E+01	2.47E-04	8.98E-06	-6.10E-05	2.54E-04	-5.85E-05	-6.00E-05	-2.66E+01	2.66E+01	-2.19E+02
20.59012	60.13984	5.88E-02	5.23E-02	7.87E-02	4.83E+01	2.24E-04	3.54E-05	-3.73E-05	2.41E-04	-5.68E-05	-4.01E-05	1.34E+02	1.34E+02	4.64E+01
20.57128	60.14204	-3.17E-02	-6.89E-02	7.58E-02	2.05E+02	2.07E-04	-2.67E-05	6.58E-05	2.96E-04	-1.59E-05	7.73E-05	-1.49E+02	3.07E+01	-3.75E+02
20.57128	60.15302	-4.62E-02	-3.88E-02	8.03E-02	2.15E+02	2.02E-04	-4.62E-05	1.48E-05	3.39E-04	-6.71E-05	4.00E-05	-1.64E+02	1.60E+01	-8.30E+01
20.57364	60.17719	-6.39E-02	-3.88E-02	7.48E-02	2.39E+02	3.44E-03	-6.14E-05	2.07E-04	5.48E-03	-5.28E-05	7.94E-05	6.75E+01	6.75E+01	1.50E+02
20.57335	60.17719	-6.53E-02	-4.08E-02	7.70E-02	2.38E+02	3.93E-03	-6.15E-05	4.08E-05	6.04E-03	-5.28E-05	5.73E-05	4.68E+01	4.68E+01	2.39E+02
20.57305	60.17719	-6.67E-02	-4.27E-02	7.92E-02	2.37E+02	3.28E-03	-5.33E-05	-4.95E-06	4.35E-03	-2.01E-05	-6.52E-05	2.67E+01	2.67E+01	1.93E+02
20.57393	60.17939	-6.51E-02	-3.58E-02	7.43E-02	2.41E+02	1.05E-03	-4.41E-05	7.38E-05	1.60E-03	-9.63E-05	2.04E-05	6.27E+01	6.27E+01	1.23E+02
20.57364	60.17939	-6.65E-02	-3.78E-02	7.65E-02	2.40E+02	2.63E-03	-4.86E-05	6.56E-05	3.87E-03	-7.09E-05	-3.91E-05	5.91E+01	5.91E+01	2.44E+02
20.57335	60.17939	-6.79E-02	-3.97E-02	7.87E-02	2.40E+02	3.87E-03	-8.96E-05	1.94E-06	5.63E-03	-4.69E-05	-1.29E-04	3.23E+01	3.23E+01	2.06E+02
20.57305	60.17939	-6.93E-02	-4.17E-02	8.09E-02	2.39E+02	2.72E-03	-8.29E-05	2.16E-05	3.79E-03	-2.53E-05	-8.68E-05	2.37E+01	2.37E+01	1.64E+02
20.57541	60.19037	-7.12E-02	-2.10E-02	7.43E-02	2.54E+02	3.00E-04	-5.24E-05	9.40E-06	4.20E-04	-8.28E-05	-4.46E-05	5.07E+01	5.07E+01	9.33E+01
20.57570	60.19257	-7.25E-02	-1.80E-02	7.47E-02	2.56E+02	4.29E-04	-4.20E-05	-3.95E-06	5.50E-04	-7.84E-05	-5.66E-05	4.53E+01	4.53E+01	1.64E+02
20.57541	60.19257	-7.39E-02	-2.00E-02	7.65E-02	2.55E+02	2.50E-04	-7.45E-05	-1.15E-05	3.61E-04	-8.06E-05	-7.30E-05	4.25E+01	4.25E+01	7.57E+01
20.57599	60.19697	-7.63E-02	-1.40E-02	7.76E-02	2.60E+02	4.28E-04	-8.35E-05	-2.64E-05	5.75E-04	-3.54E-05	-5.58E-05	4.28E+01	4.28E+01	9.88E+01
20.57570	60.19697	-7.77E-02	-1.60E-02	7.93E-02	2.58E+02	2.67E-04	-8.01E-05	-1.61E-05	3.87E-04	-5.84E-05	-6.00E-05	4.47E+01	4.47E+01	7.94E+01
20.57658	60.19916	-7.62E-02	-9.10E-03	7.87E-02	2.63E+02	3.76E-04	-3.95E-05	-2.59E-05	4.36E-04	3.83E-06	7.45E-05	3.86E+01	3.86E+01	1.65E+02
20.57629	60.19916	-7.75E-02	-1.10E-02	7.83E-02	2.62E+02	3.18E-04	-6.12E-05	-1.31E-05	3.90E-04	-1.89E-05	-7.45E-05	4.79E+01	4.79E+01	1.80E+02
20.57658	60.19916	-7.89E-02	-1.30E-02	8.00E-02	2.61E+02	2.60E-04	-8.84E-05	-1.76E-05	3.61E-04	-1.66E-05	-8.73E-05	4.55E+01	4.55E+01	1.84E+02
20.57658	60.20136	-7.88E-02	-8.07E-03	7.92E-02	2.64E+02	2.21E-04	-2.82E-05	-3.52E-05	3.61E-04	1.80E-05	-8.88E-05	3.05E+01	3.05E+01	1.33E+02
20.57806	60.20356	-7.44E-02	2.66E-03	7.45E-02	2.72E+02	2.20E-04	-2.08E-05	-3.91E-05	2.45E-04	4.20E-05	-8.91E-05	3.31E+01	3.31E+01	1.44E+02
20.57864	60.20576	-7.43E-02	7.57E-03	7.46E-02	2.76E+02	2.46E-04	1.75E-05	-4.01E-05	2.75E-04	5.42E-05	-4.24E-05	1.10E+01	1.10E+01	5.88E+01
20.58953	60.12226	7.69E-02	4.02E-02	8.68E-02	6.24E+01	2.23E-04	-5.07E-05	3.66E-05	3.64E-04	-7.87E-05	-1.83E-05	-1.28E+02	5.24E+01	1.29E+02
20.59012	60.12885	7.19E-02	4.71E-02	8.59E-02	5.67E+01	2.25E-04	-3.72E-05	-3.16E-05	2.30E-04	-7.65E-05	-1.63E-05	8.54E+00	8.54E+00	-1.35E+02
20.57570	60.20136	-8.03E-02	-1.49E-02	8.17E-02	2.59E+02	2.34E-04	-6.81E-05	-2.15E-05	3.42E-04	-2.21E-05	-5.82E-05	4.27E+01	4.27E+01	1.11E+02
20.57541	60.20356	-8.30E-02	-1.39E-02	8.41E-02	2.60E+02	2.08E-04	-4.48E-05	-1.03E-05	2.90E-04	-2.78E-05	-7.64E-05	4.60E+01	4.60E+01	1.38E+02
20.57441	60.20356	-8.70E-02	-1.48E-02	8.82E-02	2.60E+02	1.97E-04	-4.30E-05	1.19E-05	2.19E-04	-2.40E-05	-6.59E-05	6.00E+01	6.00E+01	2.54E+02
20.57246	60.18398	-7.99E-02	-4.25E-02	9.05E-02	2.42E+02	2.03E-04	-4.28E-05	-3.45E-05	3.74E-04	-6.71E-05	-2.06E-05	-1.63E+02	1.46E+01	-1.13E+02
20.57364	60.19477	-8.49E-02	-3.06E-02	9.02E-02	2.50E+02	5.38E-04	-4.85E-06	-5.76E-05	6.95E-04	-1.82E-05	-1.00E-04	1.80E+02	1.80E+02	-5.71E+01
20.57335	60.19477	-8.62E-02	-3.25E-02	9.22E-02	2.49E+02	3.79E-04	-1.26E-05	-7.24E-05	5.47E-04	-1.26E-05	-8.18E-05	-1.79E+02	1.28E+00	-9.86E+01
20.57364	60.19916	-9.01E-02	-2.85E-02	9.45E-02	2.52E+02	2.35E-04	-4.88E-05	-2.89E-05	4.38E-04	-2.39E-05	-7.83E-05	2.91E+01	2.91E+01	1.07E+02

