



**T.C.  
İSTANBUL ÜNİVERSİTESİ  
FEN BİLİMLERİ ENSTİTÜSÜ**



**YÜKSEK LİSANS TEZİ**

**YÜKSEK KÜTLELİ GENÇ YILDIZIMSI NESNELERDE  
RADYO JETLERİN ARANMASI**

**Ümit KAVAK**

**Astronomi ve Uzay Bilimleri Anabilim Dalı**

**Astronomi ve Uzay Bilimleri Programı**

**Danışman**

**Prof. Dr. Tansel AK**

**II. Danışman**

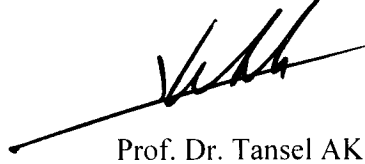
**Prof. Dr. Peter SCHILKE**

**Mayıs, 2016**

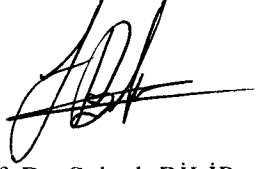
**İSTANBUL**

Bu çalışma 13/05/2016 tarihinde aşağıdaki jüri tarafından Astronomi ve Uzay Bilimleri Anabilim Dalı Astronomi ve Uzay Bilimleri Programı'nda Yüksek Lisans Tezi olarak kabul edilmiştir.

**Tez Jürisi:**



Prof. Dr. Tansel AK  
İstanbul Üniversitesi  
Fen Fakültesi



Prof. Dr. Selçuk BİLİR  
İstanbul Üniversitesi  
Fen Fakültesi



Doç. Dr. Esmâ YAZ GÖKÇE  
İstanbul Üniversitesi  
Fen Fakültesi



Doç. Dr. Tolga GÜVER  
İstanbul Üniversitesi  
Fen Fakültesi



Yrd. Doç Dr. Emre İŐIK  
İstanbul Kültür Üniversitesi  
Fen-Edebiyat Fakültesi



Bu çalışma İstanbul Üniversitesi Bilimsel Araştırma Projeleri Yürütücü Sekreterliği'nin 44659 numaralı projesi ile desteklenmiştir.

## ÖNSÖZ

Yüksek lisans tezimi hazırladığım ve yurtdışında bulunduğum süre boyunca beni destekleyen ve tezimi titizlikle inceleyen değerli danışmanım Prof. Dr. Tansel AK'a,

Almanya'da bulunduğum sırada tezimde kullandığım verileri elde etmeme yardımcı olan ve veri analizi konusundaki deneyimlerini benimle paylaşan, gördüğüm en kibar kişilerden biri olan ikinci danışmanım Prof. Dr. Peter SCHILKE'ye,

Tez çalışmamda en büyük destekçilerimden olan, hem verilerin elde edilmesinde hem veri analizinde bilgi birikimini ve deneyimlerini benimle paylaşan değerli çalışma arkadaşım Alvaro Sanchez-Monge ve grup arkadaşlarım Sümeyye Suri, Gwendoline Stephan, Alexander Zernickel, Marzieh Azhini, Anika Schmideke, Fanyi Meng, Claudia Comitto ve Thomas Möller'e,

Yüksek lisans çalışmamın ders ve tez süreçlerinde beni asla yalnız bırakmayan, bilimsel ve bilimsel olmayan problemlerimin çözümünde danışmanlık yapan değerli hocam Dr. Umut YILDIZ'a ve ailesine,

İki yıl boyunca yurtiçi ve yurtdışında çalıştığım süre boyunca her daim desteklerini esirgemeyen bölüm hocalarım ve görevlilerine,

Köln'de geçirdiğim bir yıllık tez araştırmasında desteklerini hiçbir zaman esirgemeyen ve gurbetçi Türkler Kangel Ailesi, Kurt Ailesi, Aslım Ailesi, Şentürk Ailesi, Taşhan Ailesi, Arslan Ailesi, Polat Ailesi üyelerine ve destekleri için kendi aileme,

Son olarak, yüksek lisans çalışmamda beni destekleyen Türkiye Bilimsel ve Teknolojik Araştırma Kurumu'na (TÜBİTAK), Bilimsel İnsan Destekleme Daire Başkanlığı'na (BİDEB), BİDEB 2224 ve BİDEB 2211 projesi çalışanlarına,

En içten ve samimi duygularıyla teşekkür ederim.

Bu yüksek lisans tezi TÜBİTAK 2210-C programı kapsamında 2014 yılının 2. başvuru döneminde 1649B021404561 numaralı proje ile desteklenmiştir.

Mayıs, 2016

Ümit KAVAK

# İÇİNDEKİLER

Sayfa No

ÖNSÖZ.....	i
İÇİNDEKİLER .....	ii
ŞEKİL LİSTESİ.....	iv
TABLO LİSTESİ .....	ix
SİMGE VE KISALTIMA LİSTESİ .....	xi
ÖZET.....	xii
SUMMARY .....	xiii
<b>1. GİRİŞ.....</b>	<b>1</b>
1.1 MOLEKÜL BULUTLARI.....	1
<b>2. GENEL KISIMLAR .....</b>	<b>5</b>
2.1 BÜYÜK KÜTLELİ YILDIZLARIN OLUŞUMU .....	5
2.2 AÇIK SORULAR VE MODELLER .....	11
2.2 TERMAL RADYO JETLER .....	16
<b>3. MALZEME VE YÖNTEM .....</b>	<b>23</b>
3.1 ÇOK BÜYÜK DİZGE (VLA) .....	23
3.2 İNTERFEROMETRİK GÖZLEM.....	25
3.2.1 Gerçek ve Gözlenen Dönüşüm Fonksiyonları .....	29
3.3 KALİBRASYON YÖNTEMLERİ .....	32
3.4 GÖZLEMLER VE SEÇİM KRİTERLERİ.....	34
3.5 KALİBRASYON AŞAMALARI .....	39
3.5.1 Ham Verinin İncelenmesi .....	40
3.5.2 Kötü Verilerin Kaldırılması .....	41
3.5.3 Düzeltme Tablolarının Oluşturulması.....	42
3.5.4 Kazanç Değişimi (Bandpass) Kalibrasyonu .....	45
3.5.5 Düzeltmelerin Uygulanması .....	47
3.6.1 HARİTALARIN ELDE EDİLMESİ.....	48
3.6.1 Verilerin Seçimi .....	48
3.6.2 Fourier Dönüşümü ve Algoritmalar .....	49

3.7 FİZİKSEL PARAMETRELERİN HESABI.....	55
3.7.1 Tayfsal İndeks Hesabı.....	56
3.7.2 Radyo Jetlerin Özelliklerinin Hesabı.....	56
3.7.3 HII Bölgelerinin Parametrelerinin Hesabı.....	58
3.7.4 Arkaplan Kaynaklarının Sayısının Hesabı.....	59
<b>4. BULGULAR .....</b>	<b>61</b>
4.1 GÖZLEMSEL BULGULAR .....	61
4.2 VERİLERİN ANALİZİ.....	67
<b>5. TARTIŞMA VE SONUÇ .....</b>	<b>81</b>
5.1 KAYNAKLARIN DOĞASI.....	81
5.1.1 IRAS 18236-1205 .....	81
5.1.2 IRAS 18316-0602 .....	83
5.1.3 G24.33+0.1M1 .....	84
5.1.4 IRAS 19095+0930 .....	85
5.1.5 G34.43+0.2M3 .....	86
5.1.7 G23.60+0.0M1 .....	89
5.1.8 G24.08+0.0M2 .....	91
5.1.9 IRAS 18228-1312 .....	92
5.2 RADYO JETLERİN ÖZELLİKLERİ .....	93
5.3 SONUÇ.....	95
5.4 ÇALIŞMANIN GELECEĞİ.....	96
<b>KAYNAKLAR .....</b>	<b>98</b>
<b>EKLER.....</b>	<b>109</b>
EK 1. Tayfsal İndeks Grafikleri.....	109
EK 2. Gözlenen Kaynakların Büyüklükleri .....	111
EK 3. Gözlenen Kaynakların Haritaları .....	116
Ek 4. Radyo Jet Adaylarının Haritaları.....	148
<b>ÖZGEÇMİŞ.....</b>	<b>151</b>

## ŞEKİL LİSTESİ

Sayfa No

- Şekil 2.1:** Burada farklı kütleler için Kelvin-Helmholtz (KH) zaman ölçeğinin yıldız kütleleriyle değişimi verilmiştir. Bunun yanında, yığılma (çökme) zamanının yıldız kütesine bağlılığı da gösterilmiştir.....6
- Şekil 2.2:** Bu diyagram, deneysel olarak tek bir yıldızın oluşumunu açıklamak için verilmiştir. En soldaki grafiklerde yıldızın ve diskin akısının dalgaboyunun bir fonksiyonu olarak değişimi verilmiştir. Bu değişim orta panelde görsel olarak açıklanmaya çalışılmıştır. Sağ tarafta ise bu oluşumun nasıl adlandırıldığı, sürecin ne kadar sürdüğü, kütle ve parlaklık değişimleri verilmiştir (Lada 1987; Ward-Thompson ve Barsony 1993; Chen, Myers ve diğ., 1995; Andre, 2002). .....8
- Şekil 2.3:** İlkel yıldızın oluşumu sırasındaki fıskırmalar, ilkel yıldız, toz zarf ve disk temsilen gösterilmiştir. Fıskırmalar ilkel yıldızın üzerine yığılan maddeyle birlikte biriken açısal momentumun atılmasında önemli rol oynar. Görüntü: NASA/JPL. ....9
- Şekil 2.4:** Burada sabit oranlarda yığılan ilkel yıldızlar (renkli çizgiler) ve yığılmayan yıldızların (siyah çizgiler) HR diyagramındaki evrim yolları gösterilmiştir. Yığılmanın olduğu bütün yollar için anakol öncesi döteryumun yanmasının olduğu denge anı başlangıç olarak kabul edilmiştir (Zinnecker ve Yorke, 2007). Şekil içinde farklı renkler farklı yığılma oranlarını ( $M$ ) temsil etmektedir. Grafikte, 0.3, 1, 3, 10, 30  $M_{\odot}$  kütleli yapılar için evrim yolları gösterilmiştir. ....11
- Şekil 2.5:** Kabarcık yapının nasıl oluştuğunu gösteren bir çizim verilmiştir (Hosokawa ve Omukai, 2009).. .....12
- Şekil 2.6:** 1000 Güneş kütleli bir bulutun çalkantılarının zamana bağlı değişimi. İp-likli yapıların ve çekirdek yapılarının oluşumu gösterilmiştir. Başlangıç koşulu olarak kendi kütleçekimsel etkisi altında çökmekte ve yığılmalar serbest düşme (tır: serbest düşme süresi) göstermektedir. Bu bulutun zaman içinde çekimsel olarak çökme sinde de kararsızlık söz konusudur. Modelde oluşturulan yıldızlar mavi renkle gösterilmiştir (Zinnecker ve Yorke, 2007). .....14
- Şekil 2.7:** Yığın yapıların oluşmasını açıklamış bir model (solda) verilmiştir. Modelde yığın ve içerisinde büyük kütleli yıldızların oluşumu için etken mekanizma olarak merkezdeki ilkel yıldız topluluğunun üstüne gerçekleşen gaz akışı gösterilmektedir (Krumholz ve Bonnell, 2007). .....16
- Şekil 2.8:** Şekilde yığılmanın, fıskırmaların ve jetlerin şematik gösterimi verilmiştir. Gerek fıskırmalarla etrafındaki zarf yapının etkileşimi gerekse yığılma diskinin gezegenler için oluşum bölgesi olarak düşünülmesi bu mekanizma ve yapıların incelenme ihtiyacını doğurmuştur. Disk, bunun yanında molekül bulutu ile oluşan yıldız arasında bir arayüz görevi yapmasından olayı son dönemlerde ilgi odağı olmuştur (Zinnecker ve Yorke, 2007). .....17

- Şekil 2.9:** VLA (Very Large Array) ile yapılmış bir gözlemden elde edilen alan görüntüsü (Rosero ve diğ., 2014). G11P1 (G11.11-0.12P1) isimli kaynaktaki zayıf ve kompakt kaynaklar (iyonize olmuş jetler) için hazırlanmış bir çalışmada tesbit edilen yapılar gösterilmiştir. Gözlemler 6 cm ve 1.3 cm dalgalı boylarında yapılmıştır.....19
- Şekil 2.10:** Burada bir yıldız oluşum bölgesindeki fıskırmalar, jetler ve bazı başka yapıların büyüklükleri ve merkezden uzaklıkları verilmiştir. Grafiğin sıfır noktasında bir ilkel yıldızın bulunduğunu düşünürsek, en yakın yapıların termal radyo jetler olduğu görülecektir. Bunun yanında yıldız oluşum bölgelerinde tesbit edilmiş en küçük radyo jet ise yaklaşık olarak 30 AB büyüklüğündedir (Anglada 1996).....20
- Şekil 2.11:** VLA ile gözlenmiş ve küçük kütleli nesnelere radyo jetlerle ilişkili olan HH80-81 (solda) ve Re 50'nin haritaları (sağda). Görüldüğü gibi atımları bir doğrultuda ve ilkel yıldızın yakınına gözlenmiştir (Anglada, 1996). .....21
- Şekil 3.1:** VLA dizgesinin ilk anteni (solda) ve teleskopların hareket ettirilebileceği Y şeklindeki ray sisteminin teknik çizimleri verilmiştir (Thompson ve diğ., 1980). .....24
- Şekil 3.2:** İnterferometri sistemindeki geometrik gecikmeyi açıklayabilmek için iki bileşenli bir sistem gösterilmiştir. Söz konusu durum, burada sadece sistemin bileşenlerine, hatta alıcılardan sonra bilgisayarlara dahi eş zamanlı olarak ulaşamayan radyasyon için gösterilmiştir.....27
- Şekil 3.3:** Dört panelin ilkinde VLA interferometresini yapılandırması ve CASA isimli yazılımla elde edilmiş gözlem sırasında kaydedilen antenlerin konumları gösterilmiştir. İkinci panelde akı kalibrasyonu kaynağının gözlemi sırasında teleskopların taban çizgisinin birleşimleri gösterilmiştir. Benzer şekilde üç ve dördüncü panelde sırasıyla kazanç kalibrasyon kaynağı ve bir bilimsel hedef için taban çizgisinin birleşimleri gösterilmiştir.....29
- Şekil 3.4:** 3C286 isimli kuazarın yapısı (Perley ve Butler, 2013). Görüldüğü gibi kaynakla ilgili açıklamada nokta kaynak olduğu belirtilmesine rağmen birçok yapı görülmektedir. Teleskobun ışın demeti kuazar yapısından büyük olduğunda bu yapı noktasal noktasal olarak gözlenir. Gözlem 5 GHz ve 350 mas çözünürlükte yapılmıştır.....33
- Şekil 3.5:** Jet geometrisi. Akışın  $r_0$  yarıçapında atım olmuştur.  $s$  birim uzunluğunda atımın görüş doğrultusu boyunca akışın özellikleri sabittir ve akımın görüş doğrultusu boyunca eğimi  $i$  derece kadardır (Reynolds, 1986). ..... 38
- Şekil 3.6:** Çalışmamızdaki gözlemlerden birinde VLA teleskopların yapılandırması. Teleskopların kodlarındaki sayılar (ea12 gibi) kullanılarak başlık bilgisinden teleskop hakkında daha fazla bilgi edinilebilir.....40
- Şekil 3.7:** C bandının girişimden en çok etkilenen tayf penceresi verilmiştir. Öyle ki kötü verilerin kaldırılması işlemi sırasında bu pencereye ait veri hemen kaldırılmıştır.....42
- Şekil 3.8:** VLA için mevsimsel modellemenin, hava durumu istasyon cihazının ölçümleri ve bunların ortalamaları verilmiştir. Buradaki frekans aralığı VLA'nın kapsadığı frekans aralığıdır. Grafikte üç eğrinin de zirve yaptığı 22 GHz ise atmosferdeki su molekülünden kaynaklanmaktadır ve VLA'nın K bandı aralığındadır. 50 GHz'ten sonrası için radyo gözlemleri atmosferden çok ciddi miktarda etkilenmektedir. ....44



- Şekil 3.9:** İki panelde zamana karşılık şiddet verilmiştir. Üst paneldeki grafik kalibrasyondan önce, alt paneldeki grafik ise kalibrasyondan sonrası için verilmiştir. Grafikteki turuncu renk akı kalibrasyon kaynağını, kahverengi renk faz kalibrasyonu için kullanılan faz kalibrasyon kaynağını göstermektedir.....46
- Şekil 3.10:** Grafikte faza karşılık frekans çizilmiş, fazın kalibrasyondan önce ve sonraki durumu gösterilmiştir. Kalibrasyondan önceki (sol panel) dağılım  $\pm 180^\circ$  arasında gözlenmektedir; fakat kalibrasyondan sonrasında dağılım  $\pm 10^\circ$  arasında olmaktadır.....47
- Şekil 3.11:** Çalışmamızda kullanılmış kalibrasyonun veri seti üzerindeki sonuçlarını göstermek için verilmiş bir alan görüntüsü. Sol panelde kalibrasyon yapılmamış alan görülürken, sağ panelde kalibrasyon sonrası elde edilen grafikte ise üç farklı ve güçlü kaynak ve kabuk şeklinde zayıf emisyon elde edilmiştir. ....48
- Şekil 3.12:** Burada verimizde gözlenmiş maser için şiddete karşılık frekans grafikleri C (6.67 GHz metanol maseri, solda) ve K (22.2 GHz su maseri, sağda) bandı için verilmiştir.....50
- Şekil 3.13:** Bu çalışmadaki kazanç kalibrasyon kaynağı için dizgenin kapsadığı alan verilmiştir. Şekilde verilen iç dış halka arasında kalan alan interferometrinin kapladığı alandır. ....51
- Şekil 3.14:** Bir gözlem verisinden bilimsel değerlerin elde edilmesi için geçmesi gereken aşamalar gösterilmiştir. İlk önce Fourier dönüşümü ile kalibrasyon hatalarından temizlenen görüntü elde edilir. Sonra, görüntü işleme algoritmalarıyla bilimsel görüntü elde edilir.....52
- Şekil 3.15:** CASA yazılımıyla kalibrasyon bittikten sonra elde edilen görüntüler. Sol üstten itibaren: (1) Akı görüntüsü (2) Model görüntüsü, (3) Bilimsel (Onarılmış) görüntü, (4) PSF görüntü, (5) Artık görüntüsü. ....54
- Şekil 4.1:** Çalışmamızda tesbit edilen kaynakların boyutlarının dağılımı. Üstteki dağılımda gözlenen bütün kaynakların dağılımı gösterilmiştir. Alt soldaki grafik sadece C bandında tesbit edilen kaynakların, alt sağdaki grafik ise sadece K bandında gözlenen kaynakların dağılımını göstermektedir. ....66
- Şekil 4.2:** C (sol) ve K (sağ) bantlarında tesbit edilen kaynakların akı (F) dağılımları verilmiştir. C bandında tesbit edilen 177 kaynağın verilmesine karşın K bandında sadece 16 kaynak verilmiştir.....67
- Şekil 4.3:** Haritalardan elde edilen 189 kaynak için emisyon ölçüsü (solda) dağılımı verilmiştir. Sağ tarafta gösterilen grafikte ise iyonize olmuş kütlelerin Güneş kütleli cinsinden dağılımı verilmiştir.....71
- Şekil 4.4:** Solda çalışmamızda gözlenen kaynakların elektron yoğunluğunun dağılımı verilmiştir. Sağ grafikte ise yapının iyonize olmasına neden olan fotonların akı dağılımı verilmiştir. Yatay eksenler logaritmiktir.....72
- Şekil 4.5:** Tablo 4.3'te listelenen tayfsal indekslerin dağılımı. Grafikte görüleceği gibi tayfsal indeks değerleri çoğunlukla eksili değerlerde yığılmıştır. Ancak uzayda tayfsal indeks değeri -10 olan bir kaynak mevcut değildir.....77

- Şekil 4.6:** Grafiklerde teleskopların kapladığı alan içerisindeki şiddet dağılımı verilmiştir. C bandı (sol) ve K bandı (sağ) için verilen bu grafiklerde maser ışınımı da görülmektedir. Akı düzeltmesi için açık mavi renkli aralığındaki veriler kullanılmıştır.....79
- Şekil 5.1:** Şekilde IRAS 18236-1205 yığına ait sol tarafta dönmesel sıcaklık dağılımı (solda) ve IRAC üç renk haritası (sağda) verilmiştir (Lu ve diğ., 2014).....81
- Şekil 5.2:** Şekilde KC1 ve KC2 isimli radyo jet adayları için alan görüntüleri. Sol panelde Cyganowski ve diğ. (2011) tarafından gözlenen alanda verilen F-CM2 çalışmamızdaki KC2 ile aynı kaynaktır. Diğer kaynak F-CM1 ise farklı koordinatta ki bir kaynaktır.....82
- Şekil 5.3:** IRAS 18316-0602 isimli nesnenin 8.3  $\mu\text{m}$  dalgaboyundaki görüntüsü (Sanchez-Monge ve diğ., 2013). Çalışmamızda bu kaynak “+” işaretli yerin çok yakınında gözlenmiştir.....83
- Şekil 5.4:** G24.33+0.1M1 yığınının *Spitzer*/MIPS (The Multiband Imaging Photometer) 24  $\mu\text{m}$  dalgaboyundaki 6" çözünürlükle görüntüsü ( Rahtborne ve diğ.2005).....84
- Şekil 5.5:** G24.33+0.1M1 yığını için alınan alan görüntüsü (Sanchez-Monge ve diğ., 2013). Radyo jet adayımız KC4 kodlu aday fışkırmayla aynı konumda -haritada artı artı işaretinin üstündeki kaynak- olduğu görülmüştür (sağda).....85
- Şekil 5.6:** OH 43.8-0.1 isimli (çalışmamızda KC5) maser için verilmiş kompozit harita. Argon ve diğ. (2000) tarafından elde edilen harita (sol altta). Haritadaki renkler LSR hızı göstermektedir. (a) OH-43.8-0.1 için sistem hızı  $\sim 42$  km/s hesaplanmıştır. Harita 1".5 x 1".5 büyüklüğündedir (1" açısal büyüklük 2.8 kpc uzaklık için 2800 AB'e karşılık gelmektedir). Gözlemede ise yapının öz hareketinin ise yılda 0.5 mas olduğu hesaplanmıştır. (b) Downes ve diğ. tarafından yapılan çalışmada genişleyen bir kabuk yapı olduğu görülmüştür. (c) Hız dağılımı sadece merkezdeki ilgilendiğimiz yapı için verilmiştir. (b) ve (c) panellerindeki daireler sol üste verilen hız indeks çubuğundan bağımsız olarak verilmiştir (Honma ve diğ., 2005).....87
- Şekil 5.7:** Sol panelde G034.26+0.15 yığına ait alan görüntüsü. Fish ve diğ.'lerinin (2003) çalışmasında işaretlenen kaynak (a) çalışmamızda tesbit edilen kaynaktır. Sağ panelde ise Liu ve diğ. (2013) yapılan çalışmada elde edilen alan görüntüsü verilmiştir. Sol alt panelde A ve B ile HC HII gösterirken, C noktası da HII bölgesini göstermektedir (Liu ve diğ., 2013). Sağ alt panelde üç renk kompozit görüntü. *Spitzer*/IRAC görüntüsündeki kırmızı, yeşil ve mavi renkler sırasıyla 8.0  $\mu\text{m}$ , 4.5  $\mu\text{m}$  ve 3.6  $\mu\text{m}$  dalgaboylarına karşılık gelmektedir (Liu ve diğ., 2013).....88
- Şekil 5.8:** G23.60+0.0M1 adlı yığında sol panelde GLIMPSE (Galactic Legacy Infrared Mid-Plane Survey Extraordinaire) üç renk haritası. MAMBO (Max-Planck Millimeter Bolometer; IRAM 30m) ile alınmış haritadaki kırmızı 8  $\mu\text{m}$ , yeşil 4.5  $\mu\text{m}$  ve mavi 3.6  $\mu\text{m}$  dalgaboylarına karşılık gelmektedir .....89
- Şekil 5.9:** Haritada KC7 ve KC8 radyo jet adaylarının konumları gösterilmiş, *Spitzer*/IRAC 8.0  $\mu\text{m}$  dalgaboyunda elde edilen haritası. Daha detaylı kullanım için *Spitzer*/SHA (Spitzer Heritage Archive). Şekil çalışmamızda üretilmiştir.....90

**Şekil 5.10:** G24.08+0.0M2 adlı yığında KC9 numaralı radyo jet adayının tesbit edildiği bölgenin BOLOCAM gökyüzü taramasında 1.1 mm dalgaboyunda alınmış görüntüsü (solda). MAGPIS gökyüzü taramasında 1.4 GHz’te alınmış görüntüsü (sağda).....91

**Şekil 5.11:** *Spitzer*/IRAC 5.8  $\mu\text{m}$  dalgaboyunda alınmış KC10 radyo jet adayının gösterildiği alan görüntüsü (sağda). Soldaki grafikte, aynı bölgenin GLIMPSE gökyüzü taramasından alınmış üç renk görüntüsü verilmiştir. Kırmızı renk 8.0  $\mu\text{m}$ , yeşil renk 4.5  $\mu\text{m}$  ve mavi renk ise 3.6  $\mu\text{m}$  dalgaboyuna karşılık gelir.....92

**Şekil 5.12:** Çalışmamızda küçük kütlelilerden en büyük kütlelilere kadar tüm yıldız oluşum bölgelerindeki radyo jetler için elde edilen radyo parlaklığına karşılık momentum oranı ilişkisi gösterilmiştir. Mavi çizgi en uygun doğrusal fiti göstermektedir.....94

**Şekil 5.13:** Eş sıcaklıklı, homojen ve küresel bir HII bölgesinden alınan termal bremsstrahlung emisyonunun radyo spektrumu (Sanchez-Monge, 2008).....96

## TABLO LİSTESİ

Sayfa No

- Tablo 1.1:** Yıldızlararası ortamın fazları (Schulz 2004; Mathis 1990). .....2
- Tablo 3.1:** EVLA bantları ve karakteristik özellikleri. Çizgi gözlemleri için bant genişliği 1 km/sn çözünürlük kabul edilmiştir (Perley ve diğ., 2011). .....25
- Tablo 3.2:** VLA için kullanılan standart akı kalibrasyon kaynaklarının listesi. Çalışmamızda kullanılan kaynaklar Tablo 3.4’te verilmiştir. ....33
- Tablo 3.3:** Çalışmamızda kullanılan kalibrasyon kaynaklarının listesi verilmiştir. İlk iki kaynak akı kalibrasyonu için, diğer kaynaklar ise faz kalibrasyonu için kullanılmıştır. Kalibrasyon kaynaklarının isimleri kaynağın koordinatlarını içermektedir. ....34
- Tablo 3.4:** Çalışmamızda radyo jetlerin araştırılması için gözlenmiş büyük kütleli yıldız oluşum bölgelerin listesi verilmiştir. Bunun yanında bazı kaynaklar K bandında gözlenememiştir. Toplamda C bandında 368 dakika, K bandında 418 dakika gözlem yapılmıştır. Toplam gözlem süresi 786 dakika olarak sayılmıştır. Rakamlarla verilen nesnelere (05358+3543) birer IRAS (Infrared Astronomical Satellite) nesnesidir. ....37
- Tablo 3.5:** 2012 yılına ait EVLA taban çizgisi düzeltmesi metre cinsinden verilmiştir. ANTMoved: Antenin hareket ettiği günü, OBSDATE: Gözlem gününü, Put\_In: Antenin yerleştirilme günü, ANT: Anten numarası, PAD: Anten yerleştirildiği istasyonu kodu, Bx, By ve Bz düzeltmeleri göstermektedir. ....43
- Tablo 3.6:** Küçük kütleli yıldız oluşum bölgelerinde tesbit edilen sönük radyo jet adayları için uzaklık (d), 6 cm dalgaboyundaki akı (F), radyo parlaklığı (Svd2), P ise momentum oranıdır (Anglada ve diğ., 1992). ....57
- Tablo 4.1:** Gözlemlerimizde tesbit edilen 189 kaynağın koordinatları, akı değeri, büyüklüğü, gözlendiği bant ve türünü gösteren tablo verilmiştir. \*Yay: Yaygın Kaynak, Nok: Noktasal Kaynak.\*\*Yığınların kütleleri Lopez-Sepulcre ve diğ. 2010 ve 2011 yıllarındaki çalışmalardan alınmıştır. ....62
- Tablo 4.2:** Tablo 4.1’de listelenen 189 kaynağın iyonize hidrojen bölgesi oldukları varsa yımı altında hesaplanan fiziksel değerleri hesaplanmıştır. ....67
- Tablo 4.3:** Haritalarda tesbit edilmiş tüm kaynaklar için tayfsal indeks değerleri. C: Sadece C bandında tesbit edilmiş, K: Sadece K bandında tesbit edilmiş, KC: Her iki bantta da tesbit edilmiş olduğunu göstermektedir (Tabloda kalın yazılmıştır). Bazı kaynakların K bandında gözlenemediği daha önce belirtilmiştir. ....73
- Tablo 4.4:** Bu tabloda akı düzeltmesi yapılmış kaynaklar için her iki frekansta akı değeri ve tayfsal indeks verilmiştir. KC: Her iki frekansta gözlenmiş radyo jet adaylarımızı göstermektedir. ....78

<b>Tablo 4.5:</b> Akı düzeltmesi yapılmış ve radyo jet adayı olan kaynaklarının, HII bölgesi oldukları varsayılarak yeniden hesaplanan fiziksel büyüklükleri. ....	80
<b>Tablo 4.6:</b> Radyo jet adaylarının HII bölgesi varsayımı yapılarak hesaplanan boyut değerleri. Tabloda $\alpha$ tayfsal indeksi, $w$ tayfsal indekse bağlı bir değişken, $n_e$ elektron yoğunluğunu, $r$ kaynağın lineer boyutunu göstermektedir.....	80
<b>Tablo 5.1:</b> Çalışmamızda tesbit edilen ve radyo jet olarak sınıflandırılmış kaynaklar için hesaplanan fiziksel büyüklükler. Akı değerleri, C bandından elde edilen değerlerdir.....	93
<b>Tablo E.2.1:</b> Tüm haritalarda tesbit edilen kaynakların büyüklükleri. PA: Konum Açısı.....	111



## SİMGE VE KISALTMA LİSTESİ

### Simgeler Açıklama

<b>K</b>	: Kelvin
<b><math>M_{\odot}</math></b>	: Güneş'in Kütlesi
<b>n</b>	: Yoğunluk
<b>pc</b>	: 1 parsek

### Kisaltmalar Açıklama

<b>AB</b>	: Astronomik Birim
<b>ALMA</b>	: Atacama Large Millimeter Array
<b>CASA</b>	: Common Astronomical Software Applications
<b>KH</b>	: Kelvin-Helmholtz Zaman Ölçeği
<b>NRAO</b>	: National Radio Astronomy Observatory
<b>RFI</b>	: Radio Frequency Interference
<b>VLA</b>	: Very Large Array

# ÖZET

## YÜKSEK LİSANS TEZİ

### YÜKSEK KÜTLELİ GENÇ YILDIZIMSI NESNELERDE

#### RADYO JETLERİN ARANMASI

Ümit KAVAK

İstanbul Üniversitesi

Fen Bilimleri Enstitüsü

Astronomi ve Uzay Bilimleri

Danışman: Prof. Dr. Tansel AK

II. Danışman: Prof. Dr. Peter SCHILKE

Büyük kütleli yıldız oluşumunu anlamak için son yıllarda birçok gelişme kaydedilmiştir. Büyük kütleli yıldızların oluşumunu anlamanın yollarından biri, küçük kütleli yıldız oluşum bölgelerinde gözlenen benzer olguları araştırmaktır. Son dönemlerde, disk yapıları ve fişkirmalar küçük kütleli yıldız oluşum bölgelerine benzer şekilde büyük kütleli yıldız oluşum bölgelerinde de gözlenmiştir. Bu çalışmanın amacı, fişkirmaların varlığıyla ve fişkirmalarla atılan materyalle doğrudan ilişkili olan radyo jetlerin aranması ve 1.3 cm süreklilik ışınımını ile 1.3 cm ve 6 cm arasındaki tayfsal indeks kullanılarak radyo jetlerin özelliklerinin elde edilmesidir. Termal radyo jetler çoğunlukla küçük kütleli yıldız oluşumunun ilk evrelerinde ve büyük ölçekteki molekül fişkirmalarını güçlendiren yapılar olarak gözlenmiştir. Bu amaçla, termal radyo jetlerle büyük ölçüde ilişkili olduğunu tesbit ettiğimiz 18 yığın Çok Büyük Dizge (VLA, Very Large Array) ile gözlenmiş ve gözlemler analiz edilmiştir. Tüm haritalarda parlak ve sönük olmak üzere 189 kaynak tesbit edilmesine rağmen, sadece on kaynak iki frekansta da gözlenmiştir. İki frekansta gözlenen 10 kaynaktan dört tanesi büyük kütleli yıldızlarla ilişkili termal radyo jet olarak sınıflandırılmıştır. Buna ek olarak, iki kaynak termal olmayan radyo jet, kalan altı kaynak ise iyonize hidrojen bölgesi olarak sınıflandırılmıştır.

Mayıs 2016, 165 sayfa

**Anahtar kelimeler:** Yıldız Oluşumu, Büyük Kütleli Yıldız Oluşumu, Termal Radyo Jet, İnterferometrik Gözlem

## **SUMMARY**

**M.Sc. THESIS**

**A QUEST FOR RADIO JETS IN HIGH MASS**

**YOUNG STELLAR OBJECTS**

**Ümit KAVAK**

**Istanbul University**

**Institute of Graduate Studies in Science and Engineering**

**Department of Astronomy and Space Sciences**

**Supervisor: Prof. Dr. Tansel AK**

**Co-Supervisor: Prof. Dr. Peter SCHILKE**

Much progress has been made to understand the formation of massive stars in last the decades. One of the ways to understand the massive star formation is to search for similar phenomenon which are observed in low-mass star forming regions. Currently, disks and outflows are observed in the massive star forming regions similarly to what is seen in low mass star forming regions. The goal of this study is to search for radio jets, which are directly related to the ejection of material and the presence of outflows, and derive their properties, by establishing the morphology of the 1.3 cm continuum emission and the spectral index between 1.3 cm and 6 cm. Thermal radio jets are commonly found in the first stages of the formation of low-mass stars and appear to power larger-scale molecular outflows. For this purpose, we selected a sample of 18 targets with a high probability of association with thermal jets using the Very Large Array (VLA) and they are analyzed. Although 189 strong and weak sources were detected in the entire maps only ten sources are detected at both frequencies. Out of these ten objects, we have identified four sources that can be classified as thermal radio jets associated with high-mass stars. Addition to this, two sources are classified as non-thermal radio jets and remaining four sources are classified as HII regions.

May 2016, 165 pages

**Keywords:** Star Formation, Massive Star Formation, Thermal Radio Jets, Interferometric Observation



## 1. GİRİŞ

### 1.1 MOLEKÜL BULUTLARI

Samanyolu, içerisinde Güneş Sistemi'ni de içeren spiral bir galaksidir. İsmi gökyüzündeki yıldızların çıplak gözle ayırt edilemediği ve yoğun bir şekilde bulunduğu galaksi diskinin görünümünden almıştır. 1904 yılında J. Hartmann  $\delta$  Orionis isimli çift yıldız sisteminin spektrumundaki sabit CaII çizgilerini gözleyerek, yıldızlararası ortamın boş olmadığını göstermiştir. İlerleyen yıllarda, galaksimizde baştanbaşa yayılmış iyonize gazın, CaII ve NaI çizgilerinin oluşumunda etkili olduğu gösterilmiştir. Bu çalışmalar yıldızlararası ortamın astrofiziği alanında yeni bir çağ açılmasına neden olmuştur. Bu dönemde yapılan çalışmalar, günümüzde çokça çalışılan ve birçok sorunun hala cevapsız kaldığı yıldız oluşumu konusunda başlangıç niteliğindeki çalışmalardır.

1927 yılında E. E. Barnard, Samanyolu Galaksisi'nin arka planındaki yıldızların ışınımını görsel bölgede engelleyen karanlık bulutların olduğu bir atlas yayınlamıştır. Optik verilerin analizinde kullanılan yöntemlerin gelişmesiyle, yıldızlararası ortama ait soğurma çizgilerinde küçük hız bileşenleri tesbit edilmiştir. Fakat yıldızlararası ortamı anlamadaki büyük kırılma noktalarından birisi, 1957 yılında yıldızlararası ortamın yıldızların evrimi ile doğrudan ilişkili olduğu ve yıldızlar ile bu ortamın iç içe olduğu ve beraber geliştiğinin gösterilmesi olmuştur (Stahler ve Palla, 2008).

Yıldızlararası ortamın çok seyrek gaz bileşenlerinden oluştuğu ve ortalama yoğunluğunun Yerküre atmosferinin yoğunluğunun  $10^{-20}$  katı kadar olduğu bilinmektedir. Bu seyrek yapıda hidrojenin en bol bulunan element olduğu bilinmesine karşın, karbon, oksijen, demir ve yüksek atom numarasına sahip diğer elementlerin de varlığı tesbit edilmiştir. Bu kompozisyonda %90'lık oranla yer alan hidrojenin yanı sıra yıldızlararası ortamda farklı fazların da bulunduğu yıllar içindeki çalışmalarla gösterilmiştir (Tablo 1.1, Cameron, 1973; Panagia, 1979; Anders ve Ebihara, 1982).

**Tablo 1.1:** Yıldızlararası ortamın fazları (Mathis, 1990; Schulz, 2004). Her kolonun ismi tabloda verilmiş olup, n tanecik yoğunluğudur.

Madde	Faz	H'nin durumu	n (cm <sup>-3</sup> )	Isınma Kaynağı	Sıcaklık (K)
Molekül bulutları ve çekirdekler	Soğuk	H <sub>2</sub>	> 1000	Kozmik ışınlar	10-50
H I bulutları	Soğuk	H	30	Toz	100
Ilık H I	Ilık	H	0.1	Toz	8000
Ilık H II	Ilık	H <sup>+</sup>	0.03	Foto-iyonizasyon	10 <sup>4</sup>
HII bölgeleri	Ilık	H <sup>+</sup>	>100	Foto-iyonizasyon	10 <sup>4</sup>
Sıcak YAM	Sıcak	H <sup>+</sup>	10 <sup>-3</sup>	SN şokları	10 <sup>6.5</sup>
SNRs	Sıcak	H <sup>+</sup>	Değişken	Şoklar	10 <sup>7</sup>

SNR: süpernova kalıntısı; YAM: Yıldızlararası madde

Yıldızlararası ortam aşağıdaki bileşenlerden oluşur:

- Hidrojen (H<sub>2</sub>, HI, HII, e<sup>-</sup>)
- Helyum (HeI, HeII)
- C, O, Ne, Mg, Fe ve diğer elementler
- Moleküller (CO, CS ve diğerleri)
- Toz
- Kozmik ışın parçacıkları
- Manyetik alan
- Radyasyon Alanı

Galaksiyi oluşturan yıldızların arasındaki her şey yıldızlararası ortamın bileşenidir. Bu ortamdaki hidrojen, yıldızlararası ortamın fazının tanımlanmasında baskın rol almaktadır. Tablo 1.1'den görüldüğü gibi hidrojenin farklı fazları değişik ortamlar için verilmiştir. Yıldızlararası ortamda molekül, atom ve serbest elektronlar içeren gaz fazı ve büyüklük olarak çok geniş bir aralığa sahip olan toz parçacıkları mevcuttur. Yıldızlararası ortamın karakteristiğini belirleyen olgular ise sıcaklık, kütle yoğunluğu, element bolluğu ve moleküllerin kimyasal kompozisyonudur. Bu ölçütlerle, yıldızlararası ortamı üç farklı fazda inceleyebiliriz: moleküler ve atomik hidrojen gazının ve tozun olduğu soğuk faz, atomik ve iyonize hidrojenin olduğu ılık faz ve süpernovalardan şok gazlarına kadar olan sıcak faz.

Atomların ve moleküllerin fiziksel özelliklerini, bölgesel sıcaklık, yoğunluk, hacim ve ışınımın olduğu ortamlar belirlemektedir. Gaz küçük kesirlerde ağır elementleri, büyük ölçekte de hidrojen ve helyumu içermektedir. Küçük kesirdeki elementlerin oluşum

kaynağı olarak yıldızlardaki nükleosentez, novalar, süpernovalar ve yıldız rüzgârları gösterilmektedir. Bu elementlerin bolluk miktarı galaksiden galaksiye ve galaksi içerisinde bölgeden bölgeye farklılık gösterebilir (Searle, 1979; Lambert, 1987).

Yıldızlararası ortamdaki toz bütün galaksilerde gazla karışık bir şekilde gözlenmiştir. Genellikle morötesi, optik ve kızılötesi dalgaboylarındaki sönükleşmeden veya yıldız civarındaki ılık gazdan salınan termal emisyonla gözlenebilir. Bunun yanında toz, soğuk yıldızların, novaların ve süpernovaların etrafındaki zarfları oluşturmaktadır. Toz parçacıkları optik ve morötesi yıldız ışınımını soğurduktan sonra uzak kızılötesi dalgaboyu bölgesinde ışımaya yapar (Williams ve Viti, 2013).

Yıldızlararası ortamda yıldızların oluşum bölgeleri olarak genellikle bulut formundaki yoğun bölgeler düşünülmektedir. Bu bulutlar için kesin bir tanım olmamasına karşın, söz konusu bölgeler  $\text{cm}^3$  başına kabaca  $10^{30}$  atomdan fazla atoma sahip olan yerler olarak tanımlanmaktadır. Bu bölgeler yıldızlararası ortamın en yoğun fazlarıdır ve *molekül bulutu* olarak adlandırılmaktadır. Sıcaklıkları, ısınma ve soğuma mekanizmaları arasındaki dengeden dolayı 10 ile 50 K arasında değişmektedir. Molekül bulutlarındaki ısınma mekanizmalarının kaynağı olarak kozmik ışınlar ve yakın yıldızlar gösterilmektedir. Soğuma süreçlerinin ise tozun ve buluttaki gaz parçacıklarının soğurma ve çarpışma süreçlerinden kaynaklandığı düşünülmektedir. Sonuç olarak, optik ve daha uzun dalgaboylarında bulut tarafından soğurulan enerji kızılötesi ışınım olarak salınır ve bu da molekül bulutlarını neden kızılötesi bölgelerde incelememiz gerektiğini açıklar. Bununla beraber molekül bulutları 1 ile 200 pc büyüklüğünde olabilmelerine karşın, kütleleri 10 ile  $100 M_{\odot}$  kadar küçük ve  $10^6 M_{\odot}$  kadar da büyük olabilir.

Bunun yanında çoğu molekül bulutunun bir iyonize hidrojen bölgesiyle ilişkili olduğu görülmüştür. İyonize hidrojen bölgeleri yıldız oluşumu için aday olabilir; ancak bu bölgeler çok sıcak olmalarıyla birlikte kütle çekimsel olarak çökme için yeterli kütleye sahip değildir. Bu yüzden yıldız oluşumu için aday olmaları söz konusu değildir. Diğer taraftan, bu yapılar, çalışmamızda çokça geçecek olması ve genç yıldızimsıların sınırlarını temsil etmesi açısından önem arz etmektedir. İlerideki bölümlerde bu bölgelerden detaylı olarak bahsedilecektir.

Çalışmamızdaki genel soru büyük kütleli yıldızların oluşumunun küçük kütleli yıldız oluşumuna benzeyip benzemediğidir. Bu sebeple yıldız oluşum bölgelerindeki benzer

yapıların araştırılması yıldız oluşum senaryolarının benzerliğini test etmek için bir yol olabilir. Şimdiye kadar küçük kütleli yıldız oluşum bölgelerinde tesbit edilen disk ve fişkıma yapıları bazı büyük kütleli ( $8 < M/M_{\odot} < 15$ ) yıldız oluşum bölgelerinde de gözlenmiş ve bu yapıların yıldız oluşumu için fenomen yapılar olduğu görülmüştür. Benzer bir düşünceyle, çalışmamızda, küçük kütleli yıldız oluşum bölgelerinde gözlenen ve fişkirmalar hakkında bilgi edinmemizi sağlayan termal radyo jetlerin,  $15 M_{\odot}$ 'den daha büyük kütleli yıldız oluşum bölgelerinde de aranması amaçlanmıştır. Bu çalışma,

- $15 M_{\odot}$ 'den daha büyük kütleli yıldız oluşum bölgelerinde radyo jet aramak ve bulunabilirse, bu kütlelerdeki jetlerin sayısını arttırmak,
- Gözlemlerde tesbit edilen jetlerin özelliklerini (kütle kaybetme oranı, momentum oranı gibi) elde etmek ve jetlerle büyük ölçekteki fişkirmalar arasındaki ilişkiyi doğrulamak,
- Jetlerin küçük kütleli yıldızlarda gözlenen karakteristik özelliklerinin, büyük kütleli yıldızlarda gözlenenlerle ilişkili olup olmadığını araştırmak,

amaçlarıyla hazırlanmıştır.

Tezin Giriş kısmında genel olarak Samanyolu Galaksisi ve yıldızlararası ortamdan bahsedilmiş ve yıldız oluşumunu anlatmak amacıyla molekül bulutları hakkında bilgi verilmiştir. Genel kısımlarda ise yıldız oluşumu ve oluşum bölgelerindeki genel yapılardan bahsedilmiştir. Gözlemler kısmında dizgesel (interferometrik) gözlemlerin kuramsal tabanı, veri kalibrasyonu ve haritaların elde edilmesi işlemleri anlatılmıştır. Bulgular kısmında elde ettiğimiz değerler ve radyo jet adayları için tarafımızdan üretilen alan görüntüleri Ekler bölümünde verilmiştir. Tartışma ve Sonuç bölümünde bulgular tartışılmıştır.

## 2. GENEL KISIMLAR

### 2.1 BÜYÜK KÜTLELİ YILDIZLARIN OLUŞUMU

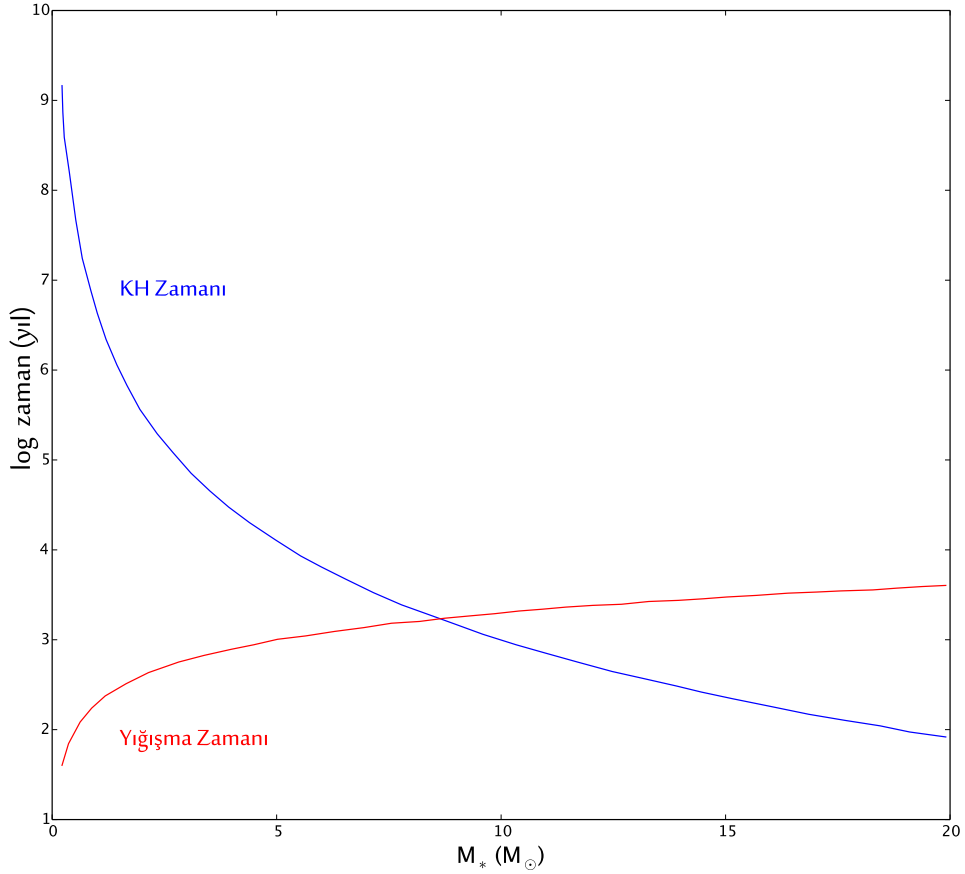
Büyük kütleli yıldızların oluşumu az anlaşılmış ve bu konunun irdelenmesini sağlamaya yetecek kadar gözlemsel veri elde edilememiştir. Bunun yanı sıra, büyük kütleli yıldızlar evrendeki ağır elementlerin sentezlenmesinde ve buldukları ortamların kimyasal kompozisyonunda veya evrimlerini tamamladıktan sonra ortamın fiziksel koşullarının değişmesinde önemli rol oynadıklarından (Tan ve diğ., 2014), büyük kütleli yıldızların oluşum senaryolarını araştırmak önem kazanmaktadır.

Bu tez çalışmasında büyük kütleli yıldızlar  $8 M_{\odot}$ 'den daha büyük kütleyle sahip yıldızlar olarak kabul edilmiştir. Bu kabulü açıklayabilmek için, yıldızların yığılma ve Kelvin-Helmholtz (bundan sonra KH) zaman ölçeklerinin karşılaştırılması gerekmektedir. Yıldızın yığılma zaman ölçeği KH zamanından kısa ise yıldız anakola gelmeden yığılma süreci tamamlanmıştır. Fakat yıldız anakola geldiği halde üzerine madde yığılmaya devam ediyorsa, KH zaman ölçeği yığılma ölçeğinden küçüktür. Bu iki sürecin ayrıldığı kütle ise yaklaşık olarak  $8 M_{\odot}$ 'tir (bkz. Şekil 2.1; Cesaroni, 2005; Zinnecker ve Yorke, 2007; Tan ve diğ., 2014). Bu yüzden büyük kütleli yıldız oluşum bölgeleri kütlesi  $8 M_{\odot}$ 'den büyük olan bölgeler olarak kabul edilmiştir.

Büyük kütleli yıldızların oluşumu küçük kütleli yıldızların oluşumu kadar çokça çalışılmış bir konu olmadığından, küçük kütleli yıldızlar için önerilmiş oluşum senaryosu (Shu ve diğ., 1987) görece olarak büyük kütleli yıldızlara göre daha iyi açıklanmıştır. Ek olarak, son kuramsal modellere göre büyük kütleli yıldızların küçük kütleli yıldızlara benzer bir şekilde oluştukları düşünülmektedir (McKee ve Tan, 2003). Bu yüzden küçük kütleli yıldız oluşum bölgelerinde gözlenen yapıları bu bölgelerde de tesbit etmeyi bekleyebiliriz. Buradan hareketle küçük kütleli yıldızlar için önerilmiş oluşum senaryosu üzerine tartıştıktan sonra, büyük kütleli yıldız oluşum bölgeleri ve buralardaki yapılar üzerinde tartışılacaktır.

Yıldız oluşumu araştırmalarının amaçlarından biri yıldızların ve gezegenlerin nasıl oluştuğunu anlamaktır. Yıldız oluşumu birçok karmaşık süreç ve bileşen ile (yani ilkel

yıldız, zarf yapı, fişkırmalar gibi) açıklanmaktadır. Bu süreçte yıldızların toz ve gaza gömülü olduğu evre çoğunlukla orta ve uzak kızılötesi dalgaboylarındaki tayfsal enerji dağılımları kullanılarak çalışılmıştır, çünkü çoğu yıldız ve disk sisteminin bu fazda olduğu düşünülmektedir. Ayrıca toz ve gazın bu süreçteki dağılımını gelişen teknoloji sayesinde 10" açısal çözünürlükle karakterize etmek de mümkündür.



**Şekil 2.1:** Burada Kelvin-Helmholtz (KH) zaman ölçeğinin yıldız kütlesiyle değişimi verilmiştir. Bunun yanında, yığılma (çökme) zamanının yıldız kütlesine bağlılığı da gösterilmiştir.

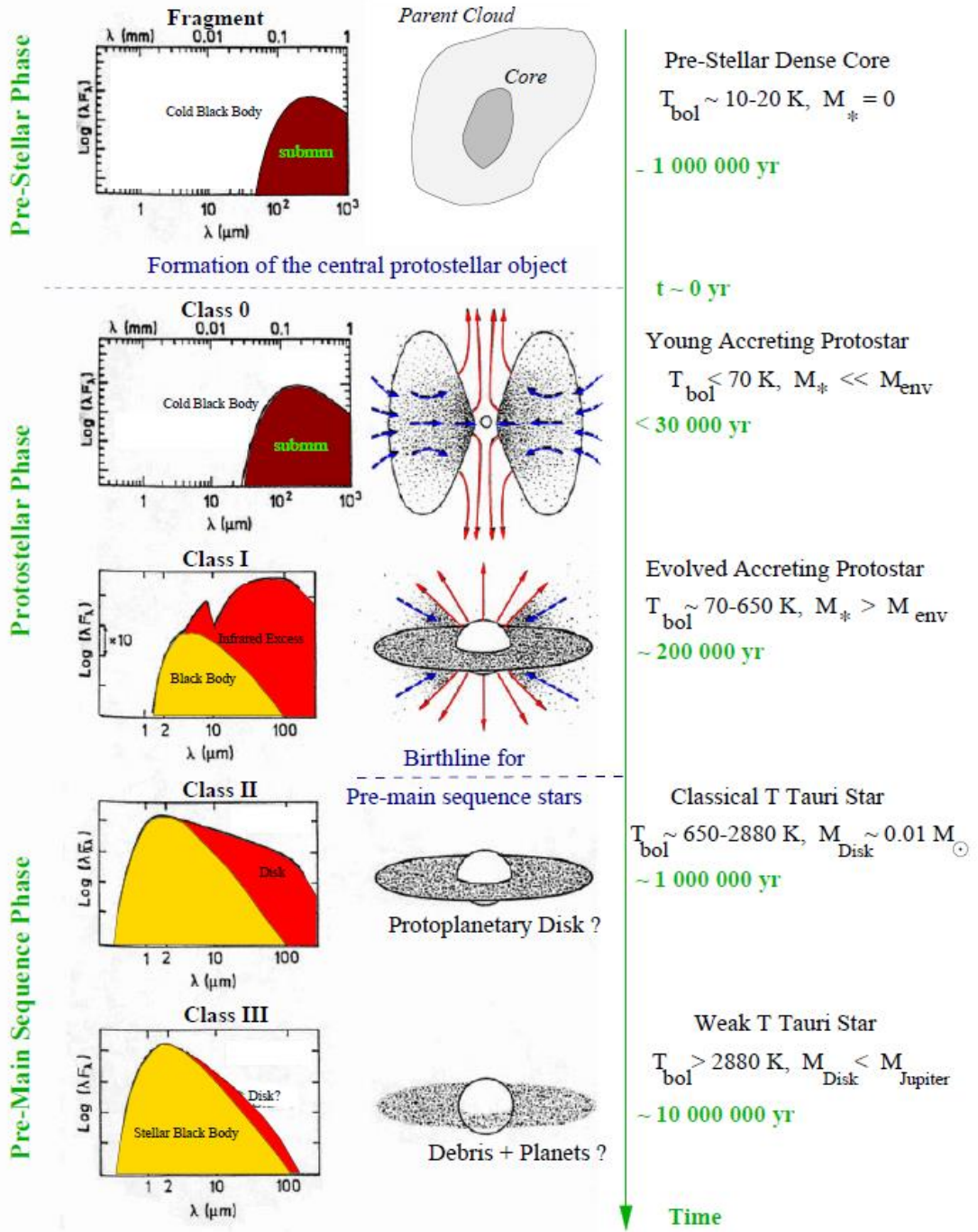
Belirtildiği gibi yıldız oluşumu için birçok aşama ve süreç mevcuttur. Bu yüzden bu senaryoyu evrelere ayırarak çalışmak yıldız oluşumunu anlamak adına yararlı olacaktır. Küçük kütleli yıldızların oluşumunu açıklamak için önerilmiş iki senaryo vardır. Son dönemlerde yıldız oluşumu üzerine çalışan bilim insanları yeni modeller yaparak sınıflamayı geliştirmeye çalışmaktadır (O'Linger ve diğ., 1996). İlk sınıflama (Lada ve Wilking, 1984) için kaynakların orta ve kızılötesi gözlemleri temel alınmıştır. Gözlenen ve gömülü haldeki kaynakların 1-20  $\mu\text{m}$  dalgaboyları arasındaki parlaklıkları ölçülmüş ve bu veriler optik ve kızılötesi gözlemlerle birleştirilmiştir. Genç yıldızimsı nesnelere

tayfsal özellikleri incelenmiş ve ilkel yıldızın evrimi şu şekilde açıklanmıştır (Adams ve diğ., 1987) (Şekil 2.2):

1. Çökme aşaması sırasındaki ilkel yıldız evresinde kaynakların kızılötesi tayfında dik (akının zirve yaptığı) çizgiler görünür.
2. Dışa doğru iki kutuptan çıkan fışkırmaların güçlü olduğu ilkel yıldız evresinde, tayfta orta kızılötesi bölgeden yakın kızılötesi bölgeye keskin şekilde şiddet azalması gözlenir.
3. Çökmeden kalan zarf tozla çevrili ve gezegenleri oluşturacak diskin olduğu T Tauri yıldızları evresi. Eğer diskin oluşum üzerine etkisi yoksa optik ve kızılötesi tayfta çifte kambur oluşur. Eğer disk kütleliyse ve yığılma varsa düşük frekanslara doğru yakın ve orta kızılötesi bölgede düz tayflar oluşur.
4. Sadece gezegenleri oluşturacak diskin olduğu T Tauri yıldızları; tayfta yakın ve orta kızılötesi bölgede tek kamburlu tayfi olan kaynaklar gözlenir.
5. T Tauri sonrası yıldız evresinde yıldızlararası kızarma düzeltilmesi yapılmış kara cisim ışınımı gözlenir.

İkinci ve daha çok kabul gören sınıflamada ise ilkel yıldız aşamasındaki kaynakların parlaklıkları ölçülmüş ve kaynakların Hertzsprung-Russell (HR) diyagramına benzer bir dağılımı olduğu görülmüştür (Myers ve Ladd, 1993). Tabii ki sıcaklıklar anakolda bulunan yıldızlara göre çok düşüktür. Bu sınıflamada Sınıf 0, Sınıf I, Sınıf II ve Sınıf III olmak üzere dört grup vardır ve bu gruplar şematik olarak Şekil 2.2'de gösterilmiştir (Shu ve diğ., 1987).

Sınıf 0, ilkel yıldızın tamamen toza gömülü olduğu ilk evredir. Oluşumun ilk aşamalarında toz ilkel yıldızın üzerine yığılır. Bu süreç yaklaşık  $10^4$  -  $10^5$  yıl alır ve zarfın kütlesi ilkel yıldızın kütlesinden büyüktür. Çok güçlü fışkırmaların ve jetlerin atımı bu aşamadan sonra başlar. Fışkırmalar sayesinde dönme daha etkili bir biçimde devam eder. Fışkırmalarla ilkel yıldızın etrafındaki zarfın ilk etkileşimi sonucu birçok



**Şekil 2.2:** Bu diyagram, deneysel olarak tek bir yıldızın oluşumunu açıklamak için verilmiştir. En soldaki grafiklerde yıldızın ve diskin akısının dalgaboyunun bir fonksiyonu olarak değişimi verilmiştir. Bu değişim orta panelde görsel olarak açıklanmaya çalışılmıştır. Sağ tarafta ise bu oluşumun nasıl adlandırıldığı, sürecin ne kadar sürdüğü, kütle ve akı değişimleri verilmiştir (Lada 1987; Ward-Thompson ve Barsony 1993; Chen, Myers ve diğ., 1995; Andre, 2002).

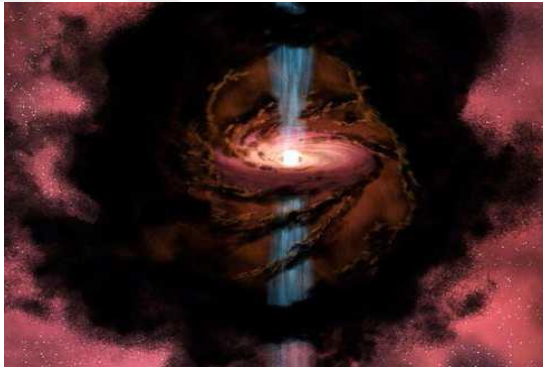
molekül oluşumu gerçekleşir. Bu yüzden fişkırmayla zarf arasındaki ilk etkileşimi incelemek yıldızların ilk oluşum safhalarını anlamak için gereklidir. Bu yapıları gözlemek için de milimetre dalgaboylarında gözlem yapılmalıdır. Sınıf II fişkırmalarının



baskın olduğu evredir (Şekil 2.3). Yıldızın üzerine madde aktarıldığı için ilkel yıldızın kütlesi artar. Bu süreç  $\sim 10^5$  yıl alır. Fıskırmalarla kutuplardan madde atımı gerçekleşir. Bu safhada ilkel yıldızdan kara cisim ışınımı ve oluşan diskten kızılötesi ışınım alınmaktadır. Fıskırmalarla atılan kütle  $0.1 - 170 M_{\odot}$  arasındadır (van Dishoeck, 2011). Milimetre dalgaboylarında yapılan fıskırma gözlemlerinden, fıskırmalarla kaybedilen kütle oranı ( $\dot{M}$ ) ile ışımaya gücü ( $L$ ) arasında şöyle bir ilişki vardır (Cesaroni, 2005):

$$\dot{M} \propto L^{0.7} \quad (2.1)$$

Sınıf II aşamasında zarf tamamen dağılmış durumdadır ve diskin kütlesi zarf kütlesinden fazla durumdadır. Artık yıldızın ışınımı kızılötesi bölgesine doğru kaymış



**Şekil 2.3:** İlkel yıldızın oluşumu sırasındaki fıskırmalar, ilkel yıldız, toz zarf ve disk temsilen gösterilmiştir. Fıskırmalar ilkel yıldızın üzerine yığılan maddeyle birlikte biriken açısal momentumun atılmasında önemli rol oynar. Görüntü: NASA/JPL

durumdadır. Bu fazın tamamlanması  $\sim 10^6$  yıl alır ve bu evreye *Klasik T Tauri evresi* denir. Bu safhada, sistemde gezegenlerin oluşması ihtimali vardır. Sınıf III aşamasında fıskırmalar ve jetlerin yanı sıra diske doğru yığılma da bitmiştir. Son olarak disk, gezegenler ve bir yıldız adayı vardır. Bu evredeki yıldızlara *zayıf T Tauri yıldızları* denir (Yıldız, 2013).

Fıskırmalar yıldız oluşumunda önemli rol oynamaktadır. (Arce ve Sargent, 2006).

Fıskırmaların meydana geldiği evre,

molekül oluşumu ve açısal momentumun taşınmasıyla yığılma diskinin meydana gelmesi gibi yıldız ve gezegen oluşumunun önemli bir safhasını kapsar. Fıskırmalarla atılan kütle miktarı çok değişkenlik göstermektedir. Madde atımları yıldızlararası ortama doğru olduğu için yıldızlararası ortamın kompozisyonunun içeriğinde etkilidir. Özellikle büyük kütleli yıldızların oluşumunda gayet etkindir. İlkel yıldız çekirdeğinin oluşumunda da fıskırmaların büyüklüğü ve ömrünün etkisi vardır (Machida ve Matsumoto, 2012). Bunun yanında, fıskırma-zarf etkileşmesi ilkel yıldızın bulunduğu evreye göre değişiklik göstermektedir (Arce, 2004). İlkel yıldızlarda fıskırmaların oluşumunu açıklamak için birkaç farklı mekanizma vardır (Arce ve diğ., 2006). Fakat bu çalışmayı kapsamadığından oluşum senaryoları ile ilgili detaya girilmemiştir.

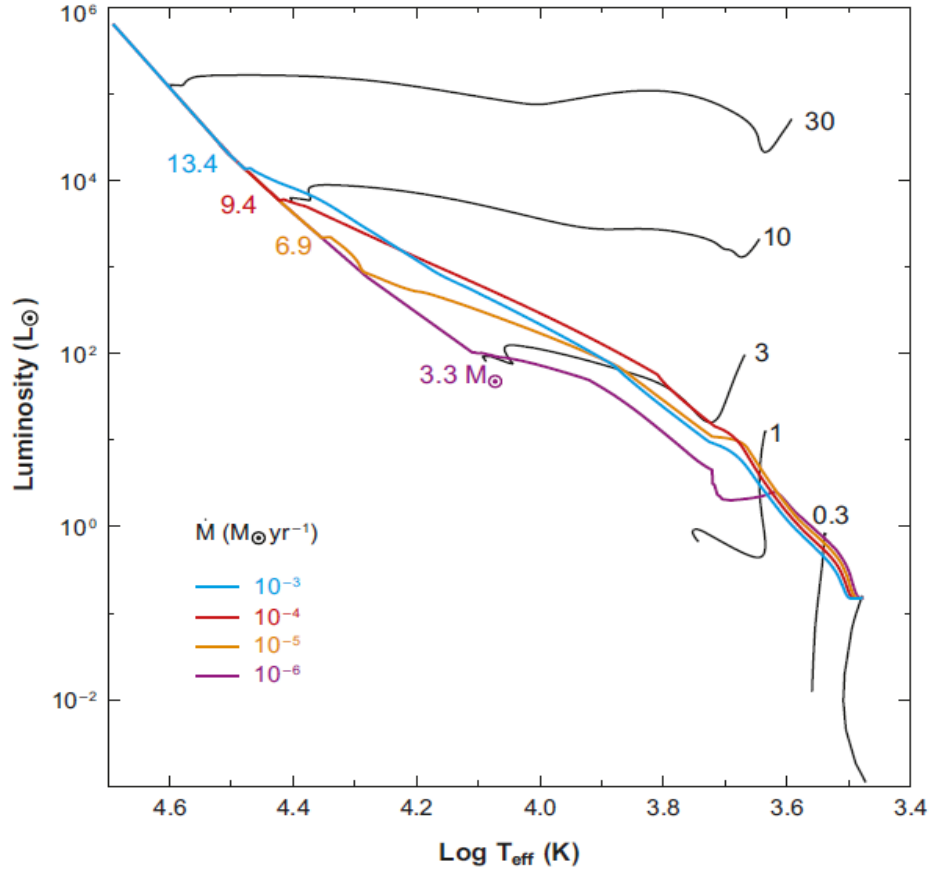
Şimdiye kadar genel olarak küçük kütleli yıldızların oluşum senaryoları üzerine tartışılmıştır. Büyük kütleli yıldızların neden küçük kütleli yıldızlardan farklı olduğu sorusu bizi yeniden zaman ölçekleri konusunda tartışmaya götürür. Burada KH zaman ölçeği bize bir ilkel yıldızın kütle çekim kuvvetinin etkin olduğu dönem boyunca parlayacağı süre hakkında bilgi verir. Bunun için kütle çekimsel enerjinin büyüklüğünü ( $M^2/R$ ) ve enerjinin kayıp oranını yani parlaklığını ( $L$ ) bilmemiz gerekir ve bu da bize KH zaman ölçeği hakkında bilgi verir (Ward-Thompson ve Whitworth, 2015):

$$\tau_{KH} \propto \frac{GM_*^2}{R_*L_*} ; t_{yığılma} = \frac{M_*}{\dot{M}_*} \quad . \quad (2.2)$$

Burada,  $M_*$  yıldızın kütlesi,  $\dot{M}_*$  kütle kayıp oranı,  $R_*$  yarıçapı,  $L_*$  ışımaya gücü ve  $G$  de kütle çekim sabitidir. Gözlenen yapının parlaklığı ve yarıçapı kütleyle orantılı olarak değişmektedir. Bunlar da dikkate alınıp farklı kütleler için hesaplandığında KH zaman ölçeğinin değişimi Şekil 2.1’de sunulan grafikteki gibi olur.

Büyük kütleli yıldızların çökmeleri sırasında merkezi yıldız hızla ( $30M_\odot$  için 10.000 yıldan kısa bir sürede) evrimleşmekte ve sıfır yaş anakoluna geldiği sırada yığılma devam etmektedir (Şekil 2.4). Küçük kütleli yıldızların oluşum senaryosuyla uyuşmayan bu durum ilk farklılık olarak karşımıza çıkar. Yani, önümüzde anakola varmış bir yıldız ve etrafında yıldızın üzerine yığılan büyük bir toz ve gaz kütlesi vardır, ancak yığılmanın devam etmesi ve yıldızı çevreleyen gaz ve toz sebebiyle, bu nesnenin bir anakol yıldızı olarak sınıflanması güçtür.

Bu yıldızların sürekli gömülü olmaları ve yığılma göstermelerinden dolayı tayfsal enerji dağılımı yıldızın HR diyagramındaki konumunun belirlenmesinde kullanılamayacaktır. Ayrıca, ömürleri kısa olduğu için büyük kütleli yıldızlar evrende çok nadir bulunur ve genelde yığınlarının içinde oluşur.