終了

AppendixC 磁場ベクトルマップ作成方法

ここでは、本研究で描画した磁場ベクトルマップの描画用スクリプトを共有する。これらは複数のファイルから形成されており、それぞれのファイルの役割と内容を以下に示す。

main.f

主に、用いるデータのファイル名を宣言するものである。

実際に画像を作るスクリプトは他で書いており、それらのスクリプトをどの種類の画像を作りたいかに応じて呼び出す。

MOD_Cross_product.f

ある2点 A,B の外積を計算し返す。引数は、中心座標と、ある2点 A,B の座標である。

MOD_faceon_wise.f

WISE データに磁場ベクトルを重ねた図を Face on view で作る。

MOD_fits_read.f

読み込みたい FITS データのファイル名を引数に取り、FITS データを配列で返す。

MOD_pgplot.f

速度場のデータをカラーマップで作る。

MOD_pgplot3.f

DSS データをカラーマップで作る。

MOD_pgplot5.f

RM のデータをカラーマップで作る

main.f

```
Program rensyuu_subroutin
use my_faceon_wise
use my_faceon
use my_plot12
use my_plot11
use my_plot10
use my_plot9
use my_plot8
use my_plot7
use my_plot6
use my_plot5
use my_plot4
use my_plot3
use my_plot2
use my_plot
Implicit None

!!!!!! main START !!!!!!!!!!!
Integer pixxxx
Parameter (pixxxx=114)                                !! pixel 数
Real FITS(pixxxx,pixxxx,1,1), I_3rms_B, P_3rms_B, PA
Real I_3rms_A, P_3rms_A,mja,mia
Character MOM*72, SKYVIEW*72, WISE*72, MOM2*72
Character PPOL_B*72, STOKESI_B*72, PANG_B*72
Character PPOL_A*72, STOKESI_A*72, PANG_A*72

Parameter (MOM='./DATA/NGC6946_MOM1.FITS')           !! mom1
```



```

Parameter (SKYVIEW='../DATA/ngc6946_dss2b.fits')           !! skyview
Parameter (PPOL_A='../DATA/NGC6946_L_PPOL.FITS')         !! 長波長 ppol
Parameter (STOKESI_A='../DATA/NGC6946_L_STOI.FITS')      !! 長波長 stokesI
Parameter (PANG_A='../DATA/NGC6946_L_PANG.FITS')         !! 長波長 pang
Parameter (PPOL_B='../DATA/NGC6946_C_PPOL.FITS')         !! 短波長 ppol
Parameter (STOKESI_B='../DATA/NGC6946_C_STOI.FITS')      !! 短波長 stokesI
Parameter (PANG_B='../DATA/NGC6946_C_PANG.FITS')         !! 短波長 pang
Parameter (WISE='../DATA/NGC6946_WISE12.fits')           !!
C   Parameter (MOM2='../DATA/M83_MOM2.FITS')              !!
Parameter (I_3rms_A= 6.669E-05*3.)                       !! 長波長 3times stokesi_rms
Parameter (P_3rms_A= 1.753E-05*3.)                       !! 長波長 3times ppol_rms
Parameter (I_3rms_B= 2.530E-05*3.*3)                    !! 短波長 3times stokesi_rms
Parameter (P_3rms_B= 7.095E-06*3.*3)                    !! 短波長 3times ppol_rms
Parameter (PA= 52)
Parameter (mja= 11.5)
Parameter (mia= 9.8)

real kasu

kasu = faceon_wise(pixxxx, WISE, PANG_A, PPOL_B, STOKESI_B
&                , PANG_B, I_3rms_B, P_3rms_B, PA, mja, mia)
kasu = faceon(pixxxx, SKYVIEW, PANG_A, PPOL_B, STOKESI_B
&                , PANG_B, I_3rms_B, P_3rms_B, PA, mja, mia)
C   kasu = pgplot12(pixxxx, SKYVIEW, PANG_A, PPOL_B, MOM2
C   &                , PANG_B, I_3rms_B, P_3rms_B, PA, mja, mia)
C   kasu = pgplot11(pixxxx, WISE, PANG_A, PPOL_B, STOKESI_B
C   &                , PANG_B, I_3rms_B, P_3rms_B, PA, mja, mia)
C   kasu = pgplot10(pixxxx, SKYVIEW, PANG_A, PPOL_B, STOKESI_B
C   &                , PANG_B, I_3rms_B, P_3rms_B, PA, mja, mia)
C   kasu = pgplot9(pixxxx, SKYVIEW, PANG_A, PPOL_B, STOKESI_B
C   &                , PANG_B, I_3rms_B, P_3rms_B, PA, mja, mia)
C   kasu = pgplot8(pixxxx, SKYVIEW, PANG_A, PPOL_B, STOKESI_B
C   &                , PANG_B, I_3rms_B, P_3rms_B, PA, mja, mia)
C   kasu = pgplot7(pixxxx, STOKESI_A, PANG_A, PPOL_A, STOKESI_B
C   &                , PANG_A, I_3rms_A, P_3rms_A, PA, mja, mia)
C   kasu = pgplot6(pixxxx, SKYVIEW, PANG_A, PPOL_A, STOKESI_A
C   &                , PANG_A, I_3rms_A, P_3rms_A, PA, mja, mia)
kasu = pgplot5(pixxxx, SKYVIEW, PANG_A, PPOL_B, STOKESI_B
&                , PANG_B, I_3rms_B, P_3rms_B, PA, mja, mia)
C   kasu = pgplot4(pixxxx, SKYVIEW, PANG_A, PPOL_B, STOKESI_B
C   &                , PANG_B, I_3rms_B, P_3rms_B, PA, mja, mia)
kasu = pgplot3(pixxxx, SKYVIEW, PANG_A, PPOL_B, STOKESI_B
&                , PANG_B, I_3rms_B, P_3rms_B, PA, mja, mia)
C   kasu = pgplot2(pixxxx, SKYVIEW, PANG_A, PPOL_B, STOKESI_B
C   &                , PANG_B, I_3rms_B, P_3rms_B, PA, mja, mia)
kasu = pgplot(pixxxx, MOM, PANG_A, PPOL_B, STOKESI_B
&                , PANG_B, I_3rms_B, P_3rms_B, PA, mja, mia)

kasu = system('sh convert_PS>png.sh')

!   kasu = system('mkdir ../Figure')

!   kasu = system('mv ../*.ps ../*.png ../Figure')
!   kasu = system('mv ../*.ps ../*.png ../work')

END Program rensyuu_subroutin
!!!!!! main END !!!!!!!!

```

MOD_Cross-product.f

```

C
C This file calculate Cross product (x, y) and (x', y') around (0x, 0y).
C ver .1.1(2017/1/30)

```

```

C Kurahara
C
  module my_Cross_product
  Implicit None
  contains
  function Cross_product(x_1, y_1, x_2, y_2, Ox, Oy) result(res)

  Real x_1, y_1, x_2, y_2, Ox, Oy
  Real res

  res = (x_1 - Ox) * (y_2 - Oy) - (x_2 - Ox) * (y_1 - Oy)

  END function Cross_product
  end module my_Cross_product

```

MOD_faceon_wise.f

```

C skyview
C This file makes a figure using 'pgplot'.
C ver .1.3(2016/12/20)
C Kurahara
C
  module my_faceon_wise
  use my_Cross_product
  use my_ten
  use my_daen
  use my_rotate
  use my_subs4
  use my_subs3
  use my_subs2
  use my_subs
  Implicit None
  contains

C
C !!!!!!!!!!!!! function pgplot START !!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!
C
  function faceon_wise(pixxxx, NSKYVIEW, NPANG_A, NPPOL_B
& , NSTOKESI_B, NPANG_B, I_3rms, P_3rms, PA, mja, mia)
&
      result(res)

  integer pixxxx, Mxi, Mxj, K, i2, i3, PGOPEN
  integer i, j, TTT
  Character(*) NSKYVIEW*72, NPANG_A*72, NPPOL_B*72
  Character(*) NSTOKESI_B*72, NPANG_B*72
  Real XT2, YT2, Xf2, Yf2, XT3, YT3
  Real a1, a2, a3, a4, res
  Real deg, rad, I_3rms, P_3rms
  Real FMIN,FMAX, CONTRA, BRIGHT, RM, PA
  Real KURA(6), TR(6)
  Real GL(2), GR(2), GG(2), GB(2)
  Real RA(pixxxx), DEC(pixxxx)
  Real MSKYVIEW(pixxxx,pixxxx)
  Real MSTOKESI_B(pixxxx,pixxxx)
  Real MPANG_A(pixxxx,pixxxx)
  Real MPANG_B(pixxxx,pixxxx)
  Real MPPOL_B(pixxxx,pixxxx)
  Real XXf(2), XXf2(2)
  Real GAISEKI, rad2
  Real x(361),yy(361)
  Real mja, mia
  integer kasu(360,7), ll
  Real ave

```

```

Real r
Real pitch(pixxxx,pixxxx)
Real naiseki, wise_rad, r_1, r_2
Real unit      !! degree -> radian
Parameter (unit = 3.1415 / 180.0 )

C
DATA GL /0.0, 1.0/
DATA GR /0.0, 1.0/
DATA GG /0.0, 1.0/
DATA GB /0.0, 1.0/

C
Mxi = pixxxx
Mxj = pixxxx
MSKYVIEW = sub(NSKYVIEW, pixxxx)
MPANG_A = sub(NPANG_A, pixxxx)
MPANG_B = sub(NPANG_B, pixxxx)
MPPOL_B = sub(NPPOL_B, pixxxx)
MSTOKESI_B = sub(NSTOKESI_B, pixxxx)

KURA = sub2(NSKYVIEW, pixxxx)
RA = sub4(NSKYVIEW, pixxxx)
DEC = sub3(NSKYVIEW, pixxxx)
res = 1

C
C !!!!!!! plot MOM1 START !!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!
C
FMIN = 1.E30
FMAX = -1.E30

do i=1, pixxxx
do j=1, pixxxx
FMIN = MIN(MSKYVIEW(i, j),FMIN)
FMAX = MAX(MSKYVIEW(i, j),FMAX)
end do
end do

C
C Set the coordinate transformation matrix:
C world coordinate = pixel number.
C
TR(1) = (KURA(2) * (- KURA(5) ) * cos( PA * unit )
&      - KURA(4) * (- KURA(6) ) * sin( PA * unit ))
&      * ( mja/mia )
!      + 0.01
TR(2) = KURA(2) * cos( PA * unit )
&      * ( mja/mia )
TR(3) = - KURA(4) * sin( PA * unit )
&      * ( mja/mia )
TR(4) = KURA(2) * (- KURA(5) ) * sin( PA * unit )
&      + KURA(4) * (- KURA(6) ) * cos( PA * unit )
TR(5) = KURA(2) * sin( PA * unit )
TR(6) = KURA(4) * cos( PA * unit )
C TR(1) = (0 + KURAHARA(2)*real(-KURAHARA(5)))
C TR(2) = KURAHARA(2)
C TR(3) = 0.0
C TR(4) = (0 + KURAHARA(4)*real(-KURAHARA(6)))
C TR(5) = 0.0
C TR(6) = KURAHARA(4)
C
C Set the plot window
C

```

```

K = pgopen('faceon_wise.ps/cps')
a1 = 1.E30
a3 = a1
a2 = -1.E30
a4 = a2
do i=1, pixxxx
do j=1, pixxxx
XT2 = TR(1) + TR(2) * i + TR(3) * j
YT2 = TR(4) + TR(5) * i + TR(6) * j
a1 = MIN(XT2, a1)
a2 = MAX(XT2, a2)
a3 = MIN(YT2, a3)
a4 = MAX(YT2, a4)
end do
end do
C CALL PGENV(a2, a1, a3, a4, 1, 1)
CALL PGENV(a2/2, a1/2, a3/2, a4/2, 1, 1)
C CALL PGENV(0.01, -0.01, 0.03, 0.05, 1, 1)
C CALL PGENV(0.0, -0.02, 0.02, 0.04, 1, 1)
CALL PGSCI(1)
CALL PGLAB('x)', 'y)', 'sample')

C
C Set up the color map.
C
BRIGHT = 0.5
CONTRA = 1.0
CALL PGCTAB(GL, GR, GG, GB, 2, CONTRA, BRIGHT)
C
C Draw the map with PGIMAG.
C
CALL PGSCI(1)
CALL PGIMAG(MSKYVIEW,Mxi,Mxj,1,Mxi,1,Mxj,FMAX,FMIN,TR)
!!!!!!! plot MOM1 END !!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!

C
C !!!!!!! plot vector START !!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!
C
!!!!!!! file open for recording magnetic pitch angle
do ll = 1,2
C ll = 15
r = ll * 0.007878958 /2
x = daen_x( 0.0, 0.0, PA, 1.0, 1.0, r )
yy = daen_y( 0.0, 0.0, PA, 1.0, 1.0, r )
CALL PGSCI(0)
CALL PGSLW(5)
CALL PGLINE(361, x, yy)
CALL PGSLW(2)
end do
open(70, file='wise_all.txt', status='replace')
!!!!!!! Do loop for map
C Do i2 = 178, 179 !<- DEC まわし
C Do i3 = 135, 136 !<- RA まわし
C Do i2 = 184, 185 !<- DEC まわし
C Do i3 = 122, 123 !<- RA まわし
Do i2 = 1, pixxxx !<- DEC まわし
Do i3 = 1, pixxxx !<- RA まわし
!!!!!!! Initialize magnetic pitch angle
pitch(i3, i2) = 1000
!!!!!!! 偏波角 in degree
deg = MPANG_B(i3,i2) + 90.0
!!!!!!! 偏波角 in radian
rad = ( deg - PA ) * unit

```

```

!!!!!!! vector X start point
      XT2 = TR(1) + TR(2) * i3 + TR(3) * i2
!!!!!!! vector Y start point
      YT2 = TR(4) + TR(5) * i3 + TR(6) * i2
!!!!!!! vector X end point
      Xf2 = XT2 + MPPOL_B(i3,i2) * sin(rad) * 4.*9*1.5
!!!!!!! vector Y end point
      Yf2 = YT2 + MPPOL_B(i3,i2) * cos(rad) * 4.*9*1.5
!!!!!!! Calculation RM
      RM = MPANG_A(i3,i2) - MPANG_B(i3,i2)
!!!!!!! limiting plot range
      if ( MPPOL_B(i3,i2) > P_3rms .and.
&      MSTOKESI_B(i3,i2) > I_3rms ) then
!!!!!!! Decision of the direction of the vector
!!!!!!! 右が手前。と仮定
      if ( RM < 0.0 ) then
!!!!!!! The direction of the B vector is to observer from the source
      if ( XT2 < Xf2 ) then
!!!!!!! left is XT2
!!!!!!! set plot end point
      XT3 = XT2 - (Xf2 - XT2)
      YT3 = YT2 - (Yf2 - YT2)
      else ! if ( XT2 < Xf2 ) then
!!!!!!! left is Xf2
!!!!!!! set plot end point
      XT3 = Xf2
      YT3 = Yf2
      End if ! if ( XT2 < Xf2 ) then
      else ! if ( RM > 0.0 ) then
!!!!!!! The direction of the B vector is to the source from observer
      if ( XT2 < Xf2 ) then
!!!!!!! left is XT2
!!!!!!! set plot end point
      XT3 = Xf2
      YT3 = Yf2
      else ! if ( XT2 < Xf2 ) then
!!!!!!! left is Xf2
!!!!!!! set plot end point
      XT3 = XT2 - (Xf2 - XT2)
      YT3 = YT2 - (Yf2 - YT2)
      End if ! if ( XT2 < Xf2 ) then
      End if ! if ( RM > 0.0 ) then
!!!!!!! set vector color
      CALL PGSCI(2)      !aka
!!!!!!! Decision of the vector's color ( inflow or outflow )
      GAISEKI = Cross_product(XT2, YT2, XT3, YT3, 0.0, 0.0)
!!!!!!! set vector color
      if ( GAISEKI < 0.0 ) CALL PGSCI(4)      !ao
!!!!!!! thin out plot points
      if ( mod(i3,3) .eq. 0 .and. mod(i2,3) .eq. 0 ) then
      r_2 = sqrt( ( XT2 - 0.0 )**2 + ( YT2 - 0.0 )**2 )
      if ( r_2 > 4 * 0.0078789 .and. r_2 < 5 * 0.0078789 ) then
!!!!!!! plot vector
      CALL PGARRO(XT2, YT2, XT3, YT3)
      end if ! if ( mod(i3,1) .eq. 0 .and. mod(i2,1) .eq. 0 ) then
      end if ! if ( r_2 > 5 * 0.0078789 .and. r_2 < 6 * 0.0078789 ) then
!!!!!!!
!!!!!!! Calculation magnetic pitch angle
!!!!!!! Calculation inner product
      naiseki = ( XT3 - XT2 )*( XT2 - 0.0 )+( YT3 - YT2 )
&      *( YT2 - 0.0 )
!!!!!!! Calculation 2vector's length
      r_1 = sqrt( ( XT3 - XT2 )**2 + ( YT3 - YT2 )**2 )