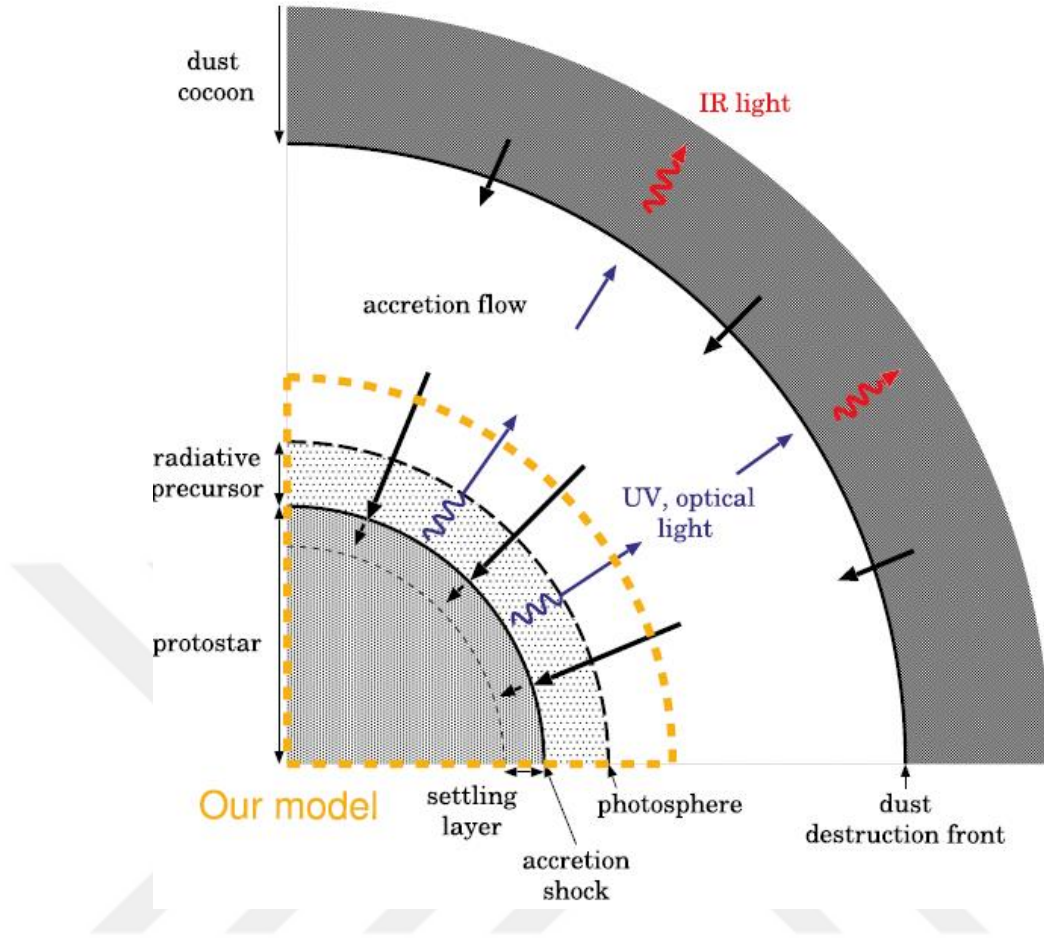


**Şekil 2.4:** Burada sabit oranlarda yığılan ilkel yıldızlar (renkli çizgiler) ve yığılmayan yıldızların (siyah çizgiler) HR diyagramındaki evrim yolları gösterilmiştir. Yığılmanın olduğu bütün yollar için anakol öncesi döteryum yanmasının olduğu denge anı başlangıç olarak kabul edilmiştir (Zinnecker ve Yorke, 2007). Şekil içinde farklı renkler farklı yığılma oranlarını ( $\dot{M}$ ) temsil etmektedir. Grafikte, 0.3, 1, 3, 10, 30  $M_{\odot}$  kütleli yapılar için evrim yolları gösterilmiştir.

## 2.2 AÇIK SORULAR VE MODELLER

Yukarıda bahsi geçen problemlerin yanında, büyük kütleli yıldız oluşum senaryosu için en büyük problemlerden biri ışınım basıncı problemidir (Şekil 2.5). Büyük kütleli yıldızın üzerine bir yandan madde yığılırken, diğer yandan merkezde evrimleşmiş yıldız morötesi ve optik dalgaboylarında ışınım yayınlamaktadır. Yıldızdan çıkan şoklar yıldızın yüzeyine bir yüzey oluşturur. Yığılan zarfın optikçe kalın kısmı ise ışınım için ön haberci kaynak konumundadır. Işınım basıncından dolayı oluşan tabakanın yaydığı ışınım etrafındaki zarf tarafından soğurulur ve sonra kızılötesi dalgaboylarında yayınlanır.

Büyük kütleli yıldızların oluşumundaki problemleri açıklayabilmek için bazı senaryolar önerilmiştir. Daha önce de belirtildiği gibi küçük kütleli yıldızların oluşum



**Şekil 2.5:** Kabarcık yapının nasıl oluştuğunu gösteren bir çizim verilmiştir (Hosokawa ve Omukai, 2009).

senaryosu büyük kütleli yıldızlara göre çok daha iyi tanımlanmıştır (Zinnecker ve Yorke, 2007). Buna karşın büyük kütleli yıldızların oluşumunu açıklamak için temel olarak iki farklı senaryo vardır (Tan ve diğ., 2014) ve bunlara üçüncü olarak ilkel yıldızlımsıların çarpışarak büyük kütleli yıldızları oluşturmalarını öngören başka bir senaryo daha önerilmiştir (Bonnell ve diğ., 1998).

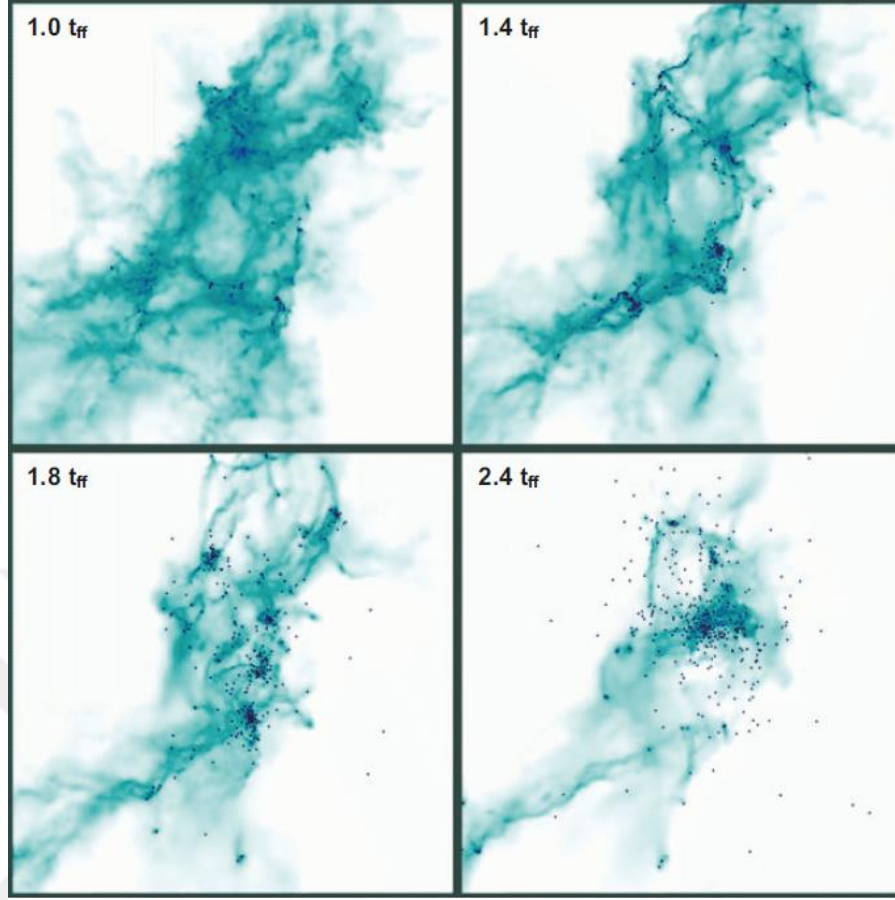
Öyleyse, halen büyük kütleli yıldızların oluşumu için önerilmiş üç farklı model vardır (Zinnecker ve Yorke, 2007; Krumholz ve Bonnell, 2007): **(a)** Tekil bir yıldızın çökmesi ve disk yığılması (kütleçekimsel çalkantı modeli), **(b)** Birden çok bileşenin olduğu ve zamanla sistemdeki bileşenlerin birbirinden uzaklaştığı model (Şekil 2.6) **(c)** Yıldızlımsıların çarpışıp birleştiği model. İlk modelde küçük kütleli yıldızın oluşum senaryosu gibi yıldızın tek başına büyük kütleli yıldız oluşturması mümkün olmasına karşın, ikinci senaryoda yığınının bulunması gerekmektedir. Bunun yanında son

modelde yıldızimsuların çarpışması büyük kütleli yıldızların oluşumunda daha az kabul edilebilir bir mekanizma olarak görülmektedir.

İlk model, yani küçük kütleli yıldızların oluşum senaryosuna benzer bir oluşum senaryosunun önerildiği kütleçekimsel çalkantı modelinde, ilkel yıldız çekirdeğin çökmesiyle oluşur. Disk üzerine yığılma gerçekleşir ve büyük kütleli fişkirmalar yığılmanın ilk fazlarında oluşur. Bu sayede ışınım basıncı problemi, fişkirmalar tarafından oluşturulan boşluk duvarlarından büyük enerji akışıyla çözülürken etrafındaki madde ise iyonize ve optikçe ince olur (Krumholz ve Bonnell, 2007).

Kütleçekimsel çalkantı modeli için gözlemsel testlerin yapılması gereğinin yanı sıra asıl sorun, küçük kütleli yıldızlara benzer bir şekilde oluşuyorsa, büyük kütleli yıldızın nasıl tek başına oluşacağıdır. Bununla ilgili olarak sayısal bir çözüm öneren çalışma Dobbs ve diğ. (2005) tarafından yapılmıştır. Modelde büyük kütleli yıldız oluşturmak ve çekirdeği çöktürmek için beş farklı simülasyon hazırlanmıştır. Bunun için ilk koşul olarak iki farklı çalkantının olduğu hız alanı eklenmiş ve simülasyon farklı yarıçaplar için çalıştırılmıştır. Bunun yanında eş sıcaklıklı ve eş sıcaklıklı olmayan durumlar için de sonuçlar elde edilmiştir. Sonuç olarak çalkantıların olduğu bir ortamda büyük kütleli bir yıldızın oluşabileceğini göstermişlerdir; yani yıldızın ilk şartların oluşumunda çökmenin küresel bir yapıdan itibaren olduğu ve çalkantılarla çöktüğü zaman tekil bir büyük kütleli yıldızın oluştuğu gözlenmiştir (Yorke, 2004). Bunun yanında 60, 120, 240 ve 480  $M_{\odot}$  başlangıç kütlelerine sahip yıldızimsu cisimler için ayrı ayrı hidrodinamik modelleme çalıştırılmış ve sonuç olarak 28.2, 56.5, 92.6 ve 137.2  $M_{\odot}$  kütlelerinde büyük kütleli yıldızlar elde edilmiştir (Kuiper ve diğ., 2011). Burada dikkat edilmesi gereken, oluşturulan bütün yıldızların tek başına izole yapıda olmak üzere elde edilmeleridir. Söz konusu yıldızlar simülasyon sonucu üretilmiş yapılardır ve bu mekanizmayı destekleyecek büyüklükte moleküler bulutların gözlemsel olarak belirlenmesi gereklidir.

Büyük kütleli yıldız oluşum bölgesindeki en büyük problemlerden bir diğeri, çekirdeğin nasıl yığıldığıdır. Bu yüzden çekirdeğin kütle dağılımı, yıldız oluşum oranı ve kinematik özelliklerinin araştırılması önem kazanmaktadır. Bu amaçla yapılmış çalışmalarda; farklı yıldız oluşum bölgelerinde hazırlanan yakın morötesi sönümlenme haritaları ve tozun süreklilik gözlemleri sonucunda, yıldız oluşum bölgesindeki çekirdeğin kütle dağılım fonksiyonunun yıldızlararası ortamın kütle dağılımına çok



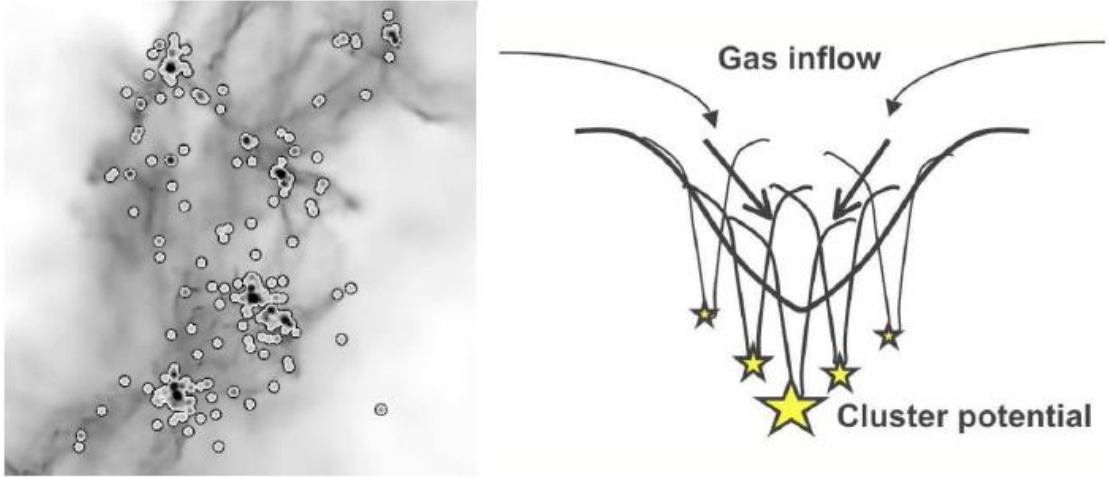
**Şekil 2.6:** 1000 Güneş kütledeki bir bulutun çalkantılarının zamana bağlı değişimi. İpliksi yapıların ve çekirdek yapılarının oluşumu gösterilmiştir. Başlangıç koşulu olarak kendi kütleçekimsel etkisi altında çökmekte ve yığılmalar serbest düşme ( $t_{ff}$ : serbest düşme süresi) göstermektedir. Bu bulutun zaman içinde çekimsel olarak çökmesinde de kararsızlık söz konusudur. Modelde oluşturulan yıldızlar mavi renkle gösterilmiştir (Zinnecker ve Yorke, 2007).

benzediği görülmüştür. Ek olarak, ilk büyük kütleli yıldız oluşum senaryosuna göre, genç yıldızlar ve yıldız oluşum bölgesindeki çekirdek benzer uzaysal dağılıma sahip olmalıdır. 5 Güneş kütleli büyük genç yığın yapılarında çekirdeğin bulutun merkezinde bulunduğu gözlenmiş olmasına karşın, daha küçük kütleli yapılarda çekirdeğin aynı konumda olmadığı gözlenmiştir. Fakat bu ayrım gözlemsel çalışmalarla tam olarak desteklenmemiştir. (Krumholz ve Bonnell, 2007; Elmegreen ve Krakowski, 2001). Bunların yanında yıldız oluşum oranının test edilmesi, çekirdeğin yığılması ile ilgili olmasından dolayı gereklidir. Çünkü çekirdeğin çökmesi için bulutta, bulutun küçük kesrini içeren ayırık bölgeler olmalıdır. Bu sebeple her buluttaki yıldız oluşum oranı düşük olur. Böylece, yıldız oluşumu için önerilen ikinci model için de doğrulayıcı bir senaryo gösterilmiş olur (Krumholz ve Bonnell, 2007).

İkinci modelde ise büyük kütleli yıldızın bir yığın içinde oluştuğu düşünülmektedir. Birinci ve ikinci oluşum senaryoları arasındaki fark, başlangıç koşulları ve fiziksel süreçtir. İkinci modelde büyük kütleli yıldızların oluşması, yıldız adaylarının bulunduğu bölgelerin belli fiziksel koşullar altında bir araya getirilip toparlanmasıyla açıklanmaktadır. Her ne kadar büyük kütleli yıldızların oluşumu yığınlarının içerisinde gerçekleştirilmiş olsa da, bu model ayrıca yığınların açıklanmasında da kullanılabilir (bkz. Şekil 2.6, 2.7; Bonnell ve Smith, 2011). Elde edilen modelde yıldızların belli noktalarda yığıldıkları görülmektedir. Bu model, bu bölgelere doğru olan gaz akışlarıyla, bu ilkel yıldızın merkezinin bulunduğu oluşum bölgelerinde ayrı ve tek yıldızların oluşmasını da açıklayabilir (Zinnecker ve Yorke, 2007). Bu senaryoda oluşması muhtemel yıldızların hepsinin büyük kütleli olması gerekmemektedir. Merkezde oluşmuş büyük kütleli bir yıldız ve etrafında küçük kütleli yıldızlar topluluğu söz konusu olabilir. Öncelikle dikkat edilmesi gereken, bu senaryonun küçük ölçeklerin yanı sıra büyük ölçeklerde de kütle çekim kuvvetinin etkili bir kuvvet olduğunu savunmasıdır ki bu da kabul edilebilir bir durumdur. Bu kuvvetlerin yanına modelin başlangıç koşulları arasına alınmayan dış kuvvetler de eklenmelidir, çünkü bu kuvvetler yıldız oluşumunun seyrini değiştirebilecek bir rol üstlenebilir.

Modeldeki önemli bir sorun, maddenin ilkel yıldız üzerine nasıl yığıştığıdır. Bunun için önerilmiş iki süreç mevcuttur. Yığışma burada yıldızlararası görelî hız değişimlerine ve bunları çevreleyen gaz yapıya bağlıdır. Sistemdeki yıldız ve gaz bileşenlerinin görelî hareketleri birbirine uyguladıkları gel-git etkisi büyüklüğündedir ve buradaki hız görelî olarak düşük değerdedir. Yığışma oranı ise sistemdeki potansiyele görelî olarak yıldızların birbirine uyguladığı gel-git kuvveti tarafından belirlenir. Bu yüzden ki yığınının gaz ile birlikte hareket etme zorunluluğu yoktur. Bu şekilde yığılma oranı ve oluşacak olan son kütle dağılımı belirlenebilir (Krumholz ve Bonnell, 2007). İkinci olarak, bir yıldız sistemdeki potansiyel enerjiyi bastırabilir ve görelî olarak yüksek hızlar söz konusu olabilir. Bu sayede yığışma bu yıldızın üzerine gerçekleşir ve büyük kütleli bir yıldız elde edilebilir.

Bahsi geçen üç modelin de açıkladığı bazı noktalar vardır. Bu modellerden elde edilen teorik veya gözlemler sonuçlar tatmin edicidir, fakat yoğun yığınlarındaki büyük kütleli yıldızların sayısı beklenenden azdır. Bunun yanında tek başına bir büyük kütleli yıldızın çökmesi için yeterince büyük kütleli bir gaz yığını gözlenememiştir. Bu



**Şekil 2.7:** Yığın yapıların oluşmasını açıklamış bir model (solda) verilmiştir. Modelde yığın ve içerisinde büyük kütleli yıldızların oluşumu için etken mekanizma olarak merkezdeki ilkel yıldız topluluğunun üstüne doğru gerçekleşen gaz akışı gösterilmektedir (Krumholz ve Bonnell, 2007).

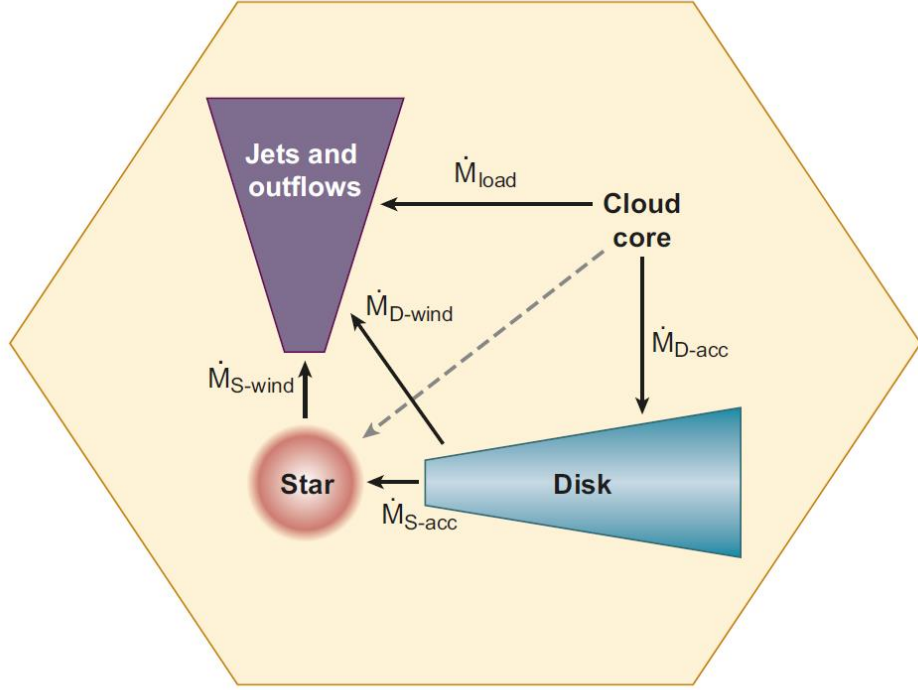
nedenlerle ve yıldızlımsuların çarpıştıktan sonra birleştikleri model için çok büyük yoğunluklar gerektiğinden, büyük kütleli yıldızların yığın içinde oluştukları düşüncesi ağırlık kazanmaya başlamıştır (Bonnell ve Smith., 2011).

## 2.2 TERMAL RADYO JETLER

Yıldız oluşumunda farklı evreler ve her evreye ait önemli bir bileşen bulunmaktadır. Yıldız oluşumundaki en önemli mekanizmalar ise disk ve fişkırmalardır. 15 Güneş kütesinden büyük kütleli yıldızların oluştuğu bölgelerde varlığı tahmin edilen jetler (bkz. Şekil 2.8) bu tez çalışmasına kadar gözlenememiştir. Bu mekanizmaları anlayabilmemiz için yıldız oluşum bölgesinin analizi çok iyi bir şekilde yapılmalıdır. Çünkü büyük kütleli yıldızlar genellikle yığın yapılarda oluşma eğilimi göstermektedir (Tan ve diğ., 2014). Oluşumun gerçekleştiği bulutun çevresi de yıldızın oluşumundaki fiziksel süreçlerin belirlenmesinde önemli rol oynamaktadır (Garay ve Lizano, 1999).

O ve B tipi yıldızlar buldukları bölgede hidrojeni iyonize edebilecek büyüklükte enerji yayar. Bu iyonize olmuş bölgeler iyonize hidrojen (HII) bölgeleri olarak anılmaktadır. Bu yapılar büyük kütleli yıldızların bulutun neresinde oluştuklarının tesbit edilmesine yardımcı olur. Ayrıca yıldız adayının etrafındaki koşullar hakkında da bilgi sağlar. İyonize hidrojen bölgelerinin oluşumu ile ilgili olarak önerilmiş bazı oluşum senaryoları mevcuttur. Bir modelde iyonize hidrojen bölgelerinin genişlemesi





**Şekil 2.8:** Şekilde yığılmanın, fişkirmaların ve jetlerin şematik gösterimi verilmiştir. Gerek fişkirmalarla etrafındaki zarf yapının etkileşimi gerekse yığılma diskinin gezegenler için oluşum bölgesi olarak düşünülmesi bu mekanizma ve yapıların incelenme ihtiyacını doğurmuştur. Disk, bunun yanında molekül bulutu ile oluşan yıldız arasında bir arayüz görevi yapmasından olayı son dönemlerde ilgi odağı olmuştur (Zinnecker ve Yorke, 2007).

ve bulutun sınırına geldiğinde buluttan dışarı doğru bir akıntı olması önerilmiş ve simülasyonlar hazırlanmıştır (Tenorio-Tagle, 1979; Tenorio-Tagle ve diğ., 1979). Oluşum bölgesindeki diğer önemli bileşen ise fişkirmalardır. Çift kutuplu fişkirmalar önceleri küçük kütleli yıldızların oluşum senaryosunda önerilmişken, bugün bu bileşenin yıldız oluşum senaryolarının bir fenomeni olduğunu görmekteyiz (Garay ve Lizano, 1999; Walmsley ve diğ., 2011; Lopez-Sepulcre ve diğ., 2011; Klassen ve diğ., 2012; Sanchez-Monge, 2013). Büyük kütleli yıldızlar, buldukları ortamda fişkirmalar ve morötesi ışınım, yıldızimsı rüzgârları ve evrimini tamamladıktan sonra da geçirdikleri süpernova patlamaları ile yıldızlararası ortamın kimyasal kompozisyonunda oldukça etkilidir.

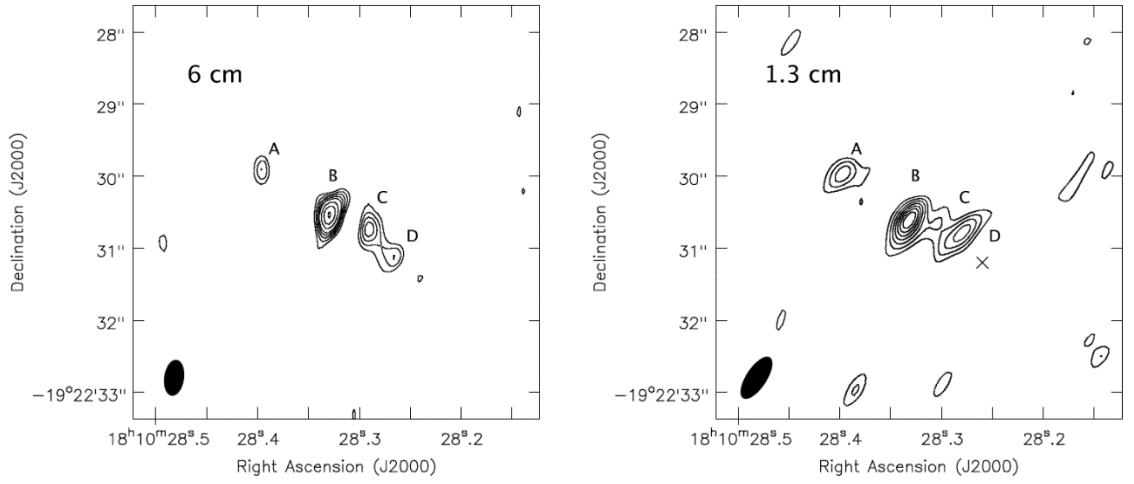
Yıldızimsıların ilk evrelerinde yüzeylerine maddenin yığılması belirtilmişti. Sistemde biriken açısal momentumun atılması ve yığılmanın devam etmesindeki en etkin rolü fişkirmalar üstlenmektedir. Fişkirmaların düz bir çizgi gibi ince şekilde oluşması ise

diskteki manyetik alandan kaynaklanmaktadır. Manyetik alan güçlü olursa fıskırmalar düz bir çizgiye yakın bir şekilde atım oluşturur.

Bu atımlar sadece fıskırmalardan ibaret değildir ve bunun yanında jet mekanizmaları da mevcuttur. Çalışmamızda ilgilendiğimiz yapılar yani termal radyo jetler düz bir hat boyunca meydana gelen (kolime olmuş) fıskırmaların var olduğuna dair en küçük ölçekteki kanıtlardır ve ilkel yıldız en yakın tesbit edilmiş yapılardır (Anglada ve diğ., 1996; Rodriguez L., 1996). Termal radyo jetler tüm küçük kütleli yıldız oluşum bölgelerinde tesbit edilmiş olmasına karşın, 15  $M_{\odot}$ 'ten büyük kütleli yıldız oluşum bölgelerinde bu tez çalışması yapılan kadar tesbit edilememiştir. Bununla beraber yapılmış bazı çalışmalar da mevcuttur (Marti ve diğ., 1993; Rodriguez ve diğ., 1994; Rodriguez ve diğ., 2008, Guzman ve diğ., 2010). Bu çalışmalarda ayrıca büyük kütleli yıldız oluşum bölgelerinde radyo jet aranmış ve tesbit edilmiştir; fakat radyo jetlerin tesbit edildiği oluşum bölgelerindeki yığınların kütlesi en fazla 15  $M_{\odot}$ 'tir. Çalışmamızın özgün taraflarından biri, 140  $M_{\odot}$  kütlesine kadar olan oluşum bölgelerinde radyo ışınımı aranmasıdır.

Gözlemlerimizde SiO (Silikonoksit) molekülünün ışınımı şok kaynaklı oluşan radyo jet yapıları tesbit etmek için kullanılmıştır, çünkü bu molekül ilkel yıldızın bulunduğu bölgedeki şok dalgası kaynaklı yapıları tesbit etmek için idealdir (Wang ve diğ., 2014). SiO molekülü karanlık bulutlarda veya ışınımca baskın bölgelerde (PDR: Photon Dominated Region, Schilke 2001) oldukça düşük bir bolluğa sahiptir. Fıskırmalar da bu molekül kullanılarak çok kolay bir şekilde tesbit edilebilir. SiO ışınımı, ilkel yıldızdan fırlatılan şok dalgalarının etrafındaki toz yapıyı etkilemesiyle oluşmaktadır (Sanchez-Monge, 2013). Bu yüzden çalışmamızda büyük kütleli yıldız oluşum bölgesinde aradığımız radyo jetlerin tesbiti için SiO molekülü kullanılmıştır. Yıldız oluşum bölgeleri için bu derecede önemli yapılar olmalarına rağmen, jetlerin oluşum mekanizmaları belirsizdir (Lee ve diğ., 2008). Aşağıda, radyo jetlerin genel gözlemsel özellikleri verilmiştir (Curiel 1987, 1989).

Küçük kütleli yıldız oluşum bölgelerindeki jetler üzerine birçok gözlemsel çalışma mevcuttur (bkz. Şekil 2.9) (Umanzor ve Gomez, 2009; Rosero ve diğ., 2014; Smith ve diğ., 2014) ve son dönemlerde üzerine yoğun olarak çalışılan yapılardan birisi olmuştur. Burada, bütün küçük kütleli yıldız oluşum bölgelerinde gözlenmiş termal radyo jetler ve

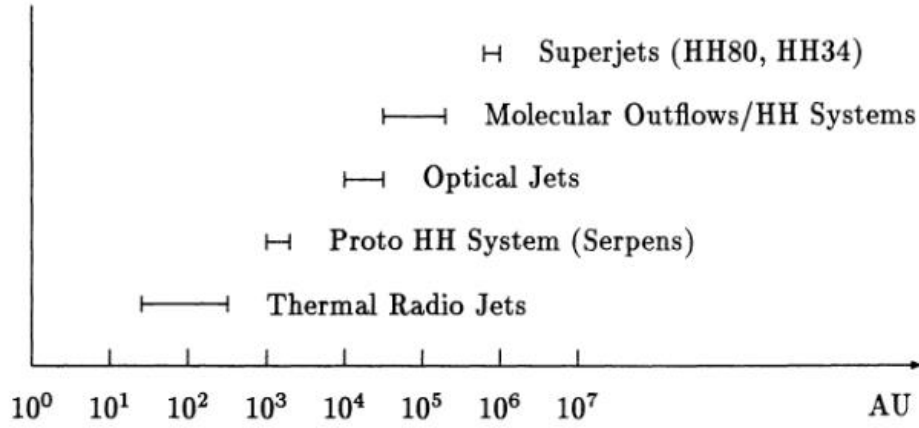


**Şekil 2.9:** VLA (Very Large Array) ile yapılmış bir gözlemden elde edilen alan görüntüsü (Rosero ve diğ., 2014). G11P1 (G11.11-0.12P1) isimli bu kaynaktaki zayıf ve kompakt kaynaklar (iyonize olmuş jetler; A, B, C, D) için hazırlanmış bir çalışmada tespit edilen yapılar gösterilmiştir. Gözlemler 6 cm ve 1.3 cm dalgaboylarında yapılmıştır.

büyük kütleli yıldızların oluşum bölgelerindeki termal radyo jetler üzerine yapılmış çalışmalar tartışılacaktır. Termal radyo jetlerin süreklilik gözlemleri ilkel yıldızın çok yakın (birkaç 10 AB, Şekil 2.10) ve en küçük ölçeklerde kolime olmuş yapılar hakkında bilgi sağlar. Termal jetleri, bu bölgede tespit edilmiş en küçük yapılar (açısal büyüklükleri  $\leq 1''$ ) olarak tanımlayabiliriz. Hassas dizgesel gözlemler sayesinde fişkirmaları güçlendiren ve yıldız oluşum bölgelerinde görülen bu yapıları, yani radyo jetleri incelemek mümkündür.

Bu yapıların bulunduğu süreç kısmen ilkel yıldızın tümüyle toz ve gaza gömülü olduğu evrede gerçekleşmektedir. Bu yüzden dizgesel gözlemler büyük bir önem arz etmektedir. Belirtildiği gibi termal radyo jetler fişkirmaları güçlendiren bir yapıdır ve aralarında bir ilişki bulunması kaçınılmazdır. Çalışmalar göstermiştir ki yapının ışımaya gücü (Luminosity) ile fişkirmanın momentum oranı arasında bir ilişki vardır (Anglada, 1996). Bu da beklenen bir durumdur, çünkü eğer radyo jetler ilkel yıldızdan atılan şok dalgaları tarafından üretiliyorsa ki şu anda kabul edilen görüş budur, yüksek yoğunluklu maddeyi çevreleyen madde -yani fişkirmalar- yıldız rüzgârları tarafından şoklanır. Radyo dalgaboylarındaki süreklilik ışınımı, termal olmayan ışınımın baskın olduğu bir aralıktır ama termal kaynakların bulunabileceği de gösterilmiştir (Anglada, 1996).

Bunun yanında, santimetre dalgaboylarında yapılan gözlemler ilkel yıldızın çok yakın olan emisyonun kesin konumu hakkında bilgi verir (Şekil 2.11). Ayrıca termal radyo

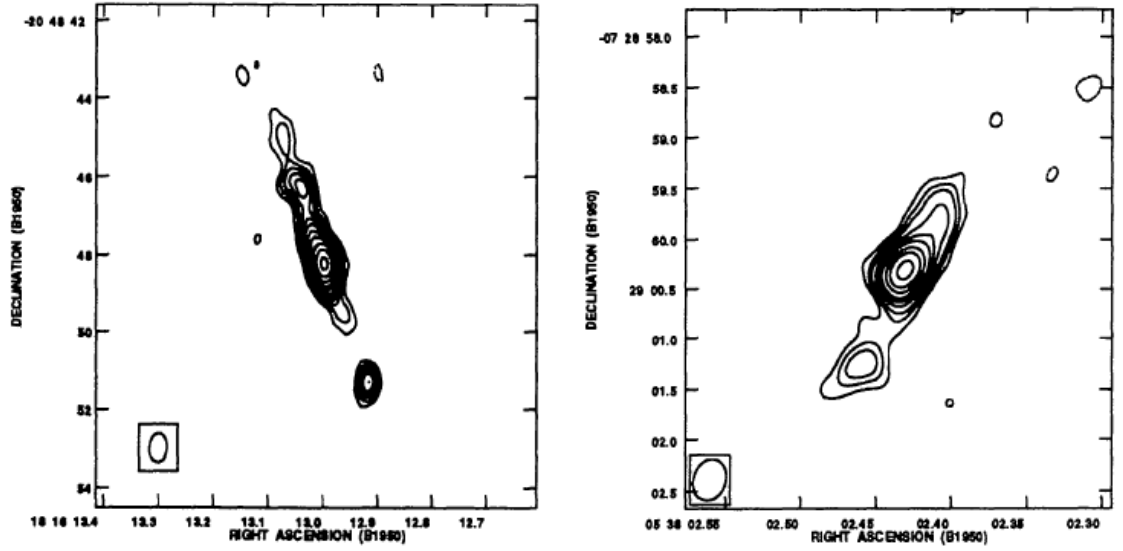


**Şekil 2.10:** Burada bir yıldız oluşum bölgesindeki fişkırmalar, jetler ve bazı başka yapıların büyüklükler ve bunların merkezden uzaklıkları verilmiştir. Grafiğin sol alt köşesinde ( $10^0$  da) bir ilkel yıldızın bulunduğunu düşünürsek, en yakın yapıların termal radyo jetler olduğu görülecektir. Bunun yanında yıldız oluşum bölgelerinde tesbit edilmiş en küçük radyo jet ise yaklaşık olarak 30 AB büyüklüğündedir (Anglada, 1996).

jetlerin iki kutuplu ve aynı doğrultudaki akışlar olduğu gösterilmiştir. Bu yapılar, ilkel yıldızın en kesin şekliyle konumu ve fiziksel çalışmalarını için üç boyutta çalışma olanağı sağlar (Anglada, 2015). Süreklilik gözlemlerinin bir dezavantajı, bu gözlemlerden itibaren kinematik özelliklerin çalışılmasının mümkün olmamasıdır.

Öyleyse, termal radyo jetlerin genel özelliklerini sıralarsak, radyo jetler,

- Bütün küçük kütleli yıldız oluşum bölgelerinde gözlenmiş olmalarına rağmen, 15-140  $M_{\odot}$  aralığındaki büyük kütleli yıldız oluşum bölgelerinde tesbit edilememiştir.
- Buldukları bölgede yer alan yüksek ve düşük parlaklıktaki bileşenlerle ilişkilidir.
- Çok sönük kaynaklardır ( $\sim 0.5-10$  mJy).
- Termal serbest-serbest ışımadan beklendiği gibi pozitif veya düz bir tayfsal indekse sahiptir.
- Ancak yüksek açısal çözünürlüklü gözlemlerle ortaya çıkarılabilir.
- Atımları bir doğrultuda ve ilkel yıldızın çok yakın olarak gerçekleşir (bkz. Şekil 2.11) ve dinamik ömürleri sadece birkaç yıl kadardır. Bu yüzden tesbit edildiği bölgenin oldukça genç yapılarından biridir.



**Şekil 2.11:** VLA ile gözlenmiş ve küçük kütleli nesnelere radyo jetlerle ilişkili olan HH80-81 (solda) ve Re 50'nin haritaları (sağda). Eşyoğunluk çizgilerinin birbirine en yakın olduğu yerlerin merkezi ilkel yıldız gösterir. Görüldüğü gibi atımlar bir doğrultuda ve ilkel yıldızın yakınına gözlenmiştir (Anglada, 1996).

Özetlersek, küçük kütleli yıldızların oluşumu sürecinde önce bir bulutun çökmesi, sonraki aşamalarda bir ilkel yıldız oluşumu söz konusudur. İlkel yıldızın kütlelerinin yığılma sonucunda artmasıyla sistemde biriken açısal momentumun, sistemden fişkırımlarla uzaklaştırılması önerilmiştir (Shu ve diğ., 1987). Bugün biliyoruz ki fişkırımlar yıldız oluşumlarının önemli bir fenomenidir (Garay ve Lizano, 1999; Walmsley ve diğ., 2011; Lopez-Sepulcre ve diğ., 2011; Klassen ve diğ., 2012; Sanchez-Monge, 2013). Diğer taraftan yığılma devam etmekte ve ilkel yıldızın ekvator bölgelerinden üzerine yığılmaktadır. Bu sırada gözlenen diğer bir fenomen ise yıldız oluşum bölgelerinde gözlenen disklerdir (Burrows ve diğ., 1996; Guilloteau ve Dutrey, 1998; Simon ve Guilloteau, 2000). Bu iki yapı da son dönemlerde büyük kütleli yıldız oluşum bölgelerinde de gözlemsel olarak tesbit edilmiş ve fiziksel özellikleri hesaplanmıştır. Santimetre dalgalı boylarında gerçekleştirilen büyük süreklilik gözlemlerinde, fişkırımlarla aynı doğrultuda kaynaklar gözlenmiştir. Bu kaynakların fişkırımları güçlendirdiği ve şoklarla iyonize olmuş gaz olduğu düşünülmektedir (Anglada ve diğ., 1992; Beltran ve diğ., 2001). Bu kaynaklar oldukça sönük, yani düşük enerjiye sahip olduklarından radyo dalgalı boylarında gözlenir. Oluşum mekanizması olarak ise termal emisyonlar önerilmiştir. Bu özelliklerinden dolayı *termal radyo jet* olarak adlandırılırlar. Gözlenen bu yapılar optik ve molekül fişkırımlarıyla hizalanmış

(*collimated*) yapılarıdır ve yıldız oluşum bölgelerinde en küçük ölçekte ( $\sim 100$  AB; Anglada ve diğ., 1996) hizalanmış fışkırmalar için en iyi kanıtlardan biridir. Bunun yanı sıra kuramsal olarak iyi tanımlanmış yapılarıdır (Reynolds, 1986; Curiel ve diğ., 1987, 1989).

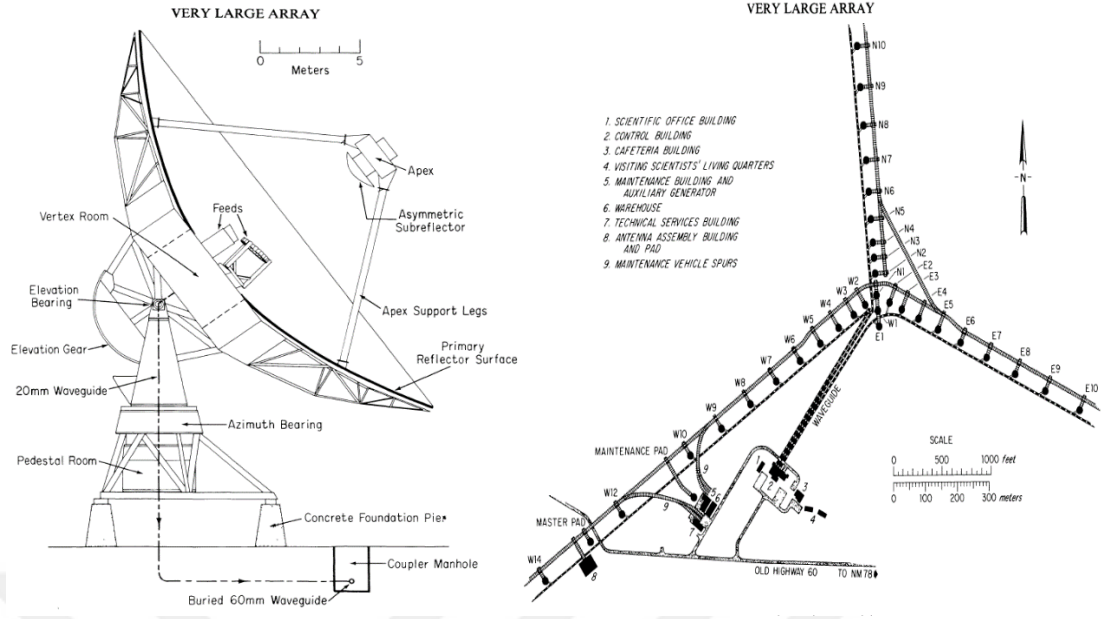
Tezin ana kısmını oluşturan sorulardan biri, büyük kütleli yıldızların oluşumunun küçük kütleli yıldızların oluşumuna benzeyip benzemediğidir. Küçük kütleli yıldız oluşum bölgelerinde gözlenmemiş ama büyük kütleli yıldızların oluşumu sırasında gözlenen problemler (ışınım basıncı problemi, yığın yapılarda oluşum vs.) yukarıda tanımlanmıştır. Krumholz ve diğ. (2007)  $140 M_{\odot}$ 'e kadar ışınım basıncı probleminin disk-merkezli yığışmayla çözülebileceğini göstermişlerdir. Bunun yanında yığın yapılardaki oluşum, yığındaki yapıların karışmış olması ve bu yapıların büyük bir toz ve gaz yığını içinde bulunmasından dolayı, bu bölgelerin morfolojisini tanımlamak oldukça güçtür. Bu yüzden büyük kütleli yıldız oluşum bölgesi olan bu yapıların morfolojisini tanımlamak önem arz etmektedir. Fışkırmalar, bu yapıların içerisinde dağılmış büyük kütleli yıldızların çekirdeklerinin konumlarını tesbit etmede önemlidir; fakat ölçekleri buluttan dahi büyük olabildiğinden, fışkırmalar çekirdeğin konumunun tesbit edilmesinde yetersiz kalmaktadır. Burada ilkel yıldızın çok yakın olarak görülmesi beklenen termal radyo jetler, ilkel yıldızın konumunun kesin olarak tesbit edilmesinde önemli rol oynayabilir. Büyük kütleli yıldız oluşum bölgelerinde radyo jetlerin aranması için birkaç çalışma mevcuttur (Marti ve diğ., 1993; Rodriguez ve diğ., 1994; Rodriguez ve diğ., 2008; Guzman ve diğ., 2010). Bu çalışmalarda gözlenen yapılar kütlesi  $15 M_{\odot}$ 'e kadar olan büyük kütleli yıldız oluşum bölgesinde gözlenmiştir. Bunun yanında küçük kütleli yıldızlar için kuramsal ve gözlemlerle desteklenen bu yapıların daha büyük kütleli yıldızlarda belirlenememiş olmasının, gözlemsel sınırlamalardan mı yoksa senaryolar arasındaki farklılıklardan mı kaynaklandığı hâlen tam olarak açıklanamamış bir husustur. Bu nedenle, radyo jetlerin  $15 M_{\odot}$ 'den büyük kütleli yıldız oluşum bölgelerinde sistematik olarak aranması için gözlemsel ve kuramsal çalışmalar bakımından uygun bir zaman diliminde olduğumuza inanıyoruz.

### 3. MALZEME VE YÖNTEM

#### 3.1 ÇOK BÜYÜK DİZGE (VLA)

Çalışmamızda kullanılan kaynakların gözlemi New Mexico/Amerika Birleşik Devletleri'ndeki Socorro'nun batısında, San Agustin Ovası'nda konuşlandırılmış Çok Büyük Dizge (Very Large Array, VLA) radyo interferometresi ile yapılmıştır. Bu interferometre 1970'li yıllarda kurulmuş olup, halen 25 metre çapında 27 adet çanak şekilli teleskop içermektedir. Bütün teleskoplar 21 kilometrelik eş açılı ve Y şeklindeki üç kol boyunca konuşlandırılmıştır. Her kola verilmiş özel bir isim vardır: *Kuzey*, *Batı* ve *Doğu kolu*. Her kol üzerinde dokuz teleskop, gözlem stratejisine bağlı olarak farklı taban mesafelerine hareket ettirilebilmektedir. Her bir teleskobun konumunun değiştirilmesi sayesinde farklı çözünürlük ve yüzey parlaklığı için gözlem yapılabilir. Gözlemevinde teleskoplar için dört farklı yapılandırma mevcuttur. Bunlar, 36 kilometre uzunluğundaki en büyük taban çizgisine sahip A yapılandırması ve sırasıyla maksimum taban çizgisi uzunluğunun 10, 3.6 ve 1 kilometre olduğu B, C ve D yapılandırmalarıdır. Örneğin, VLA 43 GHz frekansında ve A yapılandırmasında 0".04 açısal çözünürlüğe ulaşabilir. Bu yapılandırmalara ek olarak bazı melez yapılandırmalar mevcuttur: CnB, BnA, DnC vs. Bu yapılandırmalar her yıl önceden belirlenmiş üçer aylık dönemlerle değiştirilmektedir.

İnterferometre fikri Amerika Birleşik Devletleri'nde 1960'lı yıllarda ortaya çıkmıştır. Birçok toplantı ve yayınlanan rapordan sonra, interferometrenin yapım önerisi Ulusal Bilim Vakfı (National Science Foundation, NSF) destekli Ulusal Radyo Astronomi Gözlemevi (National Radio Astronomy Observatory, NRAO) tarafından 1965-1967 yıllarında hazırlanmıştır (Şekil 3.1). Maddi nedenlerden dolayı interferometrenin bazı özelliklerinde kısıtlamaya gidilmek zorunda kalınmıştır. Örneğin, interferometrede kullanılması düşünülen 36 teleskop sayısı 27'ye çekilmiştir. İlk anten 1975 yılının Eylül ayında tamamlanmıştır. İlk test gözlemi ise iki anten ve 1.2 kilometrelik taban uzunluğunda 6 cm dalgaboyunda yapılmıştır (Thompson ve diğ., 1980). Gözlemevinin özellikleri gelişen teknoloji ile birlikte artırılmış, gerek açısal çözünürlük gerek hassasiyet ve kapsadığı frekans daha geniş ve kullanışlı hale gelmiştir.



**Şekil 3.1:** VLA dizgesinin ilk anteni (solda) ve teleskopların hareket ettirilebileceği Y şeklindeki ray sisteminin teknik çizimleri verilmiştir (Thompson ve diğ., 1980).

Bu gelişmelerden sonra, sistem, Çok Büyük Dizge yerine Geliştirilmiş Çok Büyük Dizge (Expanded Very Large Array, EVLA) ismi ile anılmaya başlanmıştır. Şu anda EVLA 1 GHz ile 50 GHz frekans aralığını farklı bant ve tayf pencereleri kullanarak kapsamaktadır (Perley ve diğ., 2011). Teknolojik gelişmelerin yanında, dizgesel ve tek çanaklı teleskopların verilerini indirgemek için CASA (Common Astronomical Software Applications; McMullin ve diğ., 2007) yazılımı da geliştirilmiştir. Söz konusu yazılım, bu tez çalışmasında da C (4-8 GHz) ve K (18-26.5 GHz) aralığında gözlemi yapılmış verilerin indirgenmesi ve analizi için kullanılmıştır. C bandı için her biri 128 MHz frekans aralığına sahip 16 tayfsal pencere ile gözlem yapılmıştır; yani C bandında yapılan gözlem toplam olarak 2048 MHz'lik (2 GHz) bir aralığı kapsamaktadır ve merkez frekansı 6 GHz'dir. Benzer şekilde K bandı için 21 GHz ile 23 GHz frekans aralığı kullanılmıştır. K bandı için kapsanan frekans aralığı da 2 GHz ve merkezi frekans 22 GHz'dir. Buna ek olarak çalışmamızda gözlenen kaynaklar K bandında yeteri kadar parlaklığa sahip değildir. Doğru alanın gözlendiğinden emin olmak için ayrıca X bandı (merkezi frekansı ve dalgaboyu sırası ile 8.8 GHz ve 3.6 cm) da kullanılmıştır.



**Tablo 3.1:** EVLA bantları ve karakteristik özellikleri. Çizgi gözlemleri için bant genişliği 1 km/sn çözünürlük kabul edilmiştir (Perley ve diğ., 2011).

Bant (GHz)	Harf Kodu	Bant genişliği* (GHz)	Hassasiyet**	
			Süreklilik ( $\mu$ Jy/beam)	Çizgi (mJy/beam)
1-2	L	0.7	5.5	2.2
2-4	S	1.75	3.9	1.7
4-8	C	3.5	2.4	1.0
8-12	X	3.8	1.8	0.65
12-18	Ku	5.5	1.7	0.61
18-26.5	K	8	2.3	0.77
26.5-40	Ka	8	3.2	0.90
40-50	Q	8	5.6	1.4

\*RFI (Radio Frequency Interference) olmayan etkin bant genişliği, \*\*İyi hava koşulları altında ve 1 saatlik poz süresi sonrasında beklenen gürültü (rms) değeri.

Farklı frekans aralığı kullanılabilmesi ve teleskopların gözlem stratejisine bağlı olarak değiştirilebilmesi, farklı frekanslarda ve büyük çözünürlükte gözlem yapılmasına olanak sağlar. Belirtilen frekans aralığı birçok bant ve tayf penceresi ile kapsamaktadır. EVLA'da kullanılan bantların bir listesi Tablo 3.1'de verilmiştir. Çalışmamızın bu bölümünde, ilk olarak kalibrasyon aşamalarından kuramsal bağlamda bahsedilecektir. Bunun yanında bir dizge ile gözlem yapmaktan kaynaklanan hataların tesbiti ve düzeltilmesi ile ilgili bazı hesaplar verilecektir. Sonrasında, çalışmamızda CASA ile elde edilmiş grafikler eşliğinde kalibrasyonun nasıl yapıldığı tarif edilecektir. Son olarak, veri setinde kalibrasyon öncesi ve sonrası arasındaki değişimler gösterilecektir.

### 3.2 İNTERFEROMETRİK GÖZLEM

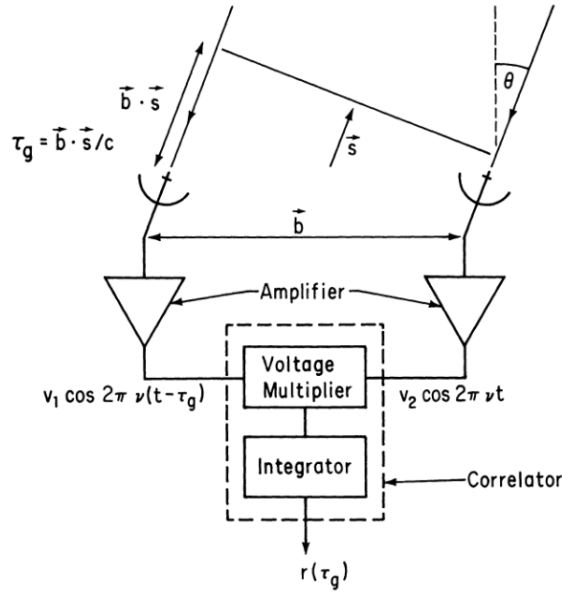
İnterferometreler, birçok alıcının veya çalıştığı frekans aralığına bağlı olarak özelleştirilmiş aletlerin oluşturduğu sistemlerdir. Yeryüzünde farklı çalışma alanlarında kullanılan farklı türlerde interferometreler mevcuttur. Astronomik bir interferometre, farklı antenlere gelen sinyalleri tek bir sinyal olarak birleştirebilen bir teleskoplar topluluğudur. Bu bölümde interferometrik gözlemlerle ilgili olarak temel bilgiler verilmiştir (Thompson, 1999).

İnterferometre kullanımından kaynaklanan problemleri tanımlamak, bu sistemlerin nasıl çalıştığını anlatmak için iyi bir başlangıç olacaktır. Her şeyden önce uzaydaki radyo kaynaktan salınan sinyal yıldızlararası ve gezegenlerarası ortamdan etkilenerek Yerküre'ye gelir. Bundan sonra Yerküre atmosferinden etkilenerek yeryüzüne ulaşır. Buraya kadarki en bozucu etki Yerküre atmosferinde gerçekleşir. Bunun yanı sıra interferometrelerdeki teleskopların birbirlerinden uzaklığı ya da bundan sonra

kullanacağımız ismiyle *taban çizgisi* uzunluğu kilometrelerce olabilir. Atmosferi geçip teleskoplara doğru ilerleyen sinyal bütün teleskoplara eş zamanlı olarak varamaz. Farklı teleskoplarda alınan sinyaller arasında, sistemin geometrisinden kaynaklanan bir gecikme oluşur (*Geometrik gecikme*). Ayrıca, kaydedilmek üzere alıcılara giden sinyallerde, kilometrelerce uzunluktaki transfer kabloları sebebiyle de bir gecikme yaşanır (*Aletsel gecikme*). Yerküre'nin yaklaşık küresel bir yapıya ve interferometrenin de iki boyutlu bir yapıya sahip olmasından dolayı, sinyali matematiksel olarak anlamlı kılabilmek için matematiksel bir dönüşüm gereklidir. Ayrıca, bütün teleskoplar aynı kazanç etkinliğinde ve yükseklikte olmayabilir. Burada yükseklikten maksat, bütün teleskopların dümdüz bir alan üzerine konuşlanmamış olmasıdır. Kısa dalgaboylarında sistemdeki gecikmeyi hesaplarken bu yükseklik farkı kullanılmaktadır. Buna karşın, yükseklik farkları çok büyük değilse uzun dalgaboylarında bu düzeltmeler önemini kaybetmektedir. Son olarak, dezavantaj gibi görünse de aslında interferometre için bir avantaj ve doğal bir mekanizma olan Yerküre'nin dönmesi de ileri kısımlarda tartışılacaktır. Bu çalışmada verisini kullandığımız teleskobun bir radyo interferometre olmasından dolayı, verilecek bilgiler radyo dalgaboyunda çalışan interferometreler için geçerlidir.

İnterferometreler gökyüzündeki cisimlerin parlaklığını anten çiftlerinin fonksiyonu olarak ölçer. Her bir anten çiftini tanımlamak için *taban çizgisi* tanımlaması kullanılmaktadır. Taban çizgisi iki anteni birleştiren doğrudur ve her teleskop çifti birbirine farklı taban çizgisi uzaklığında konuşlandırılmıştır. Gökyüzündeki bir kaynağın şiddet dağılımını elde etmek için bir dönüşüm fonksiyonuna ihtiyaç duyulmaktadır. Bu fonksiyon radyo astronomide *dönüşüm fonksiyonu* ( $V_{ij}$ ) olarak adlandırılmıştır. Burada  $i$  ve  $j$  anten çiftlerini tanımlamaktadır (Fomalant ve Perley, 1999). Bu dönüşüm fonksiyonu Fourier dönüşümleri kullanılarak elde edilmektedir. Ek olarak, bütün ölçümler sadece gözlenen nesnenin özellikleri ile ilgili olmalıdır ve bu sebeple gözlemsel etkileri gidermek için başka bir dönüşüm fonksiyonu tanımlanmıştır. Kalibrasyon için en bilinen haliyle şiddet dağılımı ve dönüşüm fonksiyonu arasındaki ilişki şu şekilde verilmiştir:

$$V(u, v) = \iint_{-\infty}^{+\infty} A_v(l, m) I_v(l, m) e^{-2\pi i(ul+vm)} dldm \quad . \quad (3.1)$$



**Şekil 3.2:** İnterferometri sistemindeki geometrik gecikmeyi açıklayabilmek için iki bileşenli bir sistem gösterilmiştir. Söz konusu durum, burada sadece sistemin bileşenlerine, hatta alıcılardan sonra bilgisayarlara dahi eş zamanlı olarak ulaşamayan radyasyon için gösterilmiştir (Thompson ve diğ., 1980).

Fonksiyonda geçen  $\nu$  ışınım frekansı,  $(l,m)$  faz takip merkezine göre doğrultu kosinüsü,  $(u,v)$  gözlem yapılan dalgaboyundaki taban çizgilerinin koordinatları,  $V(u,v)$  dönüşüm fonksiyonu,  $A_\nu(l,m)$  teleskobun normalize tepki modeli,  $I_\nu(l,m)$  kaynağın şiddet dağılımı ve  $(uv + lm)$  terimi ise geometrik gecikme fazıdır (Fomalant ve Perley, 1999). Daha önce de belirtildiği gibi interferometrelerde iki tür gecikme meydana gelmektedir: geometrik gecikme ve aletsel gecikme. İnterferometri sistemlerinde teleskoplar belli bir alan içinde kullanılmaktadır ve teleskoplar arası mesafe kilometre mertebelerinde olabilmektedir. Bu yüzden ışınım bütün teleskoplara eş zamanlı olarak varamaz. Faz kaymasının telafi edilmesi için bu gecikme farkı hesaplanmalıdır. İki bileşene sahip bir interferometremiz olduğunu varsayarsak (bkz. Şekil 3.2), sinyal iki antene eş zamanlı olarak varamaz ve antenler arasında bir sinyal gecikmesi oluşur. Bu fark interferometride geometrik gecikme ( $\tau_g$ ) olarak tanımlanır. Geometrik gecikme,

$$\tau_g = \frac{b s}{c} \quad (3.2)$$

şeklinde verilmektedir. Burada  $c$  ışık hızı,  $b$  taban çizgisi uzunluğu ve  $s$  birim yön vektörüdür. Geometrik gecikme Yerküre'nin dönmesiyle zamana bağlı olarak yavaşça değişir. Eğer gelen sinyalin dalga formunun  $V_1(t)$  ve  $V_2(t)$  olduğunu varsayarsak, antenlerden gelen sinyaller yükselticide güçlendirilir ve sistemdeki sinyaller için iki

dalga formu elde edilir. Bu süreçten sonra sinyaller ‘*correlator*’ tarafından birleştirilir. Eğer dalga fonksiyonları  $V_1(t)$  ve  $V_2(t)$  ise sonuç olarak elde edilen dalganın fonksiyonu girdi sinyali cinsinden ifade edilebilir:

$$\langle V_1(t) V_2(t) \rangle = \langle (v_1 \cos 2\pi v(t - \tau_g))(v_2 \cos 2\pi vt) \rangle, \quad (3.3)$$

$$r(\tau_g) = v_1 v_2 \cos 2\pi v \tau_g \quad . \quad (3.4)$$

Burada  $v_1$  ve  $v_2$  gözlenen dalgaların frekanslarıdır. Sinyaller birleştirildikten sonra elde edilen dalga fonksiyonu, dalganın frekansına ve geometrik gecikme fazına bağlı olarak değişir. Ayrıca, geometrik gecikme Yerküre’nin dönmesine de bağlıdır. Bunun yanında, Yerküre’nin dönmesi dizgesel gözlem için dezavantaj olarak gözükse de bu doğal mekanizma taban çizgilerinin kapsadığı alanı (*UV-coverage*) doldurmak için kullanılabilir. Burada kastedilen, Yerküre’nin dönmesiyle taban çizgilerinin hareket etmesidir. Ayrıca taban çizgileri bir interferometrenin tasarımına bağlı olarak kuzey-güney ve doğu batı doğrultusunda uzanmaktadır. Kuzey-güney taban çizgileri Yerküre’nin dönmesine karşılık doğu batı çizgilerine göre daha hassastır (Johnston, 1979). Bilindiği gibi VLA, Y şekline sahip bir interferometredir. VLA’nın Yerküre’nin dönmesiyle beraber kapsadığı alan çizilirse, altı köşeli yıldız şekline benzediği görülecektir (bkz. Şekil 3.3).

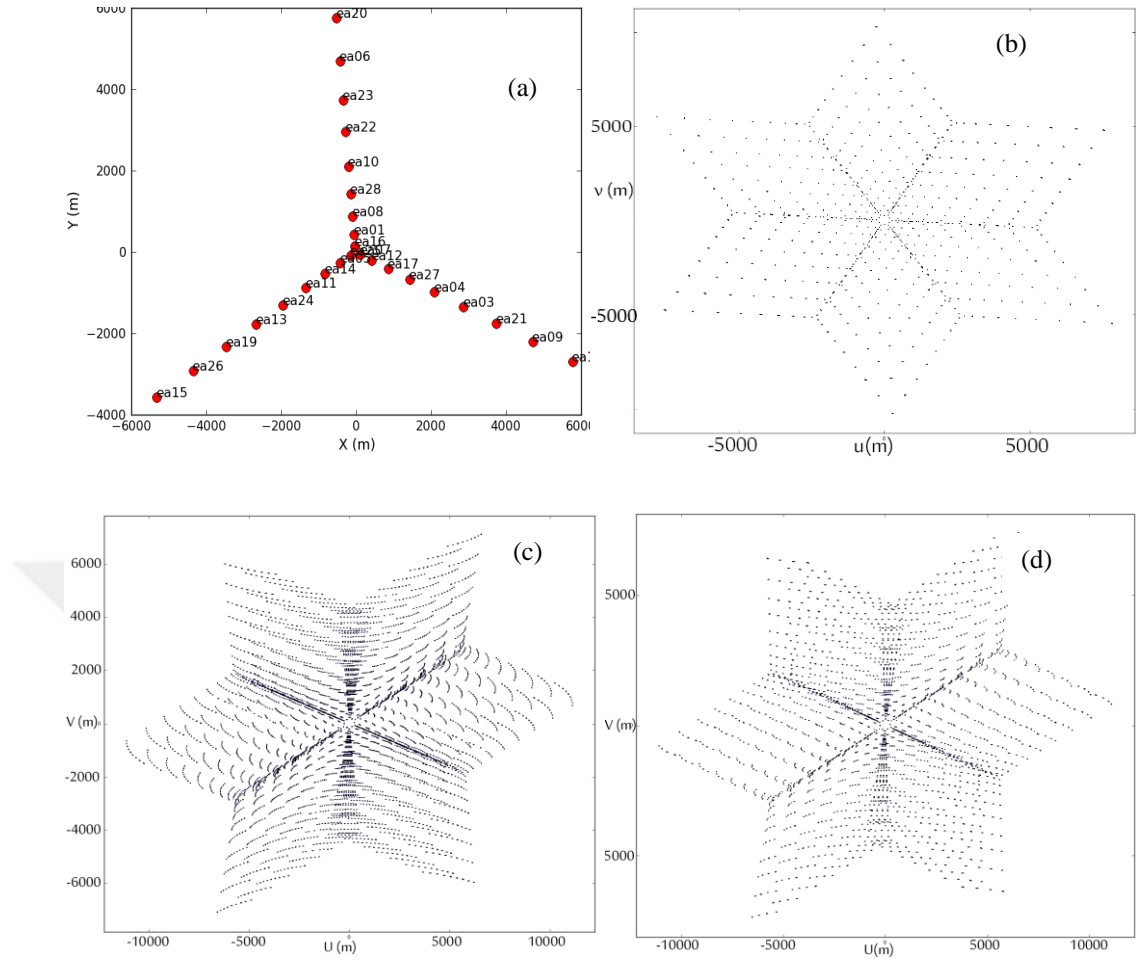
Denklem (3.1), anten çiftlerinden ve zamandan bağımsız olarak yazılmıştır. Genellikle, hesaplarda bu parametrelere bağlı ifadeler yazmak denklemleri kolaylaştıracaktır:

$$V_{ij}(t) = \iint_{-\infty}^{+\infty} A_v(l, m) I_v(l, m) e^{-2\pi i(u_{ij}(t)l + v_{ij}(t)m)} dldm \quad . \quad (3.5)$$

Ek olarak, sistem içindeki gecikmeler hesaplandığından dönüşüm fonksiyonunda yerine yazılabilir:

$$V_{ij}(t) = \int_0^{+\infty} \left( \iint_{-\infty}^{+\infty} A_v(l, m) I_v(l, m) e^{-2\pi i(u_{ij}(t)l + v_{ij}(t)m)} dldm \right) e^{-2\pi i v \Delta \tau_g} G_{ij}(v) dv \quad (3.6)$$

Burada  $i$  ve  $j$  taban çizgisini tanımlar,  $G$  ise taban çizgisi kaynaklı karmaşık süreklilik kazancıdır.



**Şekil 3.3:** Dört panelin ilkinde (a) VLA interferometresinin yapılandırması ve CASA isimli yazılımla elde edilmiş, gözlem sırasında kaydedilen anten konumları gösterilmiştir. İkinci panelde (b) akı kalibrasyon kaynağının gözlemi sırasında teleskopların taban çizgisinin birleşimleri gösterilmiştir. Benzer şekilde üçüncü (c) ve dördüncü (d) panelde sırasıyla kazanç kalibrasyon kaynağı ve bir bilimsel hedef için taban çizgisinin birleşimleri gösterilmiştir.

### 3.2.1 Gerçek ve Gözlenen Dönüşüm Fonksiyonları

Aslında gerçek ve gözlenen fonksiyon arasındaki ilişki verilerin kalibrasyonunu gösterir. Bu iki fonksiyon arasındaki farklılık, Dünya atmosferinin bozucu etkileri ve bir interferometrenin kullanılmasından kaynaklanmaktadır. Bu bozucu etkiler kaldırıldıktan, yani veriler kalibre edildikten sonra şiddet dağılımı Fourier dönüşümü ile elde edilmektedir. Gözlenen ve gerçek dönüşüm fonksiyonları arasındaki ilişki,

$$V_{ij,obs}(t) = V_{ij}(t)G_{ij}(t)B_{ij}(t) \quad (3.7)$$

şeklindedir. Fonksiyonda geçen  $t$  gözlem zamanı,  $i$  ve  $j$  taban çizgisi,  $G$  taban çizgisi kaynaklı karmaşık süreklilik kazancı ve  $B$  frekansa bağlı karmaşık kazançtır. Son

denklemden de görüleceği gibi son görünürlük fonksiyonu zamana ve frekansa bağlı olarak değişmektedir. Ayrıca radyo kaynaklar Yerküre atmosferinin farklı katmanlarındaki dalgalanmalardan etkilenmektedir. Bu istenmeyen bozucu etkilerden dolayı, kaynağın fazı ve şiddet dağılımı doğru bir şekilde ölçülemez. Buna karşılık, gökyüzünde radyo dalgaboylarında zamandan bağımsız olarak sabit parlaklığa sahip kaynaklar vardır. Bunlar kalibrasyon için düzenli olarak gözlenen ve birçok çalışmada kullanılmış kaynaklardır. Bu kaynaklardan bazılarının akısı, bazılarının da fazı yukarıda bahsi geçen bozucu etkilerden fazla etkilenmez. Verilerin kalibrasyonu için birkaç farklı yöntem vardır. Bu çalışmada kalibrasyon için gökyüzündeki önceden belirlenmiş ve her gözlem için tekrar gözlenen kalibrasyon kaynakları kullanılmıştır. Bu kalibrasyon kaynaklarının özellikleri ve gözlemi ile ilgili olarak diğer başlık altında detaylı bir şekilde bilgi verilecektir (bkz. Bölüm 3.3).

Bunlara ek olarak, kalibrasyon için bazı ilave düzeltmeler mevcuttur; fakat kaynaklar yeterince sık gözlenmiş ve iyi pozlanmışsa, Denklem (3.7)'ye eklenen ve aşağıdaki denklemde son iki terimle gösterilmiş olan bu hatalar ihmal edilebilir:

$$V_{ij,obs}(t) = V_{ij}(t)G_{ij}(t)B_{ij}(t) + \varepsilon(t) + \eta(t) \quad . \quad (3.8)$$

Denklemdeki son iki terim,  $\varepsilon(t)$  ve  $\eta(t)$ , sırasıyla taban çizgisine dayanan artık terim ve tesadüfi hatalardan oluşan karmaşık terimdir. Antenlerde ve bağdaştırıcıda (correlator) problemler olsa bile  $\varepsilon(t)$  genellikle ihmal edilebilir bir büyüklüktür. Uzun poz sürelerinin olduğu gözlemlerde emisyonun olmadığı radyo gökyüzünü gözlemek bu hatayı telafi etmek için yeterlidir. Bu artıkların tesbit ve ihmal edilebilir olmasını sağlamak için gözlem süresi on iki saat civarında olmalıdır. Eğer gözlem süresi kısa ise bu artıkların tesbit edilmesi oldukça zordur.  $\varepsilon(t)$  bir kere ölçüldüğünde kalibrasyondan önce bu etki bütün gözlemlerden çıkarılmalıdır.  $\eta(t)$  değeri için yeterince gözlem yapıldığında bu artık terimlerin etkisi en aza indirgenmiş olur, ama CASA bu terimleri yeniden hesaplar.

Denklem (3.8)'de de görüldüğü gibi, gözlenen görünürlük fonksiyonunu elde etmek için, karmaşık kazanç ve zamana bağlı kazanç hesaplanmalıdır. Öncelikle, süreklilik kazancı hesaplanmalı ve devamında da frekansa bağlı kazanç hesaplanmalıdır. Çalışmada kullanılan CASA isimli indirgeme ve analiz programında frekansa bağlı

kazancın ve süreklilik kazancının hesaplanması için özel olarak tanımlanmış paketler vardır.