```

```

        r_2 = sqrt( ( XT2 - 0.0 )**2 + ( YT2 - 0.0 )**2 )
!!!!!!! magnetic pitch angle
        pitch(i3, i2) = acos( naiseki / r_1 / r_2 ) / unit
        if ( GAISEKI > 0.0 ) then
            pitch(i3, i2) = - pitch(i3, i2)
        end if ! if ( GAISEKI > 0.0 ) then
            pitch(i3, i2) = pitch(i3, i2) - 90.0
        if ( pitch(i3, i2) < -180.0 ) then
            pitch(i3, i2) = 360 + pitch(i3, i2)
        end if ! if ( pitch(i3, i2) < -180.0 ) then
        end if ! if ( MPPOL_B(i3,i2) > P_3rms .and. MSTOKESI_B(i3,i2) > I_3rms ) then
!!!!!! Calculation angle of circumference
        r_2 = sqrt( ( XT2 - 0.0 )**2 + ( YT2 - 0.0 )**2 )
        if ( 0.0 < XT2 .and. 0.0 < YT2 ) then
            wise_rad = acos( XT2 / r_2 )
        else if ( 0.0 > XT2 .and. 0.0 < YT2 ) then
            wise_rad = acos( XT2 / r_2 )
        else if ( 0.0 > XT2 .and. 0.0 > YT2 ) then
            wise_rad = 3.1415*2 - acos( XT2 / r_2 )
        else
            wise_rad = 3.1415*2 - acos( XT2 / r_2 )
C          CALL PGCIRC(XT2, YT2, 0.003)
C          print*, wise_rad /unit,acos( XT2 / r_2 )/unit
        end if ! if ( 0.0 < XT2 .and. 0.0 < YT2 ) then
!!!!!!! recording magnetic pitch angle
        write(70,*) XT2, YT2, 0.0, 0.0,
            &          MSKYVIEW(i3, i2), r_2, wise_rad/unit
!!!!!!! end Do loop for map
        End do
        End do
!!!!!!! All plot end
        CALL PGEND
        END function faceon_wise
!!!!!!! function pgplot END !!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!

        end module my_faceon_wise

```

MOD_fits_read.f

```

C
C This file uses 'fitsio'.
C It reads fits and return 2 dimensional arrangement.
C ver .1.1(2016/11/20)
C Kurahara
C
        module my_subs
        Implicit None
        contains
!!!!!!! function START !!!!!!!!!!!
        function sub(NA, pixxxx) result(res2)

        Integer ndim, namesize, i, i2, i3, pixxxx
        Parameter (ndim=4)
        Parameter (namesize=72)
        Real res(pixxxx,pixxxx,1,1)
        Real res2(pixxxx,pixxxx)
        Character(*) NA

        Logical anynull, simple
        Integer status, block, bitpix, naxis, pcount, gcount, extend,
&          fpixels(ndim), lpixels(ndim), incs(ndim), axes(ndim)
        Real nullval
        Real CRVAL(ndim), CDELTA(ndim), CRPIX(ndim),x(ndim),

```

```

&      BZERO,BSCALE
Character CTYPE(ndim)*8
Character comment*72

status = 0
anynull = .true.
nullval = 0.

call FTOPEN(11,NA, 0,block,status)

call FTGHPR(11,ndim,simple,bitpix,naxis,naxes,pcount,gcount,
&      extend, status)

Do i = 1, ndim
  fpixels(i) = 1
  lpixels(i) = naxes(i)
  incs(i) = 1
End do

call FTGSVE(11,1,naxis,naxes,fpixels,lpixels,
&      incs,nullval,res,anynull,status)

call FTGKYS(11,'CTYPE1',CTYPE(1),comment,status) !<--- RA
call FTGKYE(11,'CRVAL1',CRVAL(1),comment,status) !<---
call FTGKYJ(11,'CRPIX1',CRPIX(1),comment,status) !<---
call FTGKYE(11,'CDEL1',CDEL(1),comment,status) !<---

call FTGKYS(11,'CTYPE2',CTYPE(2),comment,status) !<--- DEC
call FTGKYE(11,'CRVAL2',CRVAL(2),comment,status) !<---
call FTGKYJ(11,'CRPIX2',CRPIX(2),comment,status) !<---
call FTGKYE(11,'CDEL2',CDEL(2),comment,status) !<---

call FTGKYS(11,'CTYPE3',CTYPE(3),comment,status) !<--- Freq
call FTGKYE(11,'CRVAL3',CRVAL(3),comment,status) !<---
call FTGKYJ(11,'CRPIX3',CRPIX(3),comment,status) !<---
call FTGKYE(11,'CDEL3',CDEL(3),comment,status) !<---

call FTGKYE(11,'BZERO',BZERO,comment,status) !<---
call FTGKYE(11,'BSCALE',BSCALE,comment,status) !<---

Do i2 = 1, pixxxx !<- DEC まわし
  Do i3 = 1, pixxxx !<- RA まわし
    res2(i3,i2) = res(i3,i2,1,1)
  End do
End do

call FTCLOS(11,status)

END function sub
!!!!!! subroutine END !!!!!!!!
end module my_subs

```

MOD_pgplot.f

```

C MOM
C This file makes a figure using 'pgplot'.
C ver .1.1.1(2017/01/05)
C Kurahara
C
  module my_plot
  use my_Cross_product

```

```

use my_ten
use my_ten_omomi
use my_daen
use my_rotate
use my_subs4
use my_subs3
use my_subs2
use my_subs
Implicit None
contains

C
C !!!!!!!!!!!!! function pgplot START !!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!
C
function pgplot(pixxxx, NMOM, NPANG_A, NPPOL_B
& , NSTOKESI_B, NPANG_B, I_3rms, P_3rms, PA, mja, mia)
&
result(res)

integer pixxxx, Mxi, Mxj, K, i2, i3, PGOPEN
integer i, j
Character(*) NMOM*72, NPANG_A*72, NPPOL_B*72
Character(*) NSTOKESI_B*72, NPANG_B*72
Real XT, YT, Xf, Yf, a1, a2, a3, a4, res
Real deg, rad, I_3rms, P_3rms
Real FMIN, FMAX, CONTRA, BRIGHT, RM
Real SEPPEM, KATA, Y, PA, mawari
Real KURAHARA(6), TR(6)
Real RL(9), RR(9), RG(9), RB(9)
Real RA(pixxxx), DEC(pixxxx)
Real MMOM(pixxxx, pixxxx)
Real MSTOKESI_B(pixxxx, pixxxx)
Real MPANG_A(pixxxx, pixxxx)
Real MPANG_B(pixxxx, pixxxx)
Real MPPOL_B(pixxxx, pixxxx)
Real XT2, YT2, GAISEKI
Real XXf(2), XXf2(2)
Real x(361), yy(361)
Real mja, mia
integer kasu(360,7)
integer TTT, i2_R, i3_R
Real ave
Real kasu2(360,4)
Real r
integer ll
Character filename1*72, filename2*72

C
DATA RL /-0.5, 0.0, 0.17, 0.33, 0.50, 0.67, 0.83, 1.0, 1.7/
DATA RR / 0.0, 0.0, 0.0, 0.0, 0.6, 1.0, 1.0, 1.0, 1.0/
DATA RG / 0.0, 0.0, 0.0, 1.0, 1.0, 1.0, 0.6, 0.0, 1.0/
DATA RB / 0.0, 0.3, 0.8, 1.0, 0.3, 0.0, 0.0, 0.0, 1.0/

C
mawari = 1
Mxi = pixxxx
Mxj = pixxxx
MMOM = sub(NMOM, pixxxx)
MPANG_A = sub(NPANG_A, pixxxx)
MPANG_B = sub(NPANG_B, pixxxx)
MPPOL_B = sub(NPPOL_B, pixxxx)
MSTOKESI_B = sub(NSTOKESI_B, pixxxx)

KURAHARA = sub2(NMOM, pixxxx)
RA = sub4(NMOM, pixxxx)
DEC = sub3(NMOM, pixxxx)
res = 1

```



```

C
C !!!!!!! plot MOM1 START !!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!
C
      FMIN = 1.E30
      FMAX = -1.E30

      do i=1, pixxxx
      do j=1, pixxxx
          FMIN = MIN(MMOM(i, j),FMIN)
          FMAX = MAX(MMOM(i, j),FMAX)
      end do
      end do

C
C Set the coordinate transformation matrix:
C world coordinate = pixel number.
C
      TR(1) = (KURAHARA(1) + KURAHARA(2)*real(-KURAHARA(5)))
      TR(2) = KURAHARA(2)
      TR(3) = 0.0
      TR(4) = (KURAHARA(3) + KURAHARA(4)*real(-KURAHARA(6)))
      TR(5) = 0.0
      TR(6) = KURAHARA(4)
C      TR(1) = (0 + KURAHARA(2)*real(-KURAHARA(5)))
C      TR(2) = KURAHARA(2)
C      TR(3) = 0.0
C      TR(4) = (0 + KURAHARA(4)*real(-KURAHARA(6)))
C      TR(5) = 0.0
C      TR(6) = KURAHARA(4)
C
C Set the plot window
C
      K = pgopen('MOM1.ps/cps')
C      a1=TR(1)
C      a2=TR(1) + TR(2)*pixxxx
C      a3=TR(4)
C      a4=TR(4) + TR(6)*pixxxx
      a1=TR(1) + TR(2)*(pixxxx/4*1)
      a2=TR(1) + TR(2)*(pixxxx/4*3)
      a3=TR(4) + TR(6)*(pixxxx/4*1)
      a4=TR(4) + TR(6)*(pixxxx/4*3)
      CALL PGENV(a1, a2, a3, a4, 1, 1)

C Set up the color map.
C
      BRIGHT = 0.5
      CONTRA = 1.0
      CALL PGCTAB(RL, RR, RG, RB, 9, CONTRA, BRIGHT)
C
C Draw the map with PGIMAG.
C
      CALL PGSCI(1)
      CALL PGIMAG(MMOM,Mxi,Mxj,1,Mxi,1,Mxj,FMAX,FMIN,TR)
C
C
C      CALL PGWEDG('RI', 3.0, 5.0, FMIN, FMAX, 'm/s')

!!!!!!! plot MOM1 END !!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!

C
C !!!!!!! plot vector START !!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!

```

C

```
Do i2 = 1, pixxxx !<- DEC まわし
Do i3 = 1, pixxxx !<- RA まわし
deg = MPANG_B(i3,i2) + 90.0
rad = 3.1415 / 180. * deg
XT = RA(i3)
YT = DEC(i2)
Xf = XT + MPPOL_B(i3,i2) * sin(rad) * 4.*9.
Yf = YT + MPPOL_B(i3,i2) * cos(rad) * 4.*9.

RM = MPANG_A(i3,i2) - MPANG_B(i3,i2)

XXf = rotate( XT, YT, PA, KURAHARA(1), KURAHARA(3) )
XXf2 = rotate( Xf, Yf, PA, KURAHARA(1), KURAHARA(3) )

CALL PGSCI(0)

if ( RM > 0.0 ) then
  if ( XXf(1) < XXf2(1) ) then
    GAISEKI = Cross_product(XT, YT, Xf, Yf,
&      KURAHARA(1), KURAHARA(3))
    if ( GAISEKI < 0.0 ) then
      CALL PGSCI(4)      !ao
    else
      CALL PGSCI(2)      !aka
    end if
!    CALL PGARRO(XT, YT, Xf, Yf)
    MPANG_B( i3,i2 ) = MPANG_B( i3,i2 ) + 180
  else
    GAISEKI = Cross_product(Xf, Yf, XT, YT,
&      KURAHARA(1), KURAHARA(3))
    if ( GAISEKI < 0.0 ) then
      CALL PGSCI(4)      !ao
    else
      CALL PGSCI(2)      !aka
    end if
!    if ( MPANG_B( i3,i2 ) < 0.0 ) then
      MPANG_B( i3,i2 ) = 360 + MPANG_B( i3,i2 )
    end if
!    CALL PGARRO(Xf, Yf, XT, YT)
  end if

else
  if ( XXf(1) < XXf2(1) ) then
    GAISEKI = Cross_product(Xf, Yf, XT, YT,
&      KURAHARA(1), KURAHARA(3))
    if ( GAISEKI < 0.0 ) then
      CALL PGSCI(4)      !ao
    else
      CALL PGSCI(2)      !aka
    end if
!    if ( MPANG_B( i3,i2 ) < 0.0 ) then
      MPANG_B( i3,i2 ) = 360 + MPANG_B( i3,i2 )
    end if
!    CALL PGARRO(Xf, Yf, XT, YT)

  else
    GAISEKI = Cross_product(XT, YT, Xf, Yf,
&      KURAHARA(1), KURAHARA(3))
    if ( GAISEKI < 0.0 ) then
      CALL PGSCI(4)      !ao
    else
      CALL PGSCI(2)      !aka
```

```

        end if
!       CALL PGARRO(XT, YT, Xf, Yf)
        MPANG_B( i3,i2 ) = MPANG_B( i3,i2 ) + 180
!       print*, MPANG_B(i3,i2),i3,i2
        end if
    end if

End do
End do

do ll = 1,5
r = ll * 0.01
x = daen_x( KURAHARA(1), KURAHARA(3), PA, mja, mia, r )
yy = daen_y( KURAHARA(1), KURAHARA(3), PA, mja, mia, r )
C     CALL PGSCI(0)
C     CALL PGSLW(10)
C     CALL PGLINE(361, x, yy)
C     CALL PGSLW(2)

kasu = ten(NPANG_B, pixxxx, KURAHARA(1),
& KURAHARA(3), PA, mja, mia, r )
kasu2 = ten_omomi(NPANG_B, pixxxx, KURAHARA(1),
& KURAHARA(3), PA, mja, mia, r )

write(filename1, '("pa",i3.3,".txt")') ll
write(filename2, '("mom",i3.3,".txt")') ll
open(17, file=filename1, status='replace')
open(18, file=filename2, status='replace')

CC
Do TTT = 1,360
    ave = MPANG_B( kasu(TTT,2),kasu(TTT,3)) *
& ( kasu2(TTT,3) + kasu2(TTT,4) ) /
& ( (kasu2(TTT,2)+kasu2(TTT,3)+kasu2(TTT,4)) * 2. )
& + MPANG_B( kasu(TTT,4),kasu(TTT,5) ) *
& ( kasu2(TTT,2) + kasu2(TTT,4) ) /
& ( (kasu2(TTT,2)+kasu2(TTT,3)+kasu2(TTT,4)) * 2. )
& + MPANG_B( kasu(TTT,6),kasu(TTT,7) ) *
& ( kasu2(TTT,2) + kasu2(TTT,3) ) /
& ( (kasu2(TTT,2)+kasu2(TTT,3)+kasu2(TTT,4)) * 2. )
    write(17,*) x(TTT),yy(TTT),ave,TTT
!     write(*,*) x(TTT),yy(TTT),ave,TTT
End Do

kasu = ten(NMOM, pixxxx, KURAHARA(1),
& KURAHARA(3), PA, mja, mia, r )
kasu2 = ten_omomi(NMOM, pixxxx, KURAHARA(1),
& KURAHARA(3), PA, mja, mia, r )

Do TTT = 1,360
    ave = MMOM( kasu(TTT,2),kasu(TTT,3)) *
& ( kasu2(TTT,3) + kasu2(TTT,4) ) /
& ( (kasu2(TTT,2)+kasu2(TTT,3)+kasu2(TTT,4)) * 2. )
& + MMOM( kasu(TTT,4),kasu(TTT,5) ) *
& ( kasu2(TTT,2) + kasu2(TTT,4) ) /
& ( (kasu2(TTT,2)+kasu2(TTT,3)+kasu2(TTT,4)) * 2. )
& + MMOM( kasu(TTT,6),kasu(TTT,7) ) *
& ( kasu2(TTT,2) + kasu2(TTT,3) ) /
& ( (kasu2(TTT,2)+kasu2(TTT,3)+kasu2(TTT,4)) * 2. )
    write(18,*) x(TTT),yy(TTT),ave,TTT
End do
CC