Yukarıda da belirtildiği gibi kaynağın konumu, yani fazı, gerek atmosferik çalkantılar gerekse aletsel hatalar yüzünden doğru bir şekilde gözlenememektedir. Bu hataların giderilmesi için gözlemdeki hataların kaynağı doğru bir şekilde tesbit edilmelidir. Faz dalgalanması atmosferimizdeki troposfer tabakasından kaynaklanmaktadır. Bu hatalardan kurtulmak için genellikle kazanç kalibrasyon kaynağı periyodik olarak birkaç sefer gözlenir ve aritmetik ortalamalar alınır. Kazanç kalibrasyonu için kullanılacak olan kaynak periyodik olarak gözlemlendiği gibi gözlem de bu kaynağın gözlemi ile bitirilmelidir. Çünkü CASA yazılımı kaynağın fazını tam olarak tesbit etmek için ara değer hesabı yapacaktır. Ara değerleri hesaplarken, yani bilimsel kaynakların fazlarını hesaplarken bu gözlem verisinden faydalanacaktır. Kalibrasyonun devamı olarak, karmaşık kazancın belirlenmesi için çeşitli yollar vardır; fakat en sık kullanılan ve en güvenilir yol bir kalibrasyon kaynağı kullanmaktır. Kalibrasyon kaynağı olarak bir nokta kaynak kullanılması hesaplarda oldukça kolaylık sağlayacaktır. Akısı  $S$  olan bir nokta kaynak olması halinde, karmaşık kazanç aşağıdaki gibidir:

$$G_{ij}(t) = \frac{G_{ij}(t)_{obs}}{S} \quad . \quad (3.9)$$

Denklemden  $G_{ij}(t)_{obs}$  gözlenen kompleks kazançtır. Bu denkleme göre, kazanç, akı yoğunluğundaki şiddetin büyüklüğüdür. Sinyaller antenlerdeki bağdaştırıcıya gelmeden önce gözlemlerde pek çok hata oluşur. Bu sebeple, kazanç anten kaynaklı ve iki antenin oluşturduğu taban çizgisinin fonksiyonu olarak hesaplanmalıdır:

$$G_{ij}(t) = g_i(t)g_j^*(t)g_{ij}(t) \quad . \quad (3.10)$$

Burada,  $g_i$  anten kaynaklı karmaşık kazanç,  $g_{ij}$  ise artık taban çizgisi kaynaklı kazançtır ve  $g_{ij}$  iyi tasarlanmış anten için yaklaşık 1 alınabilir. İyi bir kalibrasyon için artık taban çizgisi kaynaklı kazanç faktörü yaklaşık olarak birdir. Gözlemlerimizdeki hataları şiddete ve faza bağlı olarak çözmek istediğimiz için, denklemleri şiddetin ve fazın fonksiyonları (iki bileşenli dizge için) olarak ayrı ayrı yazabiliriz:

$$A_{ij}(t) = a_i(t)a_j(t)a_{ij}(t) \quad , \quad (3.11)$$

$$\Phi_{ij}(t) = \phi_i(t) - \phi_j(t) + \phi_{ij}(t) \quad . \quad (3.12)$$

Bu iki denklemi kullanarak  $N$  sayıda anten için şiddet ve faz hesaplanabilir. Akı yoğunluğu ( $S = A_{ij}$ ) olan bir nokta kaynak için ve gözlenen dönüşüm fonksiyonları arasındaki ilişkiye ihtiyacımız olduğundan, denklemlerimizi aşağıdaki şekilde yeniden düzenlememiz gerekmektedir:

$$\tilde{A}_{ij}(t) = a_i a_j a_{ij} S \quad , \quad (3.13)$$

$$\tilde{\phi}_{ij}(t) = \phi_i - \phi_j + \phi_{ij} \quad . \quad (3.14)$$

Denklemlerde geçen  $a_i$   $i$  teleskobunun şiddetini,  $a_j$   $j$  teleskobunun şiddetini,  $a_{ij}$  taban çizgisinin şiddetini, benzer şekilde  $\phi_i$  ve  $\phi_j$ ,  $i$  ve  $j$  teleskobunun fazlarını göstermektedir. Bu denklemlerin çözülmesiyle gözlenen kaynağa ait faz ve şiddet düzeltilmesi yapılmış olur.

### 3.3 KALİBRASYON YÖNTEMLERİ

Kalibrasyon yöntemi, gözlem stratejisi ve hedef kaynakların türüne bağlı olarak değişebilir. Temel olarak üç farklı yöntem vardır ama bu çalışmada kullanılan ve en güvenilir yöntem olarak bir kalibrasyon kaynağı kullanımı ve kaynak türleri üzerinde durulmuştur (Fomalant ve Perley, 1999).

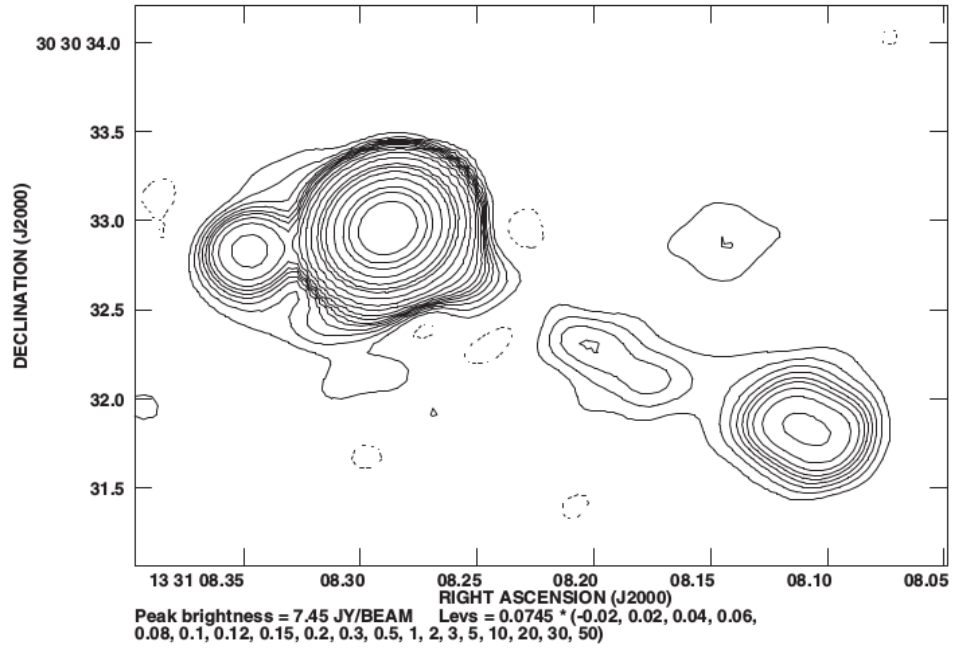
Gökyüzünde VLA için kullanılan dokuz ayrı akı kalibrasyon kaynağı vardır (bkz. Tablo 3.2). Daha önce de belirtildiği gibi, atmosferik etkiler dolayısıyla kaynağın yapısı ve şiddeti doğru olarak gözlenemez. Atmosfer ve yıldızlararası ortamdan dolayı kaynağın şiddetinde ve kaynağın fazında değişim gözlenir. Kaynağın akı yoğunluğu için VLA tarafından tesbit edilmiş ve düzenli olarak gözlenen bazı kaynaklar akı kalibrasyonu için kullanılmaktadır. Bazen, bu kaynaklarla gözlemek istediğimiz bilimsel kaynak arasındaki açısal uzaklıkların fazla olduğu durumlar da olabilir. Bunun için ikinci bir kalibrasyon kaynağına, yani kazanç kalibrasyon kaynağına ihtiyaç duyulmaktadır. Bunun için bilimsel kaynaklarımıza yakın parlak bir kaynak kazanç kalibrasyon kaynağı olarak kullanılmaktadır. (bkz. VLA Kalibrasyon Kaynak Listesi<sup>1</sup>). Atmosferdeki çalkantılar gözlem süresi boyunca değişiklik gösterebilir ve bu durum kaynağın fazında

<sup>1</sup> <http://www.aoc.nrao.edu/~gtaylor/csource.html>



**Tablo 3.2:** VLA için kullanılan standart akı kalibrasyon kaynaklarının listesi (Perley-Butler, 2013).

B1950 İsmi	3C İsmi	J2000 İsmi	Alt J2000 İsmi
3C48	0134+329	0137+331	J0137+3309
3C123	0433+295	0437+296	J0437+296
3C138	0518+165	0521+166	0521+1638
3C147	0538+498	0542+498	J0542+4951
3C196	0809+483	0813+482	J0813+4813
3C286	1328+307	1331+305	J1331+3030
3C295	1409+524	1411+522	J1411+5212
-	1934-638	-	J1939-6342
3C380	1828+487	1829+487	J1829+4845



**Şekil 3.4:** 3C286 isimli kuazarın yapısı (Perley ve Butler, 2013). Görüldüğü gibi kaynakla ilgili açıklamada nokta kaynak olduğu belirtilmesine rağmen birçok yapı görülmektedir. Teleskobun ışın demeti kuazar yapısından büyük olduğunda bu yapı noktasal olarak gözlenir. Gözlem 5 GHz ve 350 mas çözünürlükte yapılmıştır.

yanlış ölçümlere yol açabilir. Bunu önlemek için kazanç kalibrasyon kaynağı periyodik olarak gözlenmelidir. Akı kalibrasyonu için kullanılan kaynağın bir kere gözlenmesi yeterlidir. Bu çalışmada, 3C286 (veya 1331+305; bkz. Şekil 3.4) ve 3C48 akı kalibrasyonu için kullanılmış kaynaklardır. Kaynağın koordinatları şu şekildedir:  $\alpha_{2000} = 13^{\text{h}} 31^{\text{m}}$ ;  $\delta_{2000} = 30^{\circ} 30'$ . Kazanç kalibrasyonu için en sık gözlenen kaynak 1832-1025'dir; ancak Tablo 3.3'te verilmiş diğer kalibrasyon kaynakları da çalışmamızda gözlenmiştir. Bazı durumlarda hedef kaynağa yakın olarak gözlenen yapı yerine hedef kaynağın yeterince parlak olması durumunda bilimsel kaynağımızın kendisi kalibrasyon kaynağı olarak kullanılabilir.

Yukarıda belirttiğimiz kalibrasyon kaynaklarının yapısı hakkında bilgi vermek bu kaynakların doğasını anlamak için yararlı olacaktır. Çalışmamızda akı kalibrasyonu için kullanılan 3C286 hakkında detaylı bilgi verilmiştir. Aslında bu kaynak bir kuazardır ve kırmızıya kayma değeri 0.846'dır (bkz. Şekil 3.4, Perley ve Butler, 2013). Bu kuazarın kutupları boyunca fişkirmaları vardır (An ve diğ., 2004; Agudo ve diğ., 2012). Işın demetinin boyutunun kaynağın boyutundan büyük olması halinde gözlenen ve iki kutuplu fişkirmaya sahip olan kuazar ideal bir nokta kaynak olarak gözlenir. Bununla beraber gözlenen diğer kaynak (3C48,  $z = 0.367$ ) da bir kuazar olup, benzer durum bu kaynak için de geçerlidir.

**Tablo 3.3:** Çalışmamızda kullanılan kalibrasyon kaynaklarının listesi verilmiştir. İlk iki kaynak akı kalibrasyonu için, diğer kaynaklar ise faz (kazanç) kalibrasyonu için kullanılmıştır. Kalibrasyon kaynaklarının isimleri kaynağın koordinatlarını içermektedir.

Kalibrasyon Kaynaklar	Koordinatlar (J200)		Akı (Jy) (C bandı)	Akı (Jy) (K bandı)
	RA(hh:mm:ss)	Dec(° ' ")		
1331+305	13:31:08.287	+30.30.32.958	7.47	2.59
0137+3309	01:37:41.299	+33.09.35.132	5.48	1.13
0555+3948	05:55:30.805	+39.48.49.164	5.00	-
1832-1025	18:32:20.836	-10.35.11.199	1.10	-
1851+0035	18:51:46.721	+00.35.32.414	0.60	1.1
0559+2353	05:59:32.033	+23.53.53.926	1.05	-

Çalışmamızda toplam 18 büyük kütleli yıldız yığını gözlenmiştir. Bu kaynakların akı kalibrasyonu için 16 gözlemde 3C286 isimli kaynak, iki gözlemde de 3C48 isimli kaynak kullanılmıştır. Yukarıda da belirtildiği gibi kazanç amaçlı veya kaynağın fazını belirlemek için diğer bir kalibrasyon kaynağı da mevcuttur. Bu kaynak hedef kaynağa yakın ve parlak bir cisim olmalıdır. Bu tarz bir seçimin amacı, hedef kaynağın atmosferik çalkantılardan aynı mertebede etkilenmesi sebebiyle, gerekli düzeltmelerin hedef kaynak için eş zamanlı olarak tesbit edilmesidir.

### 3.4 GÖZLEMLER VE SEÇİM KRİTERLERİ

Gözlemler 2012 yılının Haziran, Temmuz ve Ağustos aylarında büyük kütleli yıldızlı nesnelere termal radyo jetlerin aranması amacıyla yapılmıştır. Kalibrasyon kaynakları ve bilimsel kaynakların gözlemi EVLA teleskop dizgesiyle, her biri 128 MHz bant genişliğine sahip C ve K bantlarıyla yapılmıştır. K bandı ve C bandı sırasıyla 1.3 cm ve 6 cm dalgaboylarına karşılık gelmektedir. Toplam gözlem süresi K bandında 418 dakika ve C bandında 368 dakika olmak üzere toplam 786 dakikadır.

Gözlenecek büyük kütleli yıldız oluşum bölgeleri, Lopez-Sepulcre ve diğ.'nin 2010 ve 2011 yıllarında yayımladıkları çalışmadaki bölgeler ve gökyüzü taramalarından (Beuther ve diğ., 2002; Faundez ve diğ., 2004; Hill ve diğ., 2005; Rathborne ve diğ., 2006), aşağıdaki kriterler kullanılarak seçilmiştir:

1. Küçük kütleli yıldız oluşum bölgelerini elemek için yığınının kütlesi  $100 M_{\odot}$ 'den büyük olan yapılar seçilmiştir.
2. Yığınlarının uzaklığı, gerek karmaşık yapılar olması, gerekse yığınların gözlemsel olarak çözümlenmesi gerektiği için 4 kpc'ten küçük seçilmiştir.
3. Gözlem önerisi VLA için hazırlandığından, gözlemsel sınırlamalar sebebiyle kaynakların dik açıklığının  $-15^{\circ}$ 'den büyük olması gereklidir.

Bu kriterlerle ve  $\text{HCO}^+$  molekülünün tek çanaklı gözlemleri ile kaynakların %75'inin fişkırmalarla ilişkili olduğu görülmüştür. Ek olarak,  $\text{SiO}$  molekülünün (2-1) ve (3-2) geçiş gözlemleri birbiriyle %100 uyumlu sonuçlar vermiştir.  $\text{SiO}$  ışınımı şoklar tarafından üretildiğinden, bu durum şokların, gömülü genç yıldızimsı nesnelere yüksek hızdaki atımları tarafından oluşturuldukları fikrini güçlendirir. Buradan hareketle, termal radyo jet aramak için Lopez-Sepulcre ve diğ.'nin (2010, 2011) yaptığı çalışmadaki gözlem alanlarının kullanılması önerilmiştir. Bu sonuçlardan hareketle, yukarıda verilen kriterlere dayalı ön eleme ardından, termal radyo jetleri aramak için aşağıdaki kriterlerle ikinci bir seçim yapılmıştır:

- i. Kaynaklarımızın atım aktivitesiyle ilişkisi olduğundan emin olmak için  $\text{HCO}^+$  iki kutuplu fişkırmaların bulunması,
- ii. Seçilen alanlar büyük hızlı gazlarla ve şoklarla ilgili olduğundan termal radyo jetin varlığından emin olmak için  $\text{SiO}$  ışınımının çizgi genişliğinin en az 20 km/sn olması,
- iii. İyonize hidrojen (HII) bölgeleri gelişmiş yıldız oluşum bölgelerini elemek için, güçlü süreklilik ışınımının (serbest-serbest) eksikliği seçim kriteri olarak belirlenmiştir. Bu amaçla NRAO VLA Gökyüzü Taraması (NVSS: NRAO VLA Sky Survey, Condon ve diğ., 1998), MAGPIS ve CORNISH gökyüzü taramaları (MAGPIS: The Multi-Array Galactic Plane Imaging Survey, CORNISH: Co-Ordinated Radio 'N' Infrared Survey for High Mass Star Formation, Helfand ve

diğ., 2006; Purcell ve diğ., 2008) ve RMS gökyüzü taraması (Red MSX Source, Urquhart ve diğ., 2010) da gözden geçirilmiştir.

Bu kriterlere uyan, dolayısı ile termal radyo jetlerle ilişkili olabilecek 18 büyük kütleli yıldız oluşum bölgesi tesbit edilmiştir. Bu kaynakların %50'si Cyganowski ve diğ. (2008) ve Chambers ve diğ. (2010) tarafından 'yaygın yeşil nesnelere' (extended green objects) veya 'yeşil belirsiz yapılar' (green fuzzies) olarak adlandırılmıştır. Bu yapıların jetlerin içindeki şoklanmış moleküler gaz tarafından oluşturuldukları düşünülmektedir (Noriega-Crespo ve diğ., 2004; De Buizer ve Vacca, 2010).

Bu seçim kriterleri ile belirlenen 18 büyük kütleli genç yıldızimsı nesnenin incelenmesi için, VLA interferometrisinin B yapılandırmasında 1.3 cm ve 6 cm süreklilik gözlemleri kullanılmıştır. Bu noktada, çalışmamızın amacını tekrarlamayı uygun buluyoruz:

1. 15  $M_{\odot}$ 'ten daha büyük kütleli genç yıldızimsı oluşum bölgelerinde termal radyo jetlerin aranması, eğer bulunabilirse, böylece büyük kütleli genç yıldızimsı oluşum bölgelerinde tesbit edilen jetlerin sayısının artırılması.
2. Tesbit edilen radyo jetlerin akı yoğunluklarından jet özelliklerinin (kütle kayıp oranı ( $dM/dt$ ), momentum oranı ( $\dot{P}$ ) vs.) elde edilmesi ve jetler ile fişkırmalar arasındaki ilişkinin doğrulanması,
3. Jetlerin küçük kütleli yıldızlarda gözlenen karakteristik özelliklerinin, büyük kütleli yıldızlarda gözlenenlerle ilişkili olup olmadığını araştırmak.

Jetler hakkında yukarıda ifade edilen amaçlara ulaşılabilmesi için, bu yapıların seçilen alanlarda açılal olarak çözümlenmeleri gerekmektedir. Yukarıda belirtilen dört çalışmada (Marti ve diğ., 1993; Rodriguez ve diğ., 1994; Rodriguez ve diğ., 2008; Guzman ve diğ., 2010) jetlerin doğrusal büyüklükleri yaklaşık olarak 6000 AB bulunmuştur. Bu da 4 kpc'ten yakın kaynaklar için yaklaşık olarak en az 1.5 yay saniyesine karşılık gelmektedir. VLA için B yapılandırmasında 1.3 santimetrelik dalgaboyundan elde edilecek çözünürlük bu yapıları gözlemek için yeterli olacaktır.

Yukarıda verilen kriterlere göre seçilerek gözlemi yapılan büyük kütleli yıldız oluşum bölgelerinin listesi Tablo 3.4'te verilmiştir.

Son olarak, seçim kriterleriyle yaygın ve optikçe ince HII bölgelerinin elenmesine karar verilmiş olmasına rağmen, görüntülerde diğer tür olan aşırı kompakt iyonize hidrojen bölgelerinin (HCHII, UCHII) veya daha küçük sönük kaynakların (Sanchez-Monge ve diğ., 2008) görülmesi beklenmektedir. Bu kaynaklarla termal radyo jetlerin ayrımının

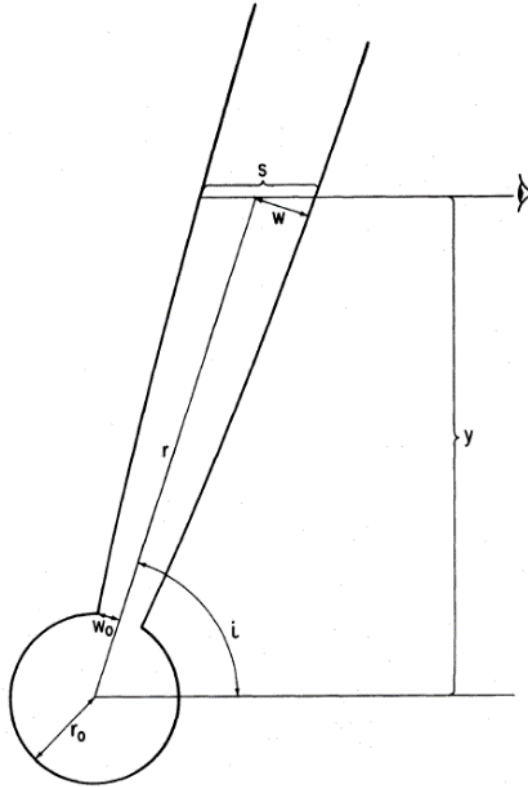
**Tablo 3.4:** Çalışmamızda radyo jetlerin araştırılması için gözlenmiş büyük kütleli yıldız oluşum bölgelerinin listesi verilmiştir. Bunun yanında bazı kaynaklar K bandında gözlenememiştir. C bandında 368 dakika, K bandında 418 dakika gözlem yapılmıştır. Toplam gözlem süresi 786 dakika olarak sayılmıştır. Rakamlarla verilen nesnelere (05358+3543) birer IRAS (Infrared Astronomical Satellite) nesnesidir.

Gözlenen Kaynaklar	Koordinatlar (J2000)		Gözlem Süreleri (dakika)		Uzaklık (d)	Yığın Kütleli
	RA (hh:mm:ss)	Dec (° ' ")	K bandı	C bandı	(kpc)	(M/M <sub>⊙</sub> )
05358+3543	05:39:12.2	+35.45.52.0	-	32	1.8	127
18223-1243	18:25:10.9	-12.42.27.0	29	20	3.7	980
18228-1312	18:25:42.3	-13.10.18.0	32	20	3.0	740
18236-1205	18:26:25.4	-12.03.50.9	30	20	2.7	780
18316-0602	18:34:20.5	-05.59.30.0	27	20	3.1	1000
19095+0930	19:11:54.0	+09.35.52.0	34	18	3.0	500
G19.27+0.1M2	18:25:52.6	-12.04.47.9	30	20	2.4	114
G19.27+0.1M1	18:25:58.5	-12.03.58.9	30	20	2.4	113
G24.33+0.1M1	18:35:07.8	-07.35.04.0	30	20	3.8	1759
G24.60+0.1M2	18:35:35.7	-07.18.08.9	30	20	3.7	483
G24.60+0.1M1	18:35:40.2	-07.18.37.0	30	20	3.7	192
G34.43+0.2M3	18:53:20.3	+01.28.23.0	33	18	2.5	301
G192.58-0.04	06:12:52.9	+18.00.34.9	-	20	2.6	500
G192.60-0.05	06:12:54.0	+17.59.23.0	-	20	2.6	460
G23.60+0.0M1	18:34:11.6	-08.19.05.9	27	20	2.5	365
G24.08+0.0M2	18:34:51.1	-07.45.32.0	27	20	2.5	201
G189.78+0.34	06:08:34.5	+20.38.51.0	-	20	1.8	150
G18.18-0.30	18:25:07.3	-13.14.22.9	29	20	2.6	110

yapılması için tayfsal indeks ( $\alpha$ ) hesaplanmalıdır. Termal radyo jetlerin tayfsal indekslerini hesaplayabilmek için iki farklı frekans aralığında yapılmış gözlemlere ve bu frekans aralıklarında elde edilen akı yoğunluğu değerlerine ihtiyaç vardır. Frekansa karşılık akı değerleri için hesaplanan en uygun eğrinin eğimi tayfsal indeksi verir. Buna göre, gözlemsel tayfsal indeks değeri termal radyo jetler için  $-0.1 < \alpha < +2$  aralığında olup (Sanchez-Monge ve diğ., 2013; Anglada, 1996), Reynolds'un (1986) kuramsal hesaplarına göre termal radyo jet için en olası tayfsal indeks değeri +0.6 civarındadır, ancak farklı hız değişimlerine sahip bir rüzgardan kaynaklanan genişleyip birleşen yapılar sebebiyle bundan büyük değerler elde edilmesi de mümkündür. Bunlarla beraber çalışmamızda HII bölgeleri ve türevlerinin (UCHII; Ultra Kompakt HII bölgesi ve HCHII; Hiper Kompakt HII Bölgesi) görülmesi de olasıdır. HII bölgeleri için de tayfsal indeks değerinin jetler için verilen aralıkta görülmesi beklenmektedir. Çalışmamızda bu

konuda yorum gerektiren noktalarda, literatürde daha önce yapılmış çalışmalar dikkate alınacaktır. Bunlara ek olarak gözlemlerimizde termal olmayan emisyon da beklenmektedir. Termal olmayan emisyonla sahip kaynakların negatif tayfsal indeks vermeleri gerekir (Sanchez-Monge ve diğ., 2013). Böyle kaynaklar termal olmayan radyo jet veya sönük galaksi olarak sınıflandırılacaktır. Burada sönük galaksi veya termal olmayan radyo jet ayrımı için, gözlenen yapının fişkırma ile ilişkisi olup olmadığı kontrol edilecektir.

Reynolds (1986) yaptığı çalışmada tayfsal indeksin, açısal olarak çözümlenmemiş bir kaynağın parametreleri kullanılarak nasıl elde edileceğini hesaplamış ve bazı gözlenen kaynaklar için bu hesaplarını test etmiştir. Süreklilik gözlemlerinin jet ve benzeri akışların fizikini araştırmak için çok uygun araçlar olduğunu göstermiştir. Şekil 3.5'te termal atımın  $r_0$  yarıçaplı uzaklıkta görülmeye başlandığı ve  $w_0$  yarıçapına sahip bir jet olduğu varsayılmıştır. Akış bulunduğu ortamın fiziksel koşulları altında gerçekleşir.



**Şekil 3.5:** Jet geometrisi. Akışın  $r_0$  yarıçapında atım olmuştur.  $s$  birim uzunluğunda atımın görüş doğrultusu boyunca akışın özellikleri sabittir ve akışın görüş doğrultusu boyunca eğimi  $i$  derece kadardır (Reynolds, 1986).

Jetin yarıçapının atımın yarıçapı olarak ve güç yasasına uygun değiştiği varsayılmıştır. Buradan hareketle akışın türünü belirlemek mümkün olabilir (Reynolds, 1986):

$$w = w_0 \left( \frac{r}{r_0} \right)^\varepsilon .$$

Burada  $r_0$  atımın yarıçapından itibaren görüldüğü yarıçap,  $w_0$  da atımın yarıçapıdır. Burada  $\varepsilon = 1$  durumu için konik (konik akış tüpü) şekilli bir atım söz konusu olur. Sıcaklık, hız, yoğunluk ve iyonize kesrin büyüklüğü  $r/r_0$  büyüklüğüne bağlı olarak değişir. Sistemden kaybedilen kütle oranını da hesaplamak mümkündür (Curiel ve diğ., 1989). Bu çalışmada elde edilen fiziksel parametrelerin büyüklüğü tezin Verilerin Analizi bölümünde ayrıntılı olarak verilmiştir.

### 3.5 KALİBRASYON AŞAMALARI

Çalışmamızda elde edilen veriler CASA isimli yazılımla indirgenmiş ve analiz edilmiştir. CASA dizgesel ve tek çanaklı teleskopların verilerinin indirgenmesinde, analiz ve haritalandırma işlemlerinde kullanılan bir indirgeme programıdır (Petry ve CASA Development Team, 2012). Şu anda tek çanaklı ve dizgesel gözlemler için NRAO, ESO (European Southern Observatory), NAOJ (National Astronomy Observatory of Japan) tarafından geliştirilmektedir. CASA yazılımı bütün radyo verileri için kullanılabilir; fakat esas olarak ALMA ve (E)VLA dizgeleri için kullanılmaktadır. CASA'nın detaylı tanımı ve kullanım kitabı <http://casa.nrao.edu> adresinde bulunabilir.

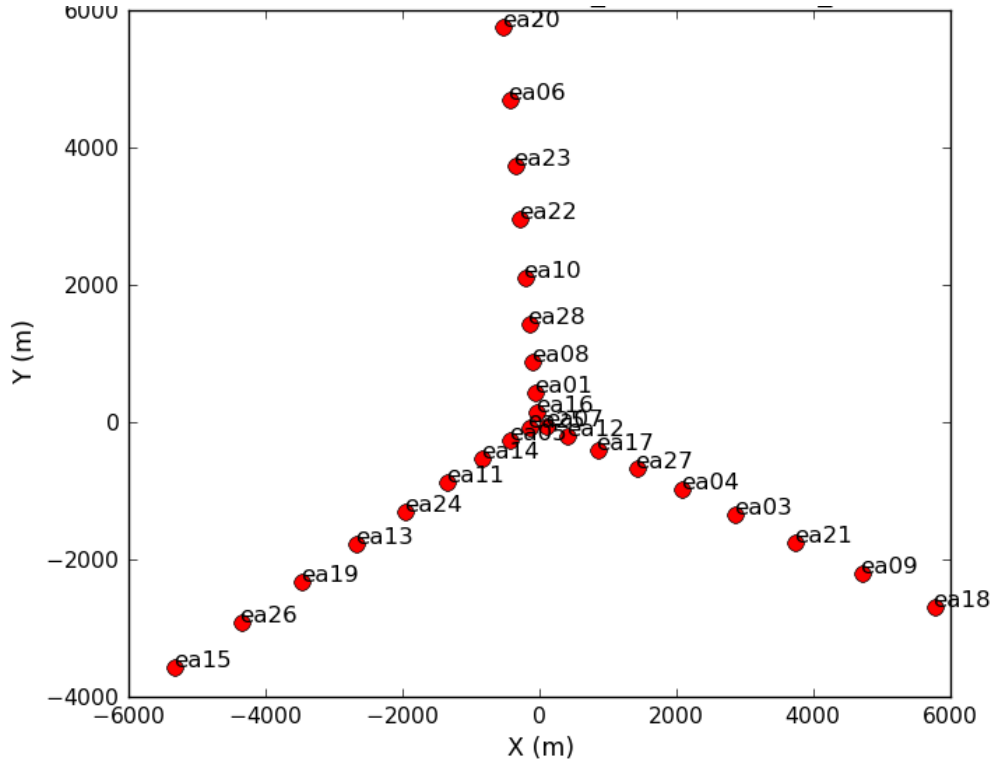
CASA temel olarak C++, Python ve bazı FORTRAN paketleri kullanılarak hazırlanmıştır (McMullin ve diğ., 2007). Bunun yanında verilerin ve gerekli grafiklerin görsel olarak gösterilmesi ve kaydedilmesi için iki farklı ara yüz tanımlanmıştır. CASA için özel olarak hazırlanmış küçük paket uygulamalar mevcuttur ve bu paketler sık sık kullanılan uygulamalarda kolaylık sağlamaktadır.

Bu yazılımda gözlem sırasında gerekli olan bütün kayıtlar bir *ölçüm dosyası (MS; Measurement Set)* içine kaydedilir. Kısaca bahsetmek gerekirse, bu dosya kalibrasyon kaynaklarına ve bilimsel kaynaklara ait sinyal ölçümlerini, şiddetleri ve gözlem sırasındaki hava koşullarına ait bilgileri içerir. Kalibrasyon ile ilgili bir işlem yapıldığında yazılımın girdi değerlerinin hepsi bir metin dosyası içine kaydedilir. Kalibrasyon aşaması konunun devamında ayrıntılı bir şekilde verilecektir, ama gözleme

başlamadan önce gözlemede şiddet dalgalanmasının kaydedildiği veriler veya veri aralığı (RFI; bkz. Bölüm 3.5.2) kaldırılmalıdır. Bu verilerin güvenliğinin sağlanması ve geri yüklenebilmesi için ek olarak, MS dosyasının dışında dosyalar oluşturulur ve verilere ait bilgiler bu dosyalara kaydedilir. Bu sayede, gözlem sırasında bir hata olursa veya yanlış bir veri kaldırılırsa bu dosyalardan geri çağırılabilir.

### 3.5.1 Ham Verinin İncelenmesi

Kalibrasyon işleminden önce gözlemede hangi kalibrasyon kaynakları ve bilimsel kaynakların gözlemlendiği, hangi frekansta ve kaç anten ile gözlem yapıldığı, polarizasyon ürünleri, anten pozisyonları ve yapılandırmasının yanı sıra, kalibrasyon için kullanılacak



**Şekil 3.6:** Çalışmamızdaki gözlemlerden birinde VLA teleskoplarının yapılandırması. Teleskopların kodlarındaki sayılar (ea12 gibi) kullanılarak başlık bilgisinden teleskop hakkında daha fazla bilgi edinilebilir.

referans anteni seçilmesi amacıyla başlık bilgisi incelenmelidir. Bununla beraber gözlem sırasında kaydedilen gözlemci notları da kesinlikle incelenmelidir. Bir gözlemede akı ve kazanç için gerekli kalibrasyon kaynakları ve bilimsel veri türü olmak üzere en az üç tür veri olmalıdır. Bununla beraber bu sayı gözlem stratejisine bağlı olarak değişebilir. Gözlemimizde VLA teleskopları eş açılı üç kol üzerine yerleştirilmiştir. Bu



yapılandırma Şekil 3.6’da görülebilir. Bir avantaj olarak, en büyük taban çizgisinin içinde kalan alanın, taban çizgilerinin birbiriyle olan birleşimleriyle doldurulması mümkündür. Kalibrasyon için gerekli olan ön işlem; teleskopların yapılandırmasını incelemek, gözlemci not defterine kayıtlı olan hatalı teleskopları kaldırmak ve düzeltme tablolarının hesaplanması için gerekli referans antenin seçilmesidir. Seçilecek referans antenin, yapılandırmanın merkezinde bir teleskop olması gerektir. Referans antenin seçiminde şiddet ve faz dalgalanmalarını tesbit edebilmek için, şiddete ve faza karşılık zaman, frekans ve *UVdist* grafikleri kontrol edilmelidir. *UVdist* terimi,  $(u,v)$  düzleminde antenlerin birbirinden uzaklıklarını belirtmek için kullanılan bir terimdir. Şiddet dağılımı *UVdist*’e karşılık çizdirildiğinde de şiddet dalgalanmaları tesbit edilebilir.

### 3.5.2 Kötü Verilerin Kaldırılması

*No data is better than bad data*

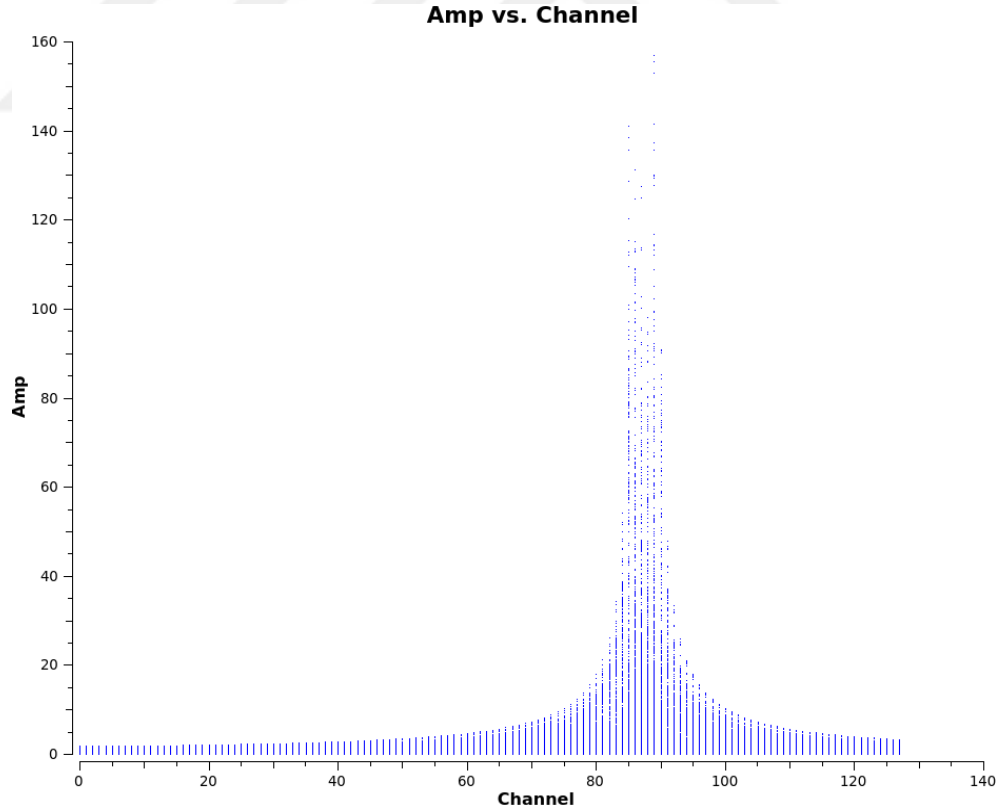
Çalışmamızda VLA dizgesinin K ve C bantları kullanılmıştır. Bilindiği gibi, Dünya’nın etrafında ve yeryüzünde birçok uydu, telefon ve alıcı teleskoplarımızın çalıştığı radyo dalgaboylarında çalışmaktadır. Bu yüzden radyo dalgaboylarında çalışan aletlerde dalgaların girişime uğraması kaçınılmaz bir durumdur. Buna karşılık, astronomik gözlem kaynaklarından gelen radyo sinyaller yeryüzünde üretilen sentetik radyo dalgalarından çok daha zayıftır. Bu girişim radyo teleskoplarında *Radyo Frekans Girişimi (Radio Frequency Interference; RFI)* olarak adlandırılır. Gözlem verimizin belli frekanslarında birçok kez RFI gözlenmiştir ve bu frekans aralığındaki veriler kaldırılmıştır. VLA dizgesinde RFI görece olarak düşük frekanslarda gözlenmektedir. Çalışmamızda, C bandında K bandına nazaran daha çok RFI gözlenmiştir. VLA dizgesi için düzenli olarak RFI gözlemi yapılmakta ve girişimin gözlemlendiği frekans aralığı yayınlanmaktadır. VLA’da gözlenen girişimler genellikle uydu geçişlerinden kaynaklanmaktadır. Bununla beraber, girişimleri rastgele olabileceğinden bütün frekans aralığındaki şiddet ve faz dalgalanmaları dikkatli bir şekilde incelenmelidir. Bu yüzden ilk önce standart olarak meydana gelen girişimler ve sonrasında rastgele oluşan girişime maruz kalmış frekans veya frekans aralıkları kaldırılmalıdır.

İkinci olarak, tayfsal pencerelerin, yani verinin kaydedildiği bantların başlangıç ve bitiş kısmı gelen sinyali kaydetmek için yeterli hassasiyette değildir. Sinyal tayfsal pencerenin merkezindeki frekanslarda etkin olarak kaydedilir. Teknik kaynaklı bir

problem olduğundan bu kısımların kaldırılması için incelemeye gerek yoktur. Gözlemlerimizde kullanılan frekans aralığını kapsamak için onbeş frekans aralığı kullanılmıştır ve her biri ters U şeklindedir. Bir sonraki aşamada verilerin kalibrasyonu için çok önemli bir aşama olan düzeltme tablolarının oluşturulması vardır. Bu aşamadan önce bütün şiddet ve faz dalgalanmaları kaldırılmalıdır. Çünkü bütün matematiksel işlemler bu veriler kullanarak yapılacaktır. Eğer yanlış verileri hesaba katılırsa elde edilecek sonuçlar da hatalı olacaktır. Bu kötü veriler sadece kalibrasyon kaynaklarında aranmalı ancak bilimsel kaynaklardan kaldırılmamalıdır. Fakat kalibrasyon kaynaklarından bir veri kaldırılırsa, bilimsel kaynaklar dâhil olmak üzere diğer bütün kaynaklardan bu kötü verinin bulunduğu aralık da kaldırılmalıdır.

### 3.5.3 Düzeltme Tablolarının Oluşturulması

Belirtildiği gibi, CASA yazılımı birden fazla paketin birleştirilmesiyle oluşturulmuş bir indirgeme ve analiz programıdır. Bu çalışmada CASA'ya ait *plotcal*, *setjy*, *gencal*, *bandpass*, *gaincal*, *fluxscale*, *applycal*, *split* paketleri kullanılmıştır. Paketlerden *split*



**Şekil 3.7:** C bandının girişimden en çok etkilenen tayf penceresi verilmiştir. Öyle ki kötü verilerin silinmesi işlemi sırasında bu pencereye ait veri kaldırılmıştır.

paketi dışındaki bütün paketler düzeltme tablolarının oluşturulmasında ve gözlem hakkında bilgi almak için kullanılmıştır.

İlk adım olarak, dönüşüm fonksiyonu için bütün teleskopların konumları arasındaki fark hesaplanmalıdır. Eğer teleskopların konumu yanlış hesaplanırsa,  $u$  ve  $v$  değerlerine bağlı olarak değişen dönüşüm fonksiyonu da yanlış hesaplanacaktır. CASA'dan önce bu işlem bir paketten ziyade listeden değerler okunarak hesaplanmaktaydı. Ama şu anda *gencal()* isimli paketle hızlıca hesaplanmaktadır. Bu paketin nasıl çalıştığını anlatmak ve listedeki değerlerin nasıl okunduğuna dair bilgi verebilmek için çalışmamızdan bir örnek verilmiştir (bkz. Tablo 3.5). 28 Haziran 2012 tarihli gözlem için bu işlemi yaparsak, ilgili tablodan bu tarihe bakıldığında, konum düzeltmesi 24 Haziran ve 31 Temmuz arasında kalmaktadır. Bu tarihlerdeki değerleri karşılaştırıp teleskopların konum düzeltmesi yapılır. Her bir alıcı ve anten tamamen farklı yükseklikte ve etkinlikte olduğu için tamamen aynı verimle çalışmaz. Kazanç ve etkinliği tanımlamak için, her bir anten için kazanç eğrisi kalibrasyonu hesaplanmalı ve gerekli düzeltme tabloları oluşturulmalıdır.

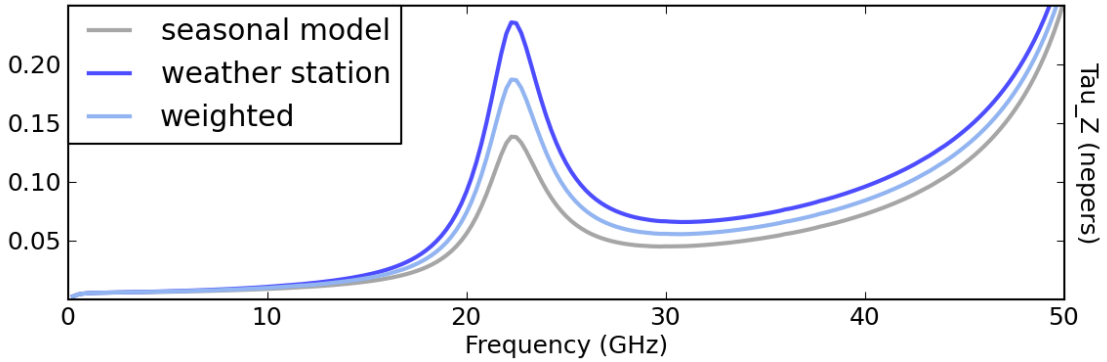
**Tablo 3.5:** 2012 yılına ait EVLA taban çizgisi düzeltmesi metre cinsinden verilmiştir. ANTMOVED: Antenin hareket ettiği günü, OBSDATE: Gözlem gününü, Put\_In: Antenin yerleştirilme günü, ANT: Anten numarası, PAD: Antenin yerleştirildiği istasyonu kodu, Bx, By ve Bz düzeltmeleri göstermektedir.

ANT MOVED	OBSDATE	Put_In_	ANT	PAD	Bx	By	Bz
MAY22	MAY28	MAY29	09	E32	-0.013	-0.011	0.008
MAY21	MAY28	MAY29	13	W24	-0.001	0.000	0.022
MAY21	MAY28	MAY29	15	W36	0.003	0.013	-0.008
MAY21	MAY28	MAY29	18	E36	0.010	0.000	-0.013
MAY22	MAY28	MAY29	19	W28	0.005	0.014	-0.002
	MAY28	MAY29	20	N36	0.005	0.000	0.000
MAY22	MAY28	MAY29	21	E28	0.010	-0.010	-0.010
	MAY28	MAY29	22	N24	-0.013	-0.011	0.008
	MAY28	MAY29	23	N28	-0.013	-0.011	0.008
MAY23	MAY28	MAY29	24	W20	-0.013	-0.011	0.008
MAY22	MAY28	MAY29	26	W32	-0.013	-0.011	0.008
JUN14	JUN15	JUL18	4	E20	-0.013	-0.011	0.008
	JUN15	JUL18	21	E28	-0.013	-0.011	0.008
JUN13	JUN15	JUL18	27	E16	-0.013	-0.011	0.008
JUL24	JUN26	SEP14	2	N20	-0.013	-0.011	0.008
SEP05	SEP12	SEP14	1	N48	-0.013	-0.011	0.008
SEP05	SEP12	SEP14	2	N56	-0.013	-0.011	0.008
SEP06	SEP12	SEP14	8	N16	-0.013	-0.011	0.008
AUG22	SEP12	SEP14	10	W08	-0.013	-0.011	0.008

Her bir paket çalıştıktan sonra gerekli tablolar, bilgisayarın halen çalışılan dizinine otomatik olarak kaydedilir. Diğer bir düzeltme ise radyo sinyallerin en çok etkilendiği troposfer ve iyonosferden kaynaklanan optik derinlik düzeltmesidir. Özellikle troposferin davranış profili yer tabanlı teleskoplar için etkin rol oynamaktadır. Çünkü kısa dalgaboyları, bilhassa 10 santimetreden kısa dalgaboyları troposferin davranış profilinden önemli ölçüde etkilenmektedir. Bu katmanda moleküller, özellikle su buharı molekülü radyasyon üzerinde önemli rol oynamaktadır (Monnier ve Allen, 2013).

Bütün bu düzeltme tabloları *gencal()* paketindeki bağımsız değişkenleri değiştirilerek oluşturulabilir. Fakat bu düzeltmeler için gözlem sırasında kaydedilen donukluk değerlerine ihtiyaç duyulmaktadır. Bununla ilgili tablolar ise CASA yazılımı için *myTau* olarak kaydedilmiştir (Şekil 3.8). Bu düzeltmeler sayesinde verilerimiz üzerindeki Dünya atmosferi kaynaklı bozucu etkiler uzaklaştırılmıştır.

Diğer adımda dönüşüm düzenini çözmek için akı yoğunluğunun belirlenmesi gerekmektedir. Burada kastedilen, her kaynağın haritalardaki akı yoğunluğunun doğru bir şekilde kalibre edilmesinin gerekliliğidir.



**Şekil 3.8:** VLA için mevsimsel modellemenin yanı sıra hava durumu istasyon cihazının ölçümleri ve bunların ortalamaları verilmiştir. Buradaki frekans aralığı VLA'nın kapsadığı frekans aralığıdır. Grafikte üç eğrinin de zirve yaptığı 22 GHz ise atmosferdeki su molekülünden kaynaklanmaktadır ve VLA'nın K bandı aralığındadır. 50 GHz'ten sonrası için radyo gözlemleri atmosferden çok fazla miktarda etkilenmektedir.

Akı kalibrasyon kaynağının önemi burada ortaya çıkmaktadır. Bütün kalibrasyon kaynakları VLA tarafından düzenli bir şekilde gözlemlendiği gibi, her gözlemlerde bu kaynaklar tekrar gözlenir. Söz konusu kaynakların listesi ve özellikleri hakkında detaylı bir çalışma Perley ve Butler (2013) tarafından yapılmıştır. Bu işlemin yapılabilmesi için CASA'da bulunan *setjy()* isimli paket kullanılmaktadır. Paketle beraber akı yoğunluğu

belirlenir ve önceden kaydedilerek CASA’da depolanan model görüntülerle MS dosyasındaki görüntüler karşılaştırılır. Bu sayede akı yoğunluğu zamanın veya frekansın bir fonksiyonu olarak hesaplanır.

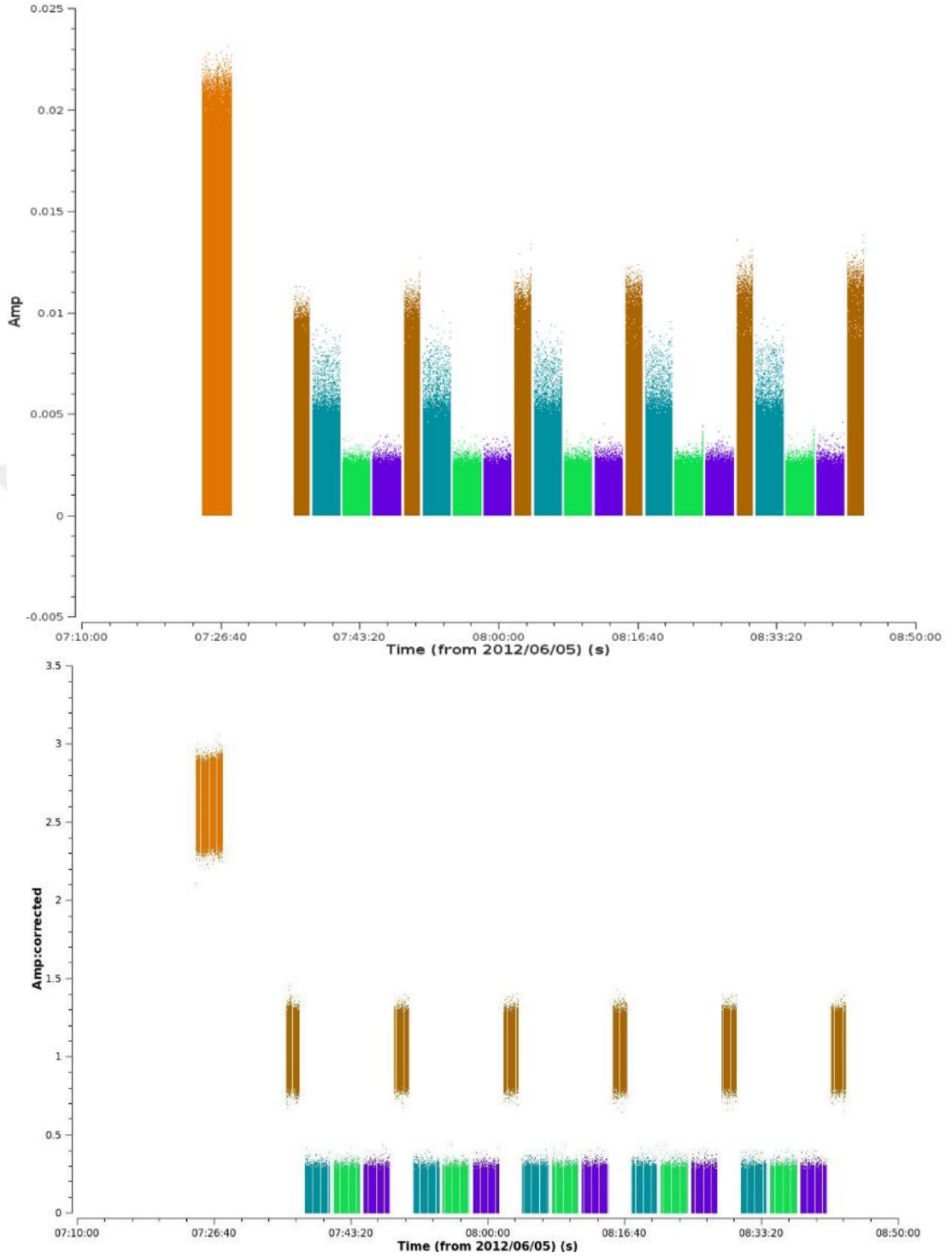
Sinyal şiddetleri zamana ve frekansa bağlı olarak kazanç farklılığı gösterir. Buradan, kazancın zamana veya frekansa bağlı olarak hesaplanması gerektiği görülmektedir. Bu değişim bir fonksiyon ile ifade edilirse söz konusu hesaplama yapılabilir. Kalibrasyon işleminin ilk aşamalarında seçilen referans antenin önemi burada ortaya çıkmaktadır. Çünkü CASA bu değişimi karakterize etmek için referans antenin değerlerini sıfır noktası olarak kabul edecektir. Bu yüzden seçilen referans antenin olabildiğince küçük hatalar içermesi gerekmektedir. Frekansa bağlı kazanç değişiminin hesaplandığı bu kalibrasyon aşamasına *bandpass* kalibrasyonu denir.

#### 3.5.4 Kazanç Değişimi (Bandpass) Kalibrasyonu

Gerçek ve gözlenen dönüşüm fonksiyonları arasındaki ilişkiyi bulabilmek için, veri setinde dar frekans aralıklarındaki hatalar da kaldırılmalıdır. Bu hatalar zamanın veya frekansın bir fonksiyonu olarak değiştiğinden, zamana ve frekansa bağlı olarak çözüm yapılmalıdır. Bu aşama bütün kalibrasyonun güvenilirliğini belirleyeceğinden, kalibrasyon için sınırlayıcı bir faktör olmaktadır. Yani iyi bir kalibrasyon kaynağı ve referans anten seçimi iyi kalibre edilmiş bir veri setinin ilk şartıdır. Gözlenen görünürlük fonksiyonu,

$$V_{ij,obs}(t) = V_{ij}(t)G_{ij}(t)B_{ij}(t) \quad (3.15)$$

ile tanımlanır. Denklemden  $V_{ij,obs}$  gözlenen görünürlük fonksiyonunu,  $V_{ij}$  gerçek görünürlük fonksiyonunu,  $G_{ij}$  kompleks kazancı ve  $B_{ij}$  bandpass kalibrasyon terimini temsil etmektedir. Denklemden de görüldüğü gibi, kazanç frekansa bağımlı olmasının yanı sıra zamana bağlı olarak da değişmektedir. Bu değişimin eğimli bir doğrusal fonksiyon gibi karakterize edilebilir olması gerekir. CASA yazılımında bu değişim modellenir. Yazılım aynı zamanda, bilimsel hedeflerin gerçek akı değerlerinin hesaplanması için, modellenmiş değişim akısını bilinen kaynaklardaki değişim katsayısı ile çarpar ve böylece normalize edilmiş akı değerleri ortaya çıkar.

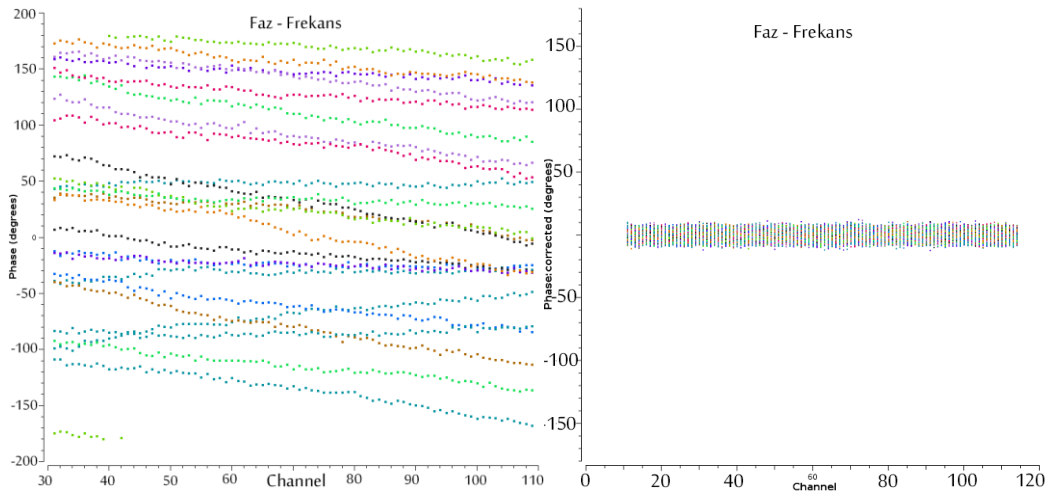


**Şekil 3.9:** İki panelde zamana karşılık şiddet verilmiştir. Üst paneldeki grafik kalibrasyondan önce, alt paneldeki grafik ise kalibrasyondan sonrası için verilmiştir. Grafikteki turuncu renk akı kalibrasyon kaynağını, kahverengi renk faz kalibrasyonu için kullanılan faz kalibrasyon kaynağını göstermektedir.

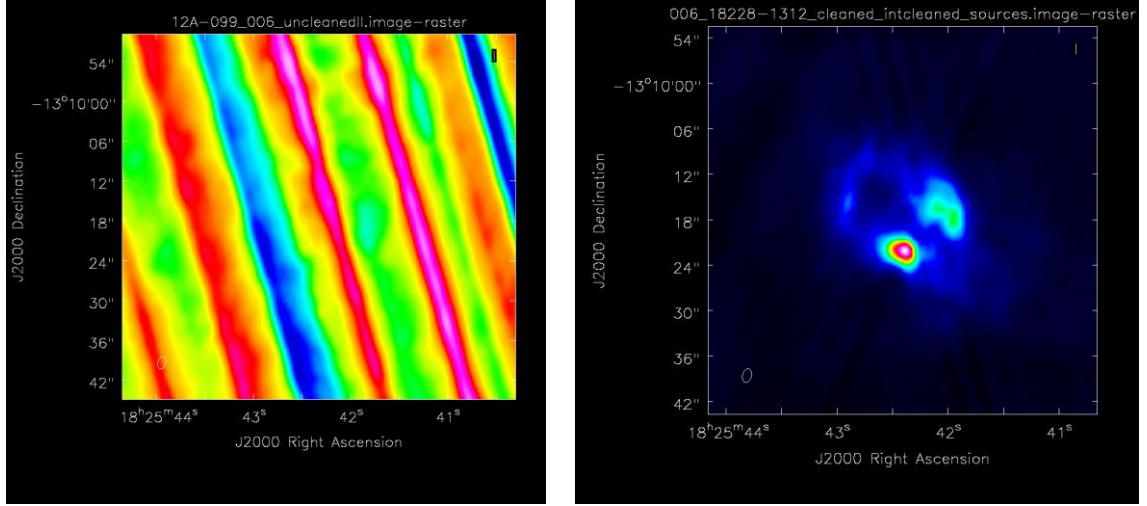
Akının ölçeklenmesi için CASA programının içinde kalibrasyon kaynaklarının modelleri mevcuttur. Bu şekilde CASA içinde bir modelleme yapmak bandpass kalibrasyonu için kullanılan kaynağın değişiminin bir tayfsal eğimi olmasına rağmen kullanışlı bir durumdur. Ayrıca bu yöntem eğimin olmaması hali için de geçerli olduğundan genel bir yöntem olarak görülebilir. Bütün düzeltmeler modeller, kalibrasyon kaynakları ve matematiksel çözümlerle elde edilmektedir; fakat düzeltmeler, aşağıda bahsedilecek ek işlemler yapılmadan kaynakların kalibrasyonu için kullanılmamaktadır. Kalibrasyon aşamasındaki amacımız, şiddet ve faz değerlerini bozucu ve olumsuz etkilerden arındırmaktır. Bunun için öncelikli olarak düzeltme tabloları sadece kalibrasyon kaynakları kullanılarak elde edilmiş ve elde edilen çözümler hedef kaynakların gözlemlerinin kalibrasyonu için kullanılmıştır.

### 3.5.5 Düzeltmelerin Uygulanması

Yukarıda da belirtildiği gibi bütün düzeltme tabloları modeller, kalibrasyon kaynakları ve bazı matematiksel çözümler ile elde edilmektedir. Bu çözümler direkt olarak bilimsel kaynakların kalibrasyonu için kullanılmaktadır. Şu ana kadar kötü verilerin kaldırılması, bandpass kalibrasyonu, etkinlik ve kazanç büyüklükleri sadece kalibrasyon kaynakları üzerinde gerçekleştirilmiştir. Periyodik olarak gözlenmiş ve kalibrasyonu yapılmış olan kazanç kalibrasyon kaynağı için ara değer hesabı yapıldıktan sonra, incelenen



**Şekil 3.10:** Grafikte faza karşılık frekans çizilmiş, fazın kalibrasyondan önce ve sonraki durumu gösterilmiştir. Kalibrasyondan önceki (sol panel) dağılım  $\pm 180^\circ$  arasında gözlenmektedir; fakat kalibrasyondan sonrasında  $\pm 10^\circ$  arasında olmaktadır.



**Şekil 3.11:** Çalışmamızda kullanılmış kalibrasyonun veri seti üzerindeki sonuçlarını göstermek için verilmiş bir alan görüntüsü. Sol panelde kalibrasyon yapılmamış alan görülürken, kalibrasyon sonrası elde edilen grafikte (sağdaki panel) ise üç farklı ve güçlü kaynak ve kabuk şeklinde zayıf emisyon elde edilmiştir.

kaynakların fazı (bkz. Şekil 3.9) yani haritadaki konumları doğru bir şekilde hesaplanır. İncelenen kaynakların akı kalibrasyonu için, bu kaynakların akı değerleri ile kalibrasyon kaynağının akı değeri çarpılmıştır. Bu işlemlerden sonra bilimsel olarak gözlenen kaynakların akı ve faz değerleri hatasız bir şekilde elde edilebilir (bkz. Şekil 3.11). İncelenecek akı değerleri ve kaynakların koordinatları, sistematik hataları elimine edilmiş şekilde bu haritalardan alınabilir.

### 3.6.1 HARİTALARIN ELDE EDİLMESİ

Bu kısımda anten dağılımlarının oluşturduğu  $(u, v)$  düzleminden itibaren ilk önce nasıl kirli görüntünün elde edildiği sonra bu kirli görüntünün nasıl temizlendiği ile ilgili temel bilgiler ve algoritmalar verilmiştir.

#### 3.6.1 Verilerin Seçimi

Yukarıda da belirtildiği üzere VLA ile radyo süreklilik gözlemi yapılması amaçlanmıştır. İndirgeme ve kalibrasyon sırasında iki frekansta maser (Microwave Amplification by Stimulated Emission of Radiation) çizgisi gözlenmiştir; fakat haritalar elde edilirken, maserlerin gözlendiği frekanstaki sinyaller sürekliliği elde etmek amacıyla kullanılmamıştır. Maserler 1960'lı yılların sonlarına doğru keşfedilmiş yapılardır. Galaksimizdeki birçok yapıda keşfedilmiş (Elitzur, 1992) oldukları gibi, galaksi dışı kaynaklarda da (Wang ve diğ., 2014; van Loon ve diğ., 1996) çokça gözlemi yapılmıştır. Genel olarak fırlatıldığı doğrultu boyunca ipliksi bir yapıya



sahiptir. Gözlenen maserlerden ilki 22.2 GHz su maseri (H<sub>2</sub>O), diğeri ise 6.67 GHz metanol (CH<sub>3</sub>OH) maseridir (bkz. Şekil 3.12). Su ve methanol maserleri yoğun ve ılık molekül gazlarında gözlenmiştir. Bunlar, aynı evre ve ortamda bulunmalarına karşın, farklı uyarılma mekanizmaları sonucu oluşmaktadır. Ek olarak, veri kalibrasyonu için iki farklı kalibrasyon kaynağı kullanılmıştır. Bu maserler de kalibrasyon yapmak (*self-calibration*) amacı ile kullanılabilir ki bu sayede daha iyi kalibre edilmiş verilerin elde edilmesi mümkündür. Ancak bunlar çalışmamızda kullanılmamıştır.

### 3.6.2 Fourier Dönüşümü ve Algoritmalar

Bu bölümde kalibrasyon sonrası elde edilen haritaların üretilmesi hakkında temel bilgiler verilecektir. Öncelikle haritaların üretilme işleminin kuramsal temelleri verilecektir (Briggs ve diğ., 1999).

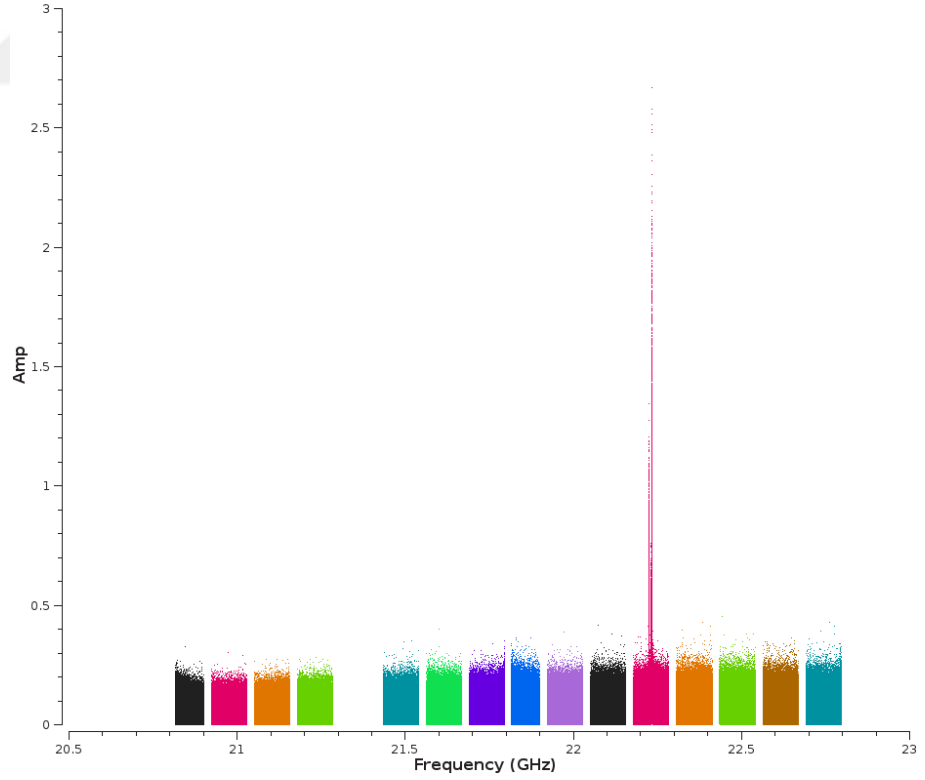
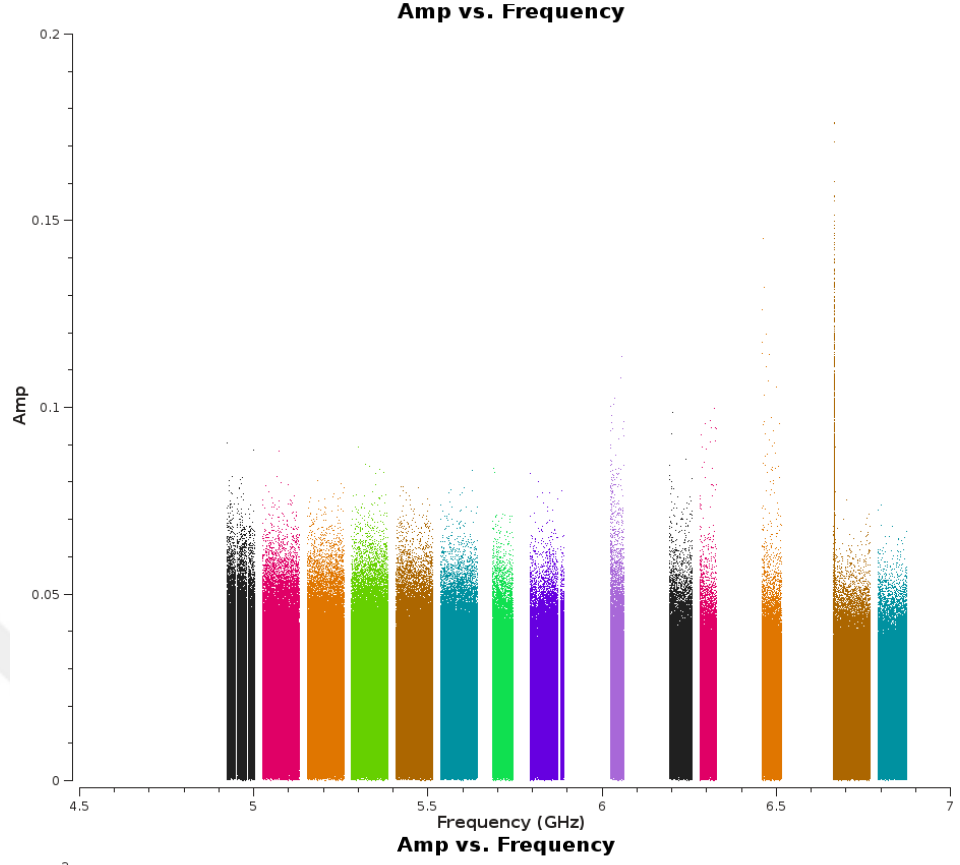
Görünürlük fonksiyonu denklem (3.5)'te aşağıdaki şekilde tanımlanmıştır:

$$V(u, v) = \iint_{-\infty}^{+\infty} A_v(l, m) I_v(l, m) e^{-2\pi i(ul+vm)} dl dm \quad .$$

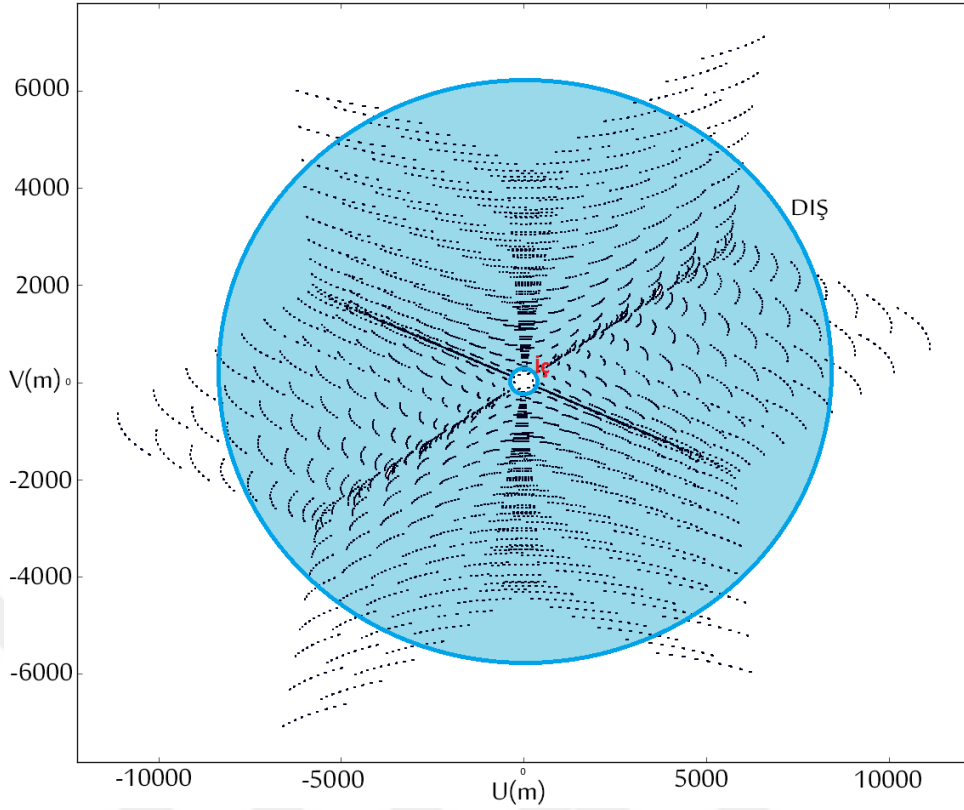
Önceki bölümlerde belirtildiği gibi interferometreler gözlemlerde görünürlük fonksiyonunu anten çiftlerinin fonksiyonu olarak ölçer. Anten çiftleri matematiksel işlemlerde taban çizgileri ile tarif edilmektedir. Gözlemde kapsadığımız alanın (*uv-coverage*) sınırlarını en büyük taban çizgileri belirler. Bu alanı doldurabileceğimiz yeterli taban çizgisi sayısını belirleme işlemine *açıklık sentezi* denilmektedir. Açıklık sentezi ile düzenli bir taban çizgisi diyagramı elde etmek için öncelikle gözlemde N tane teleskop olduğunu varsayalım. Taban çizgisi sayısı  $(N(N-1))/2$  ile verilir. Bunun yanısıra açıklık sentezi için, yani kapladığımız alanı doldurmak için Yerküre'nin dönmesini kullanabiliriz. Açıklık sentezi için teleskop yığınının kapladığı alanın özelliklerinin de incelenmesi gerekmektedir (Şekil 3.13). İnterferometre farklı yapılandırmalarda kullanılsa dahi desen her zaman şu şekilde elde edilecektir:

$$A(l, m) I(l, m) = \iint_{-\infty}^{+\infty} V(u, v) e^{2\pi i(ul+vm)} du dv \quad . \quad (3.16)$$

Burada  $I$  gökyüzü parlaklığı,  $A$  birincil ışın demeti modeli,  $V$  görünürlük fonksiyonlarıdır. (3.16) denklemi sayesinde gözlenen görünürlük fonksiyonundan kaydedilmiş her  $(u_k, v_k)$  ( $k = 1, \dots, M$ ) değeri için modifiye edilmiş gökyüzü parlaklığına ( $A(l, m) I(l, m)$ ) geçilir. Modifiye edilmiş gökyüzü parlaklığı görüntünün işlenmesinde



**Şekil 3.12:** Burada verimizde gözlenmiş maserler için şiddete karşılık frekans grafikleri C (6.67 GHz metanol maseri, üstte) ve K (22.2 GHz su maseri, altta) bandı için verilmiştir.