```

```

close(18)
close(17)
End do !<- ll

!!!!!! plot vector END !!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!

CALL PGEND
END function pgplot
!!!!!! function pgplot END !!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!

end module my_plot

```

MOD_pgplot3.f

```

C skyview
C This file makes a figure using 'pgplot'.
C ver .1.3(2016/12/20)
C Kurahara
C
module my_plot3
use my_Cross_product
use my_ten
use my_daen
use my_rotate
use my_subs4
use my_subs3
use my_subs2
use my_subs
Implicit None
contains

C
C !!!!!!!!!!!!! function pgplot START !!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!
C
function pgplot3(pixxxx, NSKYVIEW, NPANG_A, NPPOL_B
& , NSTOKESI_B, NPANG_B, I_3rms, P_3rms, PA, mja, mia)
&
result(res)

integer pixxxx, Mxi, Mxj, K, i2, i3, PGOPEN
integer i, j
Character(*) NSKYVIEW*72, NPANG_A*72, NPPOL_B*72
Character(*) NSTOKESI_B*72, NPANG_B*72
Real XT2, YT2, XT3, YT3, Xf2, Yf2,a1, a2, a3, a4, res
Real deg, rad, I_3rms, P_3rms
Real FMIN,FMAX, CONTRA, BRIGHT, RM, PA
Real KURAHARA(6), TR(6)
Real GL(2), GR(2), GG(2), GB(2)
Real RA(pixxxx), DEC(pixxxx)
Real MSKYVIEW(pixxxx,pixxxx)
Real MSTOKESI_B(pixxxx,pixxxx)
Real MPANG_A(pixxxx,pixxxx)
Real MPANG_B(pixxxx,pixxxx)
Real MPPOL_B(pixxxx,pixxxx)
Real XXf(2), XXf2(2)
Real GAISEKI
Real x(361),yy(361)
Real mja, mia
integer kasu(360,7), ll
Real ave
Real r
Real unit !! degree -> radian
Parameter (unit = 3.1415 / 180.0 )

```

```

C
DATA GL /0.0, 1.0/
DATA GR /0.0, 1.0/
DATA GG /0.0, 1.0/
DATA GB /0.0, 1.0/
C
Mxi = pixxxx
Mxj = pixxxx
MSKYVIEW = sub(NSKYVIEW, pixxxx)
MPANG_A = sub(NPANG_A, pixxxx)
MPANG_B = sub(NPANG_B, pixxxx)
MPPOL_B = sub(NPPOL_B, pixxxx)
MSTOKESI_B = sub(NSTOKESI_B, pixxxx)

KURAHARA = sub2(NSKYVIEW, pixxxx)
RA = sub4(NSKYVIEW, pixxxx)
DEC = sub3(NSKYVIEW, pixxxx)
res = 1
C
C !!!!!!! plot MOM1 START !!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!
C
FMIN = 1.E30
FMAX = -1.E30

do i=1, pixxxx
do j=1, pixxxx
FMIN = MIN(MSKYVIEW(i, j),FMIN)
FMAX = MAX(MSKYVIEW(i, j),FMAX)
end do
end do

C
C Set the coordinate transformation matrix:
C world coordinate = pixel number.
C
TR(1) = (KURAHARA(1) + KURAHARA(2)*real(-KURAHARA(5)))
TR(2) = KURAHARA(2)
TR(3) = 0.0
TR(4) = (KURAHARA(3) + KURAHARA(4)*real(-KURAHARA(6)))
TR(5) = 0.0
TR(6) = KURAHARA(4)
C
TR(1) = (0 + KURAHARA(2)*real(-KURAHARA(5)))
C
TR(2) = KURAHARA(2)
C
TR(3) = 0.0
C
TR(4) = (0 + KURAHARA(4)*real(-KURAHARA(6)))
C
TR(5) = 0.0
C
TR(6) = KURAHARA(4)
C
C Set the plot window
C
K = pgopen('SkyView.ps/cps')
C
a1=TR(1)
C
a2=TR(1) + TR(2)*pixxxx
C
a3=TR(4)
C
a4=TR(4) + TR(6)*pixxxx
a1=TR(1) + TR(2)*(pixxxx/4*1)
a2=TR(1) + TR(2)*(pixxxx/4*3)
a3=TR(4) + TR(6)*(pixxxx/4*1)
a4=TR(4) + TR(6)*(pixxxx/4*3)
CALL PGENV(a1, a2, a3, a4, 1, 1)

CALL PGSCI(1)
CALL PGLAB('x)', '(y)', 'sample')

```

```

!     CALL PGWNAD(a1, a2, a3, a4)
C
C
C Set up the color map.
C
    BRIGHT = 0.5
    CONTRA = 1.0
    CALL PGCTAB(GL, GR, GG, GB, 2, CONTRA, BRIGHT)
C
C Draw the map with PGIMAG.
C
    CALL PGSCI(1)
    CALL PGIMAG(MSKYVIEW,Mxi,Mxj,1,Mxi,1,Mxj,FMAX,FMIN,TR)
!!!!!!! plot MOM1 END !!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!

C
C !!!!!!! plot vector START !!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!
C
    Do i2 = 1, pixxxx !<- DEC まわし
    Do i3 = 1, pixxxx !<- RA まわし
!!!!!!! 偏波角 in degree
        deg = MPANG_B(i3,i2) + 90.0
!!!!!!! 偏波角 in radian
        rad = ( deg ) * unit
!!!!!!! vector X start point
        XT2 = TR(1) + TR(2) * i3 + TR(3) * i2
!!!!!!! vector Y start point
        YT2 = TR(4) + TR(5) * i3 + TR(6) * i2
!!!!!!! vector X end point
        Xf2 = XT2 + MPPOL_B(i3,i2) * sin(rad) * 4.*9*2.5
!!!!!!! vector Y end point
        Yf2 = YT2 + MPPOL_B(i3,i2) * cos(rad) * 4.*9.*2.5
!!!!!!! Calculation RM
        RM = MPANG_A(i3,i2) - MPANG_B(i3,i2)
!!!!!!! limiting plot range
        if ( MPPOL_B(i3,i2) > P_3rms .and.
            &   MSTOKESI_B(i3,i2) > I_3rms ) then
!!!!!!! Decision of the direction of the vector
!!!!!!! 右が手前。と仮定
            if ( RM < 0.0 ) then
!!!!!!!!!!!!!! The direction of the B vector is to observer from the source
                if ( XT2 < Xf2 ) then
!!!!!!!!!!!!!! left is XT2
!!!!!!!!!!!!!! set plot end point
                    XT3 = XT2 - (Xf2 - XT2)
                    YT3 = YT2 - (Yf2 - YT2)
                else ! if ( XT2 < Xf2 ) then
!!!!!!!!!!!!!! left is Xf2
!!!!!!!!!!!!!! set plot end point
                    XT3 = Xf2
                    YT3 = Yf2
                End if ! if ( XT2 < Xf2 ) then
            else ! if ( RM > 0.0 ) then
!!!!!!!!!!!!!! The direction of the B vector is to the source from observer
                if ( XT2 < Xf2 ) then
!!!!!!!!!!!!!! left is XT2
!!!!!!!!!!!!!! set plot end point
                    XT3 = XT2
                    YT3 = YT2
                else ! if ( XT2 < Xf2 ) then
!!!!!!!!!!!!!! left is Xf2
!!!!!!!!!!!!!! set plot end point
                    XT3 = Xf2
                    YT3 = Yf2
                End if ! if ( XT2 < Xf2 ) then
            End if
        End if
    End do
    End do

```

```

                XT3 = XT2 - (Xf2 - XT2)
                YT3 = YT2 - (Yf2 - YT2)
                End if ! if ( XT2 < Xf2 ) then
                End if ! if ( RM > 0.0 ) then
!!!!!!!!!!!!!! set vector color
                CALL PGSCI(2)      !aka
!!!!!!!!!!!!!! Decision of the vector's color ( inflow or outflow )
                GAISEKI = Cross_product(XT2, YT2, XT3, YT3,
                & KURAHARA(1), KURAHARA(3))
!!!!!!!!!!!!!! set vector color
                if ( GAISEKI < 0.0 ) CALL PGSCI(4)      !ao
!!!!!!!!!! thin out plot points
                if ( mod(i3,4) .eq. 0 .and. mod(i2,4) .eq. 0 ) then
!!!!!!!!!!!!!! plot vector
C                CALL PGARRO(XT2, YT2, XT3, YT3)
                end if ! if ( mod(i3,1) .eq. 0 .and. mod(i2,1) .eq. 0 ) then
                end if ! if ( MPPOL_B(i3,i2) > P_3rms .and. MSTOKESI_B(i3,i2) > I_3rms ) then
!!!!!!!!!! end Do loop for map
                End do
                End do
!!!!!!!!!! All plot end

                CALL PGEND
                END function pgplot3
!!!!!!!!!! function pgplot END !!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!

                end module my_plot3

```

MOD_pgplot5.f

```

C RM
C This file makes a figure using 'pgplot'.
C ver .1.5(2017/01/06)
C Kurahara
C
    module my_plot5
    use my_Cross_product
    use my_ten
    use my_ten_omomi
    use my_daen
    use my_rotate
    use my_subs5
    use my_subs4
    use my_subs3
    use my_subs2
    use my_subs
    Implicit None
    contains

C
C !!!!!!!!!!!!!!! function pgplot START !!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!
C
    function pgplot5(pixxxx, NMOM, NPANG_A, NPPOL_B
    & , NSTOKESI_B, NPANG_B, I_3rms, P_3rms, PA, mja, mia)
    &
                result(res)

    integer pixxxx, Mxi, Mxj, K, i2, i3, PGOPEN
    integer i, j
    Character(*) NMOM*72, NPANG_A*72, NPPOL_B*72
    Character(*) NSTOKESI_B*72, NPANG_B*72
    Real XT, YT, Xf, Yf, a1, a2, a3, a4, res
    Real deg, rad, I_3rms, P_3rms
    Real FMIN, FMAX, CONTRA, BRIGHT, RM
    Real SEPPEN, KATA, Y, PA, mawari

```

```

Real unit, kousoku, RMBunbo, RMBunsi
Parameter (kousoku=299792458)
Real KURAHARA(6), TR(6)
Real RL(9), RR(9), RG(9), RB(9)
Real RA(pixxxx), DEC(pixxxx)
Real MMOM(pixxxx,pixxxx)
Real MSTOKESI_B(pixxxx,pixxxx)
Real MPANG_A(pixxxx,pixxxx)
Real MPANG_B(pixxxx,pixxxx)
Real MPPOL_B(pixxxx,pixxxx)
Real MPANG_Af, A_ram
Real MPANG_Bf, B_ram
Real MRM(pixxxx,pixxxx)
Real XXf(2), XXf2(2)
Real GAISEKI
Real x(361),yy(361)
Real mja, mia
integer kasu(360,7), TTT, ll
Real ave
Real kasu2(360,4)
Real r
Character filename1*72
C
DATA RL /-0.5, 0.0, 0.17, 0.33, 0.50, 0.67, 0.83, 1.0, 1.7/
DATA RR / 0.0, 0.0, 0.0, 0.0, 0.6, 1.0, 1.0, 1.0, 1.0/
DATA RG / 0.0, 0.0, 0.0, 1.0, 1.0, 1.0, 0.6, 0.0, 1.0/
DATA RB / 0.0, 0.3, 0.8, 1.0, 0.3, 0.0, 0.0, 0.0, 1.0/
C
mawari = 1
Mxi = pixxxx
Mxj = pixxxx
MMOM = sub(NMOM, pixxxx)
MPANG_A = sub(NPANG_A, pixxxx)
MPANG_B = sub(NPANG_B, pixxxx)
MPPOL_B = sub(NPPOL_B, pixxxx)
MSTOKESI_B = sub(NSTOKESI_B, pixxxx)

MPANG_Af = sub5(NPANG_A, pixxxx)
MPANG_Bf = sub5(NPANG_B, pixxxx)

unit = 3.1415 / 180.

Do i2 = 1, pixxxx!<- DEC すべて読み込み
Do i3 = 1, pixxxx !<- RA すべて読み込み
  A_ram = kousoku / MPANG_Af
  B_ram = kousoku / MPANG_Bf

  RMBunsi = MPANG_B(i3,i2)*unit - MPANG_A(i3,i2)*unit
!   print*, RMBunsi
  if ( RMBunsi > 3.1415/2. ) then
    RMBunsi = MOD(RMBunsi,(3.1415/2.))
  end if
  if ( RMBunsi < - 3.1415/2. ) then
    RMBunsi = MOD(RMBunsi,(3.1415/2.))
!   print*,RMBunsi
  end if
  RMBunbo = (B_ram*B_ram - A_ram*A_ram)

  MRM(i3,i2) = RMBunsi / RM bunbo
!   print*, MRM(i3,i2),RMBunsi,MPANG_A(i3,i2)
!   & ,MPANG_B(i3,i2)
!   print*, MPANG_A(i3,i2),MPANG_B(i3,i2)