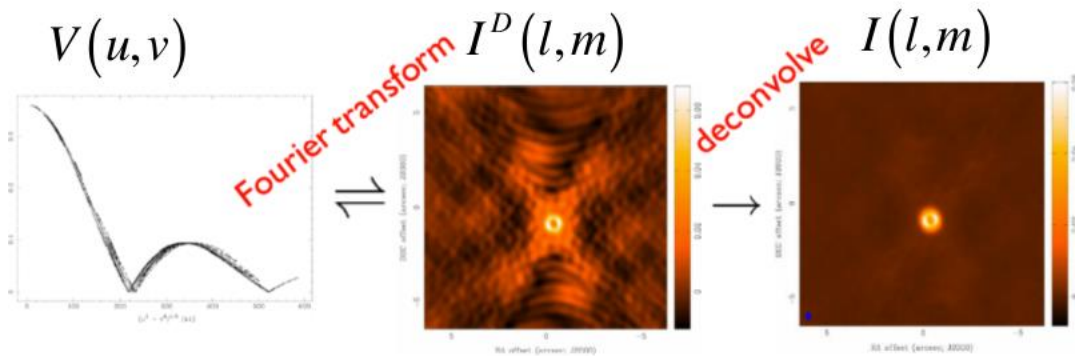
**Şekil 3.13:** Bu çalışmadaki kazanç kalibrasyon kaynağı için dizgenin kapsadığı alan verilmiştir. Şekilde verilen iç ve dış halka arasında kalan alan interferometrinin kapladığı alandır.

kolaylık sağlamak için kullanılmıştır. Burada  $M$  değeri gözlem zamanı ve frekans aralığı gibi büyüklüklere bağlıdır ve burada bununla ilgili olan sorun,  $M$  değerinin çok büyük olabilmesidir. VLA ile gözlememiz için (27 anten, 128 MHz frekans aralığına sahip 16 tayf penceresi ve yaklaşık olarak 60 dakikalık poz süresi) bu değer yaklaşık olarak  $2 \times 10^9$  mertebesindedir. Gözlenen kaynakların analizi için model kullanmak sadece basit (nokta kaynaklar, diskler vb.) yapılar için kabul edilebilir sonuçlar vermektedir. Ayrıca, büyük  $M$  değerleri söz konusu olduğu için, alınan sinyalin haritalanarak görüntüye dönüştürülmesi amacıyla Fourier dönüşümü kullanılmaktadır. Bu dönüşümle beraber  $V(u,v)$  fonksiyonundan itibaren  $I(l,m)$  şiddet dağılımı elde edilir.

Yukarı da belirtildiği gibi taban çizgileri noktalar topluluğu olarak betimlenmektedir. Yani veri setinde sürekli dağılım gözlenmemekte (bkz. Şekil 3.13) ve her bir ayrı gözlem noktası için hesaplama yapmak gerekmektedir. Gözlem noktalarının süreklilik göstermeyen bu dağılımının haritalanması için *Dirac Delta fonksiyonu* kullanılabilir. Ham görüntüden Fourier dönüşümü ve kalibrasyon işlemleriyle atmosferik ve teknik hatalardan arındırılmış veri -harita- elde edilir. Bundan sonra, görüntüler üzerinde

matematiksel işlem yapılarak kirliliğin ışın demetlerinden kaynaklanan hatalar kaldırılır ve veri seti bilimsel çalışmada kullanılmak üzere hazır hale gelir (bkz. Şekil 3.9). Haritadaki ışın demetlerinin temizlenmesi için hazırlanmış algoritma mevcuttur (Högbom, 1974). Bu çalışmada görüntü işleme ve temizleme konusunda temel algoritmalar olan CLEAN, MEM ve Clark algoritmalarının çalışma prensipleri üzerinde durulacaktır (bkz. Şekil 3.14). Standart Fourier dönüşümünde  $M$  adet nokta için ve  $Z \times Z$  boyutta bir alan görüntüsü elde etmek amacıyla  $4MZ^2$  ( $M$  yaklaşık olarak  $Z^2$  ile değiştiğinden, kabaca  $4MZ^2 = Z^4$  olur) çarpma işlemi yapılmalıdır. Bu işlem bir indirgeme için dikkate değer zaman kaybı demektir. Ara değer hesabının işlem süresi yaklaşık olarak  $Z^2 \log_2 Z$  ile değişir ve buna *hızlı Fourier dönüşümü* (FFT: Fast Fourier Transform veya Cooley-Tukey Algoritması) denir. Büyük veri tabanları için yapılan hesaplamalarda bu yöntem sayesinde zaman tasarrufu sağlamaktadır. Fakat,  $M$  değeri küçük olduğunda, yani az sayıda teleskop içeren interferometreler için direkt Fourier Dönüşümü (dFT) kullanılabilir.

Bu işlemlerden sonra çalışmamızda elde edilen bilimsel ve diğer tür görüntüler Şekil 3.15'te verilmiştir. Akı görüntüsü, dizgenin ana ışın demeti için düzeltme yapıldıktan sonra elde edilen görüntüsüdür. Bunun için dizgenin, ana ışın demetinin kazanç katsayısı ile bölünmesiyle, ana ışın demeti düzeltmesinin kaç kat yapılacağı CASA tarafından hesaplanır ve ana ışın demeti değeri bu katsayı ile çarpılır. Bu şekilde ana ışın için akı düzeltmesi yapılır. Önceki konularda CASA'nın model kullanarak hesap yaptığı belirtilmişti. Model görüntüsü en parlak temiz bileşenleri içermektedir.



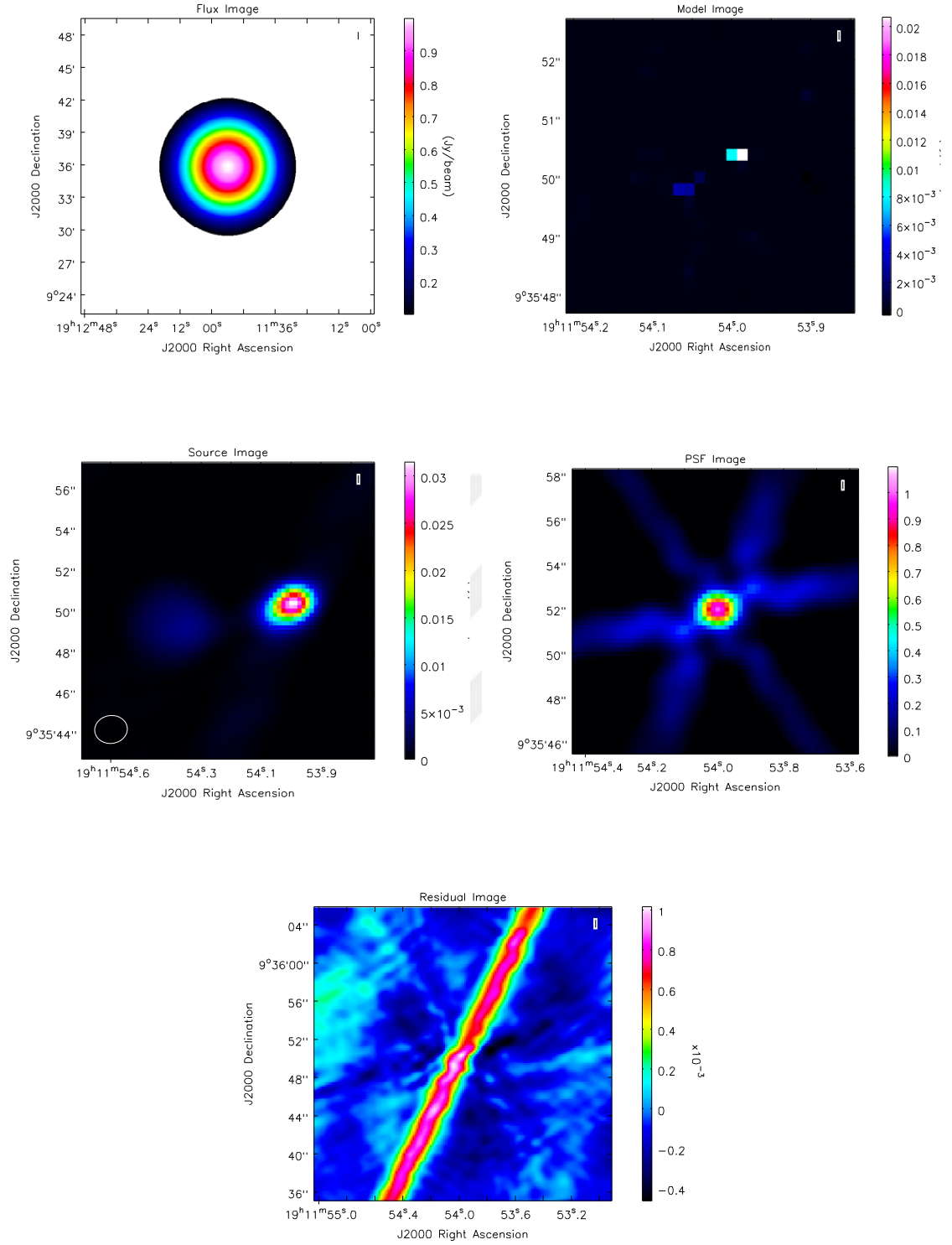
**Şekil 3.14:** Bir gözlem verisinden bilimsel değerlerin elde edilmesi için geçmesi gereken aşamalar gösterilmiştir. İlk önce Fourier Dönüşümü ile kalibrasyon hatalarından temizlenen görüntü elde edilir. Sonra, görüntü işleme algoritmalarıyla bilimsel görüntü elde edilir (Wilner, 2012).

CASA’da görüntüyü kirli ışın artıklarından (bkz. Şekil 3.14, orta panel) temizleme işlemi için, Clark algoritmasının geliştirilmiş bir hali olan CLEAN algoritması kullanılmaktadır (Clark, 1980). Bu algoritmada büyük ve küçük çevrimler vardır. Küçük çevrimlerde en parlak nokta kaynaklar tesbit edilir. Büyük çevrimlerde ise bulunan bu noktalar görüntüden çıkarılır. Bu tesbit yöntemi temizleme algoritmasının kendisi, yani Clark Algoritması’dır.

Burada önemli olan PSF (point-spread function) görüntüsüdür ve temizleme işleminin algoritması bu amaçla hazırlanan paket (psfmode) kullanırken tanımlanır. PSF paketi görüntüyü temizlemek için gerekli olan algoritmayı seçmemize olanak sağlar. CASA’da varsayılan temizleme algoritması olarak CLEAN (Clark algoritmasının geliştirilmiş hali) kullanılmaktadır. Bunun sonucunda elde edilen kirli ışın demeti görüntüsü Şekil 3.15’te (artık görüntü) verilmiştir.

FFT yapılması için, yukarıda bahsedilen matematiksel işlemlerin tekrarlanması gerekir. FFT yapmaktaki asıl amacımız ise, güçlü ve sönük kaynakların bulunduğu görüntünün doyma olmaksızın elde edilmesidir. Bu işlem sırasında bazı uzaysal frekansların eksikliğinden ve işlemin kirli görüntü ile yapılmasından dolayı bazı problemler doğmaktadır. Kirli görüntüden temiz görüntünün elde edilmesi için önerilmiş iki görüntü temizleme algoritması vardır: (1) CLEAN metodu ve (2) MEM Metodu (Cornwell ve diğ., 1999). CLEAN metodu, Högbom (1974) tarafından önerilmiş, matematiksel işlemlerden sonra elde edilen kirli görüntüden gerçek alan görüntüsünün elde edilmesi için hazırlanmış bir algoritmadır. Algoritma şu aşamalardan oluşmaktadır:

1. Kirli görüntünün şiddet dağılımındaki en parlak nokta tesbit edilir.
2. Bu nokta kirli görüntüden çıkarılır ve kirli ışın demeti  $B$  zirve noktasının şiddeti ve indirim katsayısı ile çarpılır.
3. Çıkarılan bu noktanın konumu ve parlaklığı bir modele kaydedilir. Model görüntü bu sırada oluşturulur.
4. Kullanıcı tarafından sonraki en parlak nokta bulunur. Bundan sonra kirli görüntü artık görüntü olarak adlandırılır. Burada artık görüntü oluşturulmaya başlanır.
5. Sonrasında belirlenen nokta kaynak modeli için işlemler yapılır.
6. Kirli görüntüden çıkarılan noktalar temiz görüntüye kaydedilir.



**Şekil 3.15:** CASA yazılımıyla kalibrasyon bittikten sonra elde edilen görüntüler. Sol üstten itibaren: (1) Akı görüntüsü (2) Model görüntüsü, (3) Bilimsel (Onarılmış) görüntü, (4) PSF görüntü, (5) Artık görüntüsü.

FFT tabanlı çalışan Clark algoritması 1980 yılında Clark tarafından önerilmiştir. Temel olarak CLEAN ile aynı algoritmayı kullanmasına karşın, iki boyutlu görüntü işlemleri için daha etkin olarak kullanılmaktadır. MEM (*Maximum Entropy Method veya En düşük ortak bölen (lowest common denominator)*) algoritmasında temel olarak model kullanır. İşlem öncelikle sinyal ve gürültünün ayrılması ile başlar. Bu yöntem düz ve yaygın kaynaklar için idealdir. Modelle çalıştığında istenilen herhangi bir bilgi varsayılan bir görüntü olarak da eklenebilir. CLEAN metodu da MEM metodu da gürültü analizinde etkin yöntemlerdir. Bununla beraber, CLEAN metodu MEM metodundan daha hızlı çalışır; çünkü CLEAN göreceli olarak düşük şiddetli pikselleri temel alarak işlem yapar. Bu sebeple, VLA gibi büyük dizgelerle elde edilmiş görüntülerin işlenmesinde CLEAN kullanışlı bir algoritmadır. MEM yöntemi ise yaygın kaynaklar için oldukça kullanışlı bir görüntü işleme algoritmasıdır. İki metodun da yetersiz kaldığı konulardan biri görüntüdeki yapıların işlenmesidir. CLEAN metodu yaygın kaynakların işlenmesinde lekeli görüntüler üretirken, MEM metodu yaygın kaynaklardaki noktasal yapıların işlenmesinde yetersiz kalmaktadır. Buna rağmen, MEM ve CLEAN izole ve noktasal kaynakların işlenmesinde çok iyi sonuçlar vermektedir. MEM algoritması CASA içinde bir paket olarak tanımlanmadığından, programdaki *clean()* paketinin bu algoritma için düzenlenmesi gerekmektedir. Bu sebeplerle CLEAN paketini kullanmak çalışmamız açısından avantajlıdır. Ayrıca, çalışmamızda kompakt (veya noktasal) kaynaklar incelendiğinden, CASA içindeki CLEAN algoritması (*clean()* paketi) kullanılmıştır.

### 3.7 FİZİKSEL PARAMETRELERİN HESABI

Üretilen haritalardan tesbit edilen kaynaklara ait akı değerlerinin ölçülmesi CASA yazılımı için *viewer()* paketinin kullanılmasıyla mümkün olmuştur. Haritalardan ölçülen akı değeriyle kaynağın türünü belirlemek için tayfsal indeks ( $\alpha$ ) hesaplanmalıdır. Tayfsal indeks değeri kullanılarak kaynağın radyo jet olup olmadığına karar verilebilir, ancak, daha önce haritalarda radyo jetlerin dışında bazı kaynakların, HII bölgeleri ve arkaplan kaynakları gibi kaynakların görülebileceği belirtilmişti. HII bölgeleri için fiziksel parametrelerin süreklilik haritalarından hesaplanması mümkündür ve gereklidir. Çünkü HII bölgeleri de yıldız oluşum bölgelerinin ilk evrelerinde görüldüğünden, yıldız oluşumunu anlamak adına önemlidir. Aşağıdaki başlıklarda kaynağın radyo jet ve HII olması durumunda fiziksel parametrelerinin nasıl

hesaplandığı verilmiştir. Buna ek olarak arkaplan kaynaklarının sayısını da hesaplamak mümkündür ve bütün haritalarda toplam gözlenmesi beklenen arkaplan kaynaklarının toplam sayısının nasıl hesaplandığı da verilmiştir.

### 3.7.1 Tayfsal İndeks Hesabı

Çalışmamızda tesbit edilen kaynakların türünü belirlemek için tayfsal indeks hesaplanmıştır. Tayfsal indeksin hesabı için kaynağın en az iki frekansta gözlenmiş olması gerekmektedir. Ancak, bir frekans aralığında gözlenmiş kaynağın bile tayfsal indeksi iyi bir varsayım ile hesaplanabilir ki bu yöntem çalışmamızda da kullanılmıştır. Çalışmamızda kaynaklar VLA'nın C ve K bantlarından elde edilen haritalarında aranmıştır. C ( $\nu_1 = 6$  GHz) bandında akısı  $S_1$  olan kaynağın K ( $\nu_2 = 22$  GHz) bandındaki akısı da  $S_2$  olsun. Bu iki akı değeri kullanılarak tayfsal indeks değeri ( $\alpha$ ) aşağıdaki gibi hesaplanmaktadır:

$$\left(\frac{S_1}{S_2}\right) = \left(\frac{\nu_1}{\nu_2}\right)^\alpha \quad (3.17)$$

Bu yöntemle hesaplanan tayfsal indeks değerleri tezin 'Bulgular' kısmında verilmiştir.

### 3.7.2 Radyo Jetlerin Özelliklerinin Hesabı

Önceki analizlere ek olarak, radyo jetlerin aktif olduğu süre boyunca kaynaklar için kütle kayıp oranlarının da hesaplanması mümkündür. Önceki çalışmalardan biliyoruz ki atımın parlaklığı ( $S_\nu d^2$ ) ve momentum oranı ( $\dot{P}$ ) arasında bir ilişki vardır. Bu ilişki küçük kütleli yıldız oluşum bölgelerindeki radyo jetlerde test edilmiştir (Anglada ve diğ. 1992). Bunun yanında, büyük kütleli yıldız oluşum bölgelerinde ( $8 < M/M_\odot < 15$ ) tesbit edilen radyo jetler için bu ilişki sadece üç ek kaynakla test edilmiştir (Rodriguez ve diğ., 2008). Bunun için, radyo jet adaylarının momentum oranları ve parlaklıkları, aşağıda belirtilen yöntemle hesaplanmıştır.

Kütle kayıp oranlarının hesaplanması için kaynağa ait spektrumun alınmış olması gereklidir. Ancak çalışmamızda tesbit edilen kaynakların sadece süreklilik haritaları mevcuttur. Kaynağın spektrumundan elde edilebilen hız değeri bulunursa, kütle kayıp oranı daha doğru hesaplanabilir. Bunu aşmak için radyo jetlerin görünür olmasına neden olan şok dalgaları için radyal hız değeri  $\sim 200$  km/s varsayılabilir (Snell ve Bally, 1986).



Buradan Snell ve Bally'nin (1986) çalışmasındaki 4. denklem (Tez çalışmasında 3.18 olarak verilmiştir) kullanılarak kütle kayıp oranı hesaplanabilir.

**Tablo 3.6:** Küçük kütleli yıldız oluşum bölgelerinde tesbit edilen sönük radyo jet adayları için uzaklık ( $d$ ), 6 cm dalgaboyundaki akı ( $F$ ), radyo parlaklığı ( $S_v d^2$ ),  $\dot{P}$  ise momentum oranıdır (Anglada ve diğ., 1992).

Kaynak	$d$ (kpc)	$F$ (mJy)	$S_v d^2$ (mJy kpc <sup>2</sup> )	$\log \dot{P}$
HH 7-11	0.35	0.80	-1.01	-2.96
L1489	0.14	0.50	-2.01	-6.70
T Tau	0.14	5.80	-0.94	-4.39
L1551	0.16	3.50	-1.05	-3.96
HL Tau	0.16	0.30	-2.11	-3.00
IRAS 16293-2422	0.16	2.90	-1.13	-2.80
L723	0.30	0.40	-1.44	-3.49
B335	0.25	0.20	-1.90	-4.70
PV Cephei	0.50	0.20	-1.30	-4.00
L1448 C	0.35	0.10	-1.91	-3.35
L 1448 N(A)	0.35	0.90	-1.81	-3.92
VLA 1623	0.16	0.60	-0.92	-3.35
NGC 2264G	0.80	0.19	-1.34	-2.52
Haro 4.255 FIR	0.48	0.20	-0.72	-3.89
HH 111	0.46	0.90	-1.10	-4.30
RNO 43	0.40	0.50	-1.10	-3.68

Kütle kaybetme oranı aşağıdaki denklem kullanılarak hesaplanmıştır (Snell ve Bally, 1986):

$$\frac{dM}{dt} = 7 \times 10^7 \left[ \frac{S_v}{mJy} \right] \left[ \frac{d}{kpc} \right]^{3/2} \left[ \frac{V_{rad}}{100 km s^{-1}} \right] \left[ \frac{\theta_d}{arcsec} \right]^{1/2} M_{\odot} yr^{-1} \quad (3.18)$$

Denklemden geçen  $dM/dt$  kütle kayıp oranını,  $S_v$  kaynağın akısını,  $d$  uzaklığını,  $V_{rad}$  radyal hızını ve  $\theta_d$  ise kaynağın boyutunu temsil etmektedir. Buradan momentum oranına ( $\dot{P}$ ) geçiş yapabilmek için kütle kaybetme oranı kaynağa ait radyal hızla ( $V_{rad}$ ) çarpılmalıdır, yani

$$\dot{P} = \frac{dM}{dt} V_{rad} \quad (3.19)$$

Bu yöntemle radyo jet olarak sınıfladığımız kaynaklar için kütle kaybetme ve momentum oranları hesaplanır. Elde edilen sonuçlar tezin ‘Tartışma ve Sonuç’ kısmında verilmiştir.

### 3.7.3 HII Bölgelerinin Parametrelerinin Hesabı

Çalışmada haritalarda görmeyi beklediğimiz kaynaklardan biri de HII bölgeleridir. HII bölgeleri de birkaç türüdür: UCHII, HCHII ve klasik HII. Bu kaynakları birbirinden ayırmak için kullanılan bazı parametreler vardır. Bu başlık altında bu parametrelerin nasıl hesaplandığı anlatılacaktır.

Genç yıldızimsı nesnelere gelen santimetre dalgalı boylarındaki emisyon çoğunlukla iyonize gazdan gelen serbest-serbest ışınım veya radyo re-kombinasyon çizgisinden kaynaklanır. Bu sinyali açıklamak için iki senaryo önerilmiştir: (a) fotonlarla iyonizasyon, (b) şok boyunca oluşan iyonizasyon. Fotonların iyonize olduğu bölgedeki ışınımın kaynağı yeni oluşmuş erken tip yıldızlardır. Şokların meydana geldiği bölgedeki iyonize ortamın oluşması, fişkırmalar veya yıldız rüzgârlarının çevrelerindeki madde ile etkileşmesiyle mümkündür. Tezin bu bölümünde, tesbit edilen tüm kaynakların (189 kaynak) birer HII bölgesi olduğu varsayılarak, bu kaynaklar için fiziksel büyüklükler (açısal büyüklük, EM (emission measure), elektron yoğunluğu ( $n_e$ ), iyonize gazın kütlesi ( $M_i$ ) ve iyonize foton sayısı ( $N_i$ )) hesaplanmıştır (Curiel ve diğ., 1989; Sanchez-Monge, 2008). İyonize eden foton sayısının bilinmesiyle, bu HII bulutunu tek bir yıldızın oluşturduğunu varsayarsak, ortamı iyonize eden yıldızın tayfsal tipi belirlenebilir (Thompson, 1984; Sanchez-Monge, 2008).

Bir cisimden gelen serbest-serbest ışınım kaynaklı ışımadan dolayı ölçülen parlaklık,

$$B_\nu(T_e) = \frac{2h\nu^3}{c^2} \frac{1}{e^{h\nu/kT_e} - 1} \quad . \quad (3.20)$$

(Planck fonksiyonu) ile verilmektedir. Burada  $h$  Planck sabiti,  $T_e$  ise etkin sıcaklıktır. Radyo frekanslarda, Rayleigh-Jeans yaklaşımı ( $h\nu \ll kT_e$ ) için, Planck fonksiyonu yeniden düzenlenerek yazılırsa,

$$B_\nu(T_e) = \frac{2hT_e\nu^2}{c^2} \quad . \quad (3.21)$$

şeklini alır. HII için fiziksel parametreler elde edilirken etkin sıcaklık değeri yaklaşık olarak  $10^4$  K alınır. Sıcaklık değeri her bir kaynak için süreklilik gözlemlerinden elde edilemediği için, çalışmamızda bu değer kabul edilmiştir. 5 GHz'in üzerindeki frekanslarda yapılan gözlemlerde genellikle optikçe ince emisyon göz önüne

alınmaktadır. HII bölgesi için diğer fiziksel parametreler bu varsayım altında elde edilebilir. Bunun için,  $\theta_s$  açısız çapına sahip olan ve optikçe ince emisyon gösteren kaynağın açısız büyüklüğünü ( $\Omega_{kaynak}$ ) hesaplamamız gerekmektedir:

$$\Omega_{kaynak} = \frac{\pi}{4 \ln 2} \theta_s^2 \quad . \quad (3.22)$$

Bu bilgi ve varsayımlar altında EM hesaplanabilir:

$$\left[ \frac{EM}{cm^{-6} pc} \right] = 1.682 \times 10^7 \left[ \frac{S_\nu}{Jy} \right] \left[ \frac{\nu}{GHz} \right]^{0.1} \left[ \frac{T_e}{K} \right]^{0.35} \left[ \frac{\theta_s}{arcsec} \right]^{-2} \quad . \quad (3.23)$$

Burada geçen  $S_\nu$ , kaynağın akı değeridir ve bu değer çalışmamızda haritalardan elde edilerek ve Tablo 4.1’de verilmiştir. Emisyon ölçüsünü kullanarak, küresel yapıya sahip bir cisim için elektron yoğunluğunu ( $n_e$ ) aşağıdaki denklem ile bulabiliriz:

$$\left[ \frac{n_e}{cm^{-3}} \right] = 5.563 \times 10^2 \left[ \frac{EM}{cm^{-6} pc} \right]^{0.5} \left[ \frac{d}{pc} \right]^{-0.5} \left[ \frac{\theta_s}{arcsec} \right]^{-0.5} \quad . \quad (3.24)$$

Elektron yoğunluğundan, aynı şekilde küresel bir cisim varsayımı yaparak, iyonize gazın kütlesine geçiş yapabiliriz:

$$\left[ \frac{M_i}{M_\odot} \right] = 1.472 \times 10^{-18} \left[ \frac{n_e}{cm^{-3}} \right] \left[ \frac{d}{pc} \right]^3 \left[ \frac{\theta_s}{arcsec} \right]^3 \quad . \quad (3.25)$$

Bunun yanında, yapıyı iyonize eden fotonların akısı ( $\dot{N}_l$ ) da elde edilebilir:

$$\left[ \frac{\dot{N}_l}{s^{-1}} \right] = 8.852 \times 10^{40} \left[ \frac{S_\nu}{Jy} \right] \left[ \frac{\nu}{GHz} \right]^{0.1} \left[ \frac{d}{pc} \right]^2 \left[ \frac{T_e}{K} \right]^{0.35} \quad . \quad (3.26)$$

Bu denklemlerle elde ettiğimiz değerler Tablo 4.2’de verilmiştir. Çok büyük veya çok küçük sayısal değerlerle karşılaşılabilirdiğinden, grafik oluşturulurken bu değerlerin logaritmaları alınmıştır.

### 3.7.4 Arkaplan Kaynaklarının Sayısının Hesabı

Arkaplan kaynaklarının sayısının hesaplanması için Anglada ve diğ.’nin (1998) çalışmasında kullanılan formül genel haliyle aşağıdaki gibidir:

$$\langle N \rangle = 1.4 \left\{ 1 - e^{-0.0066 \left[ \frac{\theta_F}{lyaysaniyesi} \right]^2 \left( \frac{\nu}{5 GHz} \right)} \right\} \left\{ \frac{S_0}{mJy} \right\}^{-0.75} \quad . \quad (3.27)$$

Denklemden geçen,  $N$  arkaplan kaynaklarının sayısı,  $\theta_F$  alanın açısal büyüklüğü,  $S_0$  alanın merkezindeki tesbit edilebilir en küçük akı yoğunluğunu ve  $\nu$  ise gözlemin yapıldığı frekansı temsil etmektedir. Çalışmamızda VLA interferometresinin iki frekansı kullanılmıştır: C (6 GHz) ve K bandı (22 GHz). Her iki frekans için iki farklı arkaplan sayısı aşağıdaki denklemler kullanılarak hesaplanmıştır:

$$\langle N_c \rangle = 0.04 \left( \frac{S_0}{mJy} \right)^{-0.75} ; \langle N_K \rangle = 0.02 \left( \frac{S_0}{mJy} \right)^{-0.75} . \quad (3.28)$$

Burada  $N$  yay dakikası başına arkaplan sayısı olarak verilmektedir. Çalışmamızda üretilen haritalar  $2' \times 2'$  boyutlarında üretilmiştir. Burada dikkat edilmesi gereken, kaynakların sayısı hesaplanırken arkaplan kaynak sayısının dört ile çarpılması gerektiğidir. Çünkü  $2' \times 2'$  boyutlarındaki bir harita  $4'$ lik bir alana karşılık gelmektedir.

## 4. BULGULAR

Bu bölümde, çalışmamızda kalibrasyonu yapılmış ve haritaları elde edilmiş alan görüntülerinde tesbit ettiğimiz kaynakların listesi ve dağılımı ile bazı fiziksel parametreleri verilmiştir.

### 4.1 GÖZLEMSEL BULGULAR

Çalışmamızda incelenen bütün yığın yapıların gözlemlerinin kalibrasyonu yapılmış ve haritalar elde edilmiştir. Ayrıca bütün kaynaklar için haritalar üretilmiş ve kaynakların fiziksel parametreleri hesaplanmıştır. Haritaların elde edilmesi sırasında kaynak tesbiti için, C bandındaki ortalama gürültü seviyesi olan 0.002 mJy sınır olarak alınmıştır. Bu değer, haritalar için ortalama gürültü eşik değeri olarak da kullanılmıştır.

Görülmesi beklenen arkaplan kaynaklarının sayısı ( $N$ ) yay dakikası başına arkaplan sayısı olarak verilmektedir. (3.27) denklemleri kullanılarak  $N_C = 10 \pm 7$  ve  $N_K = 8 \pm 1.2$  hesaplanmıştır. Çalışmamızda üretilen haritaların boyutları yaklaşık olarak 2 yay dakikasıdır. Bu da dikkate alınırsa, haritalarda tesbit edilen kaynakların istatistiksel olarak  $72 \pm 28$  tanesi arkaplan kaynağıdır.

Çalışmamızda her iki frekansta toplam 189 kaynak tesbit edilmiştir. Kaynakların 175 tanesi C bandı, 14 tanesi de K bandı frekans aralığında belirlenmiştir. Bunun nedeni, K frekans aralığında S/N oranının daha küçük olmasıdır. Bu yüzden C bandı aralığında tesbit edilen çoğu kaynak K bandında gözlenememiştir. Tablo 4.1’de her bir kaynağa ait akı ve büyüklükler verilmiştir. Haritalarda tesbit edilen kaynakların boyutları, bir elips gibi düşünüldüğünde, bir büyük eksen ( $a$ ) ve küçük eksen ( $b$ ) değeri vardır. Buradan kaynağın boyutunu ( $s(pc)$ ) hesaplamak için aşağıdaki denklem kullanılmaktadır:

$$s = \sqrt{a^2 + b^2} \quad . \quad (4.3)$$

Bu değerlerin dağılımını göstermek için her iki frekans aralığında kaynakların akı ve boyut histogramları hazırlanmıştır (bkz. Şekil 4.1 ve 4.2).

**Tablo 4.1:** Gözlemlerimizde tesbit edilen 189 kaynağın koordinatları, akı değeri, büyüklüğü ve gözlemlendiği bandı gösteren tablo verilmiştir.

No	Kaynak	#	Koordinatlar		Akı (mJy)	Boyut (pc)	Bant
			RA (J2000) (hh:mm:ss)	DEC (J2000) (° ' ")			
1	18236-1205	1	18:26:26.381	-12 04 19.900	1.584 ± 0.047	0.0010	K
2		2	18:26:25.789	-12 03 53.162	0.277 ± 0.009	0.0014	K
3	G19.27+0.1M2	1	18:25:51.964	-12 05 13.440	0.209 ± 0.078	0.0010	K
4	05358+3543	1	05:39:25.838	+35 45 53.861	29.43 ± 0.210	0.0059	C
5		2	05:39:13.064	+35 45 51.125	0.534 ± 0.014	0.0081	C
6		3	05:39:10.056	+35 46 07.731	0.074 ± 0.002	0.0042	C
7		4	05:39:12.839	+35 45 50.854	0.332 ± 0.015	0.0132	C
8		5	05:39:09.938	+35 45 17.196	0.396 ± 0.013	0.0088	C
9		6	05:39:33.539	+35 48 03.740	0.146 ± 0.003	0.0072	C
10		7	05:39:14.367	+35 44 29.634	0.249 ± 0.009	0.0081	C
11		8	05:39:12.12	+35 43 57.306	0.234 ± 0.006	0.0064	C
12		9	05:38:54.931	+35 44 41.720	0.355 ± 0.003	0.0064	C
13		10	05:38:39.158	+35 49 43.533	0.122 ± 0.008	0.0108	C
14		11	05:39:37.247	+35 46 45.155	0.074 ± 0.004	0.0044	C
15	G24.33+0.1M1	1	18:35:08.145	-07 35 04.097	0.901 ± 0.030	0.0015	K
16	19095+0930	1	19:11:53.997	+09 35 50.404	40.40 ± 1.100	0.0183	C
17		2	19:11:54.369	+09 35 49.254	15.56 ± 0.890	0.0510	C
18		3	19:12:00.546	+09 36 24.232	2.579 ± 0.021	0.0138	C
19		4	19:11:46.436	+09 37 03.679	1.739 ± 0.023	0.0147	C
20	G189.78+0.34	1	06:08:35.111	+20 39 12.570	0.719 ± 0.027	0.0088	C
21		2	06:08:35.273	+20 39 09.010	1.237 ± 0.046	0.0074	C
22		3	06:08:35.308	+20 39 06.771	0.685 ± 0.045	0.0097	C
23		4	06:08:35.380	+20 39 04.423	0.936 ± 0.040	0.0156	C
24		5	06:08:35.449	+20 39 03.118	1.037 ± 0.044	0.0108	C
25		6	06:08:43.600	+20 41 08.591	0.086 ± 0.004	0.0034	C
26		7	06:08:45.199	+20 38 15.548	0.132 ± 0.009	0.0075	C
27		8	06:08:36.598	+20 43 14.366	0.150 ± 0.012	0.0085	C
28		9	06:08:44.256	+20 33 06.465	0.129 ± 0.008	0.0050	C
29	G192.58-0.04	1	06:12:53.607	+18 00 26.360	18.18 ± 0.700	0.0137	C
30		2	06:12:54.013	+17 59 23.202	9.78 ± 0.210	0.0233	C
31		3	06:12:53.842	+17 59 22.168	1.482 ± 0.045	0.0092	C
32		4	06:12:54.299	+17 59 33.802	0.476 ± 0.025	0.0070	C
33		5	06:12:54.922	+17 59 20.564	1.576 ± 0.047	0.0375	C
34		6	06:12:49.910	+18 03 05.366	0.325 ± 0.009	0.0118	C
35	G192.60-0.05	1	06:12:53.605	+18 00 26.403	17.85 ± 0.810	0.0130	C
36		2	06:12:54.015	+17 59 23.240	1.713 ± 0.033	0.0085	C
37		3	06:12:54.299	+17 59 33.798	0.604 ± 0.012	0.0068	C
38		4	06:12:53.844	+17 59 21.931	0.968 ± 0.033	0.0118	C
39		5	06:12:54.339	+17 59 24.361	0.407 ± 0.016	0.0084	C
40	G34.43+0.2M3	1	18:53:18.845	+01 14 59.320	18.4 ± 1.300	0.0541	C
41		2	18:53:18.672	+01 24 47.737	4.705 ± 0.062	0.0146	C
42		4	18:53:18.020	+01 25 25.608	0.536 ± 0.022	0.0199	C
43		5	18:53:08.320	+01 29 33.994	0.575 ± 0.009	0.0114	C
44		6	18:53:35.990	+01 35 18.770	0.621 ± 0.040	0.0545	C

Tablo 4.1 (devam):

No	Kaynak	#	Koordinatlar		Akı (mJy)	Boyut (pc)	Bant
			RA (J2000) (hh:mm:ss)	DEC (J2000) (° ' ")			
45		7	18:54:14.014	+01 19 18.429	0.148 ± 0.005	0.0200	C
46	G23.60+0.0M1	1	18:34:11.574	-08 19 06.413	1.04 ± 0.43	0.0081	K
47		2	18:34:12.346	-08 19 01.276	0.454 ± 0.053	0.0032	K
48	18316-0602	1	18:34:20.902	-05 59 41.785	2.44 ± 0.250	0.0043	K
49		2	18:34:17.698	-06 05 05.398	0.312 ± 0.009	0.0014	K
50		3	18:34:20.823	-05 59 43.009	0.264 ± 0.064	0.0013	K
51	G24.08+0.0M2	1	18:34:48.708	-07 46 41.447	1.27 ± 0.051	0.0011	K
52	G24.33+0.1M1	1	18:35:23.922	-07 37 38.200	0.435 ± 0.008	0.0167	C
53		2	18:35:08.132	-07 35 04.176	0.435 ± 0.007	0.0166	C
54		3	18:35:13.560	-07 38 20.379	0.424 ± 0.016	0.0289	C
55		4	18:35:33.971	-07 37 34.491	0.655 ± 0.032	0.0482	C
56		5	18:35:10.888	-07 34 22.080	0.269 ± 0.011	0.0235	C
57		6	18:35:02.821	-07 31 20.729	0.192 ± 0.003	0.0190	C
58		7	18:34:48.656	-07 46 40.369	0.225 ± 0.009	0.0249	C
59		8	18:35:56.006	-07 27 23.278	0.289 ± 0.015	0.0247	C
60	19095+0930	1	19:11:53.988	+09 35 50.591	126.3 ± 3.00	0.0013	K
61	G23.60+0.0M1	1	18:33:53.474	-08 07 12.198	9.90 ± 1.300	0.1325	C
62		2	18:34:12.339	-08 19 01.195	0.190 ± 0.003	0.0109	C
63		3	18:34:11.574	-08 19 06.420	0.328 ± 0.004	0.0116	C
64		4	18:34:21.063	-08 18 12.357	0.367 ± 0.005	0.0118	C
65		5	18:34:33.022	-08 15 26.757	2.505 ± 0.043	0.0124	C
66		6	18:34:44.839	-08 31 05.331	0.272 ± 0.003	0.0142	C
67		7	18:33:44.014	-08 21 22.952	0.293 ± 0.009	0.0222	C
68		8	18:33:47.803	-08 23 34.272	0.173 ± 0.011	0.0246	C
69		9	18:34:06.126	-08 24 38.779	0.979 ± 0.045	0.0133	C
70		10	18:34:17.741	08 21 08.236	0.096 ± 0.004	0.0135	C
71		11	18:34:14.297	-08 24 10.308	0.149 ± 0.004	0.0122	C
72	G24.08+0.0M2	1	18:34:48.710	-07 46 41.510	20.58 ± 0.41	0.0136	C
73		2	18:34:41.391	-07 43 55.450	8.03 ± 0.18	0.0142	C
74		3	18:34:41.452	-07 43 47.693	1.901 ± 0.024	0.0193	C
75		4	18:34:57.182	-07 43 26.184	3.486 ± 0.059	0.0148	C
76		5	18:34:59.593	-07 43 00.526	5.35 ± 0.15	0.0219	C
77		6	18:34:59.600	-07 42 57.062	1.719 ± 0.061	0.0221	C
78		7	18:34:57.132	-07 45 22.485	1.35 ± 0.016	0.0135	C
79		8	18:34:12.138	-07 52 54.065	0.202 ± 0.005	0.0157	C
80		9	18:34:11.271	-07 53 07.879	0.146 ± 0.006	0.0175	C
81		10	18:33:59.500	-07 52 36.635	0.608 ± 0.056	0.4955	C
82		11	18:34:25.403	-07 54 46.135	59.0 ± 18.0	2.6127	C
83		12	18:34:51.288	-07 42 14.421	0.135 ± 0.023	0.0072	C
84		13	18:35:23.906	-07 37 37.121	0.098 ± 0.010	0.1035	C
85		14	18:34:52.966	-07 47 03.052	0.076 ± 0.030	0.0090	C
86	18236-1205	1	18:26:04.301	-11 52 31.473	9.40 ± 1.10	0.2372	C
87		2	18:26:25.628	-12 03 49.380	1.027 ± 0.033	0.0220	C
88		3	18:26:25.782	-12 03 53.203	0.383 ± 0.015	0.0144	C
89		4	18:26:26.380	-12 04 19.782	0.566 ± 0.005	0.0128	C
90		5	18:26:34.314	-11 58 00.572	1.855 ± 0.017	0.0198	C
91		6	18:25:54.301	-11 52 18.545	1.49 ± 0.17	0.1256	C

Tablo 4.1 (devam):

Koordinatlar							
No	Kaynak	#	RA (J2000) (hh:mm:ss)	DEC (J2000) (° ' ")	Akı (mJy)	Boyut (pc)	Bant
92		7	18:26:35.471	-12 01 13.807	0.073 ± 0.001	0.0113	C
93		8	18:26:03.678	-12 04 37.947	0.213 ± 0.005	0.0125	C
94		9	18:26:13.784	-12 01 19.777	0.181 ± 0.003	0.0123	C
95		10	18:26:22.554	-12 05 58.888	0.677 ± 0.051	0.0433	C
96		11	18:26:22.308	-12 05 58.065	0.228 ± 0.017	0.0281	C
97		12	18:26:20.978	-12 05 33.339	0.874 ± 0.022	0.0129	C
98		13	18:26:22.051	-12 07 28.996	0.373 ± 0.050	0.0743	C
99		14	18:26:21.849	-12 07 31.842	0.087 ± 0.012	0.0145	C
100		15	18:26:21.659	-12 07 35.409	0.235 ± 0.019	0.0328	C
101	18316-0602	1	18:34:20.904	-05 59 41.968	3.34 ± 0.120	0.0177	C
102		2	18:34:33.930	-06 02 21.993	0.934 ± 0.015	0.0139	C
103		3	18:34:27.632	-06 05 09.136	0.650 ± 0.008	0.0143	C
104		4	18:34:14.921	-06 00 23.582	0.324 ± 0.006	0.0136	C
105		5	18:34:26.746	-05 57 21.183	0.788 ± 0.015	0.0133	C
106		6	18:34:16.533	-05 45 48.502	0.742 ± 0.045	0.0816	C
107		7	18:32:42.034	-06 10 19.838	0.301 ± 0.022	0.0246	C
108		8	18:34:08.910	-05 52 55.202	0.196 ± 0.008	0.0137	C
109		9	18:34:32.327	-6 00 15.075	0.107 ± 0.006	0.0136	C
110		10	18:34:13.821	-05 53 01.189	0.162 ± 0.001	0.0289	C
111		11	18:35:10.900	-06 02 32.533	0.136 ± 0.008	0.0242	C
112	G19.27+0.1M1	1	18:27:37.962	-11 56 33.896	2.14 ± 0.14	0.0716	C
113		2	18:26:20.973	-12 05 33.129	0.255 ± 0.011	0.0128	C
114		3	18:26:03.677	-12 04 37.085	1.122 ± 0.019	0.0123	C
115		4	18:25:45.520	-12 05 18.590	0.217 ± 0.005	0.0143	C
116		5	18:25:54.272	-11 52 19.022	1.138 ± 0.071	0.0713	C
117		6	18:26:04.228	-11 52 32.053	7.30 ± 1.00	0.2855	C
118		7	18:26:48.638	-12 26 17.050	0.599 ± 0.030	0.0350	C
119		8	18:26:34.300	-11 57 59.910	0.518 ± 0.016	0.0212	C
120		9	18:26:13.780	-12 01 19.596	0.117 ± 0.032	0.0112	C
121		10	18:26:25.064	-12 03 48.923	0.099 ± 0.006	0.0165	C
122		11	18:27:37.166	-11 56 26.273	0.409 ± 0.021	0.0281	C
123		12	18:26:05.577	-12 04 33.534	0.125 ± 0.004	0.0131	C
124	G19.27+0.1M2	1	18:26:04.294	-11 52 31.626	5.25 ± 0.380	0.1584	C
125		2	18:26:34.276	-11 57 59.446	0.763 ± 0.023	0.0225	C
126		3	18:26:03.680	-12 04 38.682	0.894 ± 0.010	0.0122	C
127		4	18:25:45.534	-12 05 18.772	0.293 ± 0.009	0.0143	C
128		5	18:25:54.279	-11 52 19.099	2.27 ± 0.22	0.1644	C
129		6	18:27:37.156	-11 56 25.269	0.492 ± 0.026	0.0319	C
130		7	18:27:37.936	-11 56 32.876	4.37 ± 0.29	0.1240	C
131		8	18:26:48.632	-12 26 16.930	0.697 ± 0.032	0.0457	C
132	G24.60+0.1M1	1	18:36:12.517	-07 12 09.922	0.526 ± 0.018	0.0189	C
133		2	18:36:12.607	-07 12 14.144	0.983 ± 0.052	0.0369	C
134		3	18:35:40.677	-07 22 05.797	0.729 ± 0.039	0.0572	C
135		4	18:35:40.740	-07 22 00.863	0.307 ± 0.010	0.0253	C
136		5	18:35:40.869	-07 21 57.887	1.159 ± 0.086	0.0937	C
137		6	18:36:05.589	-07 31 21.640	3.79 ± 0.39	0.1710	C
138		7	18:35:53.123	-07 14 20.492	0.403 ± 0.004	0.0173	C

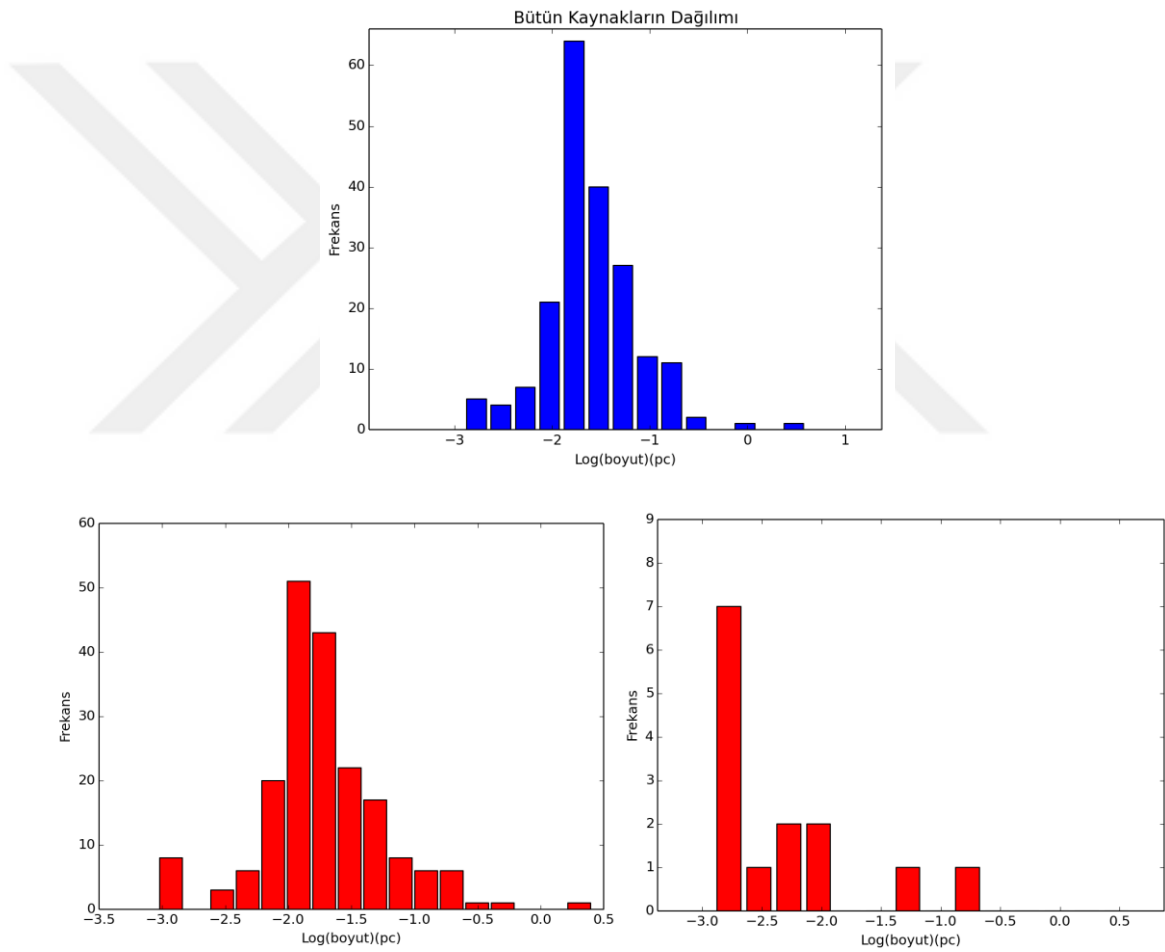


Tablo 4.1 (devam):

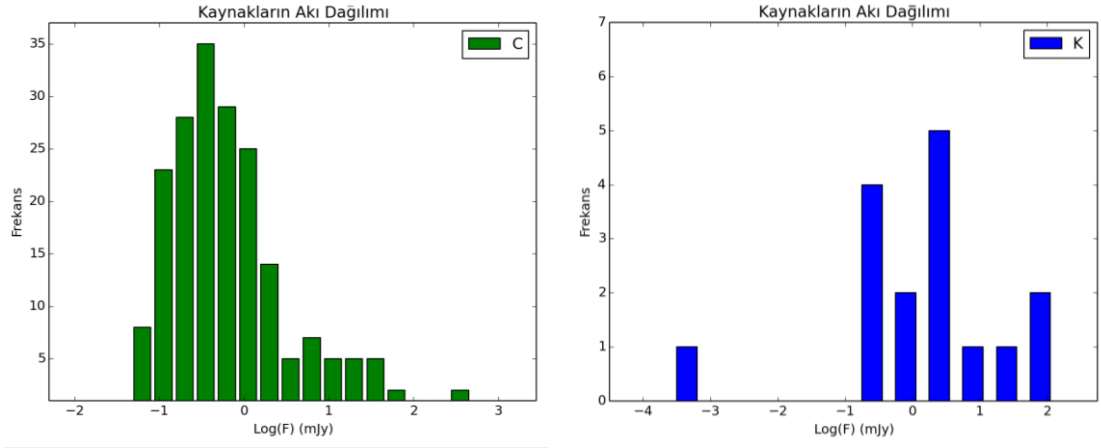
Koordinatlar							
No	Kaynak	#	RA (J2000) (hh:mm:ss)	DEC (J2000) (° ' ")	Akı (mJy)	Boyut (pc)	Bant
139		8	18:35:16.807	-07 05 08.357	0.4 ± 0.019	0.0263	C
140		9	18:35:41.070	-07 16 41.062	0.109 ± 0.004	0.0138	C
141		10	18:35:43.769	-07 19 26.186	0.101 ± 0.003	0.0145	C
142		11	18:35:03.755	-07 26 00.913	0.529 ± 0.044	0.0570	C
143		12	18:36:18.116	-07 08 50.104	0.705 ± 0.018	0.0867	C
144		13	18:35:40.400	-07 19 28.740	0.154 ± 0.009	0.0280	C
145		14	18:34:59.859	-07 26 39.367	0.111 ± 0.003	0.0222	C
146		15	18:34:39.433	-07 02 39.152	0.082 ± 0.003	0.0186	C
147	G24.60+0.01M2	1	18:36:12.615	-07 12 14.007	0.606 ± 0.015	0.0158	C
148		2	18:36:12.510	-07 12 09.801	1.546 ± 0.078	0.0364	C
149		3	18:35:53.130	-07 14 20.371	0.325 ± 0.004	0.0160	C
150		4	18:35:47.199	-07 12 59.443	0.144 ± 0.004	0.0238	C
151		5	18:35:43.764	-07 19 25.689	0.205 ± 0.010	0.0214	C
152		6	18:35:40.405	-07 19 28.963	0.217 ± 0.010	0.0266	C
153		7	18:35:41.075	-07 16 41.079	0.089 ± 0.002	0.0102	C
154		8	18:35:40.636	-07 22 05.097	0.607 ± 0.040	0.0568	C
155		9	18:35:40.763	-07 22 00.587	0.249 ± 0.011	0.0223	C
156		10	18:35:40.861	-07 21 58.283	0.482 ± 0.010	0.0345	C
157		11	18:35:40.955	-07 21 56.177	0.565 ± 0.021	0.0474	C
158		12	18:35:56.070	-07 27 23.872	0.243 ± 0.028	0.0240	C
159		13	18:35:03.784	-07 26 01.169	0.282 ± 0.017	0.0310	C
160		14	18:35:16.815	-07 05 08.811	0.447 ± 0.044	0.0261	C
161		15	18:35:29.951	-07 27 46.84	0.077 ± 0.004	0.0158	C
162		16	18:36:05.590	-07 31 21.374	3.130 ± 0.310	0.1722	C
163	G24.60+0.01M2	1	18:35:40.124	-07 18 37.396	0.263 ± 0.036	0.0026	K
164	18228-1312	1	18:25:42.384	-13 10 22.266	280.0 ± 17.0	0.0965	C
165		4	18:26:26.274	-13 05 48.537	0.445 ± 0.009	0.0130	C
166		5	18:25:00.730	-13 15 35.808	13.17 ± 0.80	0.5760	C
167	18228-1312	1	18:25:42.396	-13 10 22.062	65.60 ± 3.80	0.0518	K
168	18223-1243	1	18:25:31.473	-12 41 24.031	40.18 ± 0.79	0.0327	C
169		2	18:25:04.143	-12 37 44.91	30.41 ± 0.78	0.0260	C
170		3	18:25:26.731	-12 40 33.237	1.284 ± 0.049	0.0245	C
171		4	18:24:52.605	-12 39 19.804	1.374 ± 0.025	0.0233	C
172		5	18:24:36.306	-12 51 03.315	6.55 ± 0.34	0.0623	C
173		6	18:24:34.617	-12 52 03.911	1.583 ± 0.069	0.0709	C
174		7	18:26:04.962	-12 34 35.177	0.577 ± 0.023	0.0387	C
175		8	18:26:05.248	-12 34 35.621	0.579 ± 0.039	0.0388	C
176		9	18:24:34.692	-12 50 59.457	1.542 ± 0.083	0.1609	C
177	G18.18-0.30	1	18:25:01.066	-13 15 39.515	18.600 ± 1.20	0.0496	C
178		2	18:25:07.460	-13 17 58.837	2.466 ± 0.092	0.0159	C
179		3	18:25:06.979	-13 18 10.638	2.051 ± 0.042	0.0193	C
180		4	18:25:01.186	-13 15 45.881	1.734 ± 0.028	0.0151	C
181		5	18:25:00.956	-13 15 35.726	5.910 ± 0.180	0.0513	C
182		6	18:24:44.852	-13 14 45.806	1.448 ± 0.021	0.0167	C
183		7	18:24:53.825	-13 12 52.490	0.427 ± 0.005	0.0093	C
184		8	18:25:06.706	-13 12 28.027	0.294 ± 0.008	0.0107	C

Tablo 4.1 (devam):

Koordinatlar							
No	Kaynak	#	RA (J2000) (hh:mm:ss)	DEC (J2000) (° ' ")	Akı (mJy)	Boyut (pc)	Bant
185		9	18:25:42.360	-13 10 21.217	$1.177 \pm 0.075$	0.0323	C
186		10	18:25:18.546	-13 15 33.062	$0.192 \pm 0.007$	0.0141	C
187		11	18:24:55.788	-13 10 16.391	$0.722 \pm 0.041$	0.0437	C
188		12	18:24:55.941	-13 10 17.447	$0.504 \pm 0.022$	0.0417	C
189	G34.43+0.2M3	1	18:53:18.548	+01 14 59.385	$1.27 \pm 0.120$	0.0043	K



**Şekil 4.1:** Çalışmamızda tespit edilen kaynakların boyutlarının dağılımı. Üst grafikteki dağılımda gözlenen bütün kaynakların dağılımı gösterilmiştir. Alt soldaki grafik sadece C bandında tespit edilen kaynakların, alt sağdaki grafik ise sadece K bandında gözlenen kaynakların dağılımını göstermektedir.



**Şekil 4.2:** C (sol) ve K (sağ) bantlarında tesbit edilen kaynakların akı (F) dağılımları verilmiştir. C bandında tesbit edilen 177 kaynağın verilmesine karşın K bandında sadece 16 kaynak verilmiştir.

## 4.2 VERİLERİN ANALİZİ

Yöntemler kısmında bahsedilen HII bölgeleri için hesaplanan fiziksel parametrelerin listesi aşağıdaki tabloda verilmiştir.

**Tablo 4.2:** Tablo 4.1’de listelenen 189 kaynağın iyonize hidrojen bölgesi oldukları varsayımı altında hesaplanan fiziksel değerleri. Burada EM emisyon ölçüsü,  $n_e$  elektron yoğunluğu,  $M_i$  iyonize gazın kütlesi ve  $N_i$  iyonize foton akısıdır.

No	Kaynak	#	EM ( $\text{cm}^{-6}$ pc)	$n_e$ ( $\text{cm}^{-3}$ )	$M_i$ ( $M_\odot$ )	$\log N_i$ ( $\text{s}^{-1}$ )
1	18236-1205	1	4459969	34735.77	0.000076	39.08734
2		2	565866.5	11412.94	0.000041	38.33100
3	G19.27+0.1M2	1	556039	12815.11	0.00002	38.10688
4	05358+3543	1	9456397	36004.7	0.00061	40.00419
5		2	125653.8	3839.361	0.000104	38.26294
6		3	33841.59	2347.826	0.000022	37.40814
7		4	47832.05	2095.402	0.000118	38.05654
8		5	85209.83	3091.762	0.000095	38.1331
9		6	38977.71	2203.532	0.00005	37.70242
10		7	58188.29	2607.667	0.000072	37.93195
11		8	69293.32	3018.181	0.000058	37.90554
12		9	105501.1	3728.168	0.000071	38.08624
13		10	21561.28	1477.85	0.000062	37.62495
14		11	32334.6	2272.02	0.000024	37.40581
15	G24.33+0.1M1	1	2464132	21605.97	0.000139	39.13915
16	19095+0930	1	7016090	20597.48	0.004064	40.58548
17		2	966327.1	5911.244	0.005454	40.17111
18		3	594265.6	6433.699	0.000831	39.39055
19		4	375442.9	5031.196	0.000716	39.2194
20	G189.78+0.34	1	155481.1	4181.562	0.000128	38.39213
21		2	317206	6232.699	0.000148	38.62777
22		3	134897.5	3804.895	0.000134	38.37109
23		4	113876.2	3099.333	0.000225	38.50668
24		5	182834.8	4308.856	0.00018	38.55118

Tablo 4.2 (devam):

No	Kaynak	#	EM (cm <sup>6</sup> pc)	n <sub>e</sub> (cm <sup>-3</sup> )	M <sub>i</sub> (M <sub>⊙</sub> )	log N <sub>i</sub> (s <sup>-1</sup> )
25		6	47943.04	2943.98	2.17 × 10 <sup>-5</sup>	37.46889
26		7	33241.62	2009.303	4.89 × 10 <sup>-5</sup>	37.65532
27		8	33709.79	1965.879	5.69 × 10 <sup>-5</sup>	37.71149
28		9	49166.83	2708.327	3.56 × 10 <sup>-5</sup>	37.64666
29	G192.58-0.04	1	3637214	16504.04	0.001714	40.1144
30		2	1151971	8135.957	0.001871	39.84514
31		3	443321.5	6371.463	0.000362	39.02565
32		4	185909.3	4410.483	0.000168	38.53241
33		5	115527.8	2288.432	0.001072	39.05236
34		6	75485.34	2467.961	0.000205	38.36669
35	G192.60-0.05	1	3785144	17083.01	0.001626	40.10644
36		2	552099.7	7244.125	0.000368	39.08856
37		3	244909.5	5109.838	0.000184	38.63584
38		4	226247.4	4279.382	0.000352	38.84068
39		5	133274.3	3573.331	0.000177	38.4644
40	G34.43+0.2M3	1	898726.8	5880.918	0.004502	40.08555
41		2	849425.4	7927.437	0.000854	39.4933
42		3	71193.04	2125.523	0.000363	38.5499
43		4	132783.7	3332.835	0.000248	38.58063
44		5	30086.48	1073.827	0.000832	38.61383
45		6	19687.61	1116.665	0.000192	37.99334
46	G23.60+0.0M1	1	337934.4	5791.549	0.000258	38.83777
47		2	377380.2	7740.146	0.000084	38.47779
48	18316-0602	1	1851977	15052.1	0.000359	39.39497
49		2	704261.2	12193.23	0.000056	38.50118
50		3	65507.06	12037.49	0.000048	38.42918
51	G24.08+0.0M2	1	3135324	29288	0.000062	38.92454
52	G24.33+0.1M1	1	104939.2	2429.619	0.000596	38.82311
53		2	105059.5	2432.406	0.000594	38.82261
54		3	58866.59	1585.138	0.000889	38.81179
55		4	54536.13	1342.641	0.001622	39.00067
56		5	45976.73	1475.613	0.000606	38.61418
57		6	40533.19	1460.819	0.000437	38.4675
58		7	36331.35	1293.22	0.000578	38.53661
59		8	46913.37	1471.482	0.000653	38.64532
60	19095+0930	1	3.01×10 <sup>8</sup>	259533.4	0.001008	41.0805
61	G23.60+0.0M1	1	197412.1	2203.182	0.006466	39.81637
62		2	46245.42	1992.373	0.000137	38.10018
63		3	74939.35	2496.286	0.000189	38.3374
64		4	82113.45	2601.128	0.000203	38.38505
65		5	534425.8	6556.053	0.00055	39.21954
66		6	50770.1	1953.947	0.0002	38.25562
67		7	34965.28	1449.745	0.000291	38.2882
68		8	18592.51	1030.198	0.000242	38.05878
69		9	193817.3	3875.052	0.000364	38.81152
70		10	18796.01	1202.15	0.000115	37.80481
71		11	32323.33	1618.541	0.000133	37.99451
72	G24.08+0.0M2	1	3994791	17506.04	0.001692	40.13418
73		2	1495987	10603.41	0.00109	39.72545

Tablo 4.2 (devam):

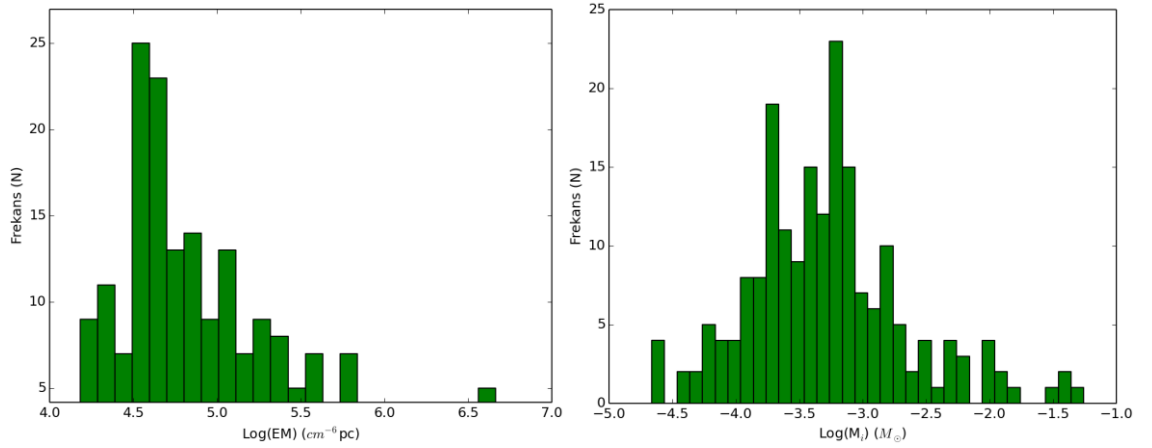
No	Kaynak	#	EM (cm <sup>6</sup> pc)	n <sub>e</sub> (cm <sup>-3</sup> )	M <sub>i</sub> (M <sub>⊙</sub> )	log N <sub>i</sub> (s <sup>-1</sup> )
74		3	260815.5	4101.41	0.000667	39.09972
75		4	620334.2	6750.193	0.000743	39.36306
76		5	646335.8	6254.376	0.001231	39.54909
77		6	205132	3512.65	0.000704	39.05601
78		7	263465.9	4501.825	0.000432	38.95107
79		8	34022.01	1559.04	0.000187	38.1263
80		9	22024.61	1219.829	0.000173	37.98598
81		10	32412.56	1141.531	0.000766	38.60464
82		11	59651.13	574.6849	0.14773	40.59159
83		12	48862.00	2262.4228	0.00085	37.95107
84		13	24951.321	1480.6159	0.00095	37.81196
85		14	28636.604	1641.7740	0.000086	37.811962
86	18236-1205	1	113064	1413.931	0.011158	39.86071
87		2	133155.7	2780.315	0.00062	38.89915
88		3	75646.34	2328.135	0.000276	38.47078
89		4	126446.9	3104.708	0.000306	38.64009
90		5	266840.3	4039.425	0.000771	39.15593
91		6	33836.1	906.6831	0.002758	39.06077
92		7	18387.75	1220.62	0.0001	37.74972
93		8	48492.81	1932.115	0.000185	38.21535
94		9	42204.3	1810.905	0.000168	38.14694
95		10	44597.15	1358.470	0.000836	38.71817
96		11	23119.28	1089.466	0.000351	38.24551
97		12	192379.80	3814.684	0.000384	38.82909
98		13	14317.148	672.48418	0.000930	38.45929
99		14	17069.2528	1104.0734	0.000132	37.82710
100		15	20404.3	984.560	0.000400	38.2586
101	18316-0602	1	617406.6	6105.339	0.00121	39.53133
102		2	220436.8	3877.879	0.000533	38.97793
103		3	149143.6	3166.842	0.000454	38.82076
104		4	77814.03	2314.241	0.00031	38.51799
105		5	194532	3684.086	0.000473	38.90411
106		6	29770.75	915.0804	0.001794	38.87798
107		7	40007.22	1431.133	0.000465	38.48615
108		8	46840.21	1792.242	0.000242	38.30072
109		9	26032.28	1340.286	0.000178	38.0402
110		10	18391.83	932.5539	0.000385	38.21763
111		11	18438.66	976.0468	0.000309	38.14176
112	G19.27+0.1M1	1	75771.02	1608.115	0.001765	39.11569
113		2	50552.56	2020.531	0.000167	38.19182
114		3	230709.5	4356.062	0.000342	38.83527
115		4	38437.68	1712.364	0.000168	38.12234
116		5	40499.17	1177.178	0.001282	38.84142
117		6	64843.58	1052.841	0.009195	39.6486
118		7	43396.72	1455.557	0.000546	38.56271
119		8	62058.27	1973.833	0.000348	38.49961
120		9	26514.81	1511.794	0.000103	37.85495
121		10	15243.65	1041.075	0.000126	37.78179
122		11	36879.82	1417.274	0.000383	38.397

Tablo 4.2 (devam):

No	Kaynak	#	EM (cm <sup>6</sup> pc)	n <sub>e</sub> (cm <sup>-3</sup> )	M <sub>i</sub> (M <sub>⊙</sub> )	log N <sub>i</sub> (s <sup>-1</sup> )
123		12	24151	1388.721	0.000119	37.8808
124	G19.27+0.1M2	1	84032.79	1388.641	0.005014	39.50544
125		2	86004.15	2288.504	0.000442	38.6678
126		3	185968.1	3922.271	0.000302	38.73662
127		4	51808.28	1987.983	0.000195	38.252
128		5	35017.35	888.1763	0.003389	39.1413
129		6	39070.73	1413.157	0.000462	38.47724
130		7	89328.44	1522.001	0.00380	39.4257
131		8	38668.34	1285.291	0.000719	38.62851
132	G24.60+0.1M1	1	108617	2409.766	0.000688	38.88225
133		2	104270.5	1998.853	0.00155	39.15381
134		3	49813.29	1237.727	0.001856	39.02399
135		4	47386.56	1479.976	0.000654	38.6484
136		5	48367.29	1078.179	0.003388	39.22534
137		6	86639.34	1241.436	0.009622	39.7399
138		7	91048.62	2256.595	0.000563	38.76646
139		8	59446.06	1642.008	0.000768	38.76332
140		9	30887.31	1389.882	0.000248	38.19988
141		10	27135.92	1287.677	0.000246	38.16386
142		11	36314.77	1058.026	0.001576	38.88472
143		12	31785.37	891.089	0.002494	39.00945
144		13	21456.88	971.3486	0.000498	38.34765
145		14	19553.38	983.0584	0.000355	38.2058
146		15	17131.82	960.7162	0.000268	38.07348
148	G24.60+0.01M2	1	150376.2	2968.684	0.000643	38.94373
147		2	166273.8	2532.873	0.001924	39.35047
149		3	79462.33	2149.882	0.000477	38.67328
150		4	23640.07	1061.558	0.000428	38.31962
151		5	37502.23	1373.565	0.000471	38.47323
152		6	31933.8	1200.386	0.00057	38.49792
153		7	34177.61	1578.988	0.000177	38.11016
154		8	41815.42	1136.326	0.001684	38.94445
155		9	43628.09	1465.793	0.000535	38.55746
156		10	54608.12	1470.853	0.001032	38.84395
157		11	46596.34	1254.728	0.001419	38.91331
158		12	39627.6	1372.128	0.000558	38.54687
159		13	35564	1218.972	0.000729	38.61151
160		14	67063.51	1748.178	0.000806	38.81157
161		17	19045.88	1055.665	0.00023	38.04775
162		18	71042.44	1122.148	0.008792	39.6568
163	G24.60+0.01M2	1	394403.9	7538.152	0.00011	38.58122
164	18228-1312	1	495759.4	12.27768	0.000003	40.15226
165		2	108777.4	2792.894	0.00033	38.62785
166		3	72475.2	883.2503	0.030897	40.09868
167	18228-1312	1	1498761.4	14.88758	0.000001	40.36826
168	18223-1243	1	4803090	13977.71	0.00906	40.76527
169		2	4575799	14450.87	0.006633	40.64428
170		3	204501.4	3098.696	0.001306	39.26983
171		4	230286.2	3330.444	0.0013	39.29925

Tablo 4.2 (devam):

No	Kaynak	#	EM ( $\text{cm}^{-6} \text{ pc}$ )	$n_e$ ( $\text{cm}^{-3}$ )	$M_i$ ( $M_\odot$ )	$\log N_i$ ( $\text{s}^{-1}$ )
172		5	410855.6	3479.401	0.005933	39.9775
173		6	87260.64	1552.535	0.003214	39.36074
174		7	58325.58	1477.06	0.001231	38.92244
175		8	58209.40	1473.578	0.00123	38.9239
176		9	37457.33	828.761	0.00586	39.3493
177	G18.18-0.30	1	1031035	6375.13	0.004541	40.12432
178		2	426797.2	5452.304	0.000704	39.2468
179		3	292422.1	4299.602	0.000742	39.16677
180		4	314781.2	4738.67	0.00057	39.09385
181		5	316522.1	3502.017	0.002627	39.62639
182		6	238826.9	4029.79	0.000559	39.01557
183		7	125795.9	3381.87	0.000196	38.48482
184		8	75412.7	2529.627	0.000181	38.32256
185		9	100114.8	2211.015	0.000829	38.92558
186		10	37452	1664.369	0.000179	38.13788
187		11	45344.67	1379.344	0.000815	38.71334
188		12	33165.6	1193.494	0.000657	38.55723
189	G34.43+0.2M3	1	785710.7	10373.49	0.000176	38.92454



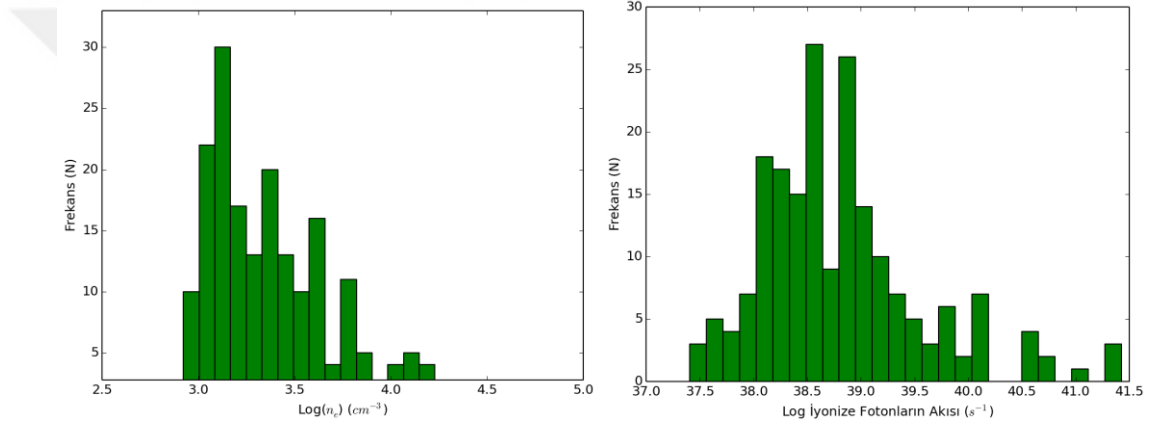
**Şekil 4.3:** Haritalardan elde edilen 189 kaynak için Emisyon Ölçüsü (solda) dağılımı verilmiştir. Sağ tarafta gösterilen grafikte ise iyonize olmuş kütlelerin dağılımı verilmiştir.

Veri setinde 189 kaynak olmasından dolayı, dağılımı daha anlamlı ifade edebilmek için Şekil 4.3 ve Şekil 4.4'teki histogramlar verilmiştir. Şekil 4.3'te emisyon ölçüsünün ve iyonize olmuş yapı kütlelerinin histogramları verilmiştir. Bu dağılımlarda bazı kaynaklar büyüklükleriyle öne çıkmaktadır. Bunun nedenleri bir sonraki bölümde tartışılacaktır.

Sistemdeki elektron yoğunluğu ve elde edilen emisyonlara neden olan foton sayı yoğunluğu histogramları Şekil 4.4'te verilmiştir. Bu büyüklükler sayesinde iyonizasyon kaynağı olan yıldızımızın tayfsal türü hakkında bilgi edinmek mümkün olacaktır. Bu

bölgelerin hepsinin HII bölgeleri olduğu varsayımı yapılmıştır. Bu varsayımın doğruluğunu test etmek için tayfsal indeksin ( $\alpha$ ) hesaplanması gerekmektedir.

Çalışmamızın ana amaçlarından biri tayfsal indeks hesabı yolu ile kaynak türlerinin belirlenmesidir. Yukarıda da belirtildiği gibi 189 kaynağın 175 tanesi C bandında, 14 tanesi K bandında tesbit edilmiştir. Buna karşılık tayfsal indeksin hesaplanması için kaynağın iki frekansta gözlenmiş ve akı değerlerinin ölçülmüş olması gerekir. Burada bir yaklaşım yaparak tüm kaynaklar için tayfsal indeksi hesaplayabiliriz. Örneğin; C bandında tesbit edilen bir kaynağın K bandında gözlenememe sebebi kaynağın şiddet değerinin haritadaki gürültüden küçük bir değerde olmasıdır.



**Şekil 4.4:** Solda, çalışmamızda gözlenen kaynakların elektron yoğunluğunun dağılımı verilmiştir. Sağ grafikte ise yapının iyonize olmasına neden olan fotonların akı dağılımı verilmiştir. Yatak eksenler logaritmiktir.

Burada, söz konusu kaynağın K bandındaki gürültü seviyesi  $1\sigma$  olarak alınmaktadır. Bu kaynağın varlığından emin olmak için  $3\sigma$  değeri yani gürültü değerinin üç katı kaynağın akı değeri olarak alınabilir. Bu sayede kaynağın varlığından %99 ihtimalle bahsedebiliriz. Bunun yerine  $5\sigma$  alınarak kaynağın varlığı durumu için iyi bir varsayım yapılmış olur. Bu yüzden, K bandında tesbit edilemeyen kaynağın, C bandında tesbit edildiği aynı koordinatlardaki gürültü değerinin beş katı alınıp tayfsal indeks hesaplanmıştır (bkz. Tablo 4.3).



**Tablo 4.3:** Haritalarda tesbit edilmiş tüm kaynaklar için tayfsal indeks değerleri ( $\alpha$ ). C: Sadece C bandında tesbit edilmiş, K: Sadece K bandında tesbit edilmiş, KC: Her iki bantta da tesbit edilmiş olduğunu göstermektedir (Tabloda kalın yazılmıştır). Bazı kaynakların K bandında gözlenemediği daha önce belirtilmişti.

No	Kaynak	#	Akı (mJy) (6 GHz)	Akı (mJy) (22 GHz)	Tayfsal İndeks ( $\alpha$ )
1	18236-1205	<b>KC1</b>	<b>0.5656</b>	<b>1.5840</b>	<b>0.793</b>
2		<b>KC2</b>	<b>0.3830</b>	<b>0.2776</b>	<b>-0.248</b>
3		C1	1.8550	0.000017	-8.926
4		C2	1.4900	0.000017	-8.757
5		C3	0.0728	0.000017	-6.434
6		C4	0.2127	0.000017	-7.259
7		C5	0.1817	0.000017	-7.138
8		C6	9.4000	0.000017	-10.175
9		C7	1.0270	0.000017	-8.471
10	18316-0602	K1	0.0005	0.3116	6.631
11		<b>KC3</b>	<b>3.3400</b>	<b>2.4400</b>	<b>-0.242</b>
12		C1	0.9340	0.000193	-6.530
13		C2	0.6504	0.000193	-6.251
14		C3	0.3239	0.000193	-5.715
15		C4	0.7880	0.000193	-6.399
16		C5	0.7420	0.000193	-6.353
17		C6	0.3010	0.000193	-5.658
18		C7	0.1964	0.000193	-5.330
19		C8	0.1078	0.000193	-4.868
20		C9	0.1620	0.000193	-5.182
21		C10	0.1104	0.000193	-4.887
22		C11	0.1011	0.000193	-4.819
23		C12	0.1622	0.000193	-5.183
24		C13	0.1362	0.000193	-5.048
25	G19.27+0.1M2	K1	0.00005	0.2097	6.316
26		C1	0.0021	0.0001	-2.328
27		C2	0.2550	0.0001	-6.007
28		C3	1.1220	0.0001	-7.147
29		C4	0.2173	0.0001	-5.884
30		C5	1.1380	0.0001	-7.158
31		C6	7.3000	0.0001	-8.589
32		C7	0.5990	0.0001	-6.664
33		C8	0.5180	0.0001	-6.552
34		C9	0.1174	0.0001	-5.410
35		C10	0.0992	0.0001	-5.280
36		C11	0.4090	0.0001	-6.371
37		C12	0.1246	0.0001	-5.456
38	G24.33+0.1M1	<b>KC4</b>	<b>0.4337</b>	<b>0.9010</b>	<b>0.563</b>
39		C1	2.0800	0.0144225	-3.826
40		C2	0.2660	0.0144225	-2.243
41		C3	0.6470	0.0144225	-2.927

Tablo 4.3 (devam):

No	Kaynak	#	Akı (mJy) (6 GHz)	Akı (mJy) (22 GHz)	Tayfsal İndeks ( $\alpha$ )
42		C4	0.4250	0.0144225	-2.604
43		C5	0.2890	0.0144225	-2.307
44		C6	0.2247	0.0144225	-2.113
45		C7	0.1195	0.0144225	-1.627
46		C8	0.2247	0.0144225	-2.113
47	19095+0930	<b>KC5</b>	<b>40.4000</b>	<b>126.3000</b>	<b>0.877</b>
48		C2	15.5600	0.0013	-7.228
49		C3	2.5790	0.0013	-5.844
50		C4	1.7390	0.0013	-5.541
51	G189.78+0.34	C1	0.7190	-	-
52		C2	1.2370	-	-
53		C3	0.6850	-	-
54		C4	0.9360	-	-
55		C5	1.0370	-	-
56		C6	0.0858	-	-
57		C7	0.1318	-	-
58		C8	0.1500	-	-
59		C9	0.1292	-	-
60	G192.58-0.04	C1	18.1800	-	-
61		C2	9.7800	-	-
62		C3	1.4820	-	-
63		C4	0.4760	-	-
64		C5	1.5760	-	-
65		C6	0.3250	-	-
66	G192.60-0.05	C1	17.8500	-	-
67		C2	1.7130	-	-
68		C3	0.6040	-	-
69		C4	0.9680	-	-
70		C5	0.4070	-	-
71		C6	0.2890	-	-
72	G34.43+0.2M3	<b>KC6</b>	<b>18.4000</b>	<b>1.2700</b>	<b>-2.058</b>
73		C2	4.7050	0.00095	-8.322
74		C3	0.6300	0.00095	-6.775
75		C4	0.5360	0.00095	-6.651
76		C5	0.5753	0.00095	-6.705
77		C6	0.6210	0.00095	-6.764
78		C7	0.1488	0.00095	-5.664
79	G23.60+0.0M1	C1	9.9000	0.000183	-8.386
80		<b>KC7</b>	<b>0.1903</b>	<b>0.4540</b>	<b>0.669</b>
81		<b>KC8</b>	<b>0.3286</b>	<b>1.0400</b>	<b>0.887</b>
82		C4	0.3667	0.000183	-5.850
83		C5	2.5050	0.000183	-7.328

Tablo 4.3 (devam):

No	Kaynak	#	Akı (mJy) (6 GHz)	Akı (mJy) (22 GHz)	Tayfsal İndeks ( $\alpha$ )
84		C6	0.2722	0.000183	-5.620
85		C7	0.2934	0.000183	-5.678
86		C8	0.1730	0.000183	-5.271
87		C9	0.0979	0.000183	-4.833
88		C10	0.0964	0.000183	-4.821
89		C11	0.1492	0.000183	-5.157
90	G24.08+0.0M2	<b>KC9</b>	<b>20.5800</b>	<b>1.2700</b>	<b>-2.144</b>
91		C1	8.0300	0.000191	-8.193
92		C2	1.9100	0.000191	-7.087
93		C3	3.4860	0.000191	-7.550
94		C4	5.3500	0.000191	-7.880
95		C5	1.7190	0.000191	-7.006
96		C6	1.3500	0.000191	-6.820
97		C7	202.1000	0.000191	-10.675
98		C8	146.3000	0.000191	-10.427
99		C9	59.0000	0.000191	-9.728
100	05358+3543	C1	29.4300	-	-
101		C2	0.5340	-	-
102		C3	0.0746	-	-
103		C4	0.3320	-	-
104		C5	0.3960	-	-
105		C6	0.1469	-	-
106		C7	0.2492	-	-
107		C8	0.2345	-	-
108		C9	0.3555	-	-
109		C10	0.1229	-	-
110		C11	0.0742	-	-
111	G24.60+0.01M2	K1	$7.56 \times 10^{-5}$	0.2630	6.276
112		C1	0.5260	0.00104	-4.792
113		C2	98.3000	0.00104	-8.818
114		C3	0.7290	0.00104	-5.043
115		C4	0.3070	0.00104	-4.378
116		C5	1.1590	0.00104	-5.400
117		C6	3.7900	0.00104	-6.312
118		C7	0.4029	0.00104	-4.587
119		C8	0.4000	0.00104	-4.581
120		C9	0.1093	0.00104	-3.583
121		C10	0.1006	0.00104	-3.519
122		C11	0.5290	0.00104	-4.797
123		C12	0.7050	0.00104	-5.018
124		C13	0.1536	0.00104	-3.845
125		C14	0.1108	0.00104	-3.593
126		C15	0.0817	0.00104	-3.359

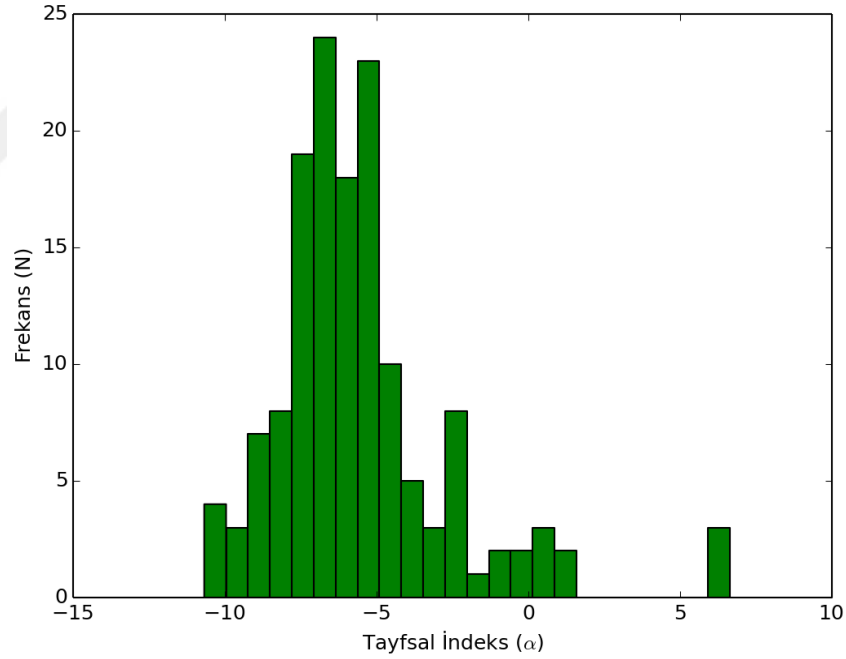
Tablo 4.3 (devam):

No	Kaynak	#	Akı (mJy) (6 GHz)	Akı (mJy) (22 GHz)	Tayfsal İndeks ( $\alpha$ )
127	G24.60+0.1M1	C1	0.5260	0.00011618	-6.479
128		C2	0.9830	0.00011618	-6.960
129		C3	0.7290	0.00011618	-6.730
130		C4	0.3070	0.00011618	-6.064
131		C5	1.1590	0.00011618	-7.087
132		C6	3.7900	0.00011618	-7.999
133		C7	0.4029	0.00011618	-6.274
134		C8	0.4000	0.00011618	-6.268
135		C9	0.1093	0.00011618	-5.270
136		C10	0.1006	0.00011618	-5.206
137		C11	0.5290	0.00011618	-6.483
138		C12	0.7050	0.00011618	-6.704
139		C13	0.1536	0.00011618	-5.531
140		C14	0.1108	0.00011618	-5.280
141		C15	0.0817	0.00011618	-5.046
142	G19.27+0.1M1	C1	2.1400	0.000100265	-7.672
143		C2	0.2550	0.000100265	-6.035
144		C3	1.1220	0.000100265	-7.175
145		C4	0.2173	0.000100265	-5.912
146		C5	1.1380	0.000100265	-7.186
147		C6	7.3000	0.000100265	-8.617
148		C7	0.5990	0.000100265	-6.692
149		C8	0.5180	0.000100265	-6.580
150		C9	0.1174	0.000100265	-5.438
151		C10	0.0992	0.000100265	-5.308
152		C11	0.4090	0.000100265	-6.399
153		C12	0.1246	0.000100265	-5.484
154	18228-1312	KC10	280.0000	65.6000	-1.117
156		C1	0.4454	0.000413	-5.374
157		C2	13.1700	0.000413	-7.981
159	18223-1243	C1	40.1800	0.000413	-10.153
160		C2	30.4100	0.000413	-9.938
161		C3	1.2840	0.000413	-7.502
162		C4	1.3740	0.000413	-7.554
163		C5	6.5500	0.000413	-8.756
164		C6	1.5830	0.000413	-7.663
165		C7	0.5770	0.000413	-6.887
166	G18.18-0.30	C1	18.6000	0.0001	-9.458
167		C2	2.4660	0.0001	-7.903
168		C3	2.0510	0.0001	-7.761
169		C4	1.7340	0.0001	-7.632
170		C5	5.9100	0.0001	-8.576
171		C6	1.4480	0.0001	-7.493

**Tablo 4.3 (devam):**

No	Kaynak	#	Akı (mJy) (6 GHz)	Akı (mJy) (22 GHz)	Tayfsal İndeks ( $\alpha$ )
172		C7	0.4266	0.0001	-6.553
173		C8	0.2936	0.0001	-6.265
174		C9	1.1770	0.0001	-7.334
175		C10	0.1919	0.0001	-5.938
176		C11	0.7220	0.0001	-6.958
177		C12	0.5040	0.0001	-6.681

Tayfsal indeks dağılımının daha anlaşılır şekilde gösterilmesi için, Şekil 4.5'te tayfsal indeks histogramı verilmiştir. Şekil 4.5'ten görüldüğü gibi kaynakların tayfsal indeksleri genel olarak sıfırdan çok küçük değerlerde yığılma göstermiştir. Bu bize bu kaynakların hepsinin HII bölgesi olamayacağını göstermektedir; çünkü HII bölgeleri için tayfsal indeksin 1.5'ten büyük olması gerekir. Bu kaynakların termal olmayan ışınım (senkrotron) kaynaklı olduğu söylenebilir. Çalışmamızda termal



**Şekil 4.5:** Tablo 4.3'te listelenen tayfsal indekslerin dağılımı. Grafikte görüleceği gibi tayfsal indeks değerleri çoğunlukla negatif değerlerde yığılmıştır. Ancak uzayda tayfsal indeks değeri -10 olan bir kaynak mevcut değildir.

kaynaklar için gözlem yapılmasına karşın, gözlemlerden termal olmayan kaynakların ortaya çıkabileceği de belirtilmişti. Sekiz kaynağın tayfsal indeksinin sıfırdan büyük olduğu görülmüştür. Kalan bütün kaynakların tayfsal indeksi sıfırdan küçüktür. Buna ek

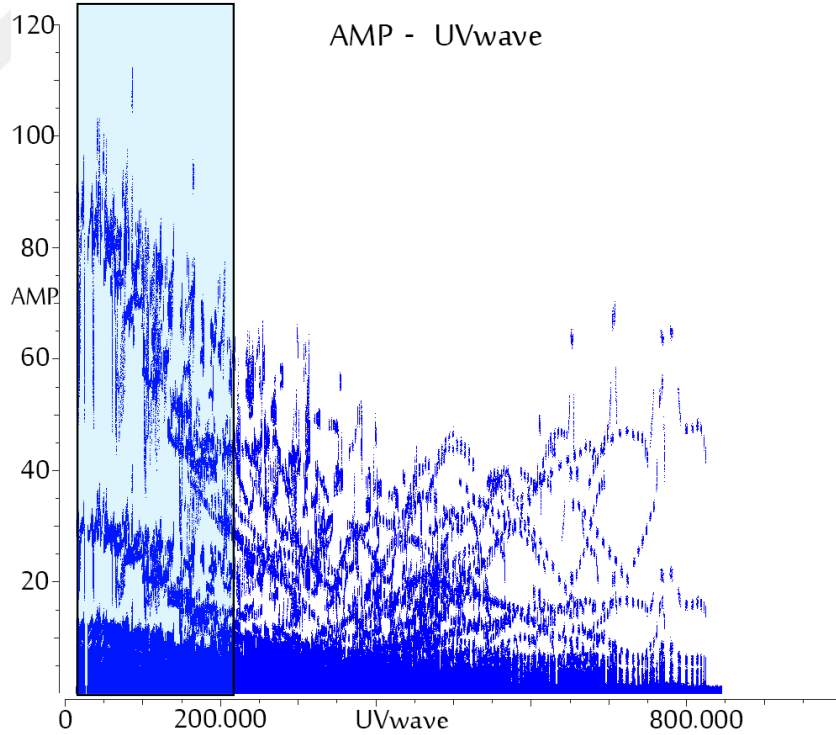
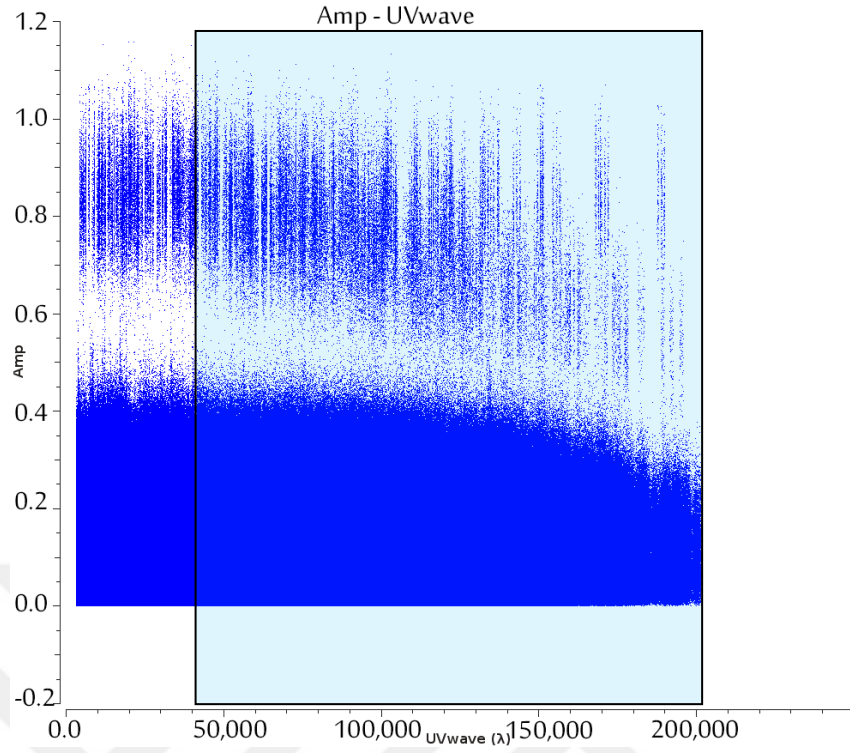
olarak, doğada -10 tayfsal indeks değerine ulaşabilecek kaynaklar yoktur! (bkz. Şekil 4.5). İndeksin bu derece büyük olması şöyle açıklanabilir. Bu durum interferometrik gözlemden kaynaklanmaktadır. Teleskop taban çizgilerinin kapsadığı alan dalgaboyu formunda (*UVwave*) çizdirilirse, C ve K bandının aynı aralığı kapsamadığı görülecektir (bkz. Şekil 4.6).

Buradan, akı değerlerinin düzeltilmesi gerekliliği ortaya çıkmaktadır. Bunun yanında gözlem yaptığımız frekanslar (C ve K) gözlemlerde uzay koşulları ve atmosferden aynı ölçüde etkilenmez. İlaveten, frekansa bağlı bazı ek düzeltmelerin yapılması da gereklidir. Ancak bu düzeltmenin sadece iki frekansta gözlenmiş kaynaklar için yapılabileceği açıktır. İki frekansta gözlenmiş on kaynak için bu düzeltme yapılmıştır. Düzeltilmede sadece iki frekans bandında genişliği olan ortak olan alanlardan gelen akı için tayfsal indeks tekrar hesaplanmıştır. Böylece, tayfsal indeks düzeltmeyle en doğru şekilde elde edilmiştir. Bu şekilde hesaplanan son akı ve tayfsal indeks değerleri Tablo 4.4'te verilmiştir

**Tablo 4.4:** Bu tabloda akı düzeltmesi yapılmış kaynaklar için her iki frekansta akı değeri ve tayfsal indeks verilmiştir. KC: Her iki frekansta gözlenmiş radyo jet adaylarını göstermektedir.

Kaynak	#	Akı 6 GHz (mJy)	Akı 22 GHz (mJy)	Tayfsal İndeks ( $\alpha$ )
<b>IRAS 18236-1205</b>	KC1	0.26 ± 0.05	1.88 ± 0.03	1.51 ± 0.04
	KC2	0.56 ± 0.04	0.26 ± 0.09	-0.58 ± 0.53
<b>IRAS 18316-0602</b>	KC3	3.34 ± 0.17	3.51 ± 0.14	0.04 ± 0.01
<b>G24.33+0.1M1</b>	KC4	0.45 ± 0.09	1.19 ± 0.03	0.75 ± 0.12
<b>IRAS 19095+0930</b>	KC5	39.80 ± 1.40	130.70 ± 2.10	0.91 ± 0.21
<b>G34.43+0.2M3</b>	KC6	14.60 ± 0.34	2.13 ± 0.17	-1.48 ± 0.07
<b>G23.60+0.0M1</b>	KC7	0.34 ± 0.09	0.41 ± 0.01	0.11 ± 0.14
	KC8	0.23 ± 0.05	0.62 ± 0.07	0.75 ± 0.17
<b>G24.08+0.0M2</b>	KC9	14.55 ± 0.60	1.92 ± 0.14	-1.56 ± 0.02
<b>IRAS 18228-1312</b>	KC10	14.90 ± 1.10	24.50 ± 2.00	0.38 ± 0.01

Yukarıda belirtilen nedenden dolayı kaynakların akılarında düzeltme yapılmış ve bu değerlerde değişim gözlenmiştir. Bunun yanında, kaynakların HII bölgesi olduğu varsayımı yapılarak fiziksel parametreleri yeniden hesaplanmış ve bunlar Tablo 4.5'te verilmiştir. Radyo jet olarak belirlediğimiz kaynakların fiziksel parametreleri, bunların HII bölgesi oldukları varsayılarak hesaplandığından, kaynağın bir HII bölgesi değil de radyo jet veya sönük galaksi olduğu tesbit edilirse, bu hesaplanan değerler geçersiz olacaktır.



**Şekil 4.6:** Grafiklerde teleskopların kapladığı alan içerisindeki şiddet dağılımı verilmiştir. C bandı (üst) ve K bandı (alt) için verilen bu grafiklerde maser ışınımı da görülmektedir. Akı düzeltmesi için açık mavi renkli aralığındaki veriler kullanılmıştır.

Buna ek olarak, çoklu frekans gözlemleri HII bölgelerinin yoğunluğunu araştırmak için bazı olanaklar sağlar. Eğer kaynağın elektron yoğunluğu ve tayfsal indeksini ( $\alpha$ ) biliyorsak, aşağıdaki denklem ile kaynağın boyutu hesaplanabilir (Kurtz ve Franco, 2002).

$$n_e \propto r^{-w}; w = \frac{3.1-0.5\alpha}{2-\alpha} \quad (4.2)$$

Elektron yoğunluğu ( $n_e$ ) ve tayfsal indeks değerleri kullanılarak hesaplanan kaynak boyutları Tablo 4.6'da verilmiştir. Son olarak yaptığımız akı düzeltmesiyle, radyo jetlerin tesbiti için gerekli olan tayfsal indeks daha doğru bir şekilde hesaplanmıştır. Sadece on radyo jet için C ve K bantlarında gözlenen şiddet dağılım haritası ve değişik kaynaklardan farklı dalgalarda alınmış alan görüntüleri tezin Ekler kısmında verilmiştir.

**Tablo 4.5:** Akı düzeltmesi yapılmış ve radyo jet adayları olan kaynakların, HII bölgesi oldukları varsayılarak yeniden hesaplanan fiziksel büyüklükleri.

Kaynak	#	EM ( $\times 10^{10} \text{ cm}^{-6} \text{ pc}$ )	$n_e$ ( $\times 10^6 \text{ cm}^{-3}$ )	d (kpc)	$M_i$ ( $M_\odot$ )	log $N_i$ ( $\text{s}^{-1}$ )
<b>18236-1205</b>	KC1	3.28	1.679	2.7	0.12	38.307
	KC2	4.95	1.976	2.7	0.17	38.636
<b>18316-0602</b>	KC3	19.40	3.462	3.1	0.64	39.531
<b>G24.33+0.1M1</b>	KC4	5.03	1.729	3.8	0.36	38.839
<b>19095+0930</b>	KC5	241.0	1.247	3	2.02	40.579
<b>G34.43+0.2M3</b>	KC6	7.65	1.792	2.5	1.05	39.985
<b>G23.60+0.0M1</b>	KC7	3.28	1.680	2.5	0.11	38.370
	KC8	2.20	1.103	3.9	0.28	38.577
<b>G24.08+0.0M2</b>	KC9	176.0	1.272	2.5	0.71	39.983
<b>18228-1312</b>	KC10	5.70	1,090	3.0	4.04	40.152

**Tablo 4.6:** Radyo jet adaylarının HII bölgesi varsayımı yapılarak hesaplanan boyut değerleri. Tabloda  $\alpha$  tayfsal indeksi,  $w$  tayfsal indekse bağlı bir değişken,  $n_e$  elektron yoğunluğunu,  $r$  kaynağın doğrusal boyutunu göstermektedir.

Aday Kodu	$\alpha$	$w$	$n_e$ ( $\times 10^6 \text{ cm}^{-3}$ )	$r$ (pc)
<b>KC1</b>	1.51	4.785	1.679	$5.00 \times 10^{-6}$
<b>KC2</b>	-0.58	1.314	1.976	$1.62 \times 10^{-5}$
<b>KC3</b>	0.04	1.571	3.462	$6.90 \times 10^{-5}$
<b>KC4</b>	0.75	2.180	1.729	$1.37 \times 10^{-3}$
<b>KC5</b>	0.91	2.427	1.247	$1.19 \times 10^{-3}$
<b>KC6</b>	-1.48	1.103	1.792	$2.15 \times 10^{-6}$
<b>KC7</b>	0.11	1.611	1.680	$1.37 \times 10^{-4}$
<b>KC8</b>	0.75	2.180	1.103	$1.69 \times 10^{-3}$
<b>KC9</b>	-1.56	1.090	1.272	$3.03 \times 10^{-7}$
<b>KC10</b>	0.38	1.796	1.090	$1.81 \times 10^{-4}$



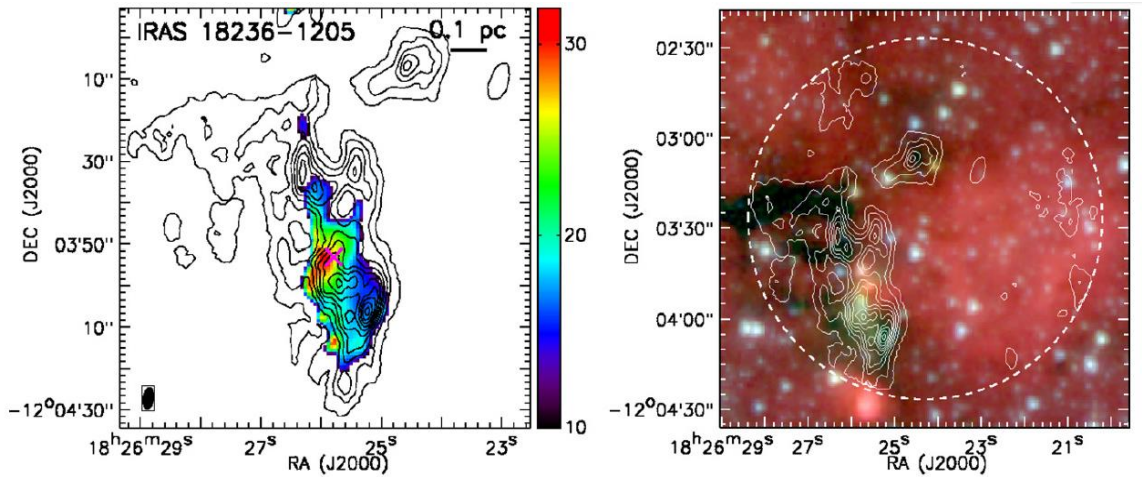
## 5. TARTIŞMA VE SONUÇ

### 5.1 KAYNAKLARIN DOĞASI

Bu bölümde radyo jet adaylarının literatürdeki çalışmaları değerlendirilip, kendi bulgularımız da göz önüne alınarak adayların doğası üzerine tartışılacaktır. Akı düzeltmesi yapılmış ve iki bantta gözlenmiş 10 aday (Tablo 4.5 ve 4.6) üzerinde durulacaktır. Bu adayların çalışmamızda elde edilen C ve K bant şiddet haritaları Ek-4'te gösterilmiştir.

#### 5.1.1 IRAS 18236-1205

Çalışmamızdaki termal radyo jet adaylarından ikisi (Tablo 4.5'te KC1 ve KC2) IRAS 18236-1205 isimli büyük kütleli yıldız oluşum bölgesinde gözlenmiştir (Şekil 5.1). Yığın içinde tesbit edilen bu yapıların ekvatorial koordinatları sırasıyla  $\alpha_{2000.0} = 18^{\text{h}} 26^{\text{m}} 26^{\text{s}}.38$ ;  $\delta_{2000.0} = -12^{\circ}04'19.9''$  ve  $\alpha_{2000.0} = 18^{\text{h}} 26^{\text{m}} 25^{\text{s}}.78$ ;  $\delta_{2000.0} = -12^{\circ}03'53.2''$  dir. C ve K bandında gözlenen bu kaynaklar için tayfsal indeks sırasıyla  $\alpha_{\text{KC1}} = 1.51 \pm 0.04$  ve  $\alpha_{\text{KC2}} = -0.58 \pm 0.53$  olarak hesaplanmıştır.

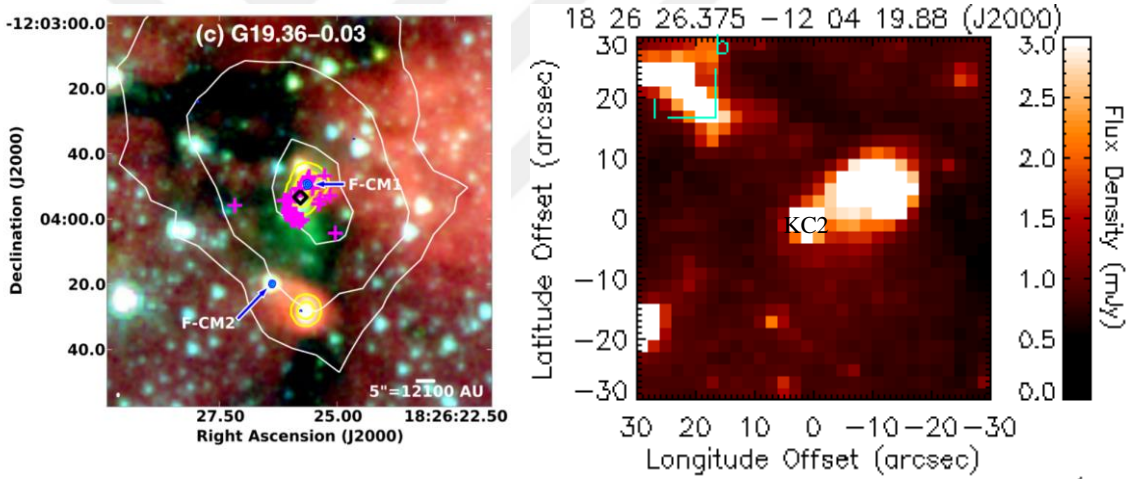


**Şekil 5.1:** Şekilde IRAS 18236-1205 yığına ait dönmesel sıcaklık dağılımı (solda) ve IRAC üç renk haritası (sağda) (Lu ve diğ., 2014).

Emisyonun tesbit edildiği KC1 (G019.36-0.03:  $\alpha_{2000.0} = 18^{\text{h}} 26^{\text{m}} 25^{\text{s}}.78$ ;  $\delta_{2000.0} = -12^{\circ} 03' 53.2''$ ) daha önce bir kaynak olarak gözlenmiştir (Cyganowski ve diğ., 2011; He ve diğ.,

2012). Cyganowski ve diğ.'nin (2011) yaptığı çalışmada bu kaynak, tezin Malzeme ve Yöntem kısmında bahsedilen 'yaygın yeşil kaynak' (EGO: Extended Green Object) nesnesi olarak sınıflandırılmıştır. KC1 gibi EGO yapıların çalışmamızdaki önemi, bunların büyük gaz birikimleriyle yığılma hızını arttırmalarıdır. EGO nesnelerindeki metanol molekülünün ( $\text{CH}_3\text{OH}$ ; iki frekansta gözlenir: 6.67 ve 44 GHz) bulunması gözlenen yapıda fişkırmaların varlığı için güçlü bir delildir. Bunun yanında  $\text{CH}_3\text{OH}$  maserleri, SiO ve  $\text{H}_2$  gibi, fişkırtma ve etrafındaki moleküler gaz arasındaki şoklanmış gazı takip etmekte kullanılmaktadır (van der Walt ve diğ., 2007). KC1 için metanol maserleri çalışmamızda da tesbit edilmiştir.

Hesapladığımız tayfsal indeks değeri ve Cyganowski ve diğ.'nin (2009, 2011) çalışmaları dikkate alındığında, KC1'in şoklanmış bir emisyon kaynağı -termal radyo jet- olduğu sonucuna ulaşılabilir.



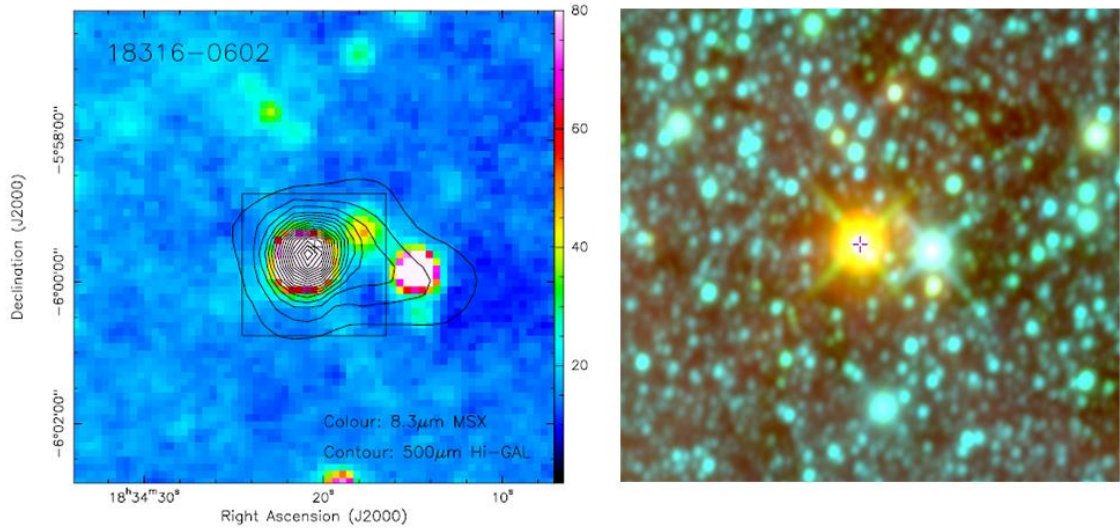
**Şekil 5.2:** Şekilde KC1 ve KC2 isimli radyo jet adayları için alan görüntüleri. Sol panelde Cyganowski ve diğ. (2011) tarafından gözlenen alanda verilen F-CM2 (solda) çalışmamızdaki KC2 (sağda: GLIMPSE/5.8  $\mu\text{m}$ ) ile aynı kaynaktır. Diğer kaynak F-CM1 ise farklı koordinattaki bir kaynaktır.

KC2 kodlu kaynak Cyganowski ve diğ. (2011) tarafından yapılan çalışmada da (G19.36-0.03-CM2) gözlenmiş (bkz. Şekil 5.2), ancak EGO ile olan ilişkisi açıklık kazanamamıştır. Çalışmamızda bu kaynak için tayfsal indeks  $\alpha_{\text{KC2}} = -0.58 \pm 0.53$  olarak hesaplanmıştır. Hata mertebesi ve Şekil 5.12'deki radyo spektrumu dikkate alındığında, bu kaynağın termal radyo jet olmasındansa HII bölgesi olması daha muhtemeldir. Kaynakla ilgili hesaplarımız, büyük yoğunluklu ( $\sim 10^6$ ) ve oldukça küçük boyutta ( $1.62 \times 10^{-5}$  pc, Tablo 4.6) bir kaynak olduğunu göstermektedir. KC2 için tayfsal indeks değeri ve kaynağın HII olması varsayımı altında hesapladığımız fiziksel değerlerine

dayanarak ve Kurtz ve Franco'nun (2002) çalışmasındaki Tablo 1 ile yapılan karşılaştırma sonucunda, KC2'nin HC HII bölgesi olduğunu söyleyebiliriz. Thompson (1984) çalışması kullanılarak merkezi bölgede iyonizasyona neden olan yıldızın tayfsal tipinin B9.5 olduğu söylenebilir.

### 5.1.2 IRAS 18316-0602

Diğer radyo jet adaylarından biri KC3, IRAS 18316-0602 isimli büyük kütleli yıldız oluşum bölgesinde  $\alpha_{2000.0} = 18^{\text{h}} 34^{\text{m}} 20^{\text{s}}.90$ ;  $\delta_{2000.0} = -05^{\circ} 59' 42''.0$  ekvatorial koordinatlarında gözlenmiştir. Çalışmamızda hesaplanan tayfsal indeks değerinden ( $\alpha_{\text{KC3}} = 0.04 \pm 0.01$ ) bu kaynağın da HII veya termal radyo jet olması muhtemeldir. Ancak, Sanchez-Monge ve diğ. (2013) tarafından yapılan çalışmada söz konusu aday fişkırmayla aynı konumda tesbit edilmiştir (bkz. Şekil 5.3). Buradan hareketle kaynağın fişkırmayla ilişkili bir yapı olduğu söylenebilir. Tayfsal indeks değerindeki hata payları da hesaba katılırsa, KC3'ün fişkırmayla ilişkili bir radyo jet atımı olması muhtemel olsa da, bu verilere dayanarak söz konusu yapının radyo jet olduğu sonucuna varmak mümkün değildir. Bununla beraber, WISE Gökyüzü Taraması'nda (Wide-Field Infrared Survey Explorer, Cutri ve diğ., 2012) söz konusu kaynağımızın HII bölgesi olarak

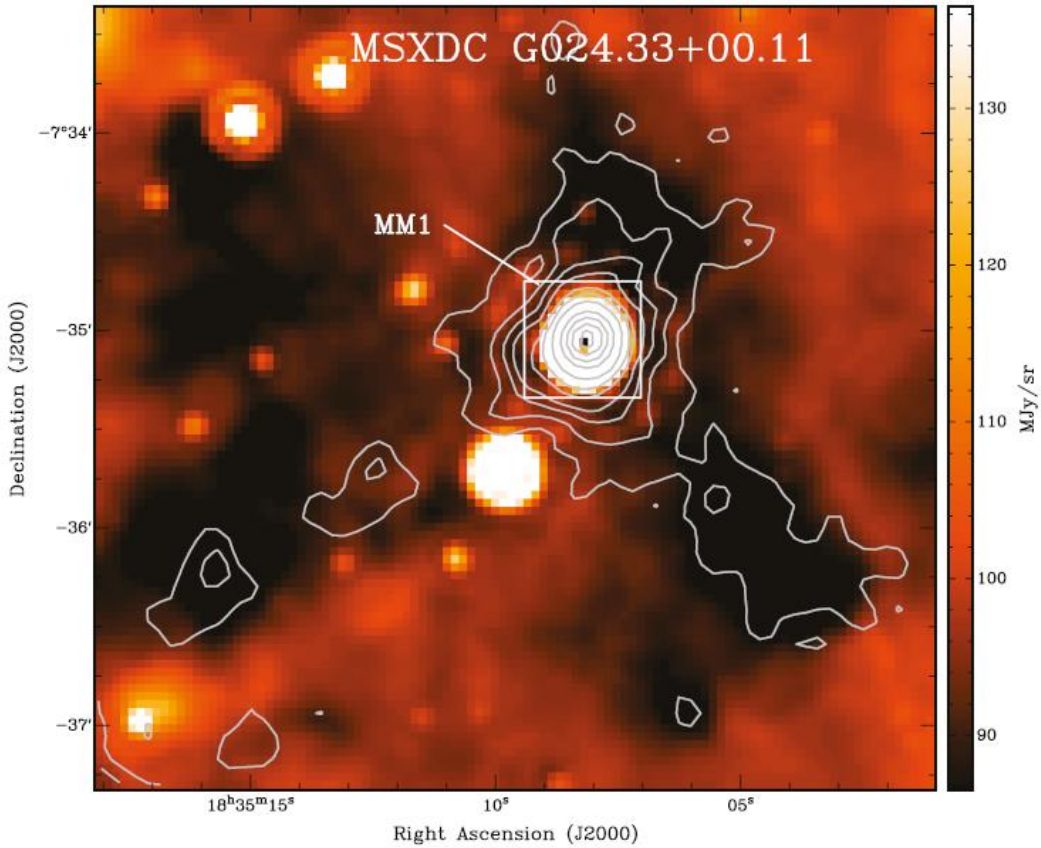


**Şekil 5.3:** *Solda:* IRAS 18316-0602 isimli nesnenin 8.3 μm dalgaboyundaki görüntüsü (Sanchez-Monge ve diğ., 2013). Çalışmamızda bu kaynak “+” işaretli yerin çok yakınında gözlenmiştir. *Sağda:* WISE (Wide-Field Infrared Survey Explorer, Geniş Alan Kırmızı öte Gökyüzü Taraması) Gökyüzü taramasından (3.4 μm, 4.6 μm ve 22 μm) alınmış alan görüntüsü.

sınıflandırılmış olması, KC3'ün HII bölgesi olduğu görüşünü güçlendirmektedir. Tablo 4.5'te hesaplanan değerler ve Thompson (1984) çalışmasıyla beraber, adayın HC HII olduğunu ve merkezdeki yıldızın tayfsal tipinin B9 olduğu düşünülmektedir.

### 5.1.3 G24.33+0.1M1

Çalışmamızda iki bantta gözlenmiş bir diğer büyük kütleli yıldız oluşum bölgesi G24.33+0.1M1 yığıdır ve burada tesbit ettiğimiz kaynak olan KC4'ün ekvatorial koordinatları şunlardır:  $\alpha_{2000.0} = 18^h 35^m 08^s.13$ ;  $\delta_{2000.0} = -07^\circ 35' 04''.1$ . KC4, milimetre dalgaboyunda zengin bir molekül tayfı olan kompakt ve tekil ilkel yıldızimsı bir nesne olarak tanımlanmıştır (Rathborne ve diğ., 2007; Şekil 5.4). Bu yapı, büyük kütleli ilkel bir yıldızın ilk oluşum evrelerinde gözlenen moleküler çekirdek yapısıdır. IRDC (InfraRed Dark Cloud: Kızılötesi Karanlık Bulut) kısaltması ile anılan bu çekirdek yapılar oldukça soğuktur ( $T \sim 15$  K). IRDC'lerin yıldız oluşumunun aktif olduğu ortamı

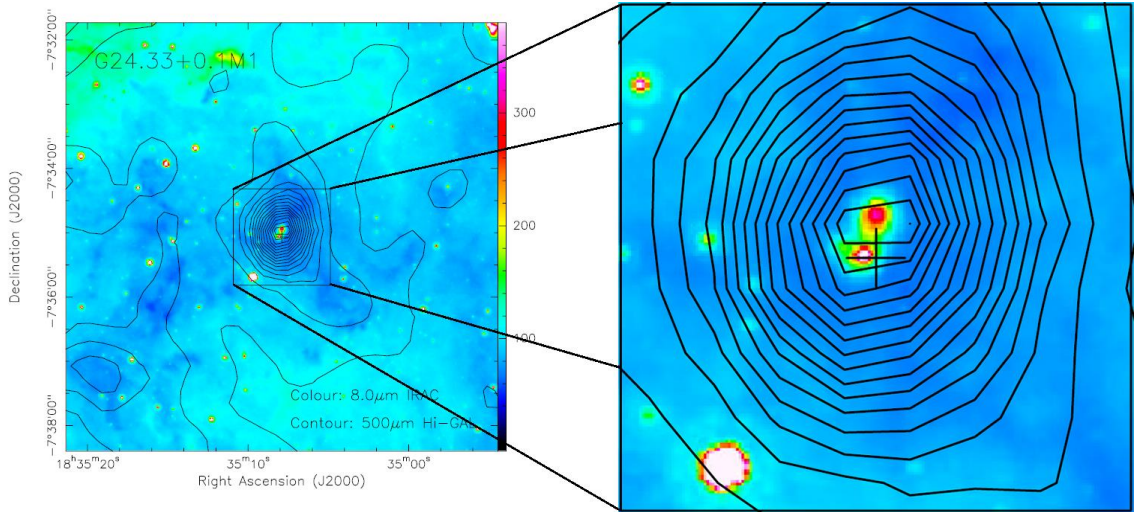


**Şekil 5.4:** G24.33+0.1M1 yığınının *Spitzer*/MIPS (The Multiband Imaging Photometer) 24  $\mu$ m dalgaboyundaki 6" çözünürlükle görüntüsü (Rathborne ve diğ., 2005).

işaret etmesinin yanı sıra, büyük kütleli yıldızların oluşum bölgeleri içinde oldukları da düşünülmektedir. Burada yıldız oluşumunun aktif olması, fişkırmalar, şoklanmış gazlar ve gömülü ilkel yıldızlar olduğunun göstergesidir (Rathborne ve diğ., 2005; Chambers ve diğ., 2005). Gerek bu bilgiler, gerekse tayfsal indeks değerinin ( $0.75 \pm 0.12$ ) radyo jetler için belirlenmiş en muhtemel değere ( $\alpha = 0.6$ ; Reynolds, 1986; Anglada, 1996) çok yakın olması bu yapının radyo jet olması ihtimalini arttırmaktadır. Öte yandan, Rathborne ve diğ.'nin (2007) çalışmasında gözlemdeki çözünürlük  $11''$ , çalışmamızdaki çözünürlük ise K bandı için  $0.3''$ , C bandı için  $1''$ 'dir. Dolayısı ile Rathborne ve diğ. (2007) bu kaynağı açısal bakımdan çalışmamızdaki kadar ayıramamış olabilir. Bunun yanında, kaynağımızın fişkırmayla ilişkisi olup olmadığını incelemek için Sanchez-Monge ve diğ. (2013) tarafından elde edilen alan görüntüsü de incelenmiştir. Söz konusu çalışmada fişkırmaya olarak tesbit edilen kaynakla KC4 çok yakın koordinatlarda gözlenmiştir (bkz. Şekil 5.5). Nihayet, bu verilerin ışığında, çalışmamızda KC4'ün sıcak moleküler çekirdek tarafından fırlatılmış bir termal radyo jet olduğu sonucuna varılmıştır.

#### 5.1.4 IRAS 19095+0930

Çalışmamızda tesbit edilen 19095+0930 (KC5) isimli kaynak  $\alpha_{2000.0} = 19^{\text{h}} 11^{\text{m}} 53^{\text{s}}.99$   $\delta_{2000.0} = +09^{\circ} 04' 19''.9$  ekvatorial koordinatlarında gözlenmiştir. Alternatif olarak, bu



**Şekil 5.5:** G24.33+0.1M1 yığını için alınan alan görüntüsü (Sanchez-Monge ve diğ., 2013). Radyo jet adayımız KC4 kodlu aday fişkırmayla aynı konumda -haritada artı işaretinin üstündeki kaynak- olduğu görülmüştür (sağda).

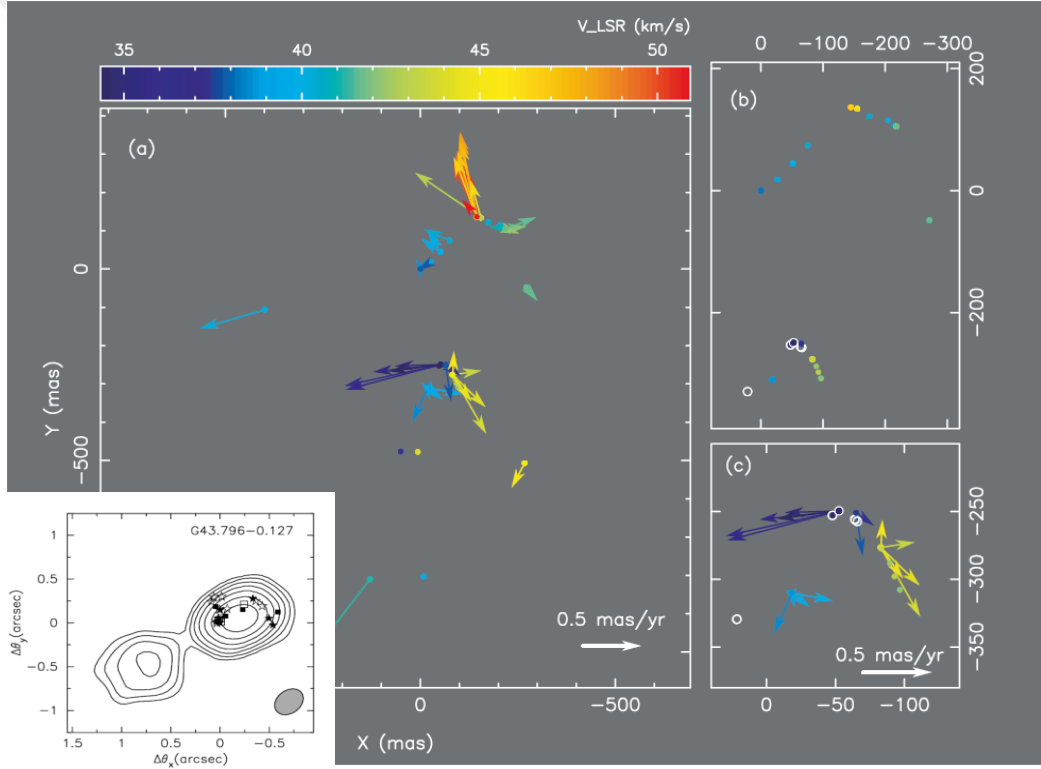
Long Baseline Interferometer) gözlemi yapılmıştır. Bu bölgede H<sub>2</sub>O maserleri tesbit edilmiş ve bu maser çalışmamızda da gözlenmiştir. Maserler genellikle yıldız oluşum bölgeleriyle ilişkili yapılardır. KC5, yıldız oluşum bölgelerinin maserlerle ilişkisini genelleştiren galaktik düzlemdeki örneklerden biridir. Bunun yanında, yapıdaki H<sub>2</sub>O maser aktivitesi OB yığını oluşumu ile ilgilidir (Downes ve diğ., 1979). Honma ve diğ.'nin (2005) çalışmasıyla beraber önceki çalışmalarda bu kaynağın Ultra Kompakt İyonize Hidrojen bölgesi (UC HII) olduğu gösterilmiştir (Argon ve diğ., 2000; bkz. Şekil 5.6). Bu çalışmalarda kaynağın ayrıca OH maserleriyle ilişkili olduğu da görülmüştür. İlaveten, söz konusu kaynak çalışmamızda en büyük elektron yoğunluğuna ve EM değerine sahip adaydır (bkz. Tablo 4.5).

OH ve H<sub>2</sub>O maserlerinin birlikte gözlenmesi için, kaynağın UC HII bölgesi olması gerekmektedir. KC5'in UC HII bölgesi olması ihtimali ağırlık kazanmış olmasına rağmen, tesbit edilen yapının genişleyen bir kabuk yapı olması da mümkündür (Downes ve diğ., 1979). Çalışmamızda hesaplanan tayfsal indeks değerinin ( $\alpha_{KC5} = 0.92 \pm 0.21$ ) bir termal radyo jet veya rüzgardan dolayı genişleyen bir kabuğu işaret etmesinden dolayı, çalışmamızda rüzgar yapısının varlığı görüşü ağırlık kazanmaktadır (bkz. Şekil 5.6).

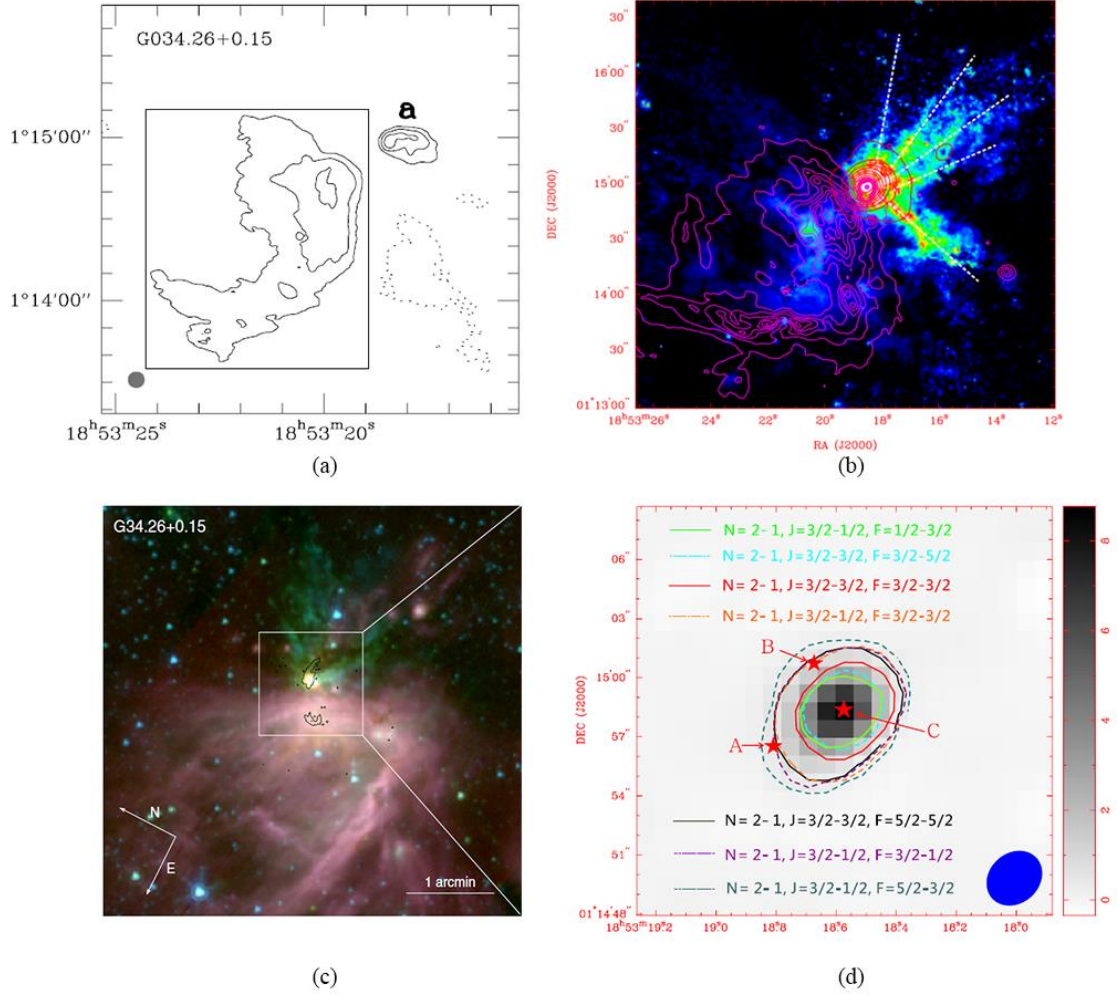
### 5.1.5 G34.43+0.2M3

Diğer bir radyo jet adayı olan KC6, G34.43+0.2M3 yığnında  $\alpha_{2000.0} = 18^h 53^m 18^s.84$   $\delta_{2000.0} = +01^\circ 14' 59''.3$  ekvatorial koordinatlarında tesbit edilmiştir. Bu yığnın gözlemi (KC6 ile ilişkili G34.26+0.15 yığnı) Fish ve diğ.'leri (2003) tarafından yapılmıştır; ancak bu yazarlar söz konusu kaynak çalışmalarının araştırma konusu olmadığı için incelememişlerdir (bkz. Şekil 5.7a). Kaynağımızın bulunduğu alan ile ilgili olarak bazı çalışmalar mevcuttur (Reid ve Ho, 1985; Fish ve diğ., 2003; Liu ve diğ., 2013). İki çalışmada (Reid ve Ho, 1985; Fish ve diğ., 2003) bu yapının kuyruklu yıldız benzeyen bir HII bölgesi olduğu düşünülmüştür. Reid ve Ho (1985) yapının kuyruklu yıldız gibi olmasının sistemdeki yıldızın görelî hareketinden kaynaklandığını ileri sürmüştür. Ayrıca, yıldızın görelî hareket ettiği doğrultunun, yakınında bulunan W44 isimli süpernova kalıntısıyla ilişkisi olduğu da düşünülmüştür. Liu ve diğ. (2013, bkz. Şekil 5.7) renklendirilmiş haritada gösterilen pembe eş şiddet eğrisinin kabuğumsu yapıyı gösterdiğini *Spitzer/IRAC* ile tesbit etmiştir. Bununla beraber çalışmanın ana konusu olan kırmızı renkle belirtilmiş eş şiddet eğrisi, *Spitzer/IRAC* haritalarındaki (4.5  $\mu$ m

dalgaboyundaki yaygın ve güçlü emisyon) genelde ilkel yıldızımı tarafından atılan fişkırmalarda bulunan CO ve moleküler H<sub>2</sub> molekölünü gösterdiğini düşündürmektedir. Şekil 5.7’de IRAC [4.5]/[3.6] dalgaboyundaki akı oranlarını gösteren haritadan, bu yapının bir jet olma ihtimali üzerinde durulmuş ve eğer akı oranı şoklanmış gazı izlemek için kullanılabilirse, bunun bir jet olabileceği belirtilmiştir (Liu ve diğ., 2013). Şurası belirtilmelidir ki termal olmayan radyo jetlerin yıldız oluşum bölgeleri ile ilişkili olduğu da gösterilmiştir (Rodriguez ve diğ., 1996; Sanchez-Monge ve diğ., 2013). Bu kaynağın fişkırmaya ile ilişkili olduğu Sanchez-Monge’nin (2013) çalışmasında da görülmüştür. Dolayısı ile kaynağın çalışmamızda hesaplanan tayfsal indeks değeri ( $\alpha_{KC6} = -1.48 \pm 0.07$ ) bir arkaplan kaynağını işaret ediyor olmasına rağmen, bölgenin yoğunluğu ve termal



**Şekil 5.6:** OH 43.8-0.1 isimli (çalışmamızda KC5) kaynak için verilmiş harita. Argon ve diğ. (2000) tarafından elde edilen harita (sol altta). Haritadaki renkler LSR hızı göstermektedir. (a) OH-43.8-0.1 için sistem hızı  $\sim 42$  km/s hesaplanmıştır. Harita  $1''.5 \times 1''.5$  büyüklüğündedir ( $1''$  açısal büyüklük 2.8 kpc uzaklık için 2800 AB’e karşılık gelmektedir). Gözlemede yapının öz hareketinin ise yılda 0.5 mas olduğu hesaplanmıştır. (b) Downes ve diğ. (1979) tarafından yapılan çalışmada genişleyen bir kabuk yapı olduğu görülmüştür. (c) Hız dağılımı sadece merkezdeki ilgilendiğimiz yapı için verilmiştir. (b) ve (c) panellerindeki daireler sol üste verilen hız indeks çubuğundan bağımsız olarak verilmiştir (Honma ve diğ., 2005).



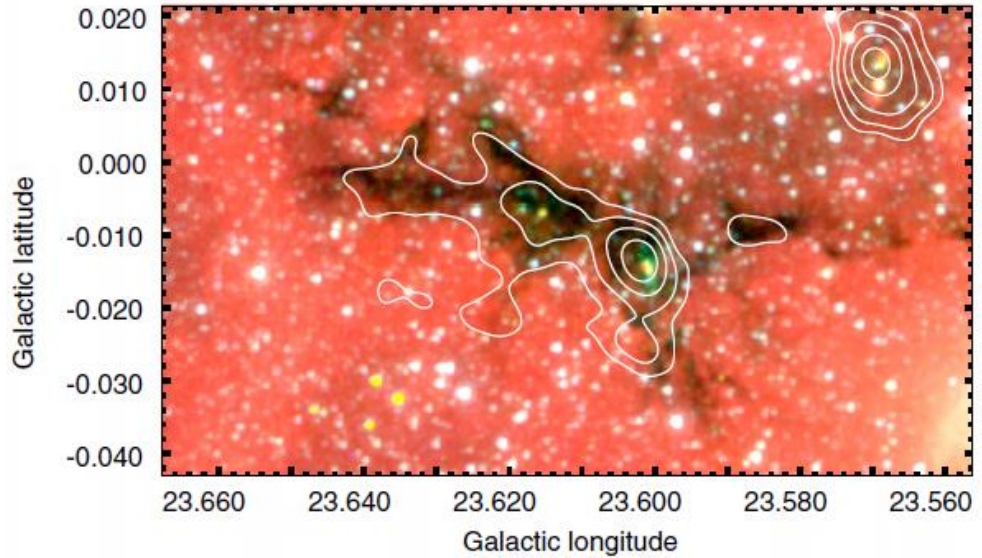
**Şekil 5.7:** Sol üst panelde G034.26+0.15 yığına ait alan görüntüsü. Fish ve diğ.'nin (2003) çalışmasında işaretlenen kaynak (a) çalışmamızda tesbit edilen kaynaktır (KC6). Sağ panelde ise Liu ve diğ. (2013) yapılan çalışmada elde edilen alan görüntüsü verilmiştir. Sol alt panelde A ve B ile HC HII gösterirken, C noktası da HII bölgesini göstermektedir (Liu ve diğ., 2013). Sağ alt panelde üç renk kompozit görüntü. *Spitzer*/IRAC görüntüsündeki kırmızı, yeşil ve mavi renkler sırasıyla 8.0  $\mu$ m, 4.5  $\mu$ m ve 3.6  $\mu$ m dalgaboylarına karşılık gelmektedir (Liu ve diğ., 2013).

olmayan jetlerle yıldız oluşum bölgesi arasındaki ilişki göz önüne alındığında, KC6'nın bir termal olmayan radyo jet olduğu sonucuna varılabilir. Ancak, KC6'nın kabuk şeklindeki yapının dış kısmı olması da muhtemeldir (Sewilo ve diğ.'nin (2011) çalışmasındaki Şekil 5'te G34.26+0.15 (B)). Sonuç olarak, gerek tayfsal indeks değeri gerekse önceki çalışmalarda öne sürülen hipotezler doğrultusunda, çalışmamızda KC6'nın termal olmayan radyo jet olduğu iddia edilmektedir.

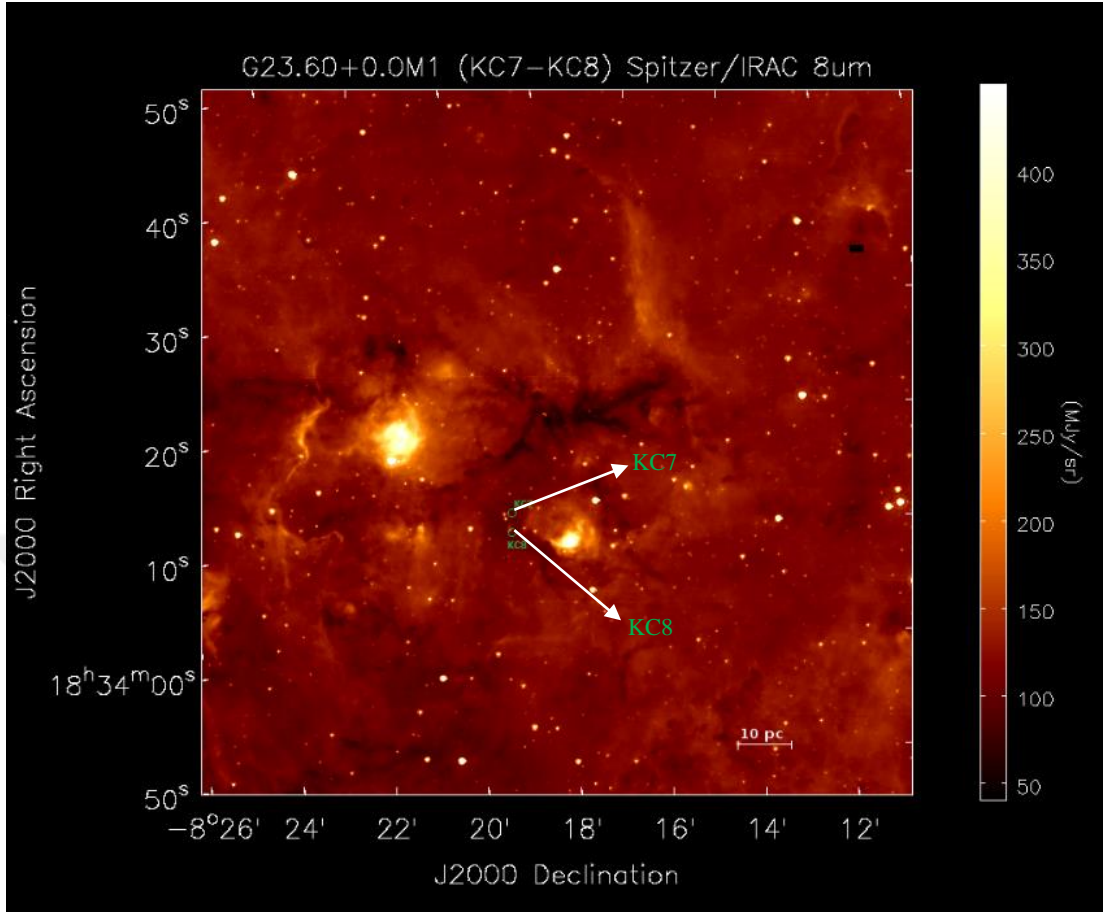


### 5.1.7 G23.60+0.0M1

Çalışmamızda radyo jet adayları KC7 ( $\alpha_{KC7} = 0.11$ ) ve KC8 ( $\alpha_{KC8} = 0.75$ ) olarak belirlediğimiz kaynaklar, sırasıyla  $\alpha_{2000.0} = 18^{\text{h}} 34^{\text{m}} 12^{\text{s}}.34$ ,  $\delta_{2000.0} = -08^{\circ} 19' 01''.2$  ve  $\alpha_{2000.0} = 18^{\text{h}} 34^{\text{m}} 11^{\text{s}}.57$ ,  $\delta_{2000.0} = -08^{\circ} 19' 06''.4$  ekvatorial koordinatlarında tesbit edilmiştir (bkz. Şekil 5.8). Bu kaynaklar aynı yığında (G23.60+0.0M1; alternatif isim olarak G023.60+00.00) gözleendiğinden, aynı paragrafta tartışılmaları büyük kütleli yıldız oluşum bölgesi için bütünlük sağlayacaktır. Bu bölgede sönükleşmeye neden olan iki kütleli yapı bulunmaktadır. Yığında büyük kütleli yıldızsız çekirdek yapıları olduğu bilinmektedir (Han ve diğ., 2015). Bunun yanında, KC7'nin koordinatlarındaki yığın yapısının IRDC ile ilişkisi olmadığı da gözlenmiştir (Sanhueza ve diğ., 2012). Yığın içindeki iki ilkel yıldızın kütleleri (100 ve 120  $M_{\odot}$ , bkz. Şekil 5.8) birbirine yakın olduğu gibi, bunların biri diğerine göre daha aktif ve ılıktır. Ayrıca daha sıcak olan yapı HII bölgesi içermektedir. Yığın yakınında da HII bölgesi, orta kızılötesi bölgede gözlenen kabarcık yapıları, filament IRDC'ler ve fotonlarca bastırılmış bölgeler (PDR, Photon Dominated Region) vardır (bkz. Şekil 5.9; Battersby ve diğ., 2010). Battersby ve diğ.'nin (2010) yaptığı çalışmada KC7 noktasal bir kaynak olarak 3.6 cm dalgaboyunda



**Şekil 5.8:** G23.60+0.0M1 adlı yığına ait GLIMPSE (Galactic Legacy Infrared Mid-Plane Survey Extraordinaire) gökyüzü taramasından alınmış üç renk haritası. MAMBO (Max-Planck Millimeter Bolometer; IRAM 30m) ile alınmış haritadaki kırmızı 8  $\mu\text{m}$ , yeşil 4.5  $\mu\text{m}$  ve mavi 3.6  $\mu\text{m}$  dalgaboylarına karşılık gelmektedir.



**Şekil 5.9:** KC7 ve KC8 radyo jet adaylarının konumları gösterilmiş, *Spitzer/IRAC* 8.0  $\mu\text{m}$  dalgaboyunda elde edilen haritası. Daha detaylı kullanım için *Spitzer/SHA* (*Spitzer* Heritage Archive). Şekil çalışmamızda üretilmiştir.

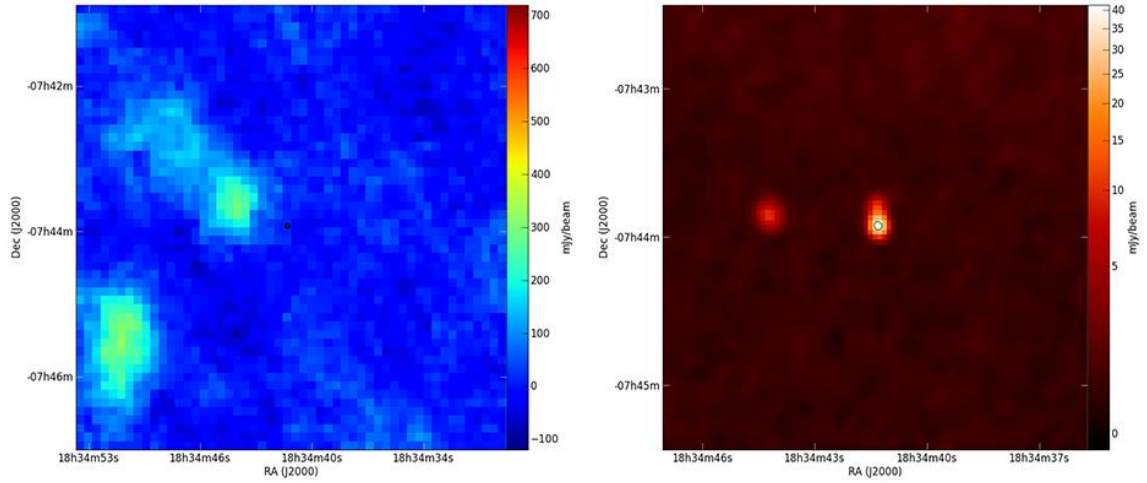
1.3 mJy akıyla gözlenmiştir (G023.60+00.00-VLA3). KC7, Battersby ve diğ.'nin çalışmasında ana hedeflerden olmadığı için üzerinde fazla durulmamıştır. Tayfsal indeks değeri ( $\alpha_{\text{KC7}} = 0.11 \pm 0.14$ ), Battersby ve diğ.'nin (2010) yaptığı çalışma ve Şekil 5.12'ye dayanarak, KC7'nin UC HII bölgesi olduğunu ve Thompon'un (1984) çalışmasına göre, elde edilen fiziksel değerlerle beraber, B9.5 tipinde bir merkezi yıldız olduğunu söyleyebiliriz.

Diğer kaynağın (KC8) 8  $\mu\text{m}$  dalgaboyundaki emisyonunun IRDC bulut çekirdeği ile ilişkili olduğu gösterilmiştir (Rathborne ve diğ., 2006). IRDC çekirdek yapılar ve daha sıcak olan çekirdek yapılar oldukça kompakt ( $\sim 0.3$  ve  $\sim 0.1$  pc) yapılardır. IRDC çekirdek yapıları büyük kütleli yıldızları oluşturan ilkel yıldızın meydana geleceğinin göstergesidir. Yapının daha ilk oluşum aşamalarında olduğu söylenebilir. Radyo jet yapıların ilk oluşum evrelerinde atılan yapılar olduğu hatırlanarak ve KC8'in tayfsal

indeksinin de  $\alpha_{KC8} = 0.75 \pm 0.17$  olduğu göz önüne alınarak, çalışmamızda tesbit edilen bu kaynağın yüksek ihtimalle bir termal radyo jet olduğu sonucuna varılmıştır.

### 5.1.8 G24.08+0.0M2

Diğer bir radyo jet adayı olarak belirlediğimiz KC9 (G24.08+0.0M2),  $\alpha_{2000.0} = 18^h 34^m 48^s.71$ ,  $\delta_{2000.0} = -07^\circ 46' 41''.5$  ekvatorial koordinatlarında gözlenmiştir. Kaynağın bulunduğu yığın için evvelce çok gözlem yapılmış olmasına karşın, söz konusu kaynağın tesbit edildiği koordinatta daha önce yapılmış çalışma bulunamamıştır. Sadece

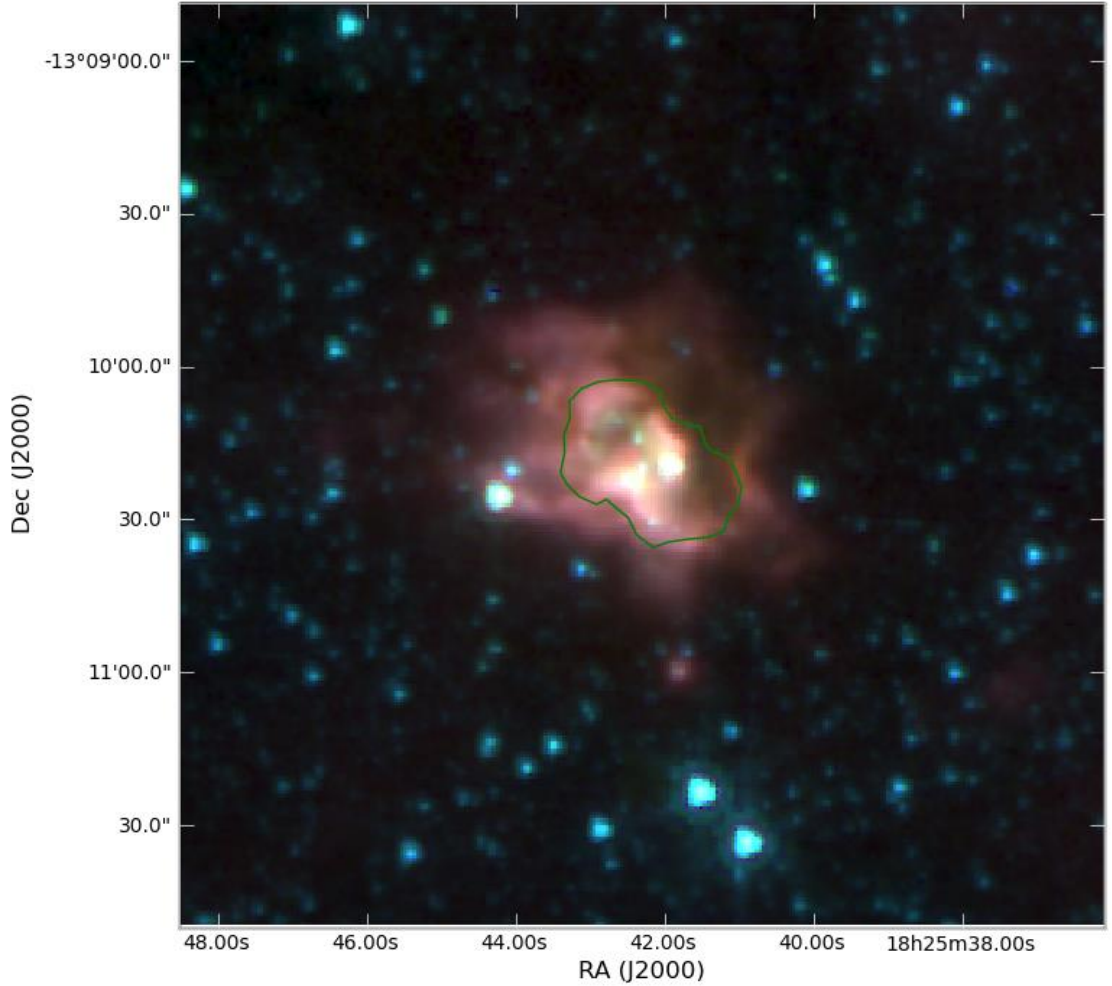


**Şekil 5.10:** G24.08+0.0M2 adlı yığında KC9 numaralı radyo jet adayının tesbit edildiği bölgenin BOLOCAM gökyüzü taramasında 1.1 mm dalgaboyunda alınmış görüntüsü (solda). MAGPIS gökyüzü taramasında 1.4 GHz’te alınmış görüntüsü (sağda). Sağ panelde ortada görünen KC9, sol panelde siyah bir nokta ile işaretlenmiştir.

White ve diğ.’nin (2005) yaptığı çalışmada kızılötesi bir kaynak olarak gözlenmiştir. Bununla birlikte KC9 için hesapladığımız tayfsal indeks değerinden ( $\alpha_{KC9} = -1.56 \pm 0.02$ ) termal olmayan bir ışınım kaynağı olduğunu söyleyebiliriz. Söz konusu kaynak CORNISH gökyüzü taramasında 5 GHz frekansında gayet sakin bir bölge olarak gözlenmiş ve BOLOCAM gökyüzü taramasında 1.1 mm dalgaboyunda yaygın bir kaynak olarak, G024.1197+00.1261 kaynak koduyla kaydedilmiştir (Şekil 5.10). Ayrıca Lopez-Sepulcre ve diğ.’nin (2010, 2011) çalışmalarında fışkırmayla ilişkili olduğu da görülmüştür. Buradan hareketle, kaynağın termal olmayan radyo jet olduğu sonucuna varılabilir. Çalışmamızın iddiası da budur.

### 5.1.9 IRAS 18228-1312

Diğer radyo jet adayı olan KC10, bir yığında (IRAS 18228-1312) parlak bir kaynağın etrafında yaygın bir emisyon olarak gözlenmiştir (bkz. Şekil 5.11). Parlak kaynağın ekvatorial koordinatları şu şekilde ölçülmüştür:  $\alpha_{2000.0} = 18^{\text{h}} 25^{\text{m}} 42^{\text{s}}.40$  ve  $\delta_{2000.0} = -13^{\circ} 10' 22''.1$ . KC10'un tayfsal indeksi  $\alpha_{\text{KC10}} = 0.38 \pm 0.01$  olarak hesaplanmıştır. Bu durumda, gözlediğimiz bölgenin termal radyo jet kaynağı olduğu sonucuna varılmıştır. Bununla birlikte, emisyon bulutunun kaynağın tayfsal indeksine etki etmesi ihtimali göz önüne alınarak, KC10'un bir iyonize hidrojen bölgesi olması ihtimali de bir kenara



**Şekil 5.11:** Bölgenin GLIMPSE gökyüzü taramasından alınmış üç renk görüntüsü verilmiştir. Kırmızı renk 8.0  $\mu\text{m}$ , yeşil renk 4.5  $\mu\text{m}$  ve mavi renk ise 3.6  $\mu\text{m}$  dalgaboyuna karşılık gelir.

bırakılamaz (bkz. Şekil 5.11). Çalışmamızda incelenen IRAS nesnesi, yakınında süpernova patlaması ve HII bölgelerinin bulunduğu bir bölgededir (Paron ve diğ., 2013). Buna ek olarak, KC10 adayı UCHII bölgesi olarak sınıflandırılmıştır (Faison ve diğ., 1998; Molinari ve diğ., 1996). Burada bir HII bölgesi olması haritada gözlenen yaygın emisyonun kaynağını da açıklamaktadır. Çünkü HII bölgesinin etrafında yaygın emisyon olduğu bilinmektedir ve bu da PAH (Poli-Aromatik hidrokarbon) ışınımından kaynaklanmaktadır. Bu bilgiler ışığında KC10'un bir UCHII bölgesi olduğunu söyleyebiliriz. Son olarak, kaynağın iyonize edici merkezi yıldızının tayfsal tipi için B8 tipinde bir yıldız olduğu düşünülmektedir.

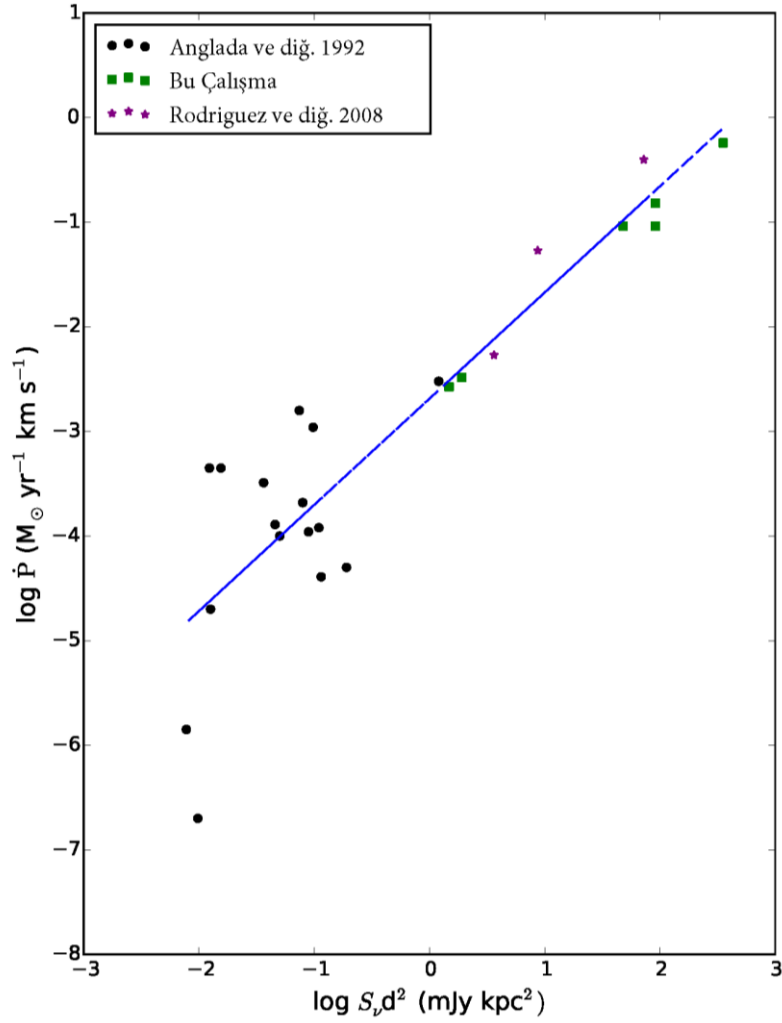
## 5.2 RADYO JETLERİN ÖZELLİKLERİ

Çalışmamızda büyük kütleli yıldız oluşum bölgelerinde radyo jetlerin aranması amaçlanmıştır. İlk kez bu çalışmada,  $140 M_{\odot}$ 'e kadar büyük kütleli genç yıldızlı nesnelere etrafında radyo jetler tesbit edilmiştir. Çalışmamızda tesbit edilen radyo jet adayları için 6 cm dalgaboyundaki akı değerleri Tablo 5.1'de verilmiştir.

**Tablo 5.1:** Çalışmamızda tesbit edilen ve radyo jet olarak sınıflandırılmış kaynaklar için hesaplanan fiziksel büyüklükler. Akı değerleri C bandından elde edilen değerlerdir.

Kaynak	Uzaklık (kpc)	Akı (mJy)	$S_{\nu}d^2$ (mJy kpc <sup>2</sup> )	$dM/dt$ ( $M_{\odot}/\text{yıl}$ )	$\log \dot{P}$
18236-1205 (KC1)	2.70	0.263	0.28	0.485	-2.48
G24.33+0.1M1 (KC4)	3.80	3.340	1.68	1.010	-1.03
19095+0930 (KC5)	3.00	30.98	2.55	7.320	-0.24
G34.43+0.2M3 (KC6)	2.50	10.46	1.96	3.250	-0.81
G23.60+0.0M1 (KC8)	2.50	14.60	1.96	4.200	-1.03
G24.08+0.0M2 (KC9)	2.50	0.234	0.17	0.395	-2.57

Bu kaynaklar için radyo parlaklığı ( $S_{\nu}d^2$ ) ile momentum oranı ( $\dot{P}$ ) arasındaki bir ilişkiden tezin 'Malzeme ve Yöntem' kısmında (bkz. Bölüm 3.7.2) kısaca bahsedilmiştir. Söz konusu ilişki, çalışmamızda büyük kütleli ( $15 < M/M_{\odot} < 140$ ) yıldız oluşum bölgelerinde tesbit edilen ve radyo jet olarak sınıflandırdığımız 6 ek kaynak, geçmişte bilinen küçük kütleli kaynaklarla birlikte değerlendirilerek yeniden sınanmıştır. Bu amaçla, çalışmamızdaki kaynaklara ek olarak Rodriguez ve diğ.'nin (2008) çalışmasındaki büyük kütleli ( $8 < M/M_{\odot} < 15$ ) kaynaklar da eklenmiştir. İlave olarak, bu nesnelere küçük kütleli ( $M/M_{\odot} < 8$ ) yıldız oluşum bölgelerindeki kaynaklar da eklenmiştir. Sonuçta, elimizde geniş bir kütle aralığındaki yıldız oluşum bölgelerinin verileri toplanmıştır. Yukarıda bahsi geçen  $S_{\nu}d^2 - \dot{P}$  ilişkisi bu veriler için Şekil 5.12'de gösterilmiştir.



**Şekil 5.12:** Çalışmamızda küçük kütlelilerden en büyük kütlelilere kadar tüm yıldız oluşum bölgelerindeki radyo jetler için elde edilen radyo parlaklığına karşılık momentum oranı ilişkisi gösterilmiştir. Mavi çizgi en uygun doğrusal fiti göstermektedir.

Şekil 5.12'deki dağılımda, sadece küçük kütleli yıldız oluşum bölgelerinde tesbit edilen radyo jetler için hesaplanan doğrusal korelasyon katsayısı 0.34, sadece büyük kütleli yıldız oluşum bölgeleri için 0.94, tüm veriler için hesapladığımız lineer korelasyon katsayısı ise 0.91'dir. Yani, büyük kütleli yıldız oluşum bölgeleri daha kullanışlı bir ilişki vermektedir.

Şekil 5.12'deki ilişkiden çıkarabileceğimiz en önemli, ve tezimiz adına özgün sonuçlar, küçük kütleli yıldızlar için bulunmuş yukarıdaki ilişkinin, büyük kütleli yıldızlar için de var olduğunun kanıtlanması ve jetlerden itibaren küçük kütleli yıldızların oluşum

mekanizması ile büyük kütleli yıldız oluşum mekanizmasının benzerliğinin ima edilmesidir. Ancak bu durumun kuramsal bakımdan henüz açık olmadığı belirtilmelidir.

### 5.3 SONUÇ

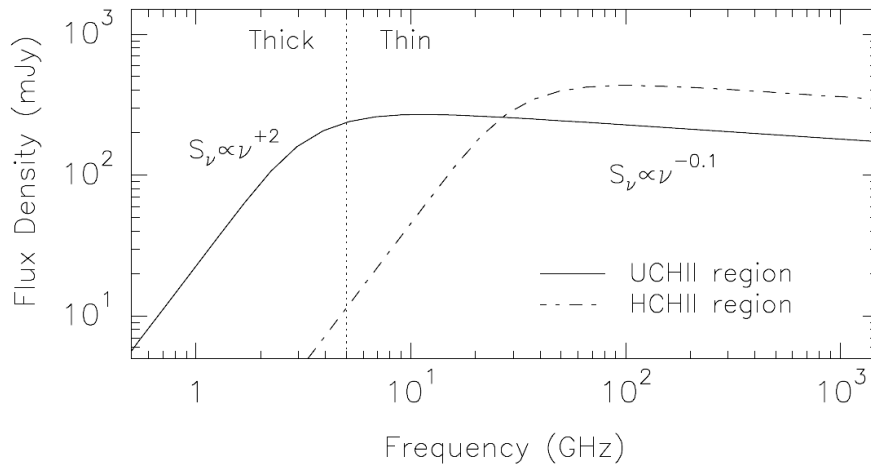
Bu yüksek lisans tez çalışmasında Amerika Birleşik Devletleri'nde San Agustin Ovası'nda konuşlandırılmış Ulusal Radyo Astronomi Gözlemevi'ne (NRAO, National Radio Astronomy Observatory) bağlı Genişletilmiş Çok Büyük Dizge (EVLA, Expanded Very Large Array) ile büyük kütleli ( $15 < M/M_{\odot} < 140$ ) yıldız oluşum bölgelerinde ilk kez radyo jet aranmıştır. Tesbit edilen radyo jetlerin morfolojisini belirlemek için her bir kaynak için tayfsal indeks değeri hesaplanmıştır. Sonuç olarak,

1. Çalışmamızda toplam 189 kaynak tesbit edilmiştir. Kaynakların çoğu K bandındaki küçük S/N oranından dolayı sadece C bandında tesbit edilmiştir. Bütün kaynakların sadece 10 tanesi iki frekansta gözlenmiştir. Bunlardan altı tanesi hesaplarımız ve literatürle mukayese sonucunda radyo jet olarak sınıflandırılmıştır.
2. Bu çalışmayla  $140 M_{\odot}$ 'e kadar radyo jetlerin var olduğu doğrulanmıştır. Bazı bölgelerde radyo jet gözlenememiştir. Bunun sebebi şunlar olabilir: (i) jet yapılar hala oluşmamış olabilir, (ii) jet yapı tesbit edilemeyecek kadar sönüktür veya (iii) bazı oluşum bölgelerinde jet yapılar mevcut değildir. Bunlar arasında kaynağa bağlı olarak seçim yapılabilmesi için, ilgilenilen bölgelerin üç farklı frekansta gözlenmesi gereklidir.
3. Tesbit edilen bütün kaynakların iyonize hidrojen bölgesi (HII) olduğu varsayılarak, HII olarak sınıflandırılan ve iki frekansta gözlenen kaynakların merkezinde iyonizasyona neden olan yıldızın tayfsal tipi belirlenmiştir.
4. Küçük kütleli yıldız oluşum bölgelerinde tesbit edilmiş olan radyo parlaklık ve kütle kayıp oranı arasındaki ilişkinin, büyük kütleli yıldız oluşum bölgelerinde de bulunduğu açıkça kanıtlanmıştır.
5. Önceki çalışmalarda (Farmer, 2014; Rickert ve diğ., 2016) iddia edilene benzer şekilde;  $H_2O$  ve  $CH_3OH$  maserlerinin beraber gözlenmesi durumunda, gözlemi yapılan yıldız oluşum bölgesinde, yapının içerdiği fişkırmaya sayısına bağlı olarak fişkırmaya yapılarının gözlenmesi gerektiği görülmüştür.
6. Daha önce yapılan çalışmalar ve elde ettiğimiz fiziksel bilgiler tayfsal indeks değerleri ile birlikte değerlendirildiğinde; toplam dört kaynağın termal radyo jet

(KC1, KC4, KC5 ve KC8), iki kaynağın termal olmayan radyo jet (KC6, KC9), bir kaynağın (KC2) HC HII bölgesi, bir kaynağın (KC3) klasik HII bölgesi, iki kaynağın da (KC7, KC10) UC HII bölgesi olduğu tesbit edilmiştir. Tablo 4.6'da hesaplanan fiziksel değerler sadece HII bölgeleri için geçerli olduğundan, tesbit edilen kaynakların radyo jet olmaları halinde bu değerler bu nesnelere için geçerli olamaz.

#### 5.4 ÇALIŞMANIN GELECEĞİ

Bu çalışmada  $140 M_{\odot}$ 'e kadar büyük kütleli yıldız oluşum bölgelerinde radyo jetler aranmış, bu amaçla yüksek çözünürlükte iki frekanstaki gözlemler kullanılmıştır. Şekil 5.13'te eş sıcaklıklı, homojen ve küresel yapıdaki bir HII bölgesinin iki farklı türü (HC ve UC) için frekansa bağlı akı değişimi verilmiştir. Şekildeki dikey noktalı çizgi, optik derinliğin 1 olduğu yeri (5 GHz) göstermektedir. Gözlem yaptığımız C bandı bu optik derinliğe karşılık gelen frekansa çok yakın bir frekansta (6 GHz) veri elde etmemizi sağlar. Elimizde ayrıca 22 GHz (K bandı) verisi de bulunmaktadır. Ancak, daha güvenilir tayfsal indeks hesabı için, ek olarak en az üç frekansta (X, L ve Ku bantları, bkz. Bölüm 3) daha gözlem yapılmalıdır. Bundan sonraki amaçlarımızdan biri, kaynakların bu bantlardaki gözlemlerini elde ederek incelemek ve daha güvenilir tayfsal indekslerin hesaplanması ile, sonuçlarımızı bu çalışma ile karşılaştırmaktır.



**Şekil 5.13:** Eş sıcaklıklı, homojen ve küresel bir HII bölgesinden alınan termal bremsstrahlung (frenlenme) emisyonun radyo spektrumu (Sanchez-Monge, 2008).



Önerdiğimiz tarzda genişletilecek bir çalışma sayesinde, genç yıldızimsı nesnelere kinematiği ve etrafı ile etkileşimi hakkında daha fazla bilgi sahibi olunabilecek, termal radyo jet kaynakları ile merkezi kaynağın konumu ve şok üretimi ile ilişkili enerji üretim mekanizmaları daha detaylı şekilde çalışılacaktır. Ayrıca, termal olmayan radyo jetler ile yıldızimsının manyetik alanı ve kökeni de ayrıntılı şekilde çalışılacaktır. Termal olmayan bu ışımaya, ardarda gelen güçlü şok dalgaları tarafından hızlandırılan rölativistik parçacıkların neden olduğu düşünülmektedir. Senkrotron ışınımının meydana gelmesi için yüklü bir parçacığın manyetik alan boyunca hareket etmesi gerekir. Parçacık manyetik alan boyunca hareket ederken radyo dalgaboylarında ışınım yayınlar. Bu bize genç yıldızimsı nesnenin manyetik alanı ve morfolojisi üzerine çalışma imkânı sağlar. Böyle bir çalışma şu şekilde yapılabilir: termal bileşenden elde edilen fiziksel bilgiler ile termal olmayan bileşenden elde edilen manyetik alan bilgileri birleştirilerek, genç yıldızimsı nesnenin jetleri nasıl ürettiği ve hızlandırdığı anlaşılabilir (Anglada ve diğ., 2015). İleriye yönelik bir amacımız da budur.

Radyo jet olarak tesbit edilen kaynaklar için akı, sıcaklık ve boyutun yanısıra hız değerleri de bulunursa, yapının kütle kayıp oranı daha güvenilir şekilde hesaplanabilir (Curiel ve diğ., 1989). Bunun için yapının farklı zamanlarda gözlenmesi ve katettiği mesafenin bilinmesi gerekir. Böyle bir bilgiye ulaşmak için de yüksek çözünürlüklü gözlemlere, ALMA veya SKA gibi, ihtiyaç vardır.

Son olarak, yıldız oluşum bölgeleri üzerine yapılan çalışmalarda jet ve fişkırmaların, bulunduğu bölgenin kimyasal içeriğinin oluşumunda etkin olduklarını biliyoruz. Önümüzdeki yıllarda, büyük kütleli yıldız oluşum bölgelerindeki fişkıрма ve özellikle jet mekanizmalarının kimyasal içerik üzerindeki etkisinin araştırılması hedeflerimizden biridir.

## KAYNAKLAR

- Adams, Fred C.; Lada, Charles J.; Shu, Frank H., 1987, Spectral evolution of young stellar objects, *Astrophysical Journal*, Part 1 (ISSN 0004-637X), vol. 312, Jan. 15, 1987, p. 788-806.
- Agudo, I.; Thum, C.; Wiesemeyer, H.; Molina, S. N.; Casadio, C.; Gómez, J. L.; Emmanoulopoulos, D., 2012, 3C 286: a bright, compact, stable, and highly polarized calibrator for millimeter-wavelength observations, *Astronomy & Astrophysics*, Volume 541, id.A111, 7 pp.
- An, Tao; Hong, Xiao-Yu; Wang, Wei-Hua, 2004, The Kiloparsec-scale Structure of 3C 286, *Chinese Journal of Astronomy & Astrophysics*, Vol. 4, p. 28-36.
- Anders, E. ve Ebihara, 1982, Solar-system Abundances of the elements, *Geochimica et Cosmochimica Acta*, vol. 46, Nov. 1982, p. 2363-2380.
- André, Ph., 2002, The Initial Conditions for Protostellar Collapse: Observational Constraints, *EAS Publications Series*, Volume 3, Proceedings of "Star Formation and the Physics of Young Stars", Edited by J. Bouvier and J.-P. Zahn. EDP Sciences, 2002, pp.1-38.
- Anglada, G.; Rodriguez, L. F.; Canto, J. ve diğ., 1992, Radio Continuum from the powering sources of the RNO 43, HARO 4-255 FIR, B335, and PV Cephei outflows and from the Herbig-Haro object 32A, *Astrophysical Journal*, vol. 395, no. 2, Aug. 20, 1992, p. 494-500.
- Anglada, G.; Rodríguez, L. F.; Carrasco-Gonzalez, C., 2015, Radio Jets in Young Stellar Objects with the SKA, *Proceedings of Advancing Astrophysics with the Square Kilometre Array (AASKA14)*. 9 -13 June, 2014. Giardini Naxos, Italy.
- Anglada, Guillem, 1996, Radio Jets in Young Stellar Objects, Radio emission from the stars and the Sun, *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, Volume 93; c1996; edited by A. R. Taylor and J. M. Paredes, p.3-14.
- Anglada, Guillem; Rodriguez, Luis F.; Torrelles, Jose M., 1996, A Thermal Radio Jet Associated with the Quadrupolar Molecular Outflow in L723, *Astrophysical Journal Letters*, v.473, p.L123.
- Anglada, Guillem; Villuendas, Eva; Estalella, Robert ve diğ., 1998, Spectral Indices of Centimeter Continuum Sources in Star-forming Regions: Implications on the Nature of the Outflow Exciting Sources, *The Astronomical Journal*, Volume 116, Issue 6, pp. 2953-2964.
- Arce, H. G., 2004, Outflow-Circumstellar Envelope Interactions in Protostars, *Star Formation at High Angular Resolution*, *International Astronomical Union*

- Symposium 221*, held during the XXV General Assembly of the IAU, Sydney, Australia, 22-25 July 2003. Eds: M. Burton, R. Jayawardhana, T. Bourke, p.345
- Arce, Héctor G.; Sargent, Anneila I., 2006, The Evolution of Outflow-Envelope Interactions in Low-Mass Protostars, *The Astrophysical Journal*, Volume 646, Issue 2, pp. 1070-1085.
- Argon, A. L.; Reid, M. J.; Menten, Karl M., 2000, Interstellar Hydroxyl Masers in the Galaxy. I. The VLA Survey, *The Astrophysical Journal Supplement Series*, Volume 129, Issue 1, pp. 159-227.
- Barnard, E. E. ve diğ., 1927, *A photographic atlas of selected regions of the Milky way*, [Washington] Carnegie institution of Washington, 1927.
- Battersby, Cara; Bally, John; Jackson, and et al., 2010, An Infrared Through Radio Study of the Properties and Evolution of IRDC Clumps, *The Astrophysical Journal*, Volume 721, Issue 1, pp. 222-250.
- Beltrán, Maria T.; Estalella, Robert; Anglada, Guillem; Rodríguez, Luis F.; Torrelles, José M., 2001, Radio Spectral Indices of the Powering Sources of Outflows, *The Astronomical Journal*, Volume 121, Issue 3, pp. 1556-1568.
- Beuther, H.; Schilke, P.; Sridharan, T. K.; Menten, K. M.; Walmsley, C. M.; Wyrowski, F., 2002, Massive molecular outflows, *Astronomy and Astrophysics*, v.383, p.892-904.
- Bonnell, Ian A.; Bate, Matthew R.; Zinnecker, Hans, 1998, On the formation of massive stars, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, Volume 298, Issue 1, pp. 93-102.
- Bonnell, Ian A.; Smith, Rowan J., 2011, The Formation of Massive Stars, Computational Star Formation, *Proceedings of the International Astronomical Union*, IAU Symposium, Volume 270, p. 57-64.
- Briggs, Daniel S.; Schwab, Frederic R.; Sramek, Richard A., 1999, *Imaging*, Synthesis Imaging in Radio Astronomy II, A Collection of Lectures from the Sixth NRAO/NMIMT Synthesis Imaging Summer School. Edited by G. B. Taylor, C. L. Carilli, and R. A. Perley. ASP Conference Series, Vol. 180, 1999, p. 127.
- Burrows, Christopher J.; Stapelfeldt, Karl R. and et al., 1996, Hubble Space Telescope Observations of the Disk and Jet of HH 30, *Astrophysical Journal*, v.473, p.437.
- Cameron A. G. W., 1973, Abundances of the Elements in the Solar System, *Space Science Reviews*, Volume 15, Issue 1, pp.121-146.
- Cesaroni, R., 2005, Outflow, Infall, and Rotation in High-Mass Star Forming Regions, *Astrophysics and Space Science*, Volume 295, Issue 1-2, pp. 5-17.
- Chambers, E. T.; Rathborne, J. M.; Jackson, J. M.; Simon, R., 2005, Active and Quiescent Cores in Infrared Dark Clouds, *American Astronomical Society*

- Meeting 207*, #184.12; Bulletin of the American Astronomical Society, Vol. 37, p.1473.
- Chambers, Edward Thomas; Yusef-Zadeh, F.; Roberts, D., 2010, Methanol Maser Emission toward Green Fuzzies in the Galactic Center, *American Astronomical Society*, AAS Meeting #215, #606.42; Bulletin of the American Astronomical Society, Vol. 36, p.1137.
- Chen, H.; Myers, P. C.; Ladd, E. F.; Wood, D. O. S., 1995, Bolometric temperature and young stars in the Taurus and Ophiuchus complexes, *The Astrophysical Journal*, Part 1 (ISSN 0004-637X), vol. 445, no. 1, p. 377-392.
- Clark, B. G., 1980, An efficient implementation of the algorithm 'CLEAN', *Astronomy and Astrophysics*, vol. 89, no. 3, Sept. 1980, p. 377, 378.
- Condon, J. J.; Cotton, W. D.; Greisen, E. W.; Yin, Q. F.; Perley, R. A.; Taylor, G. B.; Broderick, J. J., 1998, The NRAO VLA Sky Survey, *The Astronomical Journal*, Volume 115, Issue 5, pp. 1693-1716.
- Cornwell, Tim; Braun, Robert; Briggs, Daniel S., 1999, Deconvolution, *Synthesis Imaging in Radio Astronomy II*, A Collection of Lectures from the Sixth NRAO/NMIMT Synthesis Imaging Summer School. Edited by G. B. Taylor, C. L. Carilli, and R. A. Perley. ASP Conference Series, Vol. 180, 1999, p. 151.
- Curiel, Salvador; Canto, Jorge; Rodriguez, Luis F., 1987, A model for the thermal radio continuum emission produced by a shock wave and its application to the Herbig-Haro objects 1 and 2, IAU, Reunion Regional Latinoamericana de Astronomia, 5th, Merida, Mexico, Oct. 6-10, 1986 *Revista Mexicana de Astronomia y Astrofisica* (ISSN 0185-1101), vol. 14, May 1987, p. 595-602.
- Curiel, Salvador; Rodriguez, Luis F.; Bohigas, Joaquin; Roth, Miguel; Canto, Jorge; Torrelles, Jose M., 1989, Extended radio continuum emission associated with V645 CYG and MWC1080, *Astrophysical Letters and Communications* (ISSN 0888-6512), vol. 27, no. 5, 1989, p. 299-309. Research supported by the Junta de Andalucia and Ricardo J. Zevada Foundation.
- Cutri, R. M., diğ., 2012, Explanatory Supplement to the WISE All-Sky Data Release Products, *Explanatory Supplement to the WISE All-Sky Data Release Products*, <http://wise2.ipac.caltech.edu/docs/release/allsky/expsup/index.html>
- Cyganowski, C. J.; Brogan, C. L.; Hunter, T. R.; Churchwell, E., 2011, Deep Very Large Array Radio Continuum Surveys of GLIMPSE Extended Green Objects (EGOs), *The Astrophysical Journal*, Volume 743, Issue 1, article id. 56, 18 pp. (2011).
- Cyganowski, C. J.; Brogan, C. L.; Hunter, T. R.; Churchwell, E., 2009, A Class I and Class II CH<sub>3</sub>OH Maser Survey of EGOs from the GLIMPSE Survey, *The Astrophysical Journal*, Volume 702, Issue 2, pp. 1615-1647 (2009).
- Cyganowski, C. J.; Whitney, B. A. and et al., 2008, A Catalog of Extended Green Objects in the GLIMPSE Survey: A New Sample of Massive Young Stellar

- Object Outflow Candidates, *The Astronomical Journal*, Volume 136, Issue 6, article id. 2391-2412, pp. (2008).
- De Buizer, James M.; Vacca, William D., 2010, Direct Spectroscopic Identification of the Origin of "Green Fuzzy" Emission in Star-forming Regions, *The Astronomical Journal*, Volume 140, Issue 1, pp. 196-202 (2010).
- Dobbs, Clare L.; Bonnell, Ian A.; Clark, Paul C., 2005, Centrally condensed turbulent cores: massive stars or fragmentation?, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, Volume 360, Issue 1, pp. 2-8.
- Downes, D.; Genzel, R.; Moran, J. M. and et al., 1979, New VLBI maps of H<sub>2</sub>O sources in different stages of evolution, *Astronomy and Astrophysics*, vol. 79, no. 1-2, Oct. 1979, p. 233-242.
- Elitzur, Moshe, 1992, Astronomical masers, *Annual review of astronomy and astrophysics*, Vol. 30 (A93-25826 09-90), p. 75-112.
- Elmegreen, Bruce G.; Krakowski, Adam, 2001, A Search for Environmental Influence on Stellar Mass, *The Astrophysical Journal*, Volume 562, Issue 1, pp. 433-439.
- Faison, M.; Churchwell, E. ve diğ., 1998, Infrared Spectroscopy of Ultracompact H II Regions, *The Astrophysical Journal*, Volume 500, Issue 1, pp. 280-290.
- Farmer, H. F., 2014, Disk-Outflow Models as Applied to High Mass Star Forming Regions through Methanol and Water Maser Observations, *International Journal of Astronomy and Astrophysics*, vol. 4, issue 04, pp. 571-597.
- Faúndez, S.; Bronfman, L.; Garay, G.; Chini, R.; Nyman, L.-Å.; May, J., 2004, SIMBA survey of southern high-mass star forming regions. I. Physical parameters of the 1.2 mm/IRAS sources, *Astronomy and Astrophysics*, v.426, p.97-103
- Fish, Vincent L.; Reid, Mark J.; Wilner, David J.; Churchwell, Ed, 2003, H I Absorption toward Ultracompact H II Regions: Distances and Galactic Structure, *The Astrophysical Journal*, Volume 587, Issue 2, pp. 701-713.
- Fomalont, Ed B.; Perley, Richard A., 1999, Calibration and Editing, *Synthesis Imaging in Radio Astronomy II*, A Collection of Lectures from the Sixth NRAO/NMIMT Synthesis Imaging Summer School. Edited by G. B. Taylor, C. L. Carilli, and R. A. Perley. ASP Conference Series, Vol. 180, 1999, p. 79.
- Garay, Guido; Lizano, Susana, 1999, Massive Stars: Their Environment and Formation, *The Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, Volume 111, Issue 763, pp. 1049-1087.
- Ginsburg, Adam; Glenn, Jason and et al., 2013, The Bolocam Galactic Plane Survey. IX. Data Release 2 and Outer Galaxy Extension, *The Astrophysical Journal Supplement*, Volume 208, Issue 2, article id. 14, 15 pp.
- Guilloteau, Stephane; Dutrey, Anne, 1998, Physical parameters of the Keplerian protoplanetary disk of DM Tauri, *Astronomy and Astrophysics*, v.339, p.467-476.

- Guzmán, Andrés E.; Garay, Guido; Brooks, Kate J., 2010, A String of Radio Emission Associated with IRAS 16562-3959: A Collimated Jet Emanating from a Luminous Massive Young Stellar Object, *The Astrophysical Journal*, Volume 725, Issue 1, pp. 734-741 (2010).
- Han, X. H.; Zhou, J. J.; Wang, J. Z.; Esimbek, J.; Zhang, J. S.; Wang, N., 2015, Combination of CN(1-0), HCN(1-0), and HNC(1-0): A possible indicator for a high-mass star formation sequence in the Milky Way, *Astronomy & Astrophysics*, Volume 576, id.A131, 47 pp.
- Hartmann, J., 1904, Investigations on the spectrum and orbit of delta Orionis, *Astrophysical Journal*, 19, 268-286.
- He, J. H.; Takahashi, S.; Chen, X., 2012, A 1 mm Spectral Line Survey Toward GLIMPSE Extended Green Objects (EGOs), *The Astrophysical Journal Supplement*, Volume 202, Issue 1, article id. 1, 15 id. (2012).
- Helfand, David J.; Becker, Robert H.; White, Richard L.; Fallon, Adam; Tuttle, Sarah, 2006, MAGPIS: A Multi-Array Galactic Plane Imaging Survey, *The Astronomical Journal*, Volume 131, Issue 5, pp. 2525-2537.
- Hill, T.; Burton, M. G.; Minier, V.; Thompson, M. A.; Walsh, A. J.; Hunt-Cunningham, M.; Garay, G., 2005, Millimetre continuum observations of southern massive star formation regions - I. SIMBA observations of cold cores, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, Volume 363, Issue 2, pp. 405-451.
- Honma, Mareki; Bushimata, Takeshi and et al., 2005, Multi-Epoch VERA Observations of H<sub>2</sub> Masers in OH 43.8-0.1, *Publications of the Astronomical Society of Japan*, Vol.57, No.4, pp. 595-603.
- Hosokawa, Takashi; Omukai, Kazuyuki, 2009, Evolution of Massive Protostars with High Accretion Rates, *The Astrophysical Journal*, Volume 691, Issue 1, pp. 823-846 (2009).
- Högbom, J. A., 1974, Aperture Synthesis with a Non-Regular Distribution of Interferometer Baselines, *Astronomy and Astrophysics Supplement*, Vol. 15, p.417.
- Johnston, K. J., 1979, The application of radio interferometric techniques to the determination of earth rotation, *Time and the earth's rotation; Proceedings of the Eighty-second Symposium*, San Fernando, Spain, May 8-12, 1978. (A79-53001 24-89) Dordrecht, D. Reidel Publishing Co., 1979, p. 183-190.
- Klassen, Mikhail; Pudritz, Ralph E.; Peters, Thomas, 2012, Simulating protostellar evolution and radiative feedback in the cluster environment, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, Volume 421, Issue 4, pp. 2861-2871.
- Krumholz, Mark R.; Bonnell, Ian A., 2007, Models for the Formation of Massive Stars, eprint arXiv:0712.0828

- Kuiper, Rolf; Klahr, Hubert; Beuther, Henrik; Henning, Thomas, 2011, Radiation pressure feedback in the formation of massive stars, *Société Royale des Sciences de Liège, Bulletin*, vol. 80, p. 211-216 (Proceedings of the 39th Liège Astrophysical Colloquium, held in Liège 12-16 July 2010, edited by G. Rauw, M. De Becker, Y. Nazé, J.-M. Vreux, P. Williams)
- Kurtz, S.; Churchwell, E.; Wood, D. O. S.; Myers, P., 1994, Ultracompact HII Regions: A Molecular Point of View, *American Astronomical Society*, 184th AAS Meeting, #30.13; *Bulletin of the American Astronomical Society*, Vol. 26, p.907.
- Kurtz, S.; Franco, J., 2002, Ultracompact H II Regions, Ionized Gaseous Nebulae, a Conference to Celebrate the 60th Birthdays of Silvia Torres-Peimbert and Manuel Peimbert, Mexico City, November 21-24, 2000 (Eds. W. J. Henney, J. Franco, M. Martos, & M. Peña) *Revista Mexicana de Astronomía y Astrofísica* (Serie de Conferencias) Vol. 12, pp. 16-21.
- Lada, C. J.; Wilking, B. A., 1984, The nature of the embedded population in the Rho Ophiuchi dark cloud - Mid-infrared observations, *Astrophysical Journal*, Part 1 (ISSN 0004-637X), vol. 287, Dec. 15, 1984, p. 610-621.
- Lada, Charles J., 1987, Star formation - From OB associations to protostars, *Star forming regions; Proceedings of the Symposium*, Tokyo, Japan, Nov. 11-15, 1985 (A87-45601 20-90). Dordrecht, D. Reidel Publishing Co., 1987, p. 1-17; Discussion, p. 17, 18.
- Lambert, 1987, Chemical evolution of the Galaxy - Abundances of the light elements (sodium to calcium), IAU, Meeting on Nucleosynthesis in the Galaxy from the Study of Low-mass Stars, New Delhi, India, Nov. 27, 1985, *Journal of Astrophysics and Astronomy* (ISSN 0250-6335), vol. 8, June 1987, p. 103-122.
- Lee, Chin-Fei; Ho, Paul T. P.; Bourke, Tyler L.; Hirano, Naomi; Shang, Hsien; Zhang, Qizhou, 2008, SiO Shocks of the Protostellar Jet HH 212: A Search for Jet Rotation, *The Astrophysical Journal*, Volume 685, Issue 2, pp. 1026-1032.
- Liu, Tie; Wu, Yuefang; Zhang, Huawei, 2013, Uniform Infall toward the Cometary H II Region in the G34.26+0.15 Complex?, *The Astrophysical Journal*, Volume 776, Issue 1, article id. 29, 6 pp.
- López-Sepulcre, A.; Walmsley, C. M.; Cesaroni, R.; Codella, C.; Schuller, F.; Bronfman, L.; Carey, S. J.; Menten, K. M.; Molinari, S.; Noriega-Crespo, A., 2011, SiO outflows in high-mass star forming regions: A potential chemical clock, *Astronomy and Astrophysics*, Volume 526, id.L2, 13 pp.
- López-Sepulcre, A.; Cesaroni, R.; Walmsley, C. M., 2010, A comparative study of high-mass cluster forming clumps, *Astronomy and Astrophysics*, Volume 517, id.A66, 50 pp.
- Lu, Xing; Zhang, Qizhou; Liu, Haiyu Baobab; Wang, Junzhi; Gu, Qiusheng, 2014, Very Large Array Observations of Ammonia in High-mass Star Formation Regions, *The Astrophysical Journal*, Volume 790, Issue 2, article id. 84, 36 pp.

- Machida, Masahiro N.; Matsumoto, Tomoaki, 2012, Impact of protostellar outflow on star formation: effects of the initial cloud mass, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, Volume 421, Issue 1, pp. 588-607.
- Marti, J.; Rodriguez, L. F.; Reipurth, B., 1993, HH 80-81: A Highly Collimated Herbig-Haro Complex Powered by a Massive Young Star, *Astrophysical Journal*, v.416, p.208.
- Mathis, John S., 1990, Interstellar dust and extinction, *Annual review of astronomy and astrophysics*, Vol. 28 (A91-28201 10-90), Palo Alto, CA, Annual Reviews, Inc., 1990, p. 37-70.
- McKee, C. F. and Tan, J. C., 2003, The Formation of Massive Stars from Turbulent Cores, *The Astrophysical Journal*, Volume 585, Issue 2, pp. 850-871.
- McMullin, J. P.; Waters, B.; Schiebel, D.; Young, W.; Golap, K., 2007, CASA Architecture and Applications, *Astronomical Data Analysis Software and Systems XVI ASP Conference Series*, Vol. 376, proceedings of the conference held 15-18 October 2006 in Tucson, Arizona, USA. Edited by Richard A. Shaw, Frank Hill and David J. Bell., p.127.
- Molinari, S.; Brand, J.; Cesaroni, R.; Palla, F., 1996, A search for precursors of ultracompact HII regions in a sample of luminous IRAS sources. I. Association with ammonia cores, *Astronomy and Astrophysics*, v.308, p.573-587.
- Monnier, John D.; Allen, Ronald J., 2013, *Radio and Optical Interferometry: Basic Observing Techniques and Data Analysis*, Planets, Stars and Stellar Systems, by Oswalt, Terry D.; Bond, Howard E., ISBN 978-94-007-5617-5. Springer Science Business Media Dordrecht, 2013, p. 325.
- Myers, P. C.; Ladd, E. F., 1993, Bolometric temperatures of young stellar objects, *Astrophysical Journal*, Part 2 - Letters (ISSN 0004-637X), vol. 413, no. 1, p. L47-L50.
- Noriega-Crespo, Alberto; Carey, Sean and et al., 2004, Emission from H<sub>2</sub>, PAHs, and Warm Dust in Proto-stellar Jets, *Spitzer Proposal ID #3315*.
- O'Linger, J. C.; Barsony, M.; Ward-Thompson, D.; Andre, P., 1996, Classification of Candidate Protostars in Perseus using HIRES Point Source Modeling, American Astronomical Society, 189th AAS Meeting, #105.01; *Bulletin of the American Astronomical Society*, Vol. 28, p.1414.
- Panagia, N., 1979, The chemical composition of the interstellar medium, Workshop on Chemical Inhomogeneities in the Galaxy, Frascati, Italy, May 29-June 2, 1978. *Società Astronomica Italiana*, Memorie, vol. 50, Mar. 1979, p. 79-111.
- Perley, R. A.; Butler, B. J., 2013, An Accurate Flux Density Scale from 1 to 50 GHz, *The Astrophysical Journal Supplement*, Volume 204, Issue 2, article id. 19, 20 pp. (2013).



- Perley, R. A.; Chandler, C. J.; Butler, B. J.; Wrobel, J. M., 2011, The Expanded Very Large Array: A New Telescope for New Science, *The Astrophysical Journal Letters*, Volume 739, Issue 1, article id. L1, 5 pp.
- Petry, Dirk; CASA Development Team, 2012, Analysing ALMA Data with CASA, Astronomical Data Analysis Software and Systems XXI. Proceedings of a Conference, ASP Conference Series, Vol. 461. Edited by P. Ballester, D. Egret, and N.P.F. Lorente. San Francisco, *Astronomical Society of the Pacific*, 2012., p.849.
- Purcell, C. R.; Hoare, M. G.; Diamond, P., 2008, The CORNISH Survey of the Galactic Plane, *Astronomical Society of the Pacific*, 2008., p.389.
- Rathborne, J. M.; Jackson, J. M.; Chambers, E. T.; Simon, R.; Shipman, R.; Frieswijk, W., 2005, Massive Protostars in the Infrared Dark Cloud MSXDC G034.43+00.24, *The Astrophysical Journal*, Volume 630, Issue 2, pp. L181-L184.
- Rathborne, J. M.; Jackson, J. M.; Simon, R., 2006, Infrared Dark Clouds: Precursors to Star Clusters, *The Astrophysical Journal*, Volume 641, Issue 1, pp. 389-405.
- Rathborne, J. M.; Simon, R.; Jackson, J. M., 2007, The Detection of Protostellar Condensations in Infrared Dark Cloud Cores, *The Astrophysical Journal*, Volume 662, Issue 2, pp. 1082-1092.
- Reid, M. J.; Ho, P. T. P., 1985, G34.3 + 0.2 - A 'cometary' H II region, *Astrophysical Journal*, Part 2 - Letters to the Editor (ISSN 0004-637X), vol. 288, Jan. 1, 1985, p. L17-L19.
- Reynolds, S. P., 1986, Continuum spectra of collimated, ionized stellar winds, *Astrophysical Journal*, Part 1 (ISSN 0004-637X), vol. 304, May 15, 1986, p. 713-720.
- Rickert, M. Ve diğ., 2016, Studying Star Formation in the Central Molecular Zone using 22 GHz Water and 6.7 GHz Methanol Masers, *American Astronomical Society*, AAS Meeting #227, id.341.02.
- Rodríguez, L. F., 1994, Radio continuum observations of disks and outflows in young stars, *Revista Mexicana de Astronomía y Astrofísica*, Vol. 29, p. 69 – 78.
- Rodríguez, L. F., 1996, Thermal Jets in Star-Forming Regions: High-Mass Cases, *Revista Mexicana de Astronomía y Astrofísica Serie de Conferencias*, Vol. 4, VIII Reunion Regional Latinoamericana de Astronomía Union Astronomica Internacional, Montevideo, Uruguay, Nov. 27-Dec. 1, 1995, p. 7.
- Rodríguez, Luis F.; Moran, James M. ve diğ., 2008, The Collimated Jet Source in IRAS 16547-4247: Time Variation, Possible Precession, and Upper Limits to the Proper Motions Along the Jet Axis, *The Astronomical Journal*, Volume 135, Issue 6, pp. 2370-2379 (2008).
- Rosero, V.; Hofner, P.; McCoy, M.; Kurtz, S.; Menten, K. M.; Wyrowski, F.; Araya, E. D.; Loinard, L.; Carrasco-González, C.; Rodríguez, L. F.; Cesaroni, R.; Ellingsen,

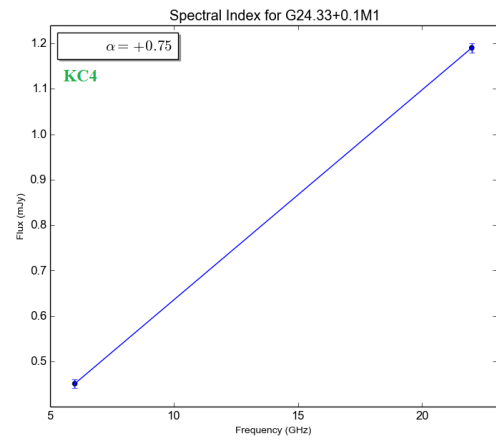
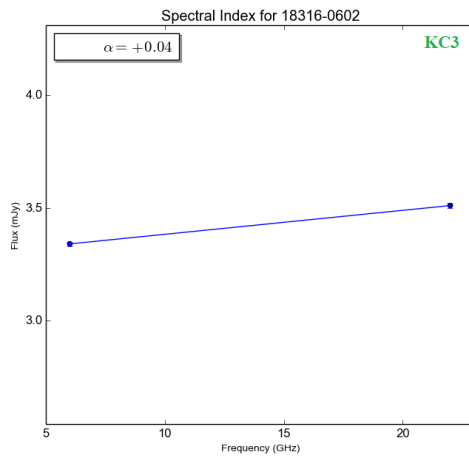
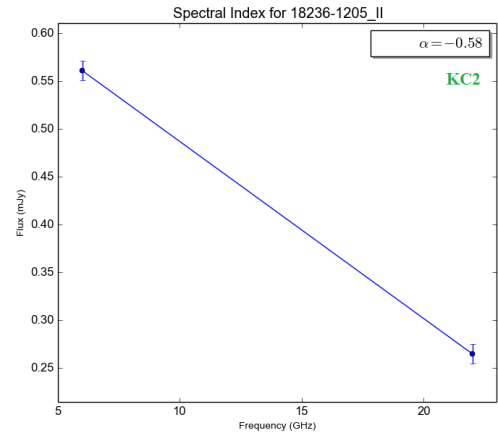
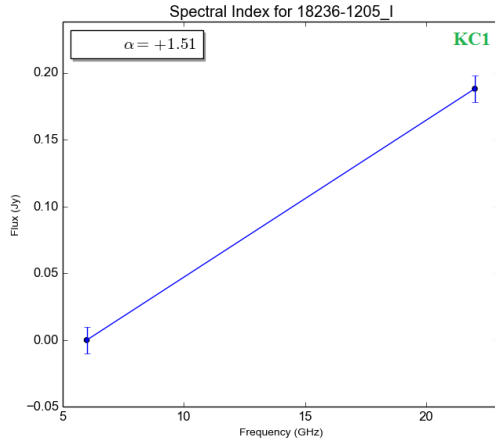
- S. P., 2014, Weak and Compact Radio Emission in Early Massive Star Formation Regions: An Ionized Jet toward G11.11-0.12P1, *The Astrophysical Journal*, Volume 796, Issue 2, article id. 130, 7 pp.
- Sánchez-Monge, Á.; López-Sepulcre, A.; Cesaroni, R.; Walmsley, C. M.; Codella, C.; Beltrán, M. T.; Pestalozzi, M.; Molinari, S., 2013, Evolution and excitation conditions of outflows in high-mass star-forming regions, *Astronomy & Astrophysics*, Volume 557, id.A94, 31 pp.
- Sánchez-Monge, Á.; Palau, Aina; Estalella, R.; Beltrán, M. T.; Girart, J. M., 2008, Survey of intermediate/high mass star-forming regions at centimeter and millimeter wavelengths, *Astronomy and Astrophysics*, Volume 485, Issue 2, 2008, pp.497-51.
- Sánchez-Monge, Á; Kurtz, S. ve diğ., 2013, Deciphering the Ionized Gas Content in the Massive Star-forming Complex G75.78+0.34, *The Astrophysical Journal*, Volume 766, Issue 2, article id. 114, 13.
- Sanhueza, Patricio; Jackson and et al., 2012, Chemistry in Infrared Dark Cloud Clumps: A Molecular Line Survey at 3 mm, *The Astrophysical Journal*, Volume 756, Issue 1, article id. 60, 31 pp.
- Schilke, P.; Pineau des Forêts, G.; Walmsley, C. M.; Martín-Pintado, J., 2001, Observations of SiO towards photon dominated regions, *Astronomy and Astrophysics*, v.372, p.291-301.
- Schulz, N. S., 2004, *From Dust to Stars: Studies of the Formation and Early Evolution of Stars*, Chichester, UK, ISBN 3-540-23711-9.
- Searle, L., 1979, Abundances of the elements in galaxies - Introductory report, *The elements and their isotopes in the universe; International Conference on Astrophysics*, 22nd, Liege, Belgium, June 20-22, 1978, Reports. (A80-43401 18-90) Cointe-Ougree, Belgium, Universite de Liege, 1979, p. 437-446; Discussion, p. 447.
- Sewilo, M.; Churchwell, E.; Kurtz, S.; Goss, W. M.; Hofner, P., 2011, A Very Large Array Study of Ultracompact and Hypercompact H II Regions from 0.7 to 3.6 cm, *The Astrophysical Journal Supplement*, Volume 194, Issue 2, article id. 44, 20 pp.
- Shu, F. H. and Adams, F. C., 1987, *Star formation and the circumstellar matter of young stellar objects*, Proceedings of the IAU Symposium, Heidelberg, Federal Republic of Germany, June 23-27, 1986 (A88-28451 10-90). Dordrecht, D. Reidel Publishing Co., 1987, p. 7-22.
- Simon, M.; Dutrey, A.; Guilloteau, S., 2000, Dynamical Masses of T Tauri Stars and Calibration of Pre-Main-Sequence Evolution, *The Astrophysical Journal*, Volume 545, Issue 2, pp. 1034-1043.
- Smith, Michael D.; Davis, Chris J.; Rowles, Jonathan H.; Knight, Michael, 2014, Molecular jets in the DR21/W75N high-mass star-forming region, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, Volume 443, Issue 3, p.2612-2633.

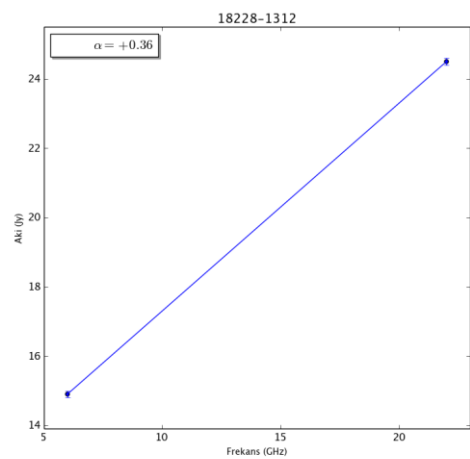
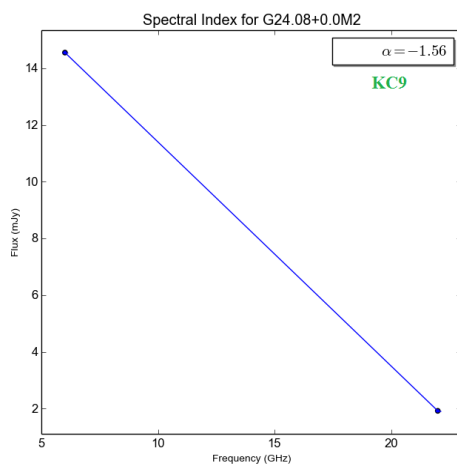
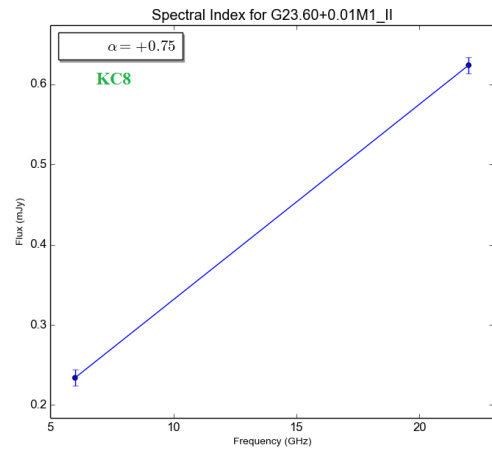
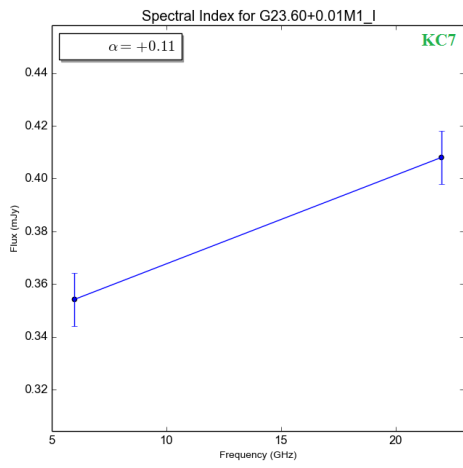
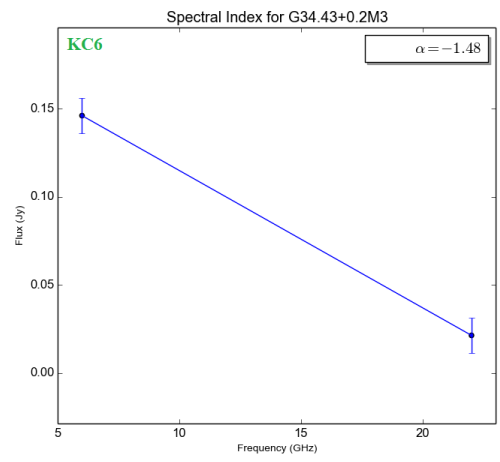
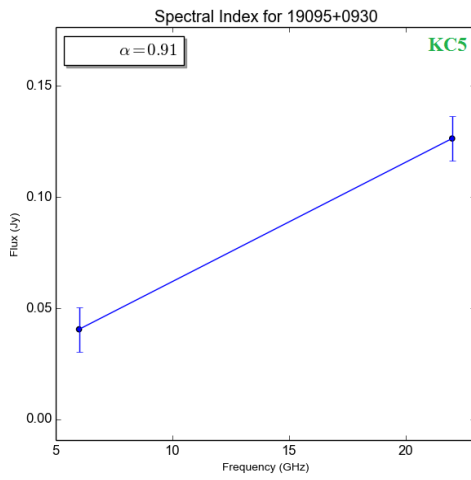
- Snell, R. L.; Bally, J., 1986, Compact radio sources associated with molecular outflows, *Astrophysical Journal*, Part 1 (ISSN 0004-637X), vol. 303, April 15, 1986, p. 683-701.
- Stahler, S. W., Palle F., 2008, *The Formation of Stars*, Germany, Wiley, ISBN: 3-527-40559-3.
- Tan, J. C. and et al., 2014, Massive Star Formation, *Protostars and Planets VI*, Henrik Beuther, Ralf S. Klessen, Cornelis P. Dullemond, and Thomas Henning (eds.), University of Arizona Press, Tucson, 914 pp., p.149-172.
- Tenorio Tagle, G.; Yorke, H. W.; Bodenheimer, P., 1979, The gas dynamics of H II regions. III - The components of the galactic extended low density H II region, *Astronomy and Astrophysics*, vol. 80, no. 1, Nov. 1979, p. 110-118.
- Tenorio-Tagle, G., 1979, The gas dynamics of H II regions. I - The champagne model, *Astronomy and Astrophysics*, vol. 71, no. 1-2, Jan. 1979, p. 59-65.
- Thompson, A. R.; Clark, B. G.; Wade, C. M.; Napier, P. J., 1980, The Very Large Array, *Astrophysical Journal Supplement Series*, vol. 44, Oct. 1980, p. 151-167.
- Thompson, A. Richard, 1999, Fundamentals of Radio Interferometry, *Synthesis Imaging in Radio Astronomy II*, A Collection of Lectures from the Sixth NRAO/NMIMT Synthesis Imaging Summer School. Edited by G. B. Taylor, C. L. Carilli, and R. A. Perley. ASP Conference Series, Vol. 180, 1999, p. 11.
- Thompson, R. I., 1984, Lyman and Balmer continuum ionization in zero-age main-sequence stars - Applications to the line excess phenomenon, *Astrophysical Journal*, vol. 283, p. 165-168.
- Umanzor, J.; Gómez, M., 2009, Masers in High Mass Star Forming Regions: Tracers of disks and/or jets?, *Revista Mexicana de Astronomía y Astrofísica* (Serie de Conferencias) Vol. 35, pp. 293.
- Urquhart, James; Hoare, Melvin; Morgan, Larry, 2010, *The RMS Survey: Resolving Kinematic Distance Ambiguities in the Fourth Quadrant*, ATNF proposal M573, Semester: October, 2010.
- van der Walt, D. J.; Sobolev, A. M.; Butner, H., 2007, Inferences from the kinematic properties of 6.7 GHz methanol masers, *Astronomy and Astrophysics*, Volume 464, Issue 3, March IV 2007, pp.1015-1022.
- van Dishoeck, E., 2011, *Star Formation and Origin of Planetary Systems*, Lecture Notes, Leiden Observatory.
- van Loon, J. T.; Zijlstra, A. A.; Bujarrabal, V.; Nyman, L.-A., 1996, Discovery of the first extragalactic SiO maser, *Astronomy and Astrophysics*, v.306, p.L29.
- Walmsley, M.; López-Sepulcre, A.; Cesaroni, R.; Codella, C., 2011, Outflow and Inflow in high mass star forming regions, *EAS Publications Series*, Volume 52, 2011, pp.187-191.

- Wang, Junzhi; Zhang, Jiangshui; Gao, Yu; Zhang, Zhi-Yu; Li, Di; Fang, Min; Shi, Yong, 2014, SiO and CH<sub>3</sub>OH mega-masers in NGC 1068, *Nature Communications*, Volume 5, id. 5449 (2014).
- Ward-Thompson, D. ve Whitworth, A. P., 2015, An Introduction to Star Formation, *Cambridge University Press*, ISBN: 9781107483521.
- White, Richard L.; Becker, Robert H.; Helfand, David J., 2005, New Catalogs of Compact Radio Sources in the Galactic Plane, *The Astronomical Journal*, Volume 130, Issue 2, pp. 586-596.
- Williams, D. and Viti S., 2013, *Observational Molecular Astronomy: Exploring the Universe Using Molecular Line Emissions*, London, Cambridge, ISBN: 9781107018167.
- Wilner, David J., 2012, Imaging and Deconvolution, 13th Synthesis Imaging Workshop, Socorro, May 31, 2012, <http://www.aoc.nrao.edu/events/synthesis/2012/>
- Yildiz, U., 2013, *Warm and cold gas in low-mass protostars : Herschel Space Observatory and ground-based surveys*, Ph. D. thesis, University of Leiden (2013), ISBN/EAN: 9789088916076.
- Yorke, H. W., 2004, Theory of Formation of Massive Stars via Accretion, *Star Formation at High Angular Resolution*, International Astronomical Union Symposium 221, held during the XXV General Assembly of the IAU, Sydney, Australia, 22-25 July 2003. Eds: M. Burton, R. Jayawardhana, T. Bourke, p.141
- Zinnecker, H. and Yorke H. W., 2007, Toward Understanding Massive Star Formation, *Annual Review of Astronomy & Astrophysics*, vol. 45, Issue 1, pp.481-563.

## EKLER

### EK 1. Tayfsal İndeks Grafikleri





## EK 2. Gözlenen Kaynakların Büyüklükleri

Gözlenen her kaynağın büyüklüğü elipsin büyük eksen, küçük eksen ve konum açısı olarak verilmiştir. Görüntülerin temizlenmesi sırasında kaynakların büyüklüğü temizleme işlemi sırasında değişir. Bu yüzden gerçekte olması gereken büyüklüğü bu temizleme sonrası elde edilen büyüklüklerle ilişkilidir:

$$\theta_{real} = \theta_{deconvolve}$$

$$\theta_{obs} = \theta_{convolve}$$

$$\theta_{obs}^2 = \theta_{convolve}^2 + \theta_{beam}^2$$

Çalışmamızda tesbit edilen kaynakların nokta kaynak olmasından dolayı kaynağın gerçek boyutu gözlenen boyutlarına yay saniyesi cinsinden eşit olacaktır:

$$\theta_{obs}^2 = \theta_{maj,conv}^2 + \theta_{min,conv}^2 = \theta_{convolve}^2$$

Bu düşünceyle çalışmamızda hesaplanan kaynakların büyüklükleri verilmiştir (bkz Bölüm 4). Hesaplamalar için kullanılan değerler bir sonraki sayfadan itibaren 189 kaynak için verilmiştir.

**Tablo E.2.1:** Tüm haritalarda tesbit edilen kaynakların büyüklükleri. PA: Konum Açısı

No	Kaynak	Görüntünün Boyutları (convolved)			Görüntünün Boyutları (deconvolved)		
		Büyük Eksen (")	Küçük Eksen (")	PA (deg)	Büyük Eksen (")	Küçük Eksen (")	PA (deg)
1	18236-1205	0.500 ± 0.15	0.359 ± 0.15	146.7 ± 3.6	-	-	-
2		0.506 ± 0.20	0.490 ± 0.2	88 ± 48	-	-	-
3	G19.27+0.1M2	0.485 ± 0.19	0.393 ± 0.2	134.6 ± 7.2	-	-	-
4	05358+3543	1.269 ± 0.009	1.239 ± 0.009	53.0 ± 3.8	-	-	-
5		1.532 ± 0.034	1.402 ± 0.034	106.7 ± 3.4	0.894 ± 0.063	0.633 ± 0.085	114.9 ± 9.9
6		1.113 ± 0.044	1.001 ± 0.043	155.4 ± 5.2	-	-	-
7		2.411 ± 0.058	1.455 ± 0.057	120.4 ± 1.1	2.069 ± 0.069	0.730 ± 0.124	121.1 ± 1.2
8		1.667 ± 0.041	1.409 ± 0.041	104.5 ± 2.0	1.105 ± 0.065	0.654 ± 0.098	108.5 ± 3.8
9		1.412 ± 0.028	1.349 ± 0.027	0.06 ± 7.48	0.0069 ± 0.007	0.0047 ± 0.0094	169 ± 14
10		1.520 ± 0.046	1.424 ± 0.044	145.4 ± 6.4	0.0089 ± 0.008	0.006 ± 0.00106	147.1 ± 6.4
11		1.330 ± 0.035	1.286 ± 0.034	168 ± 10	0.512 ± 0.758	0.215 ± 1.011	160 ± 82
12		1.357 ± 0.012	1.255 ± 0.012	76.4 ± 1.4	0.490 ± 0.035	0.249 ± 0.076	85 ± 173
13		1.918 ± 0.083	1.502 ± 0.086	65.3 ± 3.1	1.44 ± 0.11	0.87 ± 0.16	65.6 ± 3.8
14		1.089 ± 0.070	1.065 ± 0.068	135 ± 37	-	-	-
15	G24.33+0.1M1	0.528 ± 0.0018	0.350 ± 0.020	33.4 ± 3.3	-	-	-

Tablo E.2.1 (devam):

No	Kaynak	Büyük Eksen (")	Küçük Eksen (")	PA (deg)	Büyük Eksen (")	Küçük Eksen (")	PA (deg)
16	19095+0930	2.014 ± 0.039	1.445 ± 0.044	115.49 ± 0.83	1.25 ± 0.35	0.34 ± 1.03	124 ± 26
17		3.158 ± 0.079	2.577 ± 0.091	87.0 ± 1.6	2.724 ± 0.093	2.177 ± 0.111	84.3 ± 3.7
18		1.601 ± 0.011	1.370 ± 0.013	94.72 ± 0.57	-	-	-
19		1.715 ± 0.018	1.365 ± 0.021	105.14 ± 0.62	-	-	-
20	G189.78+0.34	1.673 ± 0.041	1.397 ± 0.048	12.0 ± 2.2	1.095 ± 0.070	0.860 ± 0.089	0.5 ± 16.6
21		1.578 ± 0.041	1.249 ± 0.048	14.6 ± 1.8	0.934 ± 0.074	0.602 ± 0.115	6.7 ± 10.5
22		1.781 ± 0.072	1.441 ± 0.083	10.1 ± 3.9	1.25 ± 0.11	0.93 ± 0.15	1.7 ± 20.4
23		2.461 ± 0.073	1.688 ± 0.050	158.3 ± 2.0	2.161 ± 0.088	1.194 ± 0.079	154.2 ± 2.7
24		1.920 ± 0.050	1.493 ± 0.050	156.9 ± 1.8	1.525 ± 0.068	0.880 ± 0.096	148.3 ± 3.9
25		1.014 ± 0.052	0.892 ± 0.061	18.6 ± 6.4	-	-	-
26		1.598 ± 0.078	1.254 ± 0.092	21.7 ± 4.9	0.958 ± 0.136	0.629 ± 0.226	20 ± 36
27		1.959 ± 0.091	1.148 ± 0.100	174.7 ± 2.0	1.524 ± 0.091	0.136 ± 0.100	169.9 ± 2.0
28		1.382 ± 0.071	0.961 ± 0.083	16.5 ± 2.4	-	-	-
29	G192.58-0.04	1.741 ± 0.046	1.451 ± 0.054	25.8 ± 2.2	1.033 ± 0.082	0.827 ± 0.106	32 ± 27
30		2.524 ± 0.064	1.700 ± 0.029	59.1 ± 1.5	2.152 ± 0.078	1.116 ± 0.052	63.7 ± 2.1
31		1.454 ± 0.036	1.162 ± 0.043	30.3 ± 1.8	-	-	-
32		1.206 ± 0.066	1.073 ± 0.072	170.4 ± 6.4	-	-	-
33		2.903 ± 0.050	2.375 ± 0.038	148.1 ± 2.4	2.614 ± 0.060	1.961 ± 0.052	143.0 ± 3.1
34		1.745 ± 0.036	1.247 ± 0.042	28.1 ± 1.9	1.043 ± 0.064	0.360 ± 0.221	32.0 ± 4.4
35	G192.60-0.05	1.700 ± 0.052	1.402 ± 0.062	22.7 ± 2.5	1.018 ± 0.091	0.810 ± 0.118	27 ± 35
36		1.414 ± 0.022	1.109 ± 0.026	28.36 ± 0.99	-	-	-
37		1.177 ± 0.023	1.059 ± 0.027	179.9 ± 3.2	-	-	-
38		1.796 ± 0.040	1.204 ± 0.047	29.3 ± 1.2	1.179 ± 0.064	0.348 ± 0.278	33.4 ± 2.8
39		1.334 ± 0.045	1.157 ± 0.052	33.6 ± 4.5	-	-	-
40	G34.43+0.2M3	3.89 ± 0.11	2.66 ± 0.11	165.1 ± 1.4	3.58 ± 0.12	2.19 ± 0.13	166.2 ± 1.7
41		1.764 ± 0.020	1.587 ± 0.020	156.0 ± 1.8	0.898 ± 0.045	0.483 ± 0.084	172.0 ± 5.7
42		2.024 ± 0.065	1.880 ± 0.061	15.4 ± 8.2	1.39 ± 0.10	1.04 ± 0.12	21.0 ± 8.5
43		1.553 ± 0.023	1.410 ± 0.024	150.5 ± 2.5	-	-	-
44		3.575 ± 0.098	2.918 ± 0.098	74.9 ± 4.1	3.24 ± 0.11	2.49 ± 0.12	72.7 ± 4.9
45		2.217 ± 0.056	1.723 ± 0.056	167.8 ± 2.8	1.625 ± 0.082	0.805 ± 0.139	172.4 ± 3.9
46	G23.60+0.0M1	1.54 ± 0.039	1.01 ± 0.31	9.6 ± 18.7	1.46 ± 0.44	0.94 ± 0.40	6.4 ± 28.4
47		0.602 ± 0.065	0.354 ± 0.061	49.1 ± 7.7	-	-	-
48	18316-0602	0.498 ± 0.082	0.409 ± 0.056	31 ± 28	-	-	-
49		1.097 ± 0.047	0.607 ± 0.047	177.9 ± 3.4	1.000 ± 0.070	0.445 ± 0.084	171.2 ± 5.3
50		0.569 ± 0.031	0.393 ± 0.025	4.1 ± 3.6	-	-	-
51	G24.08+0.0M2	0.503 ± 0.021	0.407 ± 0.023	27.4 ± 7.8	-	-	-
52	G24.33+0.1M1	1.653 ± 0.024	1.268 ± 0.033	166.60 ± 0.87	-	-	-
53		1.661 ± 0.021	1.259 ± 0.029	166.94 ± 0.73	-	-	-
54		2.114 ± 0.064	1.722 ± 0.047	78.2 ± 1.8	1.708 ± 0.081	0.315 ± 0.931	78 ± 91
55		2.571 ± 0.064	2.361 ± 0.081	147.2 ± 4.0	2.07 ± 0.11	1.86 ± 0.12	103 ± 160
56		1.957 ± 0.051	1.511 ± 0.066	150.4 ± 1.8	1.12 ± 0.11	0.65 ± 0.22	121 ± 15
57		1.821 ± 0.022	1.314 ± 0.030	167.31 ± 0.73	670 ± 64 m	0.414 ± 0.114	170 ± 12
58		1.976 ± 0.051	1.584 ± 0.068	155.8 ± 2.0	1.12 ± 0.12	0.86 ± 0.16	121 ± 25
59		1.861 ± 0.079	1.673 ± 0.072	112.4 ± 4.5	1.321 ± 0.079	0.307 ± 0.072	87.9 ± 4.5
60	19095+0930	0.572 ± 0.012	0.371 ± 0.012	50.0 ± 1.9	0.269 ± 0.034	0.181 ± 0.058	94 ± 175
61	G23.60+0.0M1	5.11 ± 0.21	4.96 ± 0.21	114 ± 31	4.93 ± 0.29	4.66 ± 0.30	86 ± 147
62		1.770 ± 0.029	1.175 ± 0.035	160.1 ± 1.4	-	-	-



Tablo E.2.1 (devam):

No	Kaynak	Büyük Eksen (")	Küçük Eksen (")	PA (deg)	Büyük Eksen (")	Küçük Eksen (")	PA (deg)
63		1.793 ± 0.021	1.236 ± 0.025	160.3 ± 1.0	-	-	-
64		1.884 ± 0.020	1.198 ± 0.026	156.25 ± 0.79	0.444 ± 1.406	0.290 ± 0.842	105 ± 164
65		1.926 ± 0.019	1.230 ± 0.032	157.26 ± 0.76	541 ± 83	0.475 ± 0.117	141 ± 128
66		1.975 ± 0.017	1.372 ± 0.027	162.33 ± 0.86	847 ± 61	0.602 ± 0.087	35 ± 12
67		2.285 ± 0.041	1.856 ± 0.057	152.2 ± 3.1	1.497 ± 0.095	1.312 ± 0.111	88 ± 176
68		2.672 ± 0.090	1.760 ± 0.116	174.9 ± 2.6	2.01 ± 0.14	1.22 ± 0.22	8.9 ± 9.8
69		1.817 ± 0.065	1.405 ± 0.084	173.7 ± 4.9	-	-	-
70		1.828 ± 0.051	1.418 ± 0.080	169.0 ± 4.0	-	-	-
71		1.762 ± 0.033	1.324 ± 0.054	152.6 ± 2.3	-	-	-
72	G24.08+0.0M2	1.977 ± 0.023	1.317 ± 0.036	150.58 ± 0.96	942 ± 68 m	0.487 ± 0.151	118.6 ± 8.7
73		1.935 ± 0.026	1.402 ± 0.039	171.8 ± 1.5	1.008 ± 0.078	0.418 ± 0.265	37.1 ± 7.8
74		2.469 ± 0.022	1.492 ± 0.022	174.40 ± 0.60	1.759 ± 0.035	0.842 ± 0.052	6.8 ± 1.8
75		1.940 ± 0.019	1.464 ± 0.030	161.5 ± 1.2	942 ± 54 m	0.708 ± 0.068	59 ± 13
76		2.967 ± 0.039	1.410 ± 0.050	159.11 ± 0.69	2.357 ± 0.050	0.846 ± 0.086	159 ± 1.00
77		2.471 ± 0.101	1.714 ± 0.054	22.8 ± 3.0	2.02 ± 0.14	0.66 ± 0.28	39.1 ± 5.2
78		1.907 ± 0.016	1.358 ± 0.022	161.60 ± 0.85	0.776 ± 0.049	0.599 ± 0.070	50 ± 16
79		2.146 ± 0.049	1.399 ± 0.053	153.8 ± 1.7	1.19 ± 0.10	0.79 ± 0.13	140 ± 14
80		2.18 ± 0.15	1.54 ± 0.11	159.7 ± 5.7	1.23 ± 0.27	1.05 ± 0.27	162 ± 99
81		3.35 ± 0.27	2.83 ± 0.21	162 ± 18	2.83 ± 0.37	2.60 ± 0.35	165 ± 86
82		26.31 ± 1.40	19.00 ± 0.53	69.7 ± 4.3	26.28 ± 1.40	18.91 ± 0.54	69.7 ± 4.3
83		1.369 ± 0.138	1.020 ± 0.072	159.7 ± 9.6	-	-	-
84		1.540 ± 0.098	1.289 ± 0.069	9.8 ± 12.1	-	-	-
85		1.84 ± 0.53	0.94 ± 0.13	168.1 ± 7.7	-	-	-
86	18236-1205	7.49 ± 0.21	5.61 ± 0.15	96.7 ± 2.3	7.38 ± 0.22	5.29 ± 0.17	94.5 ± 2.6
87		2.330 ± 0.038	1.673 ± 0.064	164.3 ± 1.9	1.28 ± 0.11	1.19 ± 0.12	40 ± 56
88		2.229 ± 0.061	1.148 ± 0.079	170.1 ± 1.5	-	-	-
89		2.033 ± 0.012	1.112 ± 0.017	163.60 ± 0.32	-	-	-
90		2.258 ± 0.011	1.556 ± 0.019	157.32 ± 0.50	1.180 ± 0.033	0.968 ± 0.040	112.7 ± 7.3
91		5.20 ± 0.18	4.28 ± 0.20	123.1 ± 4.9	4.93 ± 0.21	3.98 ± 0.25	114 ± 10
92		1.785 ± 0.044	1.121 ± 0.042	156.1 ± 1.6	-	-	-
93		1.948 ± 0.032	1.138 ± 0.049	159.1 ± 1.1	-	-	-
94		2.011 ± 0.027	1.082 ± 0.036	163.46 ± 0.72	-	-	-
95		4.068 ± 0.286	1.886 ± 0.093	116.3 ± 2.4	3.76 ± 0.32	0.89 ± 0.32	110.5 ± 3.6
96		2.633 ± 0.156	1.893 ± 0.092	138 ± 5.8	1.98 ± 0.26	1.18 ± 0.35	112 ± 15
97		1.976 ± 0.035	1.162 ± 0.012	160.70 ± 0.78	-	-	-
98		6.04 ± 0.82	2.18 ± 0.21	3.4 ± 3.3	5.74 ± 0.88	1.77 ± 0.32	5.2 ± 4.5
99		1.84 ± 0.17	1.40 ± 0.10	126 ± 11	-	-	-
100		3.193 ± 0.223	1.823 ± 0.093	159.1 ± 3.5	2.50 ± 0.29	1.44 ± 0.14	157.2 ± 8.4
101	18316-0602	1.987 ± 0.041	1.376 ± 0.060	174.1 ± 1.9	1.181 ± 0.096	0.592 ± 0.228	22.5 ± 9.8
102		1.741 ± 0.018	1.230 ± 0.028	163.2 ± 1.1	0.620 ± 1.085	0.251 ± 0.838	46 ± 67
103		1.759 ± 0.014	1.253 ± 0.021	165.05 ± 0.86	0.696 ± 0.053	0.283 ± 0.184	41.5 ± 7.6
104		1.683 ± 0.021	1.250 ± 0.031	163.2 ± 1.7	-	-	-
105		1.685 ± 0.021	1.215 ± 0.032	159.8 ± 1.4	-	-	-
106		4.688 ± 0.090	2.687 ± 0.094	13.0 ± 1.1	4.434 ± 0.099	2.333 ± 0.117	16.2 ± 1.5
107		2.25 ± 0.10	1.69 ± 0.11	118.4 ± 4.7	1.79 ± 0.16	0.80 ± 0.40	98 ± 171
108		1.709 ± 0.050	1.240 ± 0.074	145.2 ± 3.2	-	-	-
109		1.521 ± 0.081	1.376 ± 0.099	172 ± 15	-	-	-

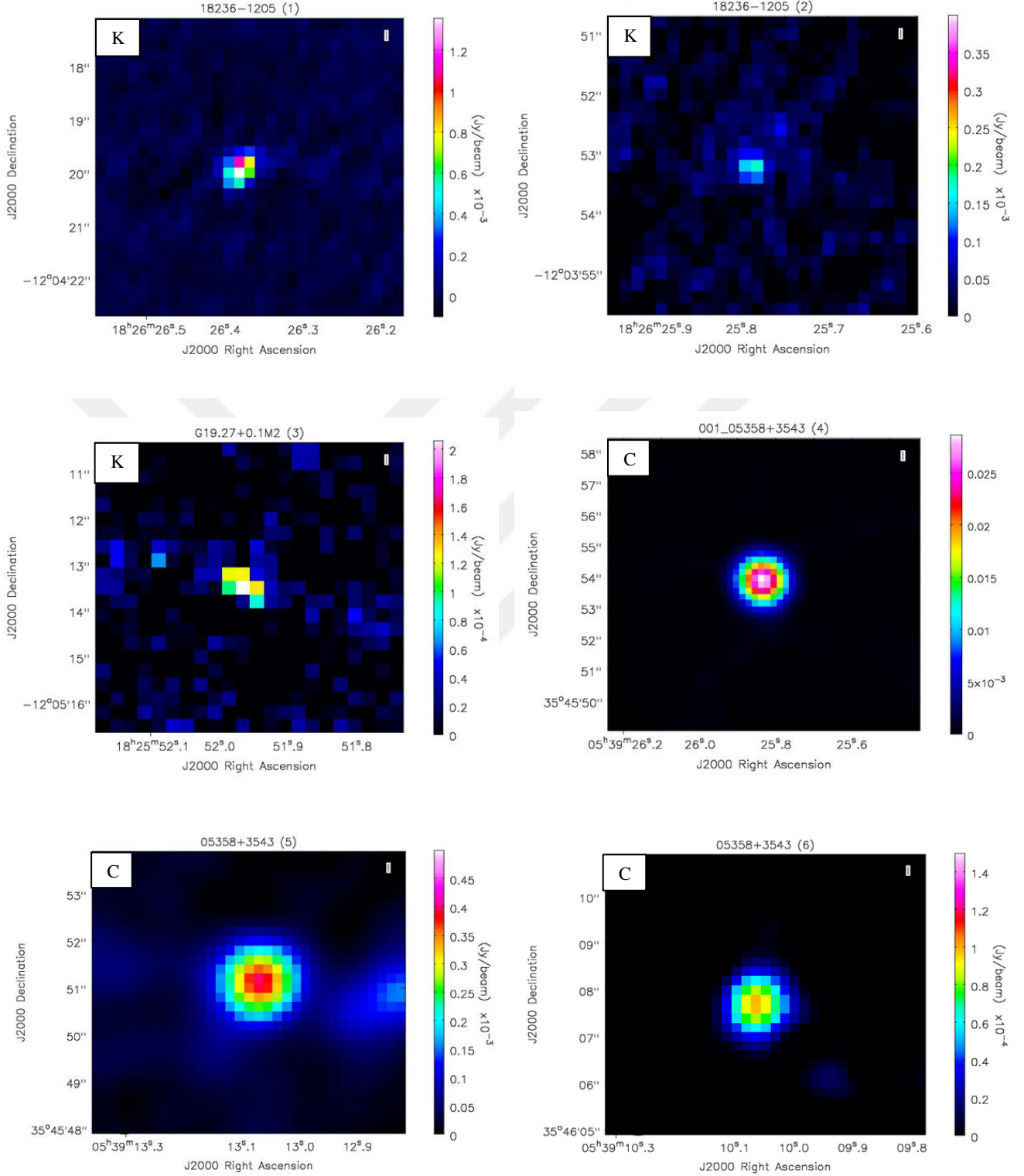
Tablo E.2.1 (devam):

No	Kaynak	Büyük Eksen (")	Küçük Eksen (")	PA (deg)	Büyük Eksen (")	Küçük Eksen (")	PA (deg)
110		2.14 ± 0.11	1.50 ± 0.11	145.9 ± 4.7	1.38 ± 0.23	0.91 ± 0.33	124 ± 27
111		2.474 ± 0.116	1.509 ± 0.051	173.9 ± 2.6	1.84 ± 0.17	0.95 ± 0.13	4.0 ± 7.6
112	G19.27+0.1M1	4.79 ± 0.11	2.98 ± 0.13	167.3 ± 1.7	4.38 ± 0.12	2.73 ± 0.15	167.9 ± 2.2
113		2.071 ± 0.050	1.231 ± 0.082	163.8 ± 1.7	0.694 ± 1.257	0.317 ± 0.872	161 ± 57
114		2.018 ± 0.021	1.218 ± 0.034	164.88 ± 0.69	0.518 ± 1.433	0.258 ± 0.931	173 ± 30
115		2.060 ± 0.028	1.387 ± 0.042	171.9 ± 1.3	0.889 ± 1.063	0.391 ± 0.797	36 ± 52
116		4.48 ± 0.14	3.17 ± 0.11	95.3 ± 2.9	4.29 ± 0.15	0.55 ± 0.15	91 ± 178
117		8.70 ± 0.26	6.54 ± 0.26	100.9 ± 4.2	8.59 ± 0.28	6.28 ± 0.28	99.3 ± 4.4
118		3.057 ± 0.094	2.282 ± 0.092	141.4 ± 3.5	2.48 ± 0.14	1.78 ± 0.17	124 ± 10
119		2.447 ± 0.037	1.724 ± 0.059	175.3 ± 1.3	1.571 ± 0.077	1.125 ± 0.116	19.6 ± 9.9
120		1.951 ± 0.033	1.147 ± 0.053	159.8 ± 1.2	-	-	-
121		2.30 ± 0.14	1.43 ± 0.12	170.1 ± 3.6	1.25 ± 0.31	0.73 ± 0.48	4.2 ± 38.8
122		2.95 ± 0.10	1.90 ± 0.10	152.8 ± 2.5	2.25 ± 0.15	1.43 ± 0.17	143.8 ± 8.4
123		1.962 ± 0.045	1.329 ± 0.053	165.3 ± 2.1	600 ± 1352 m	0.181 ± 1.008	67 ± 128
124	G19.27+0.1M2	5.88 ± 0.18	5.37 ± 0.12	44.1 ± 9.9	5.72 ± 0.22	5.01 ± 0.17	55 ± 12
125		2.650 ± 0.035	1.692 ± 0.062	168.0 ± 1.1	1.642 ± 0.062	1.248 ± 0.093	173.7 ± 7.9
126		2.135 ± 0.013	1.138 ± 0.023	165.96 ± 0.38	0.468 ± 1.616	0.069 ± 1.066	167 ± 12
127		2.344 ± 0.059	1.219 ± 0.066	165.4 ± 1.2	1.07 ± 0.13	0.44 ± 0.27	164.1 ± 8.7
128		6.70 ± 0.15	4.89 ± 0.19	154.0 ± 2.6	6.38 ± 0.17	4.74 ± 0.21	152.1 ± 3.6
129		3.229 ± 0.097	1.971 ± 0.109	159.1 ± 1.8	2.48 ± 0.13	1.59 ± 0.15	153.5 ± 5.8
130		6.12 ± 0.38	4.04 ± 0.23	161.8 ± 5.5	5.75 ± 0.41	3.87 ± 0.26	161.1 ± 7.2
131		3.644 ± 0.083	2.500 ± 0.089	141.7 ± 2.1	3.11 ± 0.11	2.05 ± 0.14	129.5 ± 5.1
132	G19.27+0.1M1	1.681 ± 0.041	1.456 ± 0.056	168.5 ± 3.9	0.008 ± 0.008	0.002 ± 0.0010	82 ± 167
133		2.304 ± 0.086	2.068 ± 0.067	60.9 ± 6.6	1.94 ± 0.11	1.24 ± 0.13	71.6 ± 6.6
134		3.087 ± 0.074	2.396 ± 0.081	132.6 ± 2.5	2.708 ± 0.096	1.914 ± 0.118	122.5 ± 5.1
135		2.232 ± 0.048	1.467 ± 0.052	20.8 ± 1.5	1.636 ± 0.076	0.426 ± 0.791	35 ± 45
136		5.48 ± 0.20	2.21 ± 0.11	34.4 ± 1.5	5.28 ± 0.21	1.65 ± 0.16	35.9 ± 1.7
137		6.72 ± 0.15	3.29 ± 0.15	38.5 ± 1.3	6.57 ± 0.16	2.93 ± 0.17	39.6 ± 1.4
138		1.856 ± 0.013	1.205 ± 0.018	163.06 ± 0.46	-	-	-
139		1.902 ± 0.066	1.788 ± 0.073	25 ± 13	1.38 ± 0.13	0.80 ± 0.25	71 ± 13
140		1.594 ± 0.041	1.122 ± 0.056	168.9 ± 2.3	-	-	-
141		1.708 ± 0.042	1.097 ± 0.044	162.8 ± 1.8	-	-	-
142		2.91 ± 0.12	2.53 ± 0.13	132.0 ± 7.6	2.53 ± 0.17	2.05 ± 0.20	114 ± 19
143		4.754 ± 0.072	2.358 ± 0.042	5.93 ± 0.64	4.462 ± 0.078	1.992 ± 0.052	7.18 ± 0.76
144		2.374 ± 0.071	1.524 ± 0.096	176.8 ± 2.1	1.69 ± 0.11	0.90 ± 0.19	1.1 ± 5.6
145		1.908 ± 0.037	1.501 ± 0.047	151.2 ± 3.0	1.115 ± 0.097	0.612 ± 0.201	118 ± 11
146		2.076 ± 0.077	1.161 ± 0.061	165.9 ± 2.1	-	-	-
147	G24.60+0.1M2	2.242 ± 0.079	2.096 ± 0.059	94.8 ± 9.6	1.97 ± 0.10	1.32 ± 0.12	76.8 ± 9.6
148		1.664 ± 0.027	1.224 ± 0.042	169.5 ± 1.6	-	-	-
149		1.904 ± 0.017	1.086 ± 0.021	157.65 ± 0.55	0.945 ± 0.036	0.334 ± 0.088	151.5 ± 2.8
150		2.003 ± 0.081	1.537 ± 0.046	137.2 ± 3.8	1.40 ± 0.13	0.79 ± 0.22	103 ± 12
151		2.022 ± 0.054	1.367 ± 0.077	161.2 ± 2.4	1.159 ± 0.099	0.902 ± 0.134	163 ± 30
152		2.418 ± 0.053	1.421 ± 0.073	172.9 ± 1.5	1.799 ± 0.079	0.912 ± 0.139	1.5 ± 4.3
153		1.499 ± 0.029	0.877 ± 0.039	155.6 ± 1.2	-	-	-
154		3.482 ± 0.090	2.107 ± 0.109	154.1 ± 1.6	3.07 ± 0.10	1.83 ± 0.13	152.3 ± 2.6
155		2.177 ± 0.056	1.325 ± 0.072	168.6 ± 1.8	1.438 ± 0.096	0.792 ± 0.154	178.2 ± 7.7
156		2.599 ± 0.041	1.715 ± 0.032	172.1 ± 1.4	2.031 ± 0.059	1.330 ± 0.054	0.39 ± 3.50

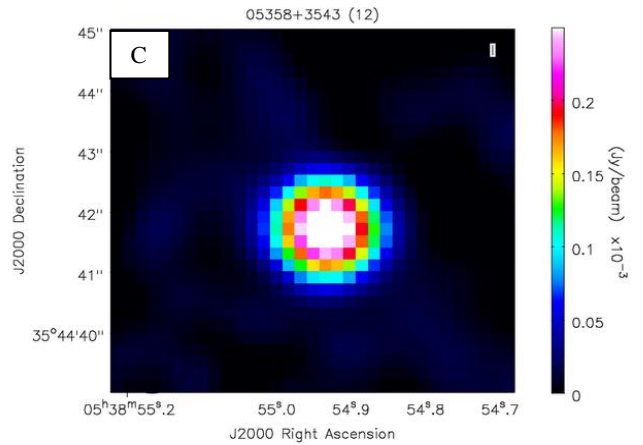
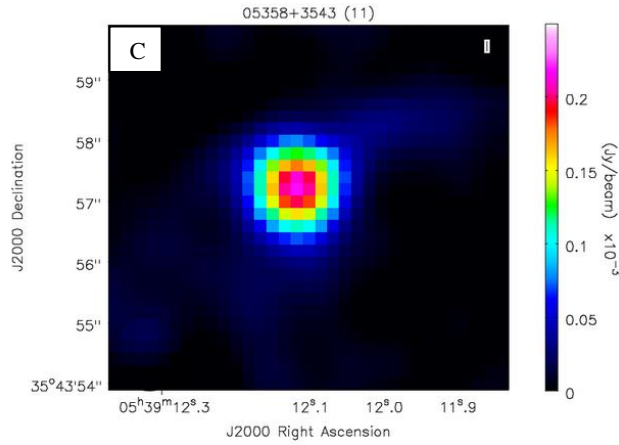
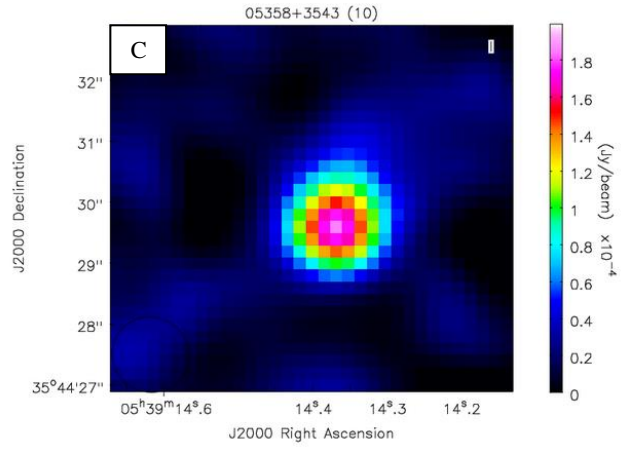
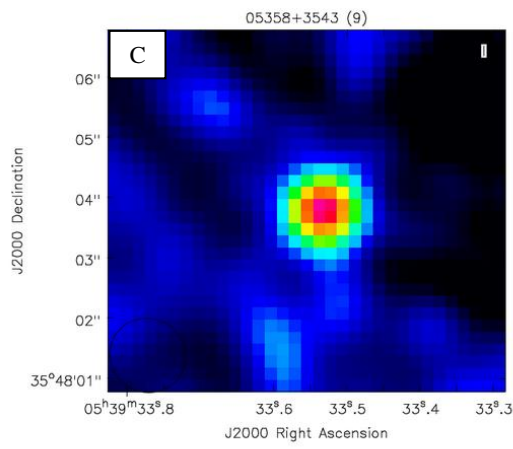
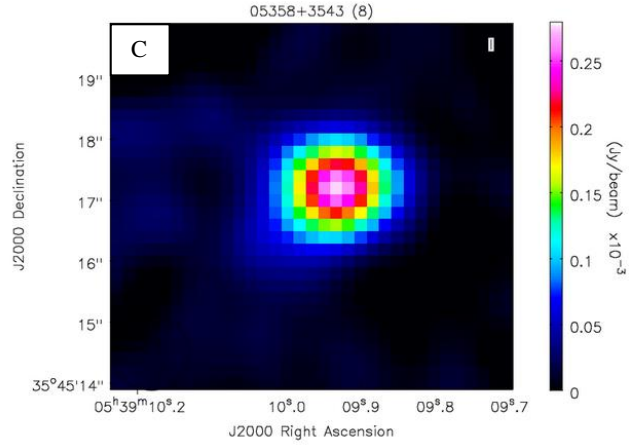
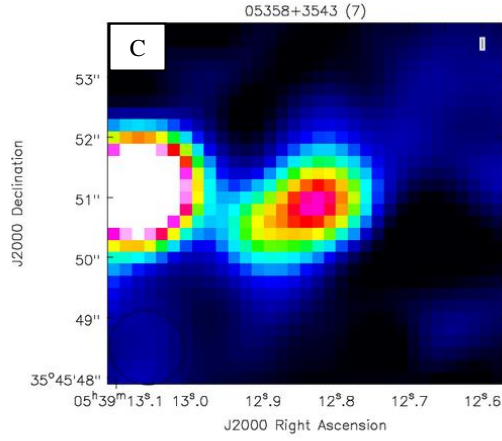
Tablo E.2.1 (devam):

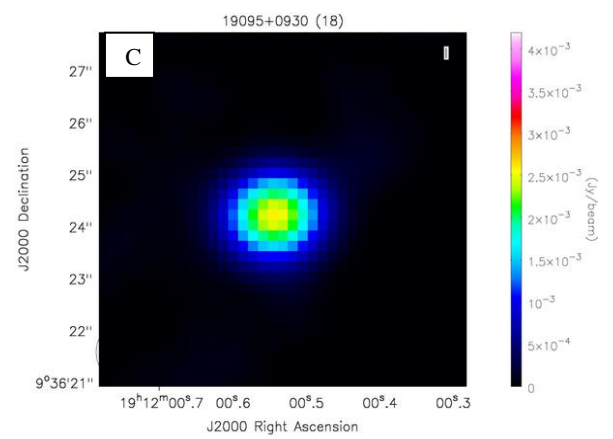
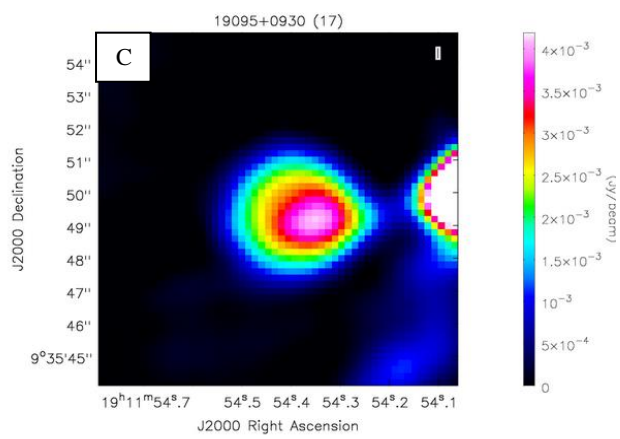
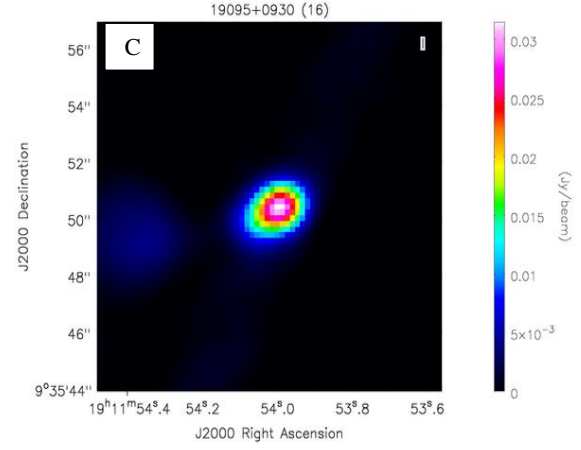
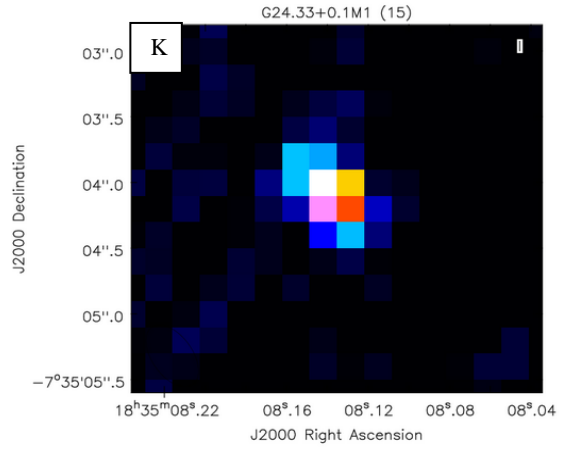
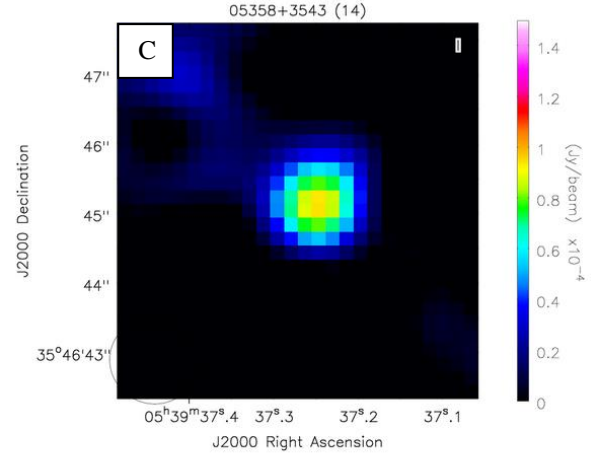
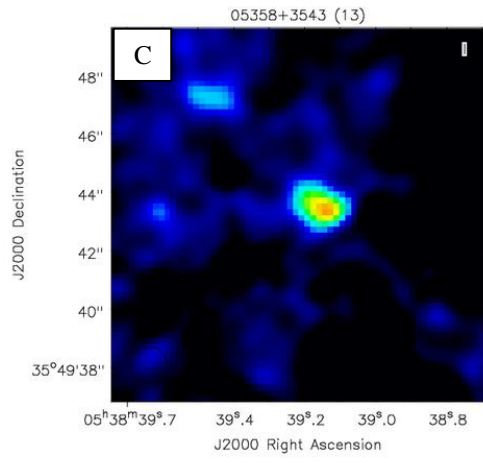
No	Kaynak	Büyük Eksen (")	Küçük Eksen (")	PA (deg)	Büyük Eksen (")	Küçük Eksen (")	PA (deg)
157		2.778 ± 0.097	2.206 ± 0.101	0.13 ± 5.47	2.31 ± 0.15	1.86 ± 0.17	17 ± 17
158		2.08 ± 0.18	1.49 ± 0.14	98.7 ± 6.2	-	-	-
159		2.268 ± 0.077	1.767 ± 0.085	122.0 ± 4.2	1.84 ± 0.12	1.04 ± 0.22	99.4 ± 8.5
160		1.97 ± 0.12	1.71 ± 0.15	132 ± 11	1.49 ± 0.24	0.90 ± 0.51	88 ± 170
161		1.826 ± 0.074	1.119 ± 0.078	166.0 ± 2.7	813 ± 843 m	354 ± 673 m	4.7 ± 30.8
162		6.53 ± 0.14	3.41 ± 0.13	30.4 ± 1.1	6.40 ± 0.15	3.09 ± 0.15	31.9 ± 1.2
163	G24.60+0.01M2	0.685 ± 0.068	0.492 ± 0.101	78 ± 13	-	-	-
164	18228-1312	4.671 ± 0.114	3.295 ± 0.073	64.71 ± 0.95	4.518 ± 0.119	2.718 ± 0.091	66.5 ± 1.0
165		1.784 ± 0.025	1.160 ± 0.040	163.77 ± 0.66	-	-	-
166		11.104 ± 0.080	8.271 ± 0.107	140.38 ± 0.49	10.963 ± 0.082	8.164 ± 0.109	139 ± 0.57
167	18228-1312	4.09 ± 0.25	2.02 ± 0.16	63.2 ± 3.1	3.25 ± 0.33	1.56 ± 0.25	66.6 ± 7.0
168	18223-1243	2.267 ± 0.027	1.865 ± 0.034	18.14 ± 0.82	1.715 ± 0.043	0.882 ± 0.088	54.0 ± 3.4
169		2.167 ± 0.030	1.550 ± 0.048	172.29 ± 0.71	1.163 ± 0.073	0.920 ± 0.096	33 ± 16
170		2.230 ± 0.044	1.423 ± 0.072	166.44 ± 0.96	1.178 ± 0.085	0.844 ± 0.132	168 ± 11
171		2.064 ± 0.021	1.461 ± 0.034	175.17 ± 0.53	1.053 ± 0.055	0.622 ± 0.099	41.7 ± 7.7
172		3.002 ± 0.060	2.684 ± 0.098	161.3 ± 2.7	2.44 ± 0.12	2.32 ± 0.10	91 ± 177
173		3.271 ± 0.056	2.803 ± 0.078	142.1 ± 1.7	2.810 ± 0.081	2.401 ± 0.104	116 ± 11
174		2.538 ± 0.046	1.970 ± 0.075	158.5 ± 1.5	1.748 ± 0.088	1.538 ± 0.113	129 ± 26
175		2.548 ± 0.137	1.973 ± 0.091	157.3 ± 7.2	1.77 ± 0.26	1.53 ± 0.26	128 ± 49
176		5.05 ± 0.25	4.12 ± 0.20	143.5 ± 9.5	4.73 ± 0.30	3.90 ± 0.26	137 ± 18
177	G18.18-0.30	3.480 ± 0.102	2.620 ± 0.077	47.0 ± 1.4	3.27 ± 0.11	2.03 ± 0.11	53.9 ± 2.4
178		1.884 ± 0.040	1.550 ± 0.064	174.8 ± 2.4	1.180 ± 0.098	0.657 ± 0.172	61 ± 11
179		2.210 ± 0.025	1.604 ± 0.033	11.45 ± 0.82	1.629 ± 0.042	0.820 ± 0.085	37.9 ± 3.1
180		1.962 ± 0.017	1.419 ± 0.028	165.77 ± 0.83	0.0097 ± 0.0050	890 ± 00053	50 ± 39
181		3.244 ± 0.057	2.909 ± 0.052	151.8 ± 4.5	2.803 ± 0.090	2.645 ± 0.091	117 ± 27
182		1.926 ± 0.016	1.591 ± 0.024	179.47 ± 0.72	1.267 ± 0.034	0.711 ± 0.058	57.4 ± 3.7
183		1.637 ± 0.011	1.047 ± 0.019	166.59 ± 0.34	-	-	-
184		1.714 ± 0.030	1.148 ± 0.049	161.5 ± 1.0	-	-	-
185		2.876 ± 0.108	2.066 ± 0.072	56.7 ± 1.5	2.66 ± 0.12	1.16 ± 0.14	62.3 ± 2.0
186		2.114 ± 0.037	1.225 ± 0.061	157.89 ± 0.97	1.224 ± 0.073	0.584 ± 0.164	147.5 ± 6.1
187		3.407 ± 0.061	2.362 ± 0.099	156.2 ± 1.4	2.938 ± 0.074	2.105 ± 0.117	152.7 ± 3.1
188		3.376 ± 0.103	2.275 ± 0.068	132.8 ± 1.9	3.00 ± 0.13	1.85 ± 0.11	123.8 ± 3.9
189	G34.43+0.2M3	1.025 ± 0.060	0.797 ± 0.070	61 ± 11	0.009 ± 0.0085	0.0072 ± 0.0011	73 ± 158

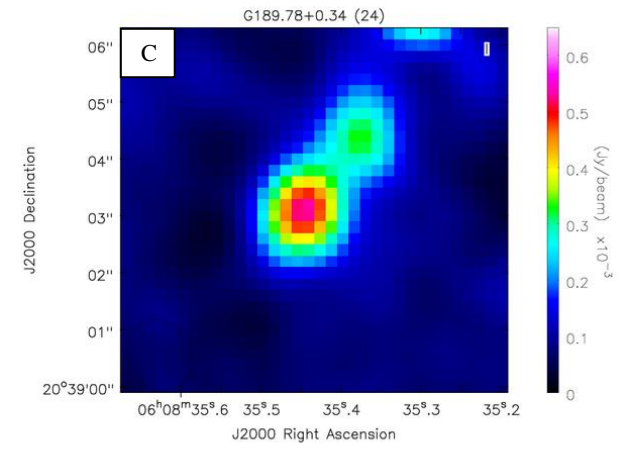
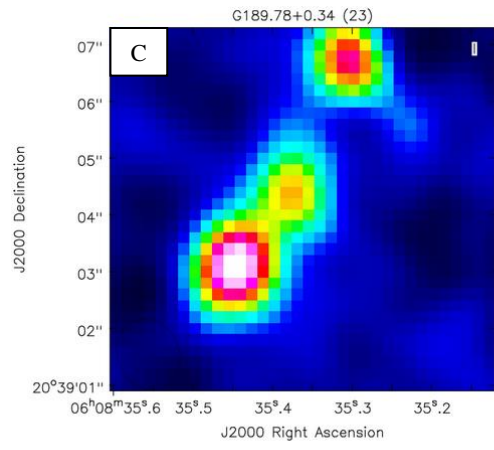
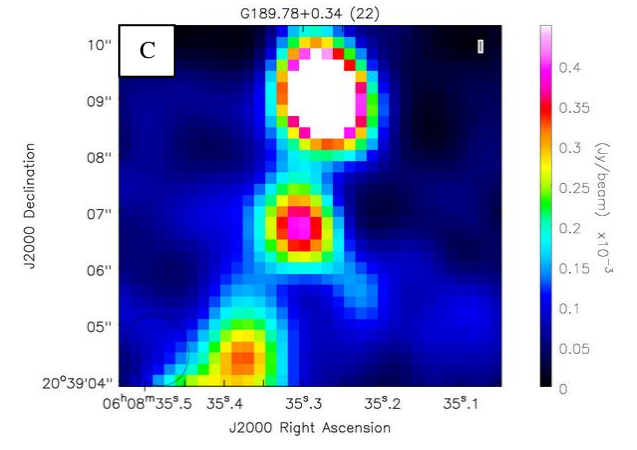
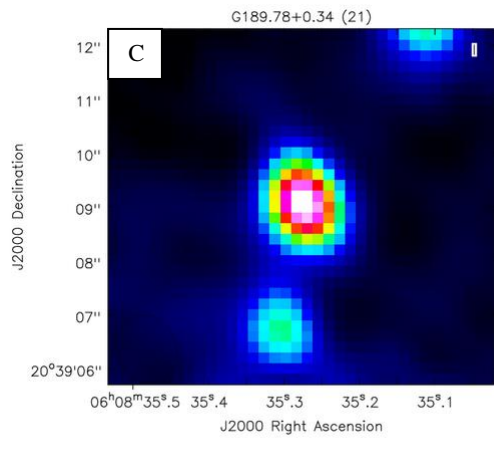
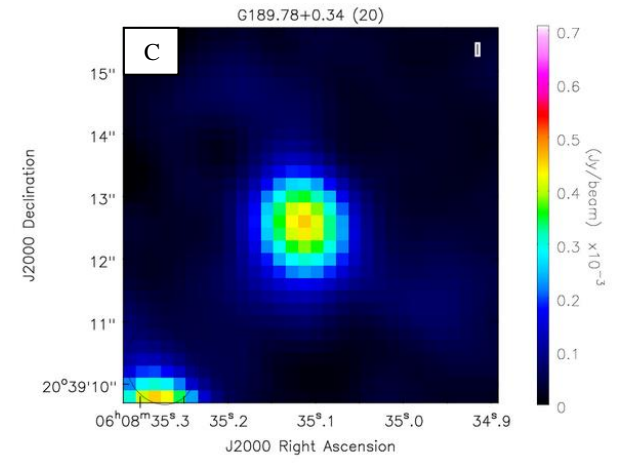
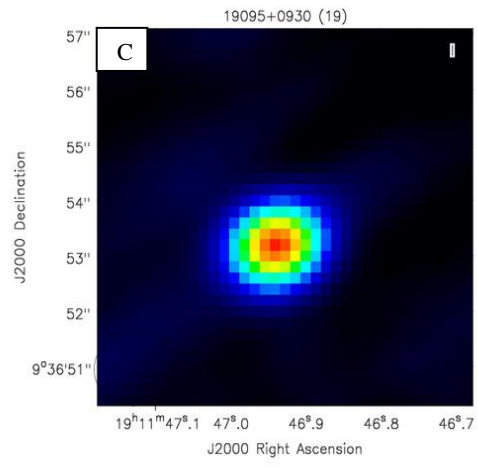
### EK 3. Gözlenen Kaynakların Haritaları<sup>2</sup>

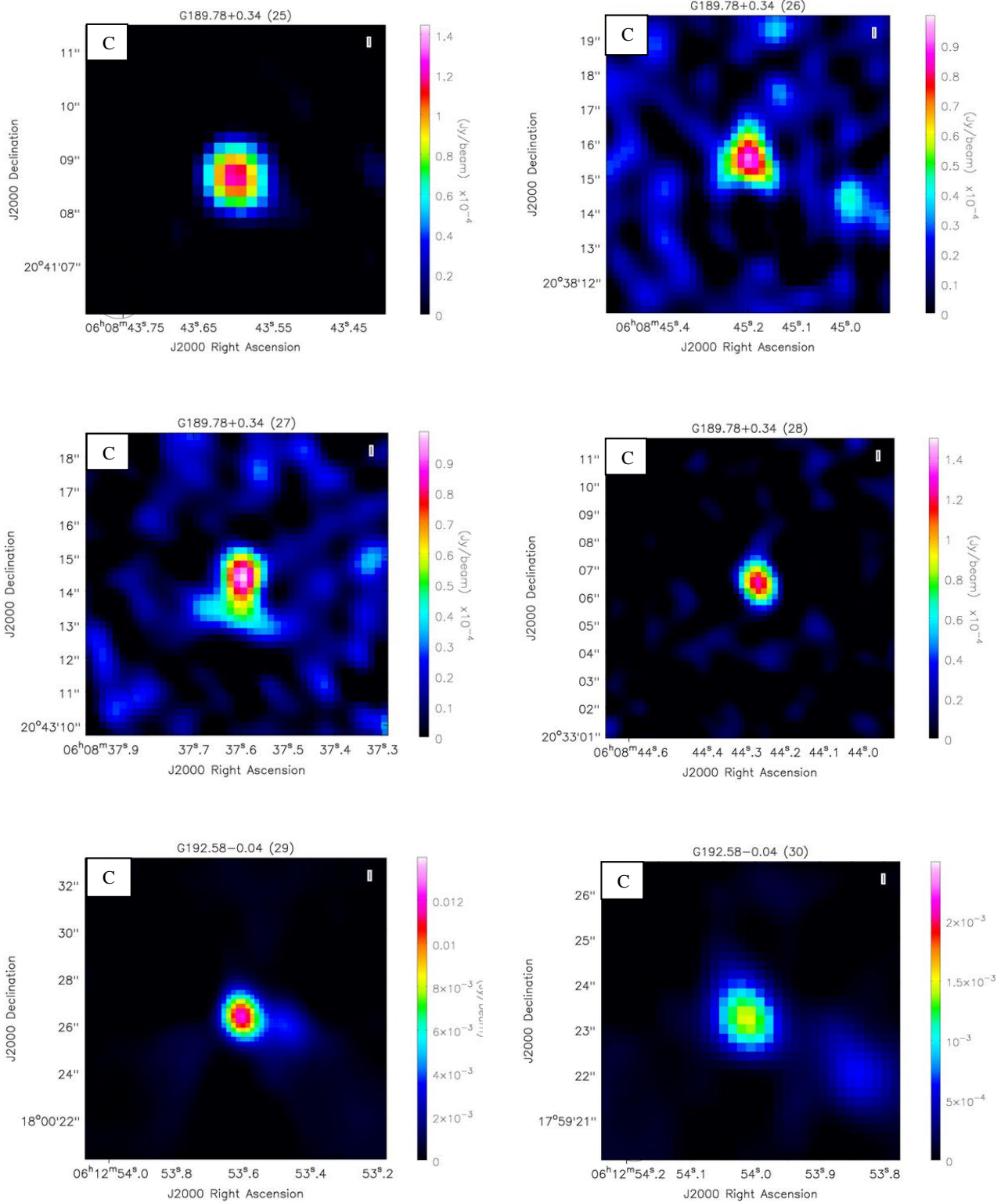


<sup>2</sup> Çalışmamızda gözlenen bütün kaynaklar ayrı ayrı haritalandırılmıştır. Ekler kısmında verilen bütün haritalar için renk çubuğunun şiddet aralığı birimi ışın demeti başına Jansky'dir. Sol üstte verilen C ve K harfleri gözlemin yapıldığı bantı ve kaynak isminin yanında parantez içinde verilen numara Tablo 4.1'de numarayı göstermektedir.

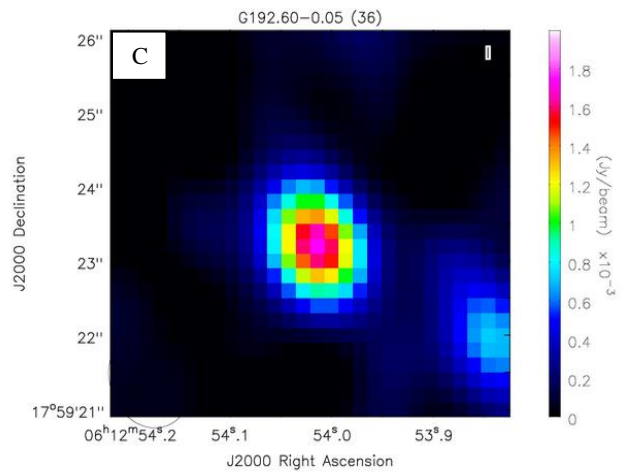
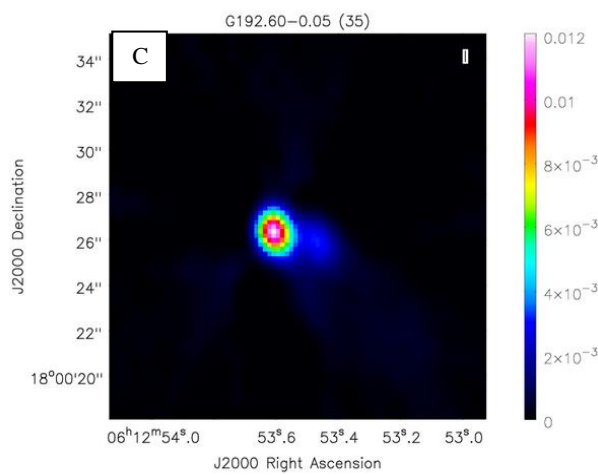
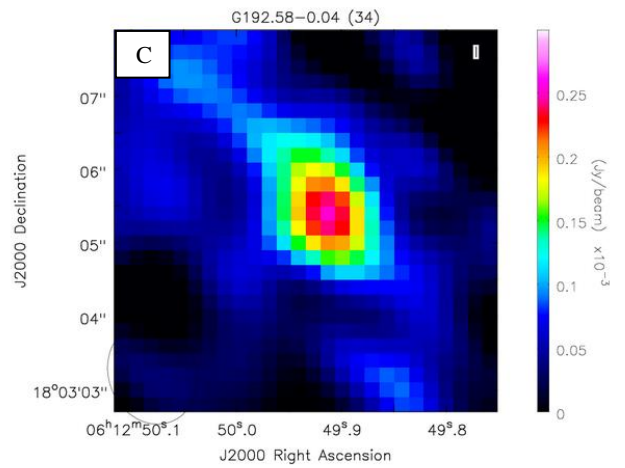
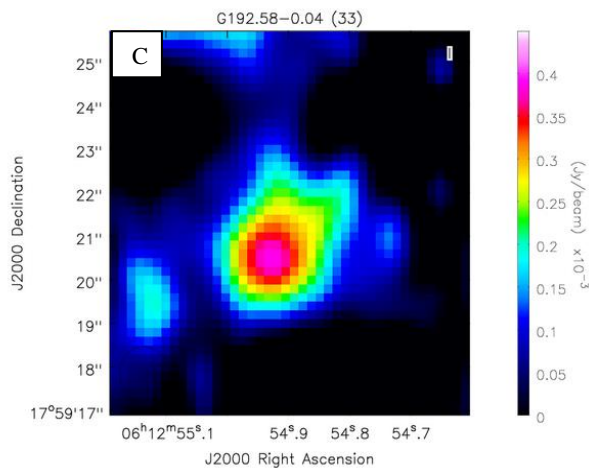
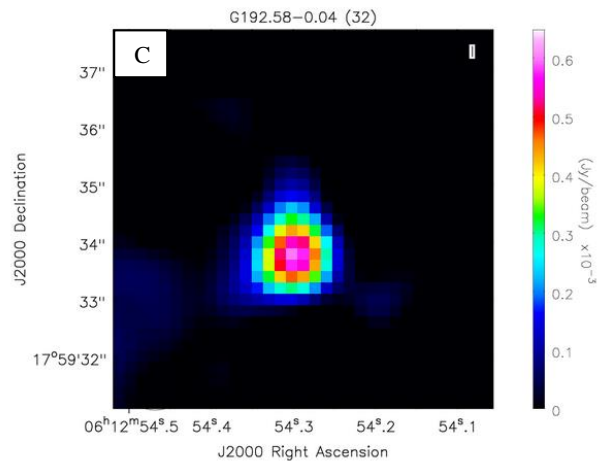
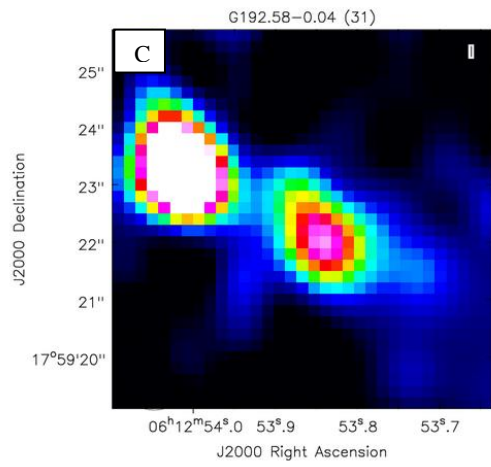


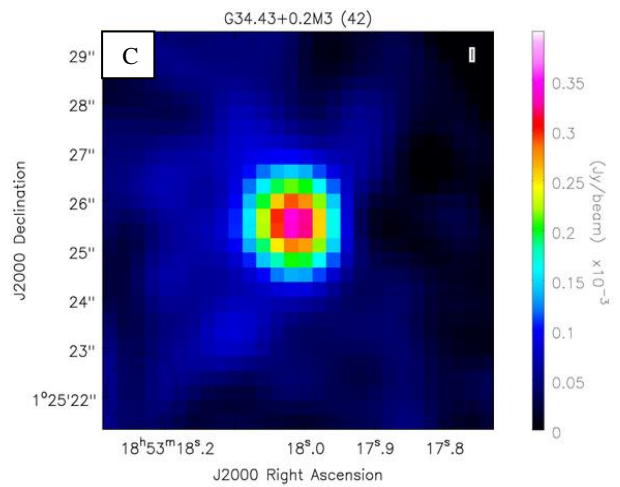
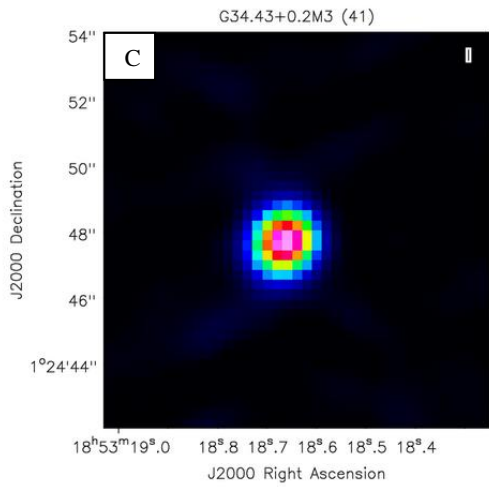
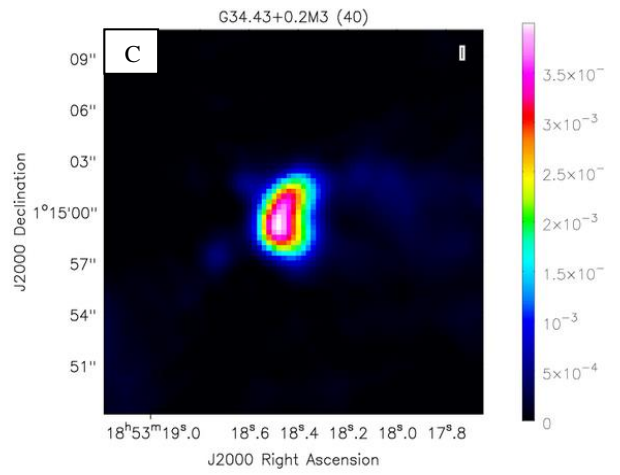
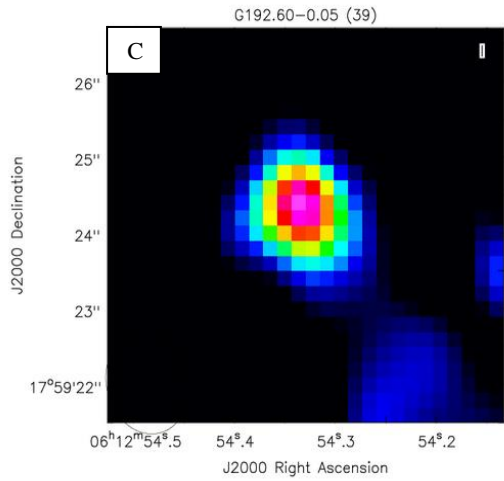
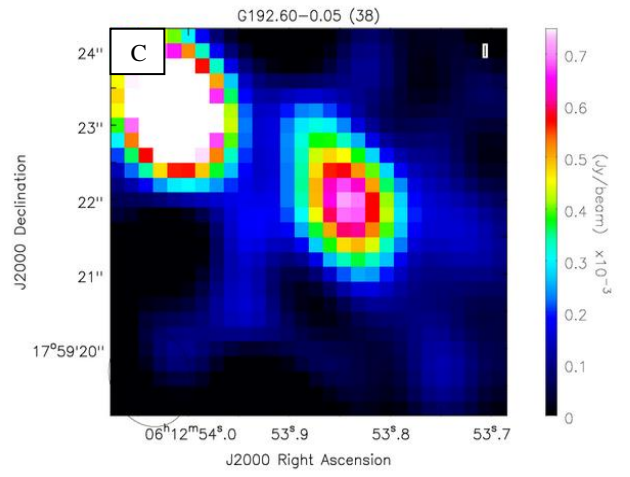
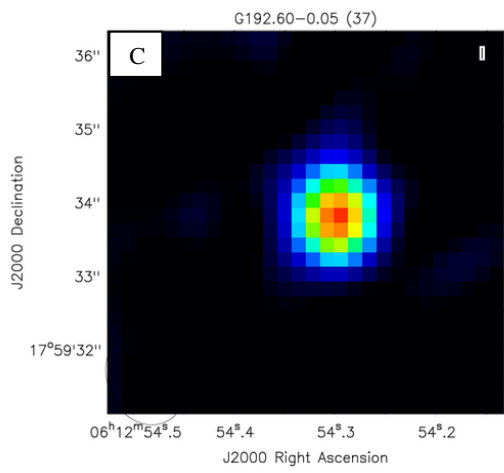


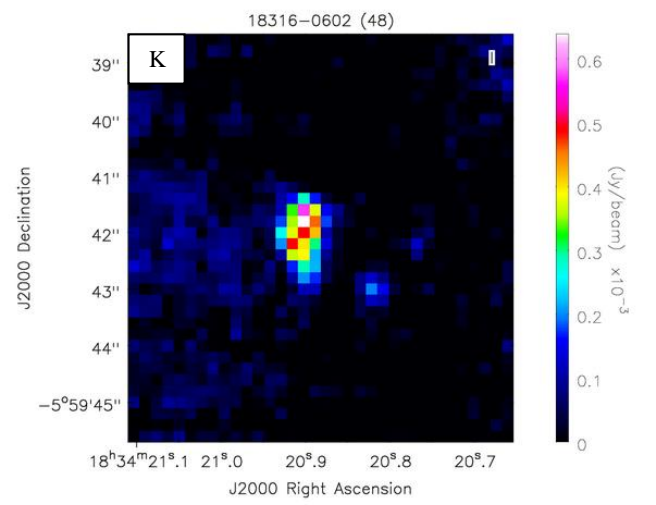
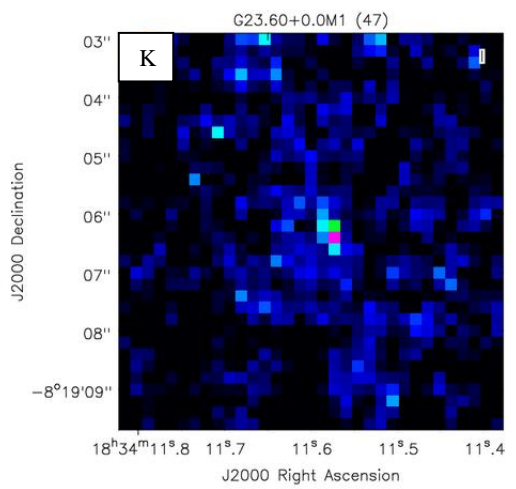
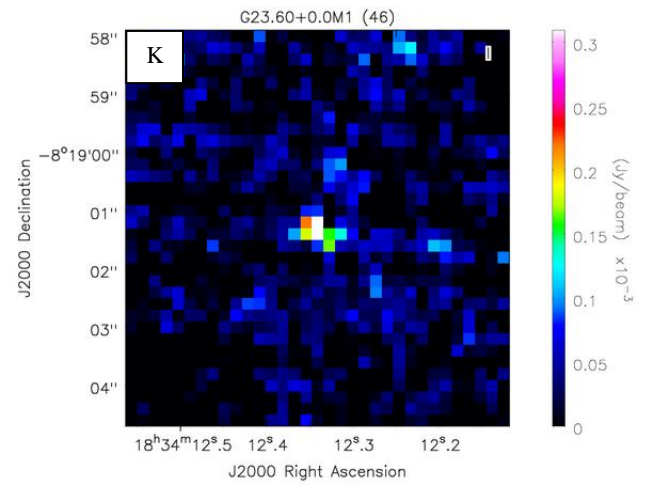
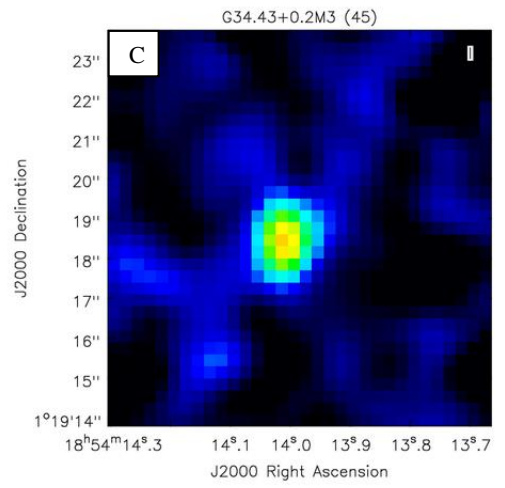
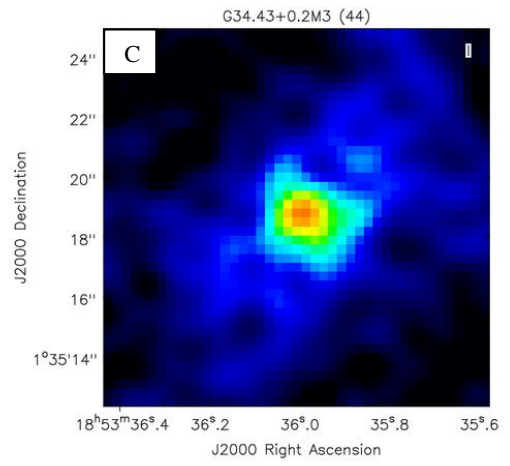
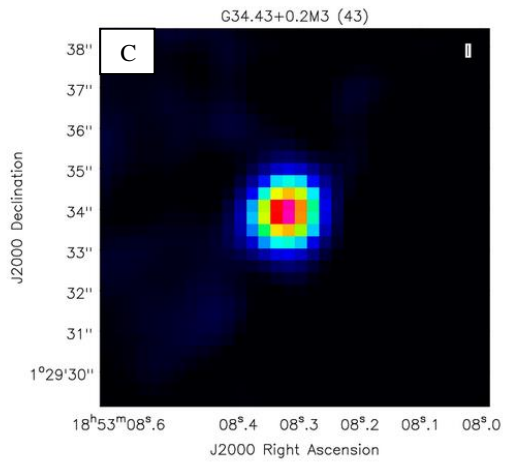


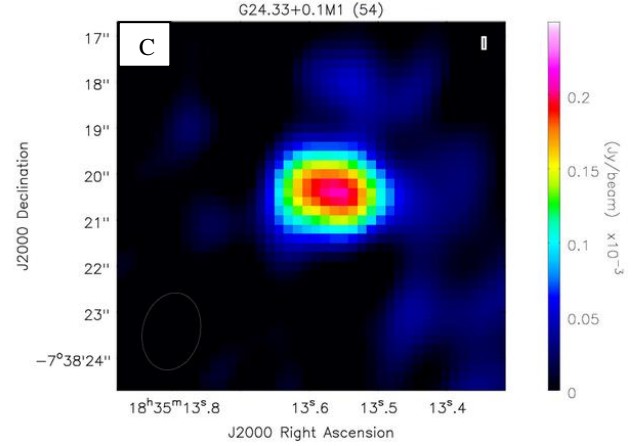
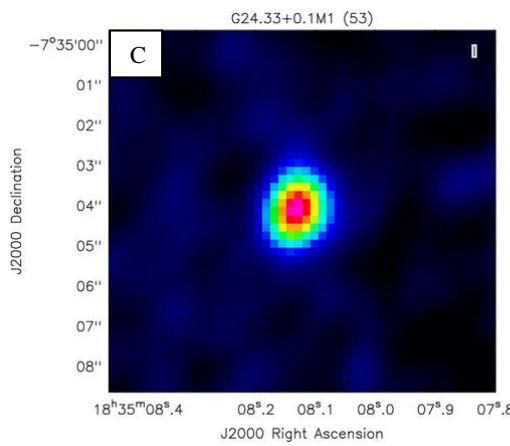
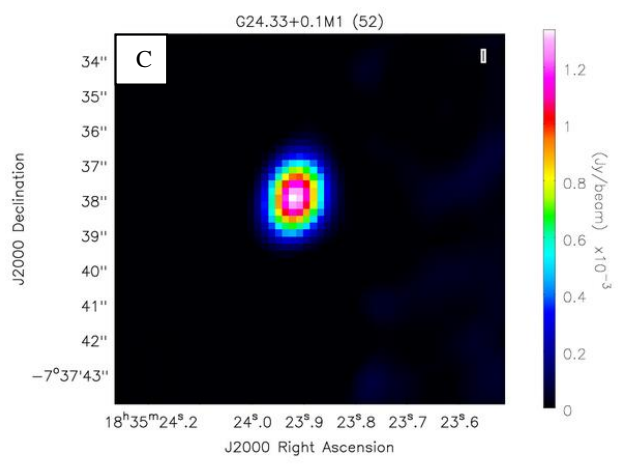
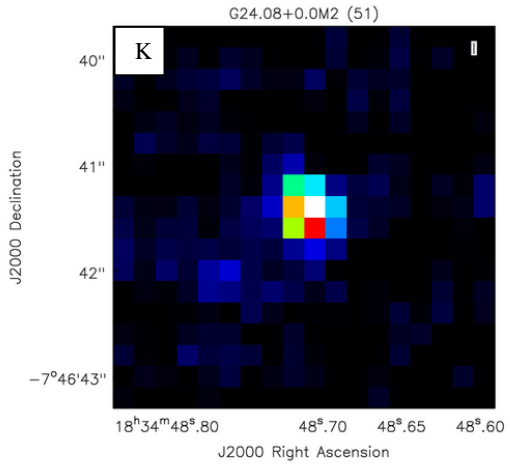
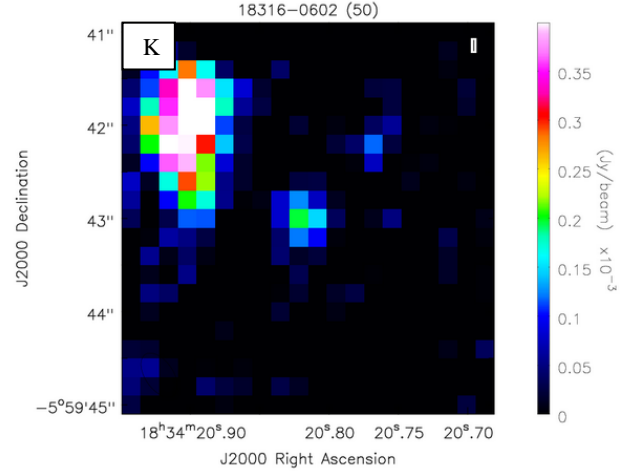
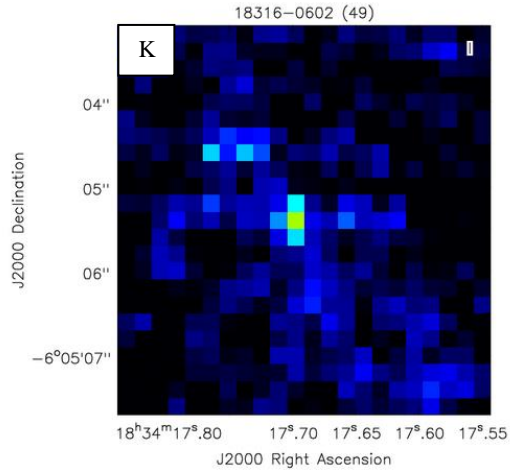


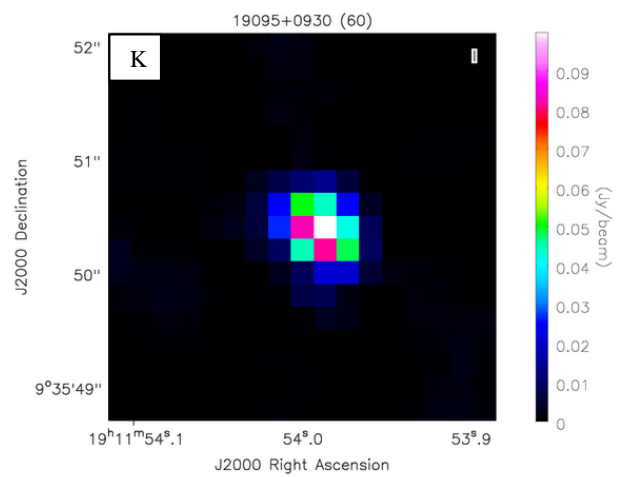
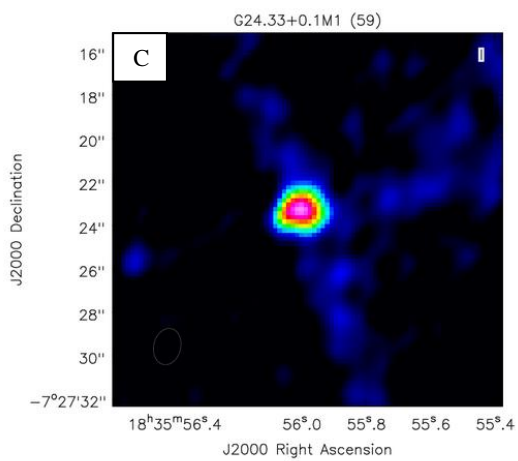
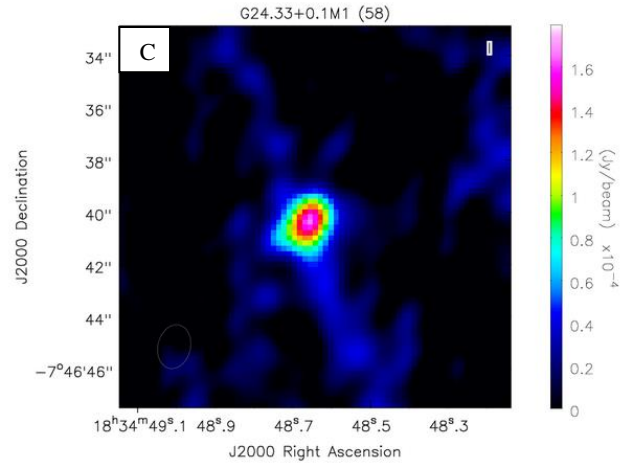
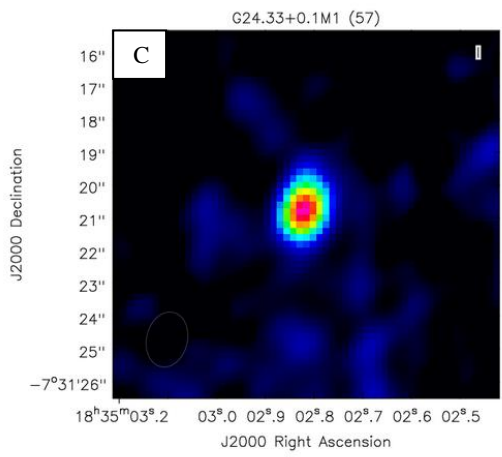
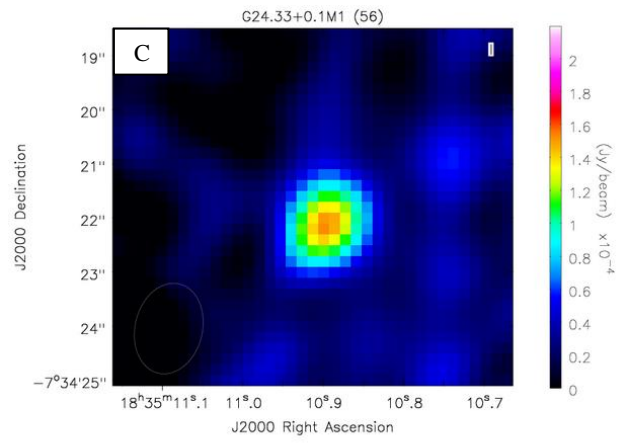
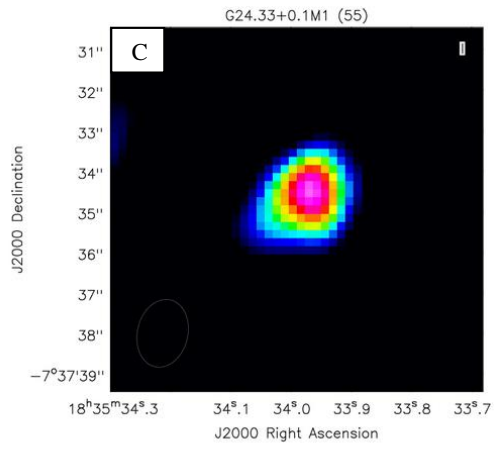


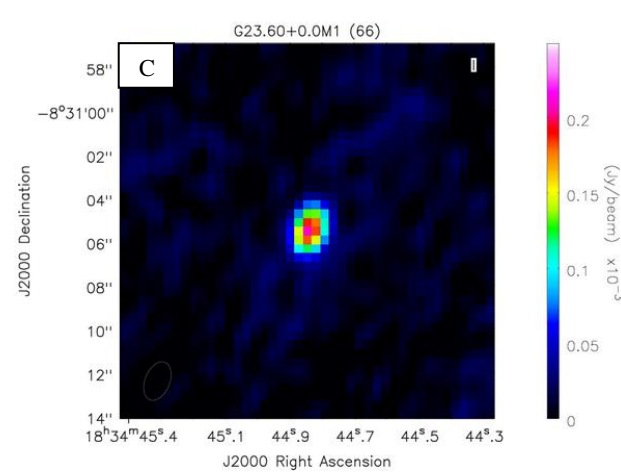
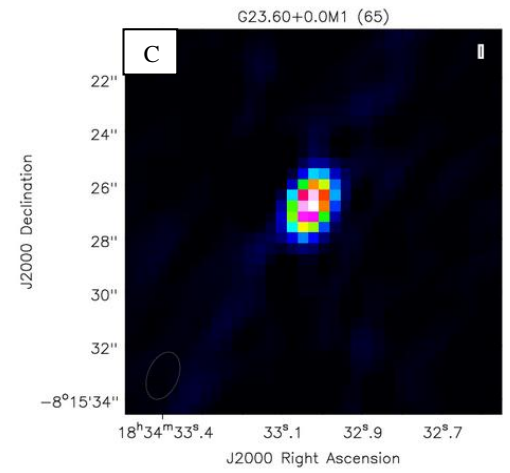
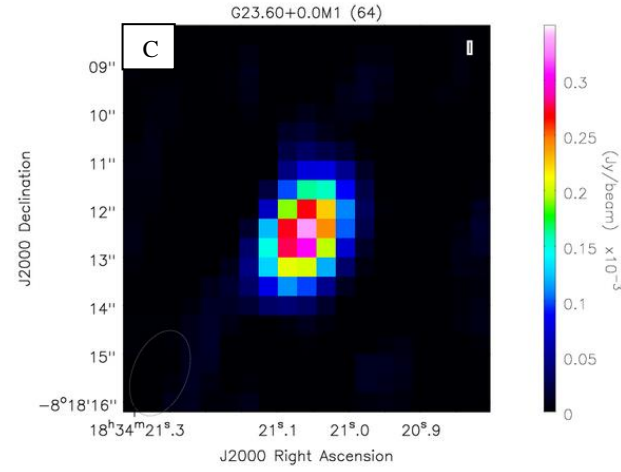
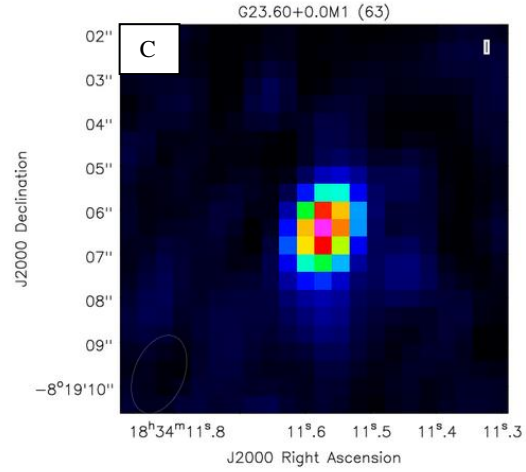
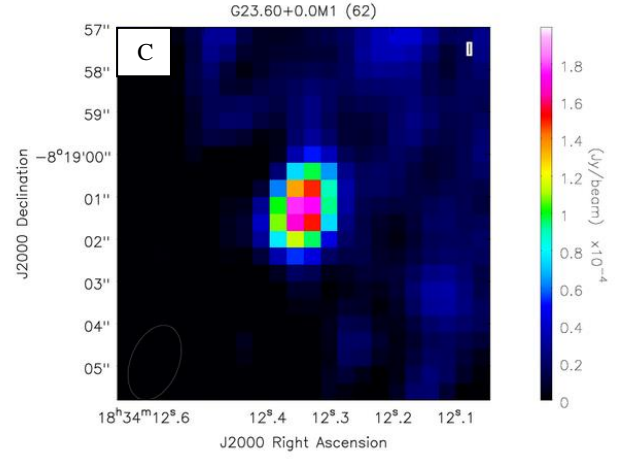
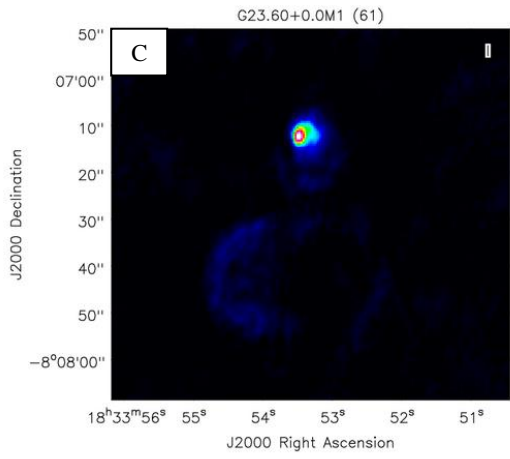


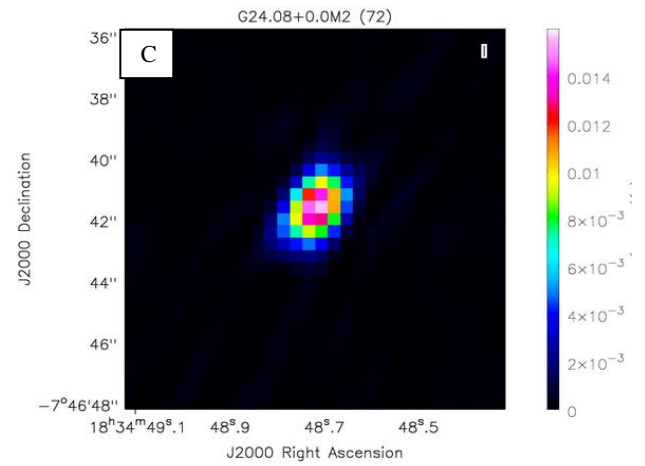
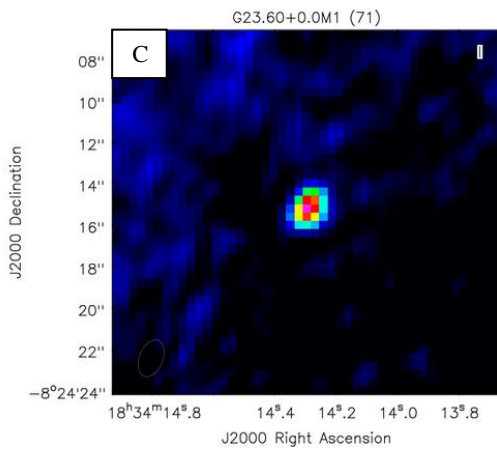
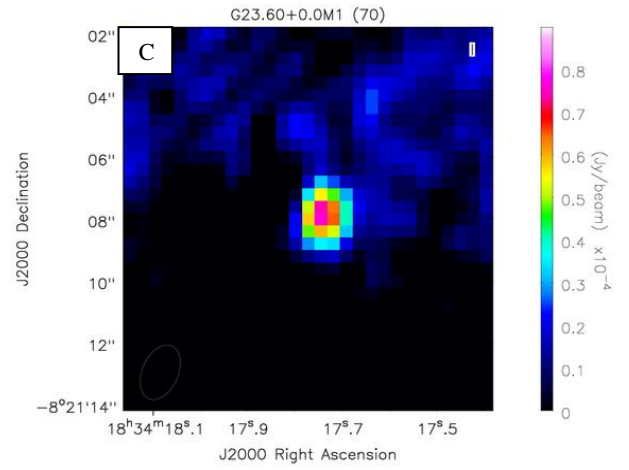
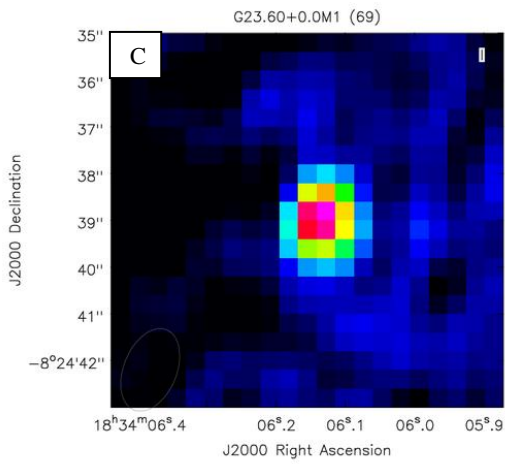
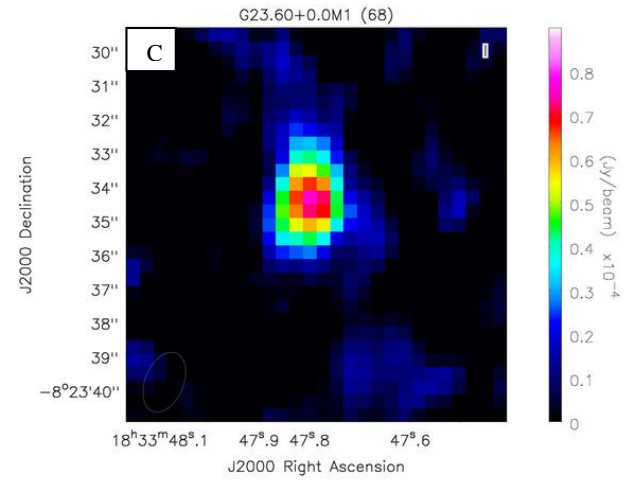
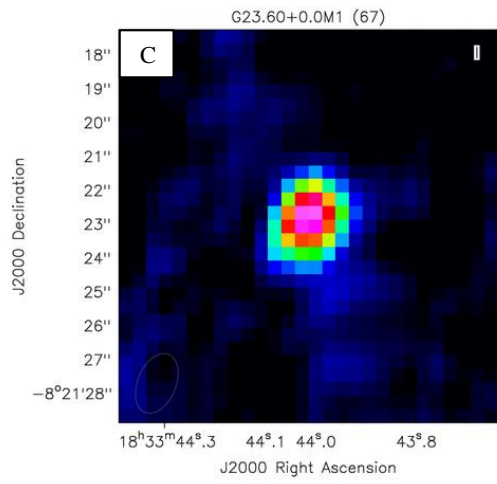


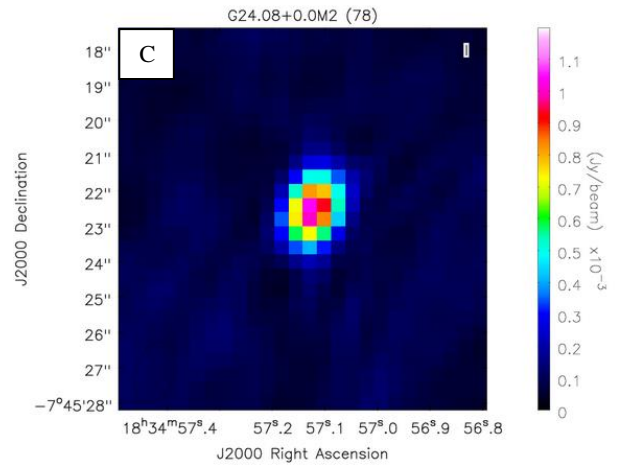
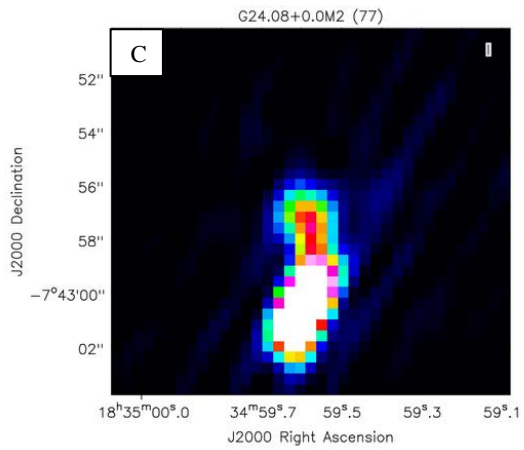
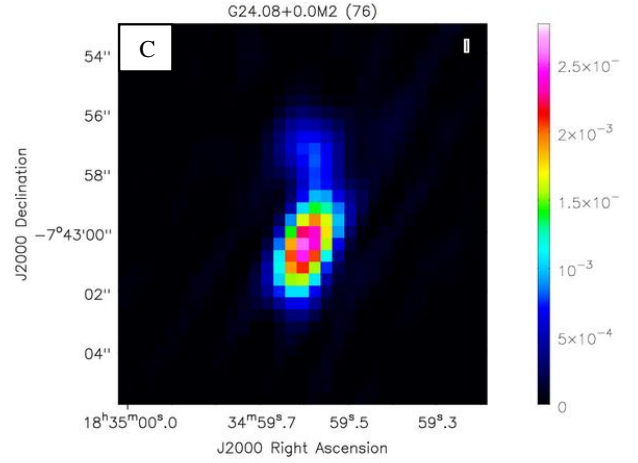
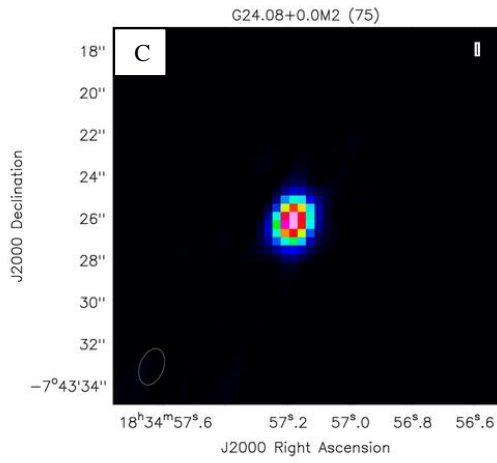
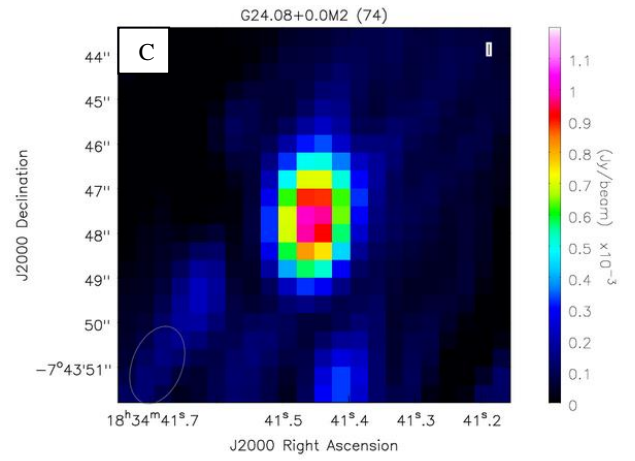
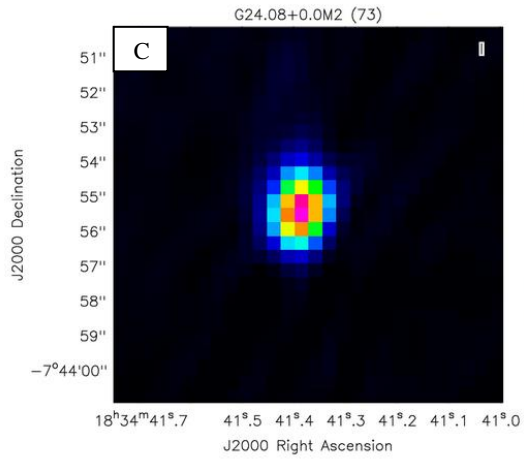




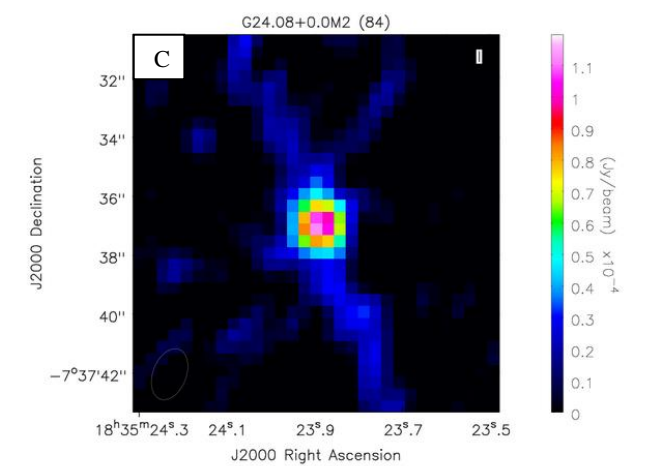
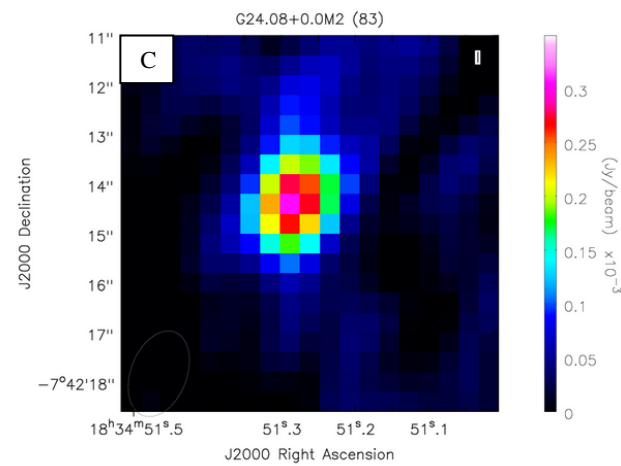
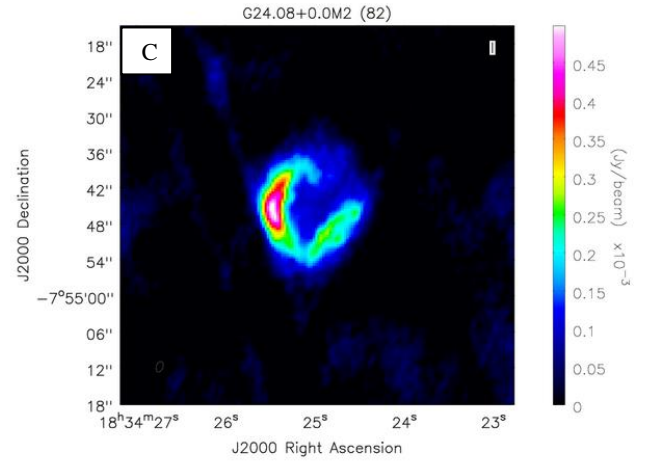
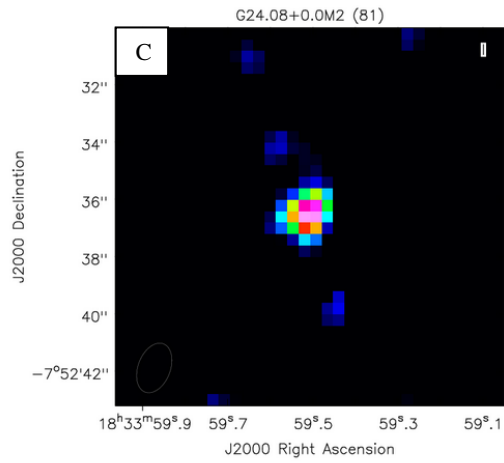
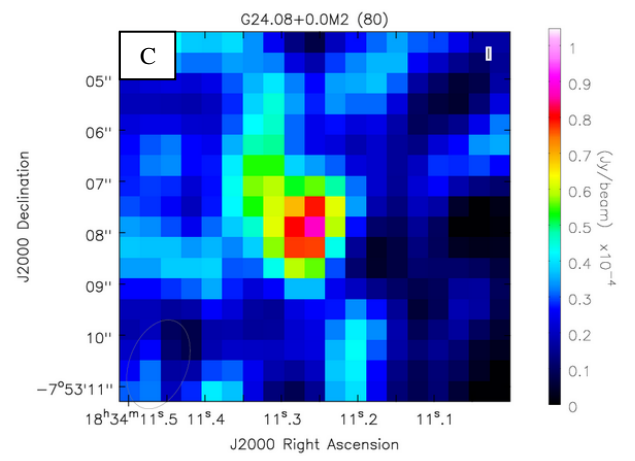
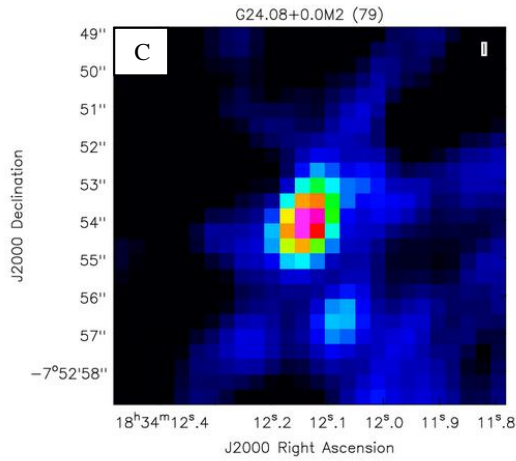


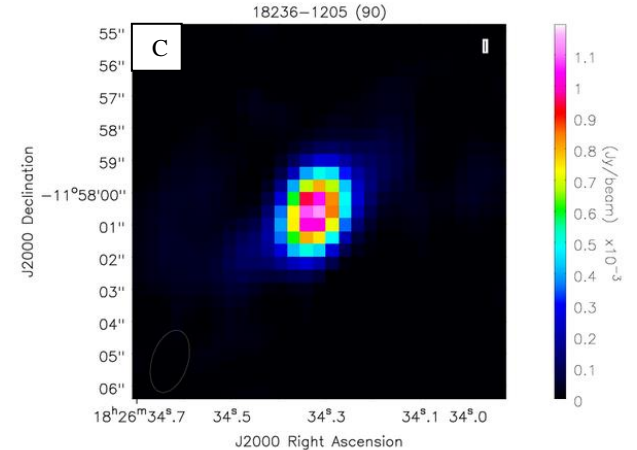
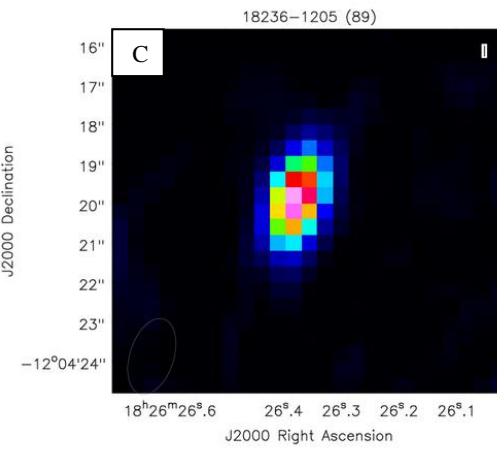
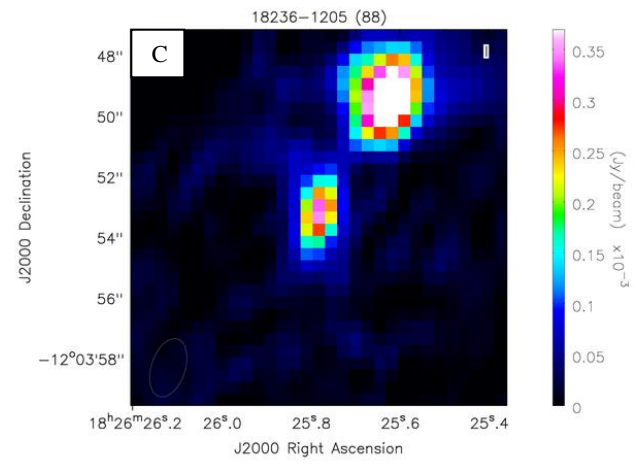
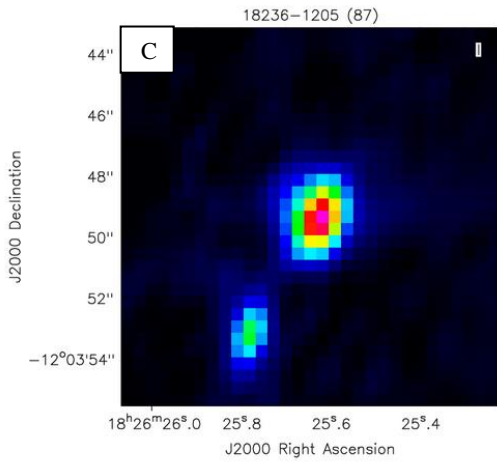
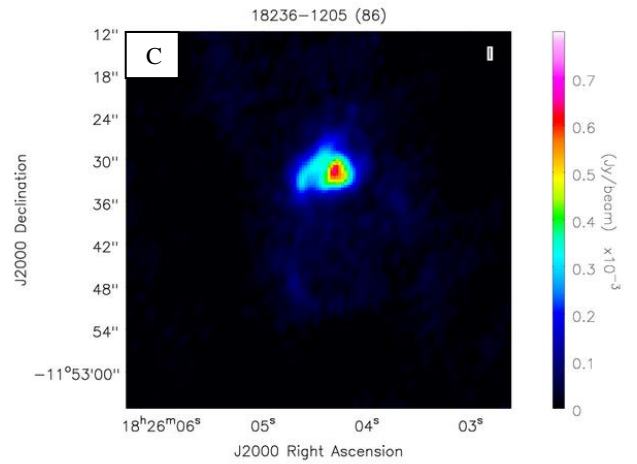
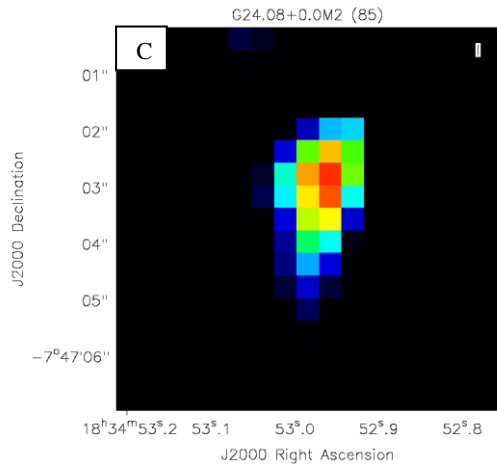


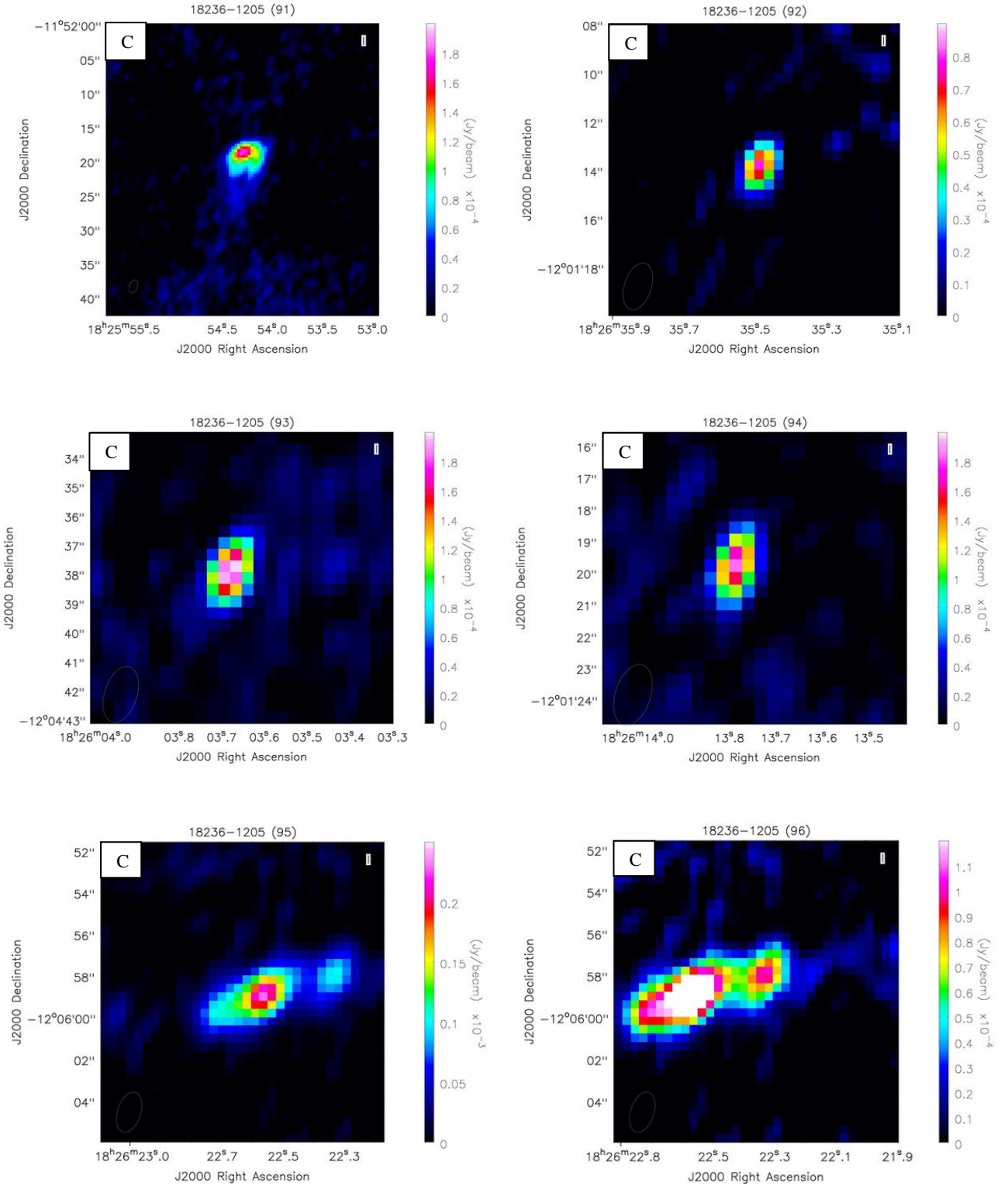


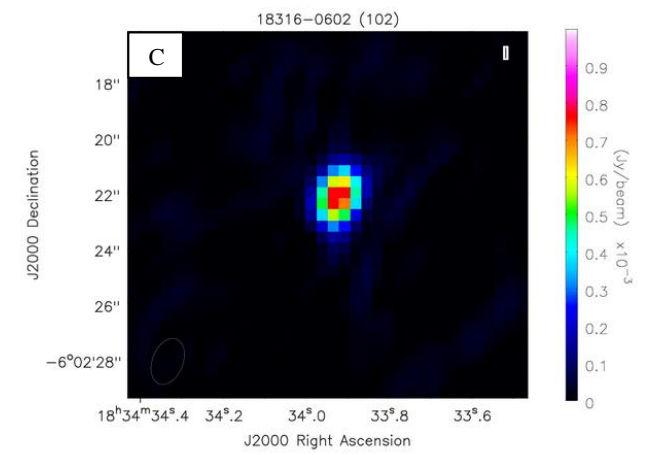
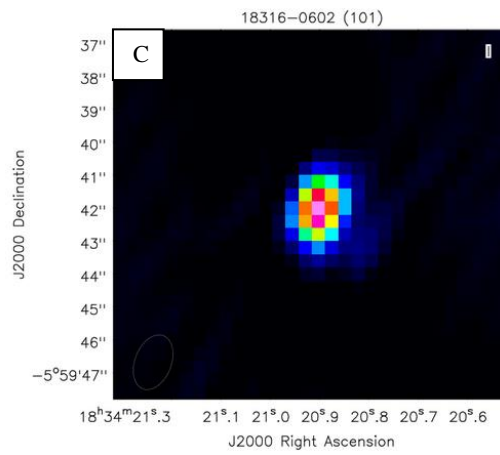
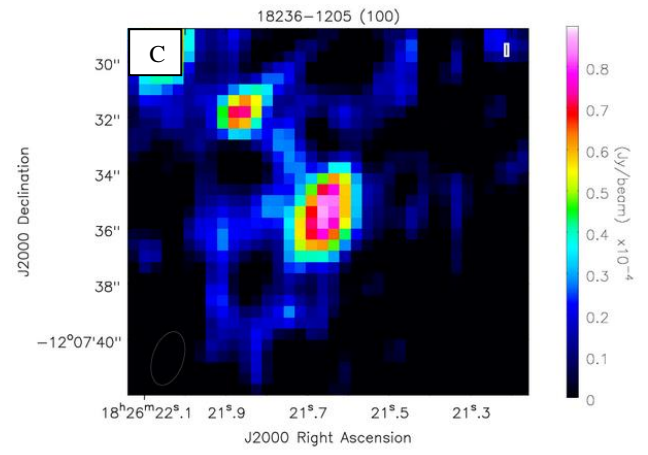
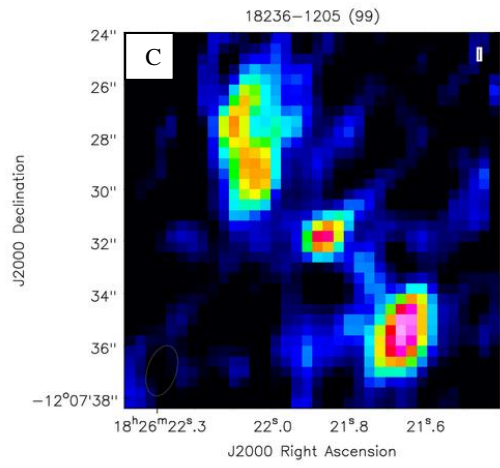
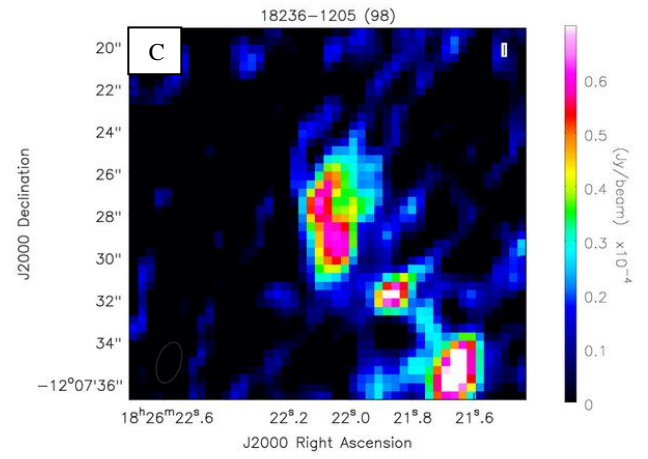
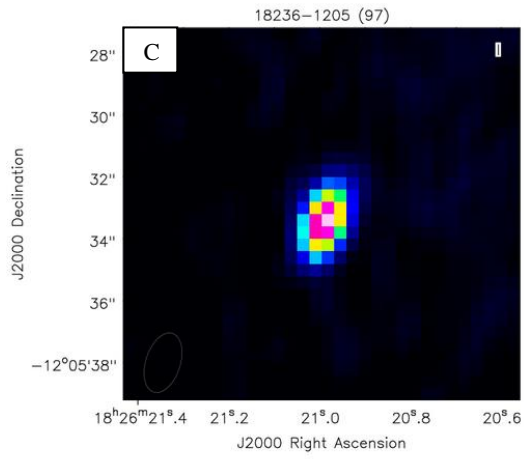


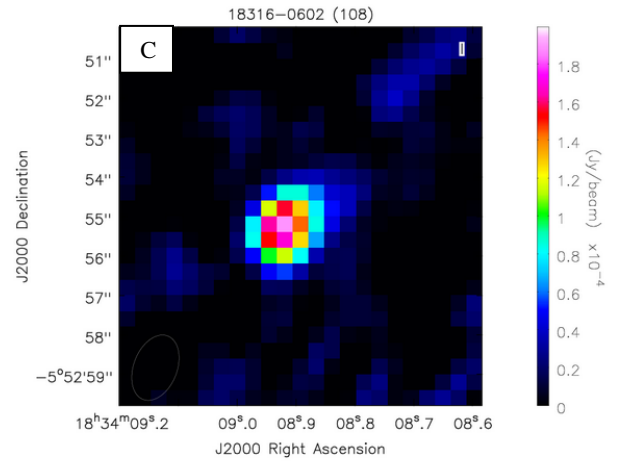
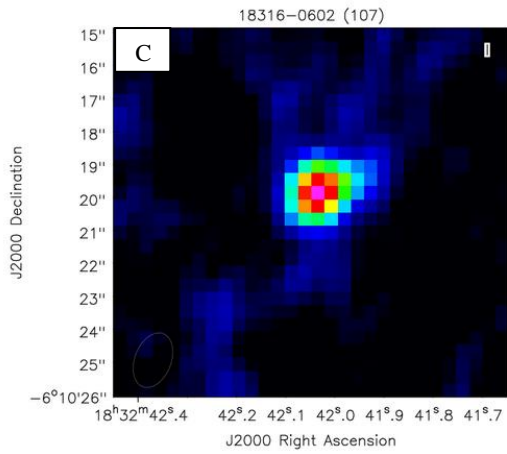
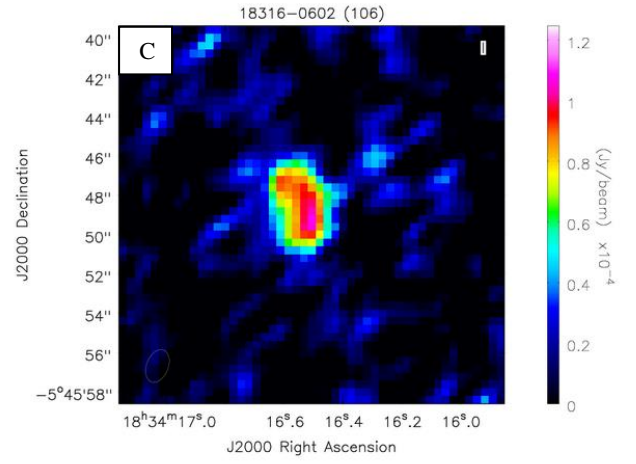
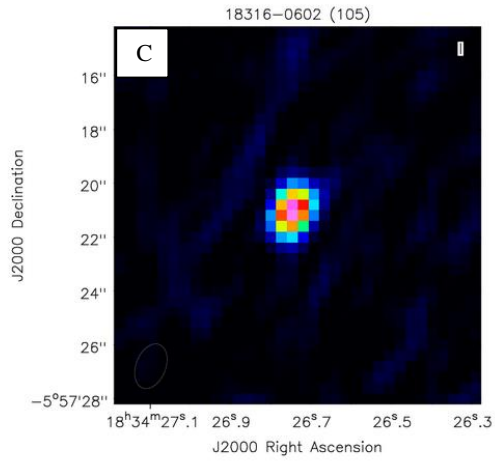
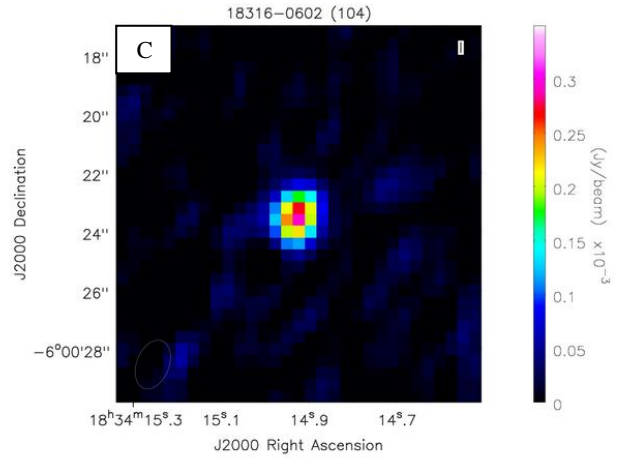
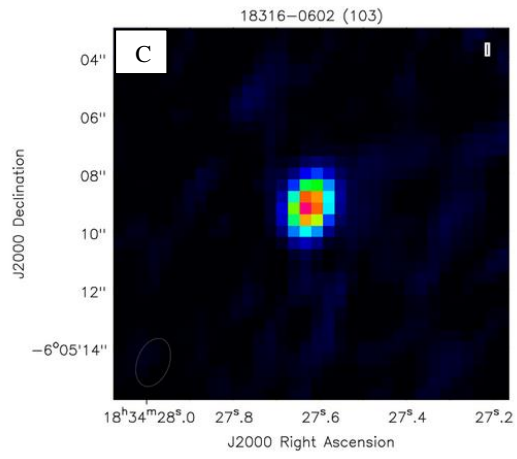


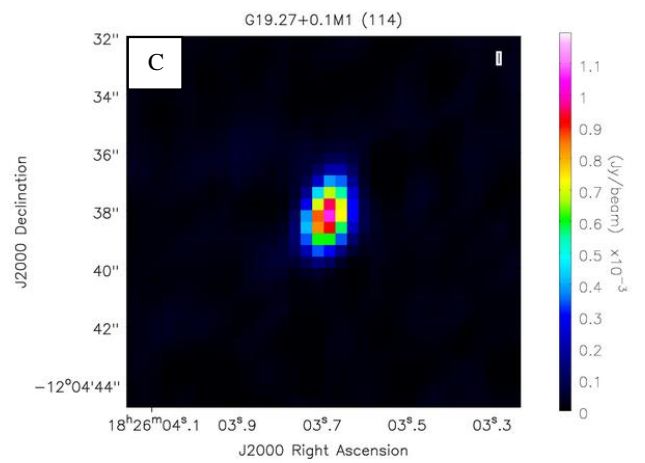
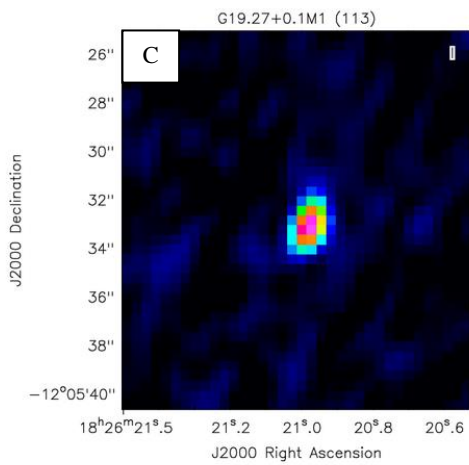
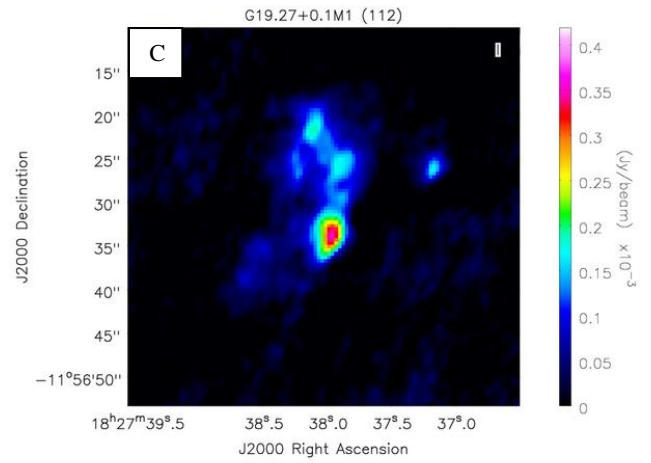
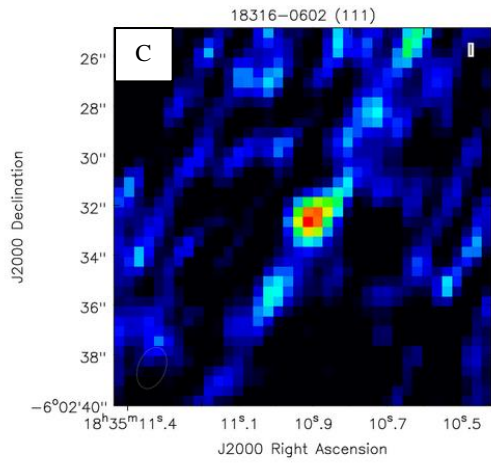
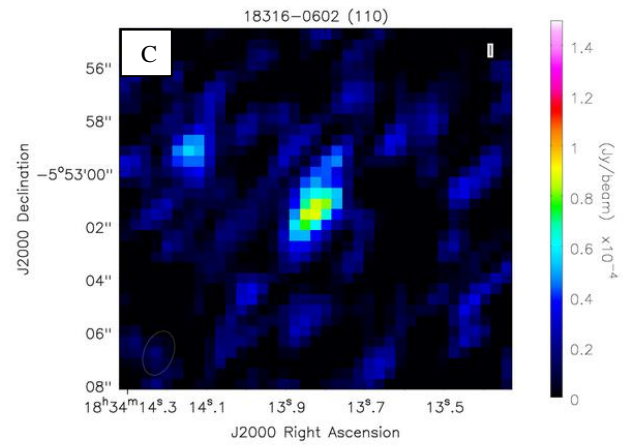
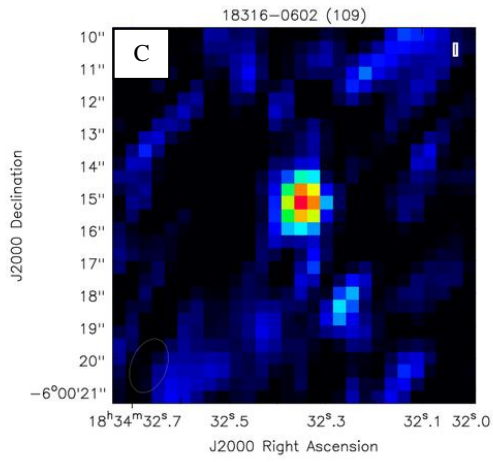


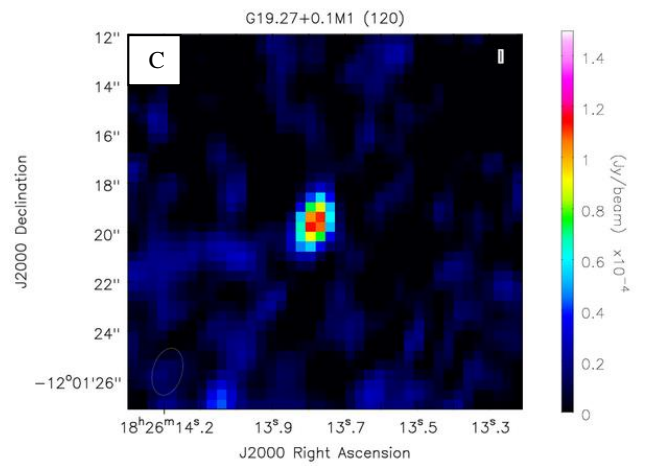
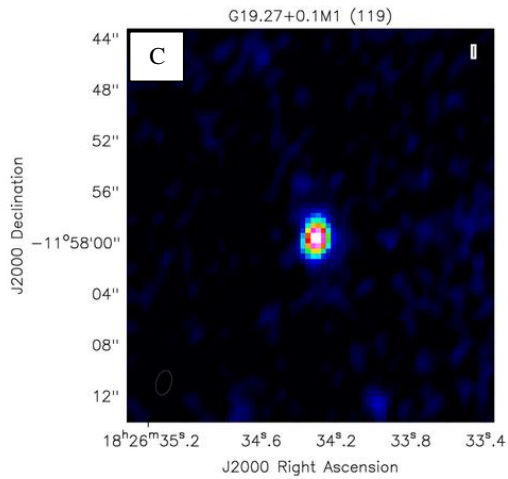
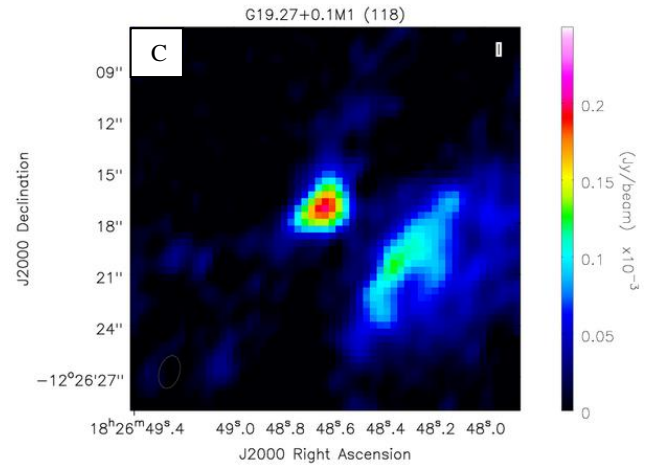
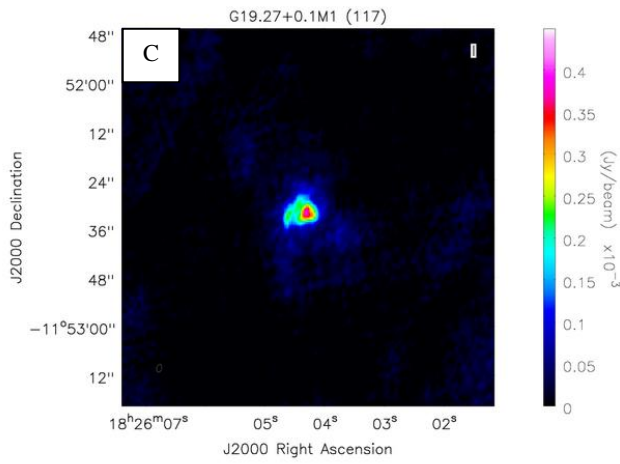
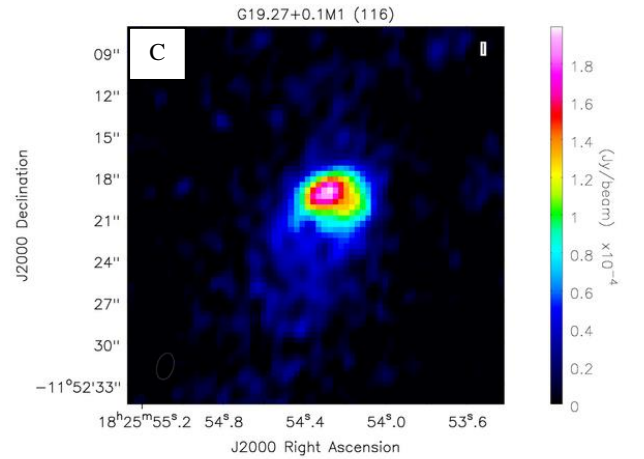
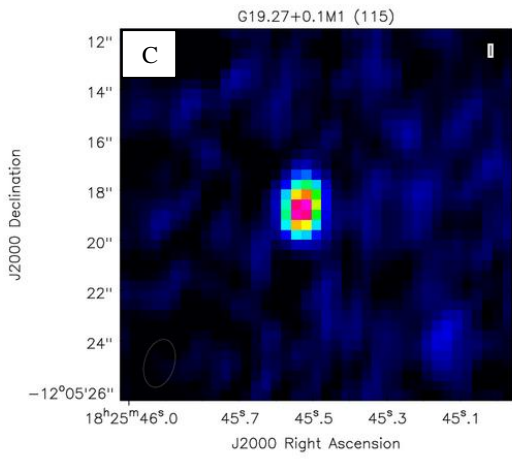


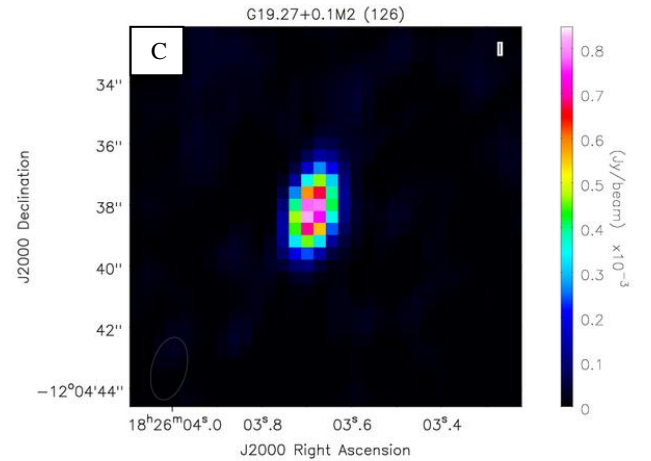
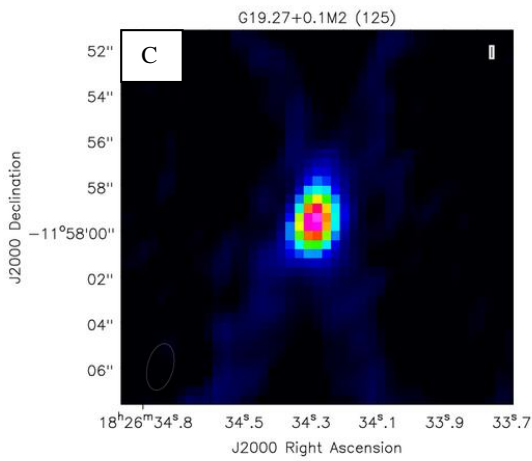
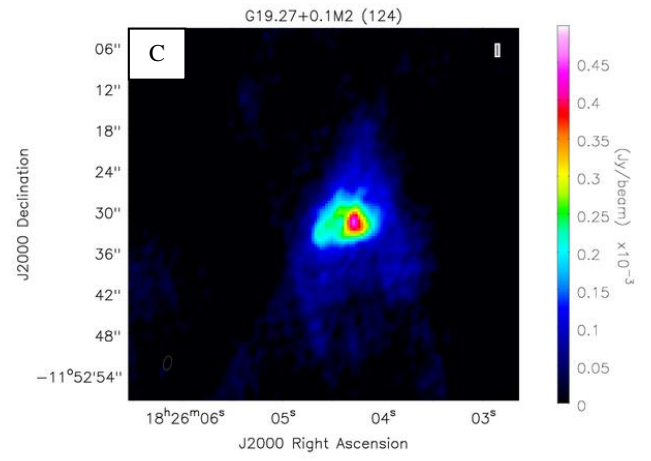
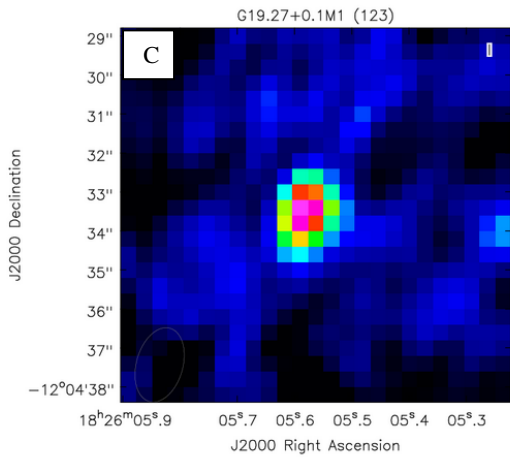
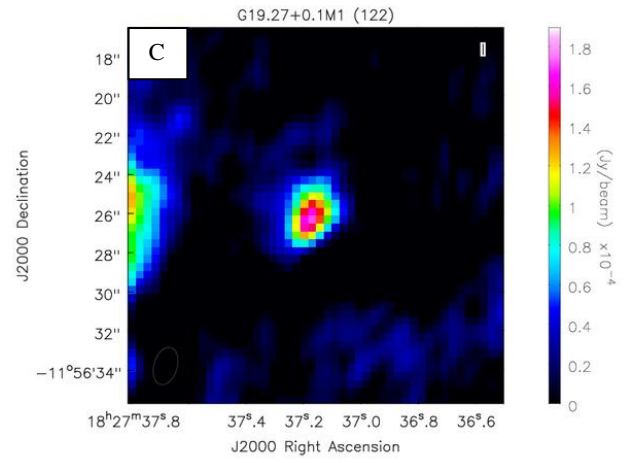
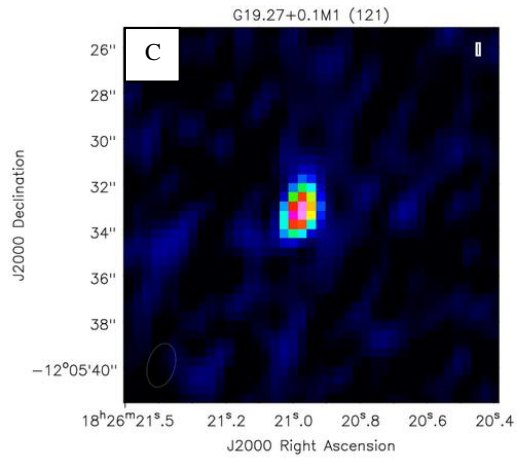




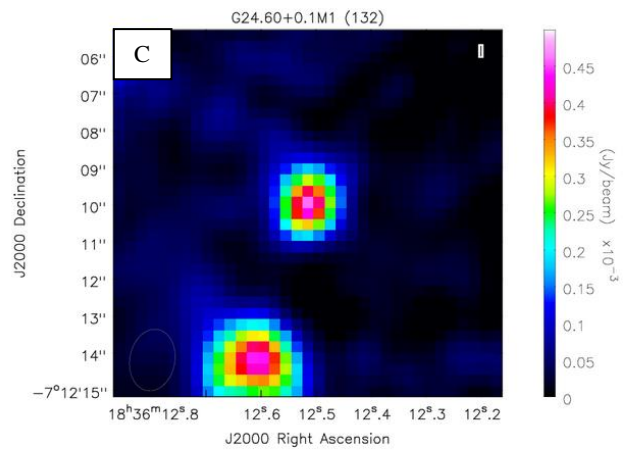
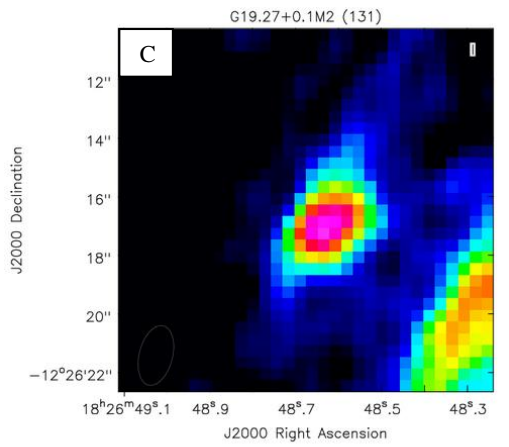
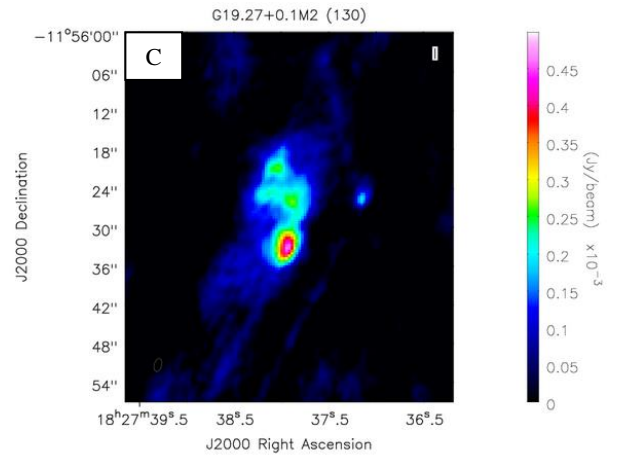
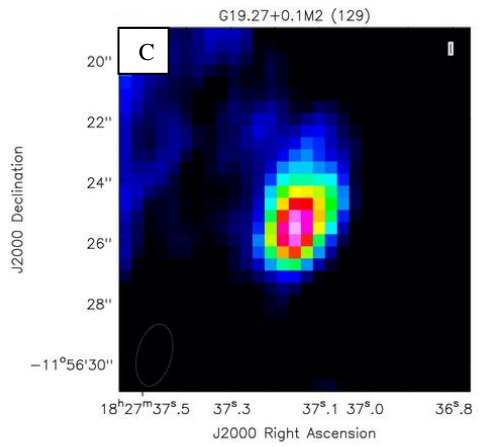
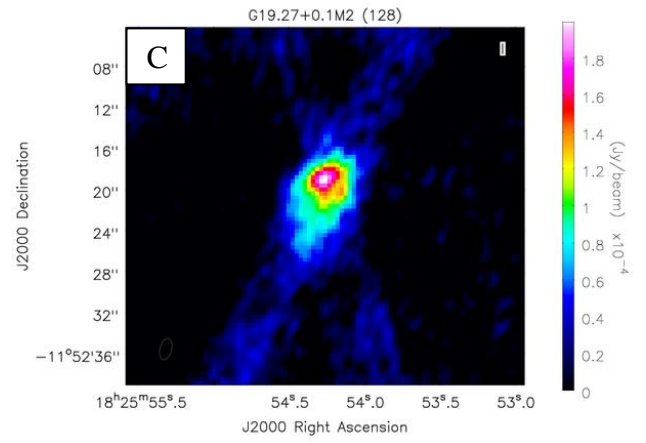
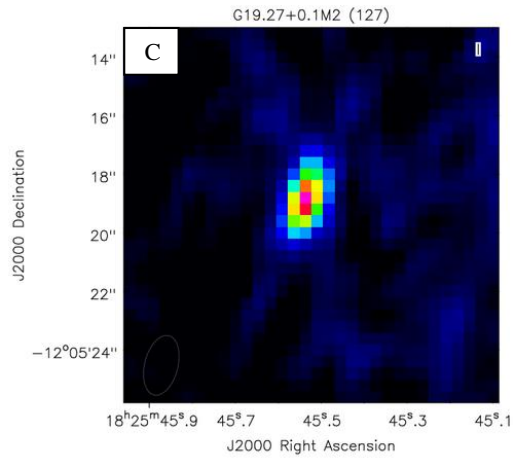


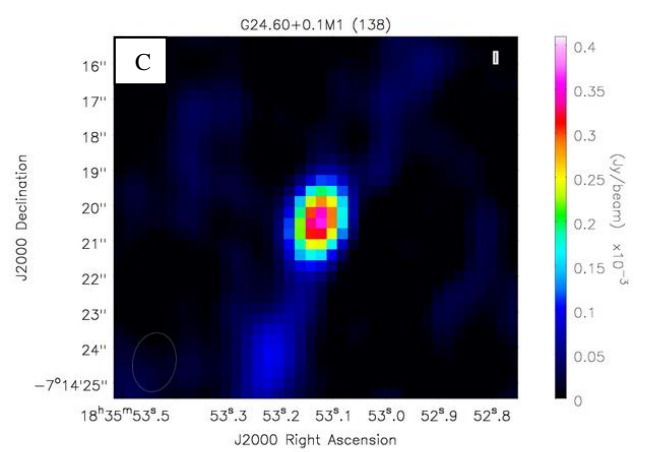
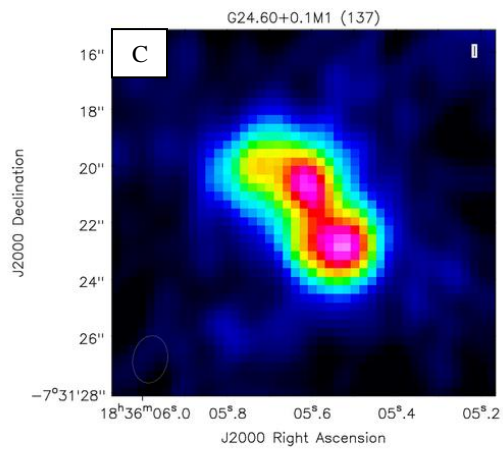
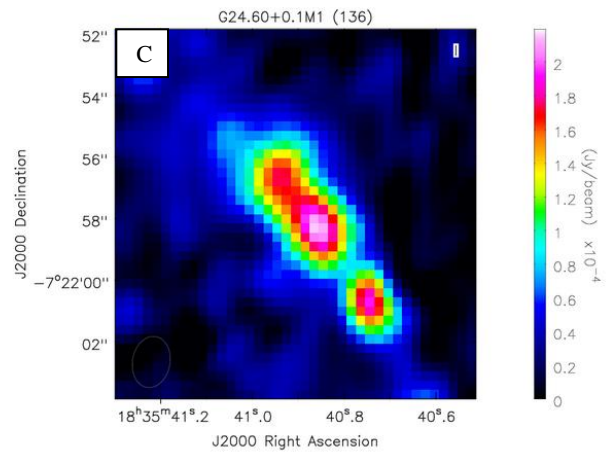