```



```

!   if (Rmbunsi / RM bunbo > 0.0 ) then
!       MRM(i3,i2) = 100.0
!   else
!       MRM(i3,i2) = - 100.0
!   end if

End Do
End Do

!   print*, 'MR           rad           A           B'

FMIN = 1.E30
FMAX = -1.E30

do i=1, pixxxx
do j=1, pixxxx
    FMIN = MIN(MRM(i, j),FMIN)
    FMAX = MAX(MRM(i, j),FMAX)
end do
end do

!   FMAX = 50
!   FMIN = -50

KURAHARA = sub2(NMOM, pixxxx)
RA = sub4(NMOM, pixxxx)
DEC = sub3(NMOM, pixxxx)
res = 1
C
C Set the coordinate transformation matrix:
C world coordinate = pixel number.
C
    TR(1) = (KURAHARA(1) + KURAHARA(2)*real(-KURAHARA(5)))
    TR(2) = KURAHARA(2)
    TR(3) = 0.0
    TR(4) = (KURAHARA(3) + KURAHARA(4)*real(-KURAHARA(6)))
    TR(5) = 0.0
    TR(6) = KURAHARA(4)
C   TR(1) = (0 + KURAHARA(2)*real(-KURAHARA(5)))
C   TR(2) = KURAHARA(2)
C   TR(3) = 0.0
C   TR(4) = (0 + KURAHARA(4)*real(-KURAHARA(6)))
C   TR(5) = 0.0
C   TR(6) = KURAHARA(4)
C
C Set the plot window
C
    K = pgopen('RM.ps/cps')
C   a1=TR(1)
C   a2=TR(1) + TR(2)*pixxxx
C   a3=TR(4)
C   a4=TR(4) + TR(6)*pixxxx
a1=TR(1) + TR(2)*(pixxxx/4*1)
a2=TR(1) + TR(2)*(pixxxx/4*3)
a3=TR(4) + TR(6)*(pixxxx/4*1)
a4=TR(4) + TR(6)*(pixxxx/4*3)
CALL PGENV(a1, a2, a3, a4, 1, 1)

CALL PGSCI(1)
CALL PGLAB('x)', '(y)', 'sample')
!   CALL PGWNAD(a1, a2, a3, a4)
C
C

```

```

C Set up the color map.
C
  BRIGHT = 0.5
  CONTRA = 1.0
  CALL PGCTAB(RL, RR, RG, RB, 9, CONTRA, BRIGHT)
C
C Draw the map with PGIMAG.
C
  CALL PGSCI(1)
  CALL PGIMAG(MRM,Mxi,Mxj,1,Mxi,1,Mxj,FMAX,FMIN,TR)

  CALL PGWEDG('RI', 3.0, 5.0, FMIN, FMAX, 'rad / m / m')

!!!!!! plot MOM1 END !!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!

C
C !!!!!!! plot vector START !!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!
C
  Do i2 = 1, pixxxx !<- DEC まわし
  Do i3 = 1, pixxxx !<- RA まわし
    deg = MPANG_B(i3,i2) + 90.0
    rad = 3.1415 / 180. * deg
    XT = RA(i3)
    YT = DEC(i2)
    Xf = XT + MPPOL_B(i3,i2) * sin(rad) * 4.*9.
    Yf = YT + MPPOL_B(i3,i2) * cos(rad) * 4.*9.

    RM = MPANG_A(i3,i2) - MPANG_B(i3,i2)
!   print *,RM, MRM(i3,i2)
    if ( mod(i3,1) .eq. 0 .and. mod(i2,1) .eq. 0 ) then
      if ( MPPOL_B(i3,i2) > P_3rms .and.
&       MSTOKESI_B(i3,i2) > I_3rms ) then
!       print*, MRM(i3,i2),Rmbunsi,MPANG_A(i3,i2)
!       & ,MPANG_B(i3,i2)

      XXf = rotate( XT, YT, PA, KURAHARA(1), KURAHARA(3) )
      XXf2 = rotate( Xf, Yf, PA, KURAHARA(1), KURAHARA(3) )
      CALL PGSCI(0)

      if ( RM > 0.0 ) then
        if ( XXf(1) < XXf2(1) ) then
          GAISEKI = Cross_product(XT, YT, Xf, Yf,
&           KURAHARA(1), KURAHARA(3))
          if ( GAISEKI < 0.0 ) then
            CALL PGSCI(4)      !ao
          else
            CALL PGSCI(2)      !aka
          end if
!         CALL PGARRO(XT, YT, Xf, Yf)
        else
          GAISEKI = Cross_product(Xf, Yf, XT, YT,
&           KURAHARA(1), KURAHARA(3))
          if ( GAISEKI < 0.0 ) then
            CALL PGSCI(4)      !ao
          else
            CALL PGSCI(2)      !aka
          end if
!         CALL PGARRO(Xf, Yf, XT, YT)
        end if

      else
        if ( XXf(1) < XXf2(1) ) then
          GAISEKI = Cross_product(Xf, Yf, XT, YT,

```

```

&          KURAHARA(1), KURAHARA(3))
      if ( GAISEKI < 0.0 ) then
        CALL PGSCI(4)      !ao
      else
        CALL PGSCI(2)      !aka
      end if
!      CALL PGARRO(Xf, Yf, XT, YT)
      else
        GAISEKI = Cross_product(XT, YT, Xf, Yf,
&          KURAHARA(1), KURAHARA(3))
      if ( GAISEKI < 0.0 ) then
        CALL PGSCI(4)      !ao
      else
        CALL PGSCI(2)      !aka
      end if
!      CALL PGARRO(XT, YT, Xf, Yf)
      end if
    end if
  end if
End do
End do

do ll = 1,5
r = ll * 0.007500049
x = daen_x( KURAHARA(1), KURAHARA(3), PA, mja, mia, r )
yy = daen_y( KURAHARA(1), KURAHARA(3), PA, mja, mia, r )
!   CALL PGSCI(0)
!   CALL PGSLW(10)
!   CALL PGLINE(361, x, yy)
!   CALL PGSLW(2)

kasu = ten(NPANG_B, pixxxx, KURAHARA(1),
&   KURAHARA(3), PA, mja, mia, r )
kasu2 = ten_omomi(NPANG_B, pixxxx, KURAHARA(1),
&   KURAHARA(3), PA, mja, mia, r )
!   print*, 'aa'

write(filename1, '( "RM",i3.3, ".txt" )') ll
open(17, file=filename1, status='replace')

CC
Do TTT = 1,360
  ave = MRM( kasu(TTT,2),kasu(TTT,3) ) *
& ( kasu2(TTT,3) + kasu2(TTT,4) ) /
& ( (kasu2(TTT,2)+kasu2(TTT,3)+kasu2(TTT,4)) * 2. )
&   + MRM( kasu(TTT,4),kasu(TTT,5) ) *
& ( kasu2(TTT,2) + kasu2(TTT,4) ) /
& ( (kasu2(TTT,2)+kasu2(TTT,3)+kasu2(TTT,4)) * 2. )
&   + MRM( kasu(TTT,6),kasu(TTT,7) ) *
& ( kasu2(TTT,2) + kasu2(TTT,3) ) /
& ( (kasu2(TTT,2)+kasu2(TTT,3)+kasu2(TTT,4)) * 2. )
  write(17,*) x(TTT),yy(TTT),ave,TTT
!   write(*,*) x(TTT),yy(TTT),ave,TTT
End Do
End Do

!!!!!! plot vector END !!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!

CALL PGEND
END function pgplot5
!!!!!! function pgplot END !!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!

```

```
end module my_plot5
```

謝辞

博士論文研究を行うにあたり、指導教官である鹿児島大学の中西裕之准教授に深謝申し上げます。また、副指導教員を担当していただいた鹿児島大学の今井裕准教授と新永浩子准教授にこの場で拝謝申し上げます。この博士論文を提出できるのは本研究に関する議論に加え、日頃からのアドバイスなど先生方のご指導のおかげです。特に、中西先生には、学部の時より約6年間にわたってご指導ご鞭撻をいただきました。先生の背中を見て成長できたこの6年間は何にも代えられない経験です。本当にありがとうございます。

また、本研究における議論や日頃から気軽に相談に乗っていただいた鹿児島大学 工藤祐己様に、この場を借りて感謝申し上げます。投稿論文を書き上げることができたのも、日頃から元気に研究活動をできたことも工藤様のご助力あってです。ありがとうございます。

また、研究室の後輩、先輩、同期の皆さん、また他大学でも同様に頑張っている同期の友人とは、共に頑張ることができたと感じております。これも皆さんのおかげです。ありがとうございます。

最後になりますが、常に支えてくれた家族にこの場を借りて感謝申し上げます。ありがとうございます。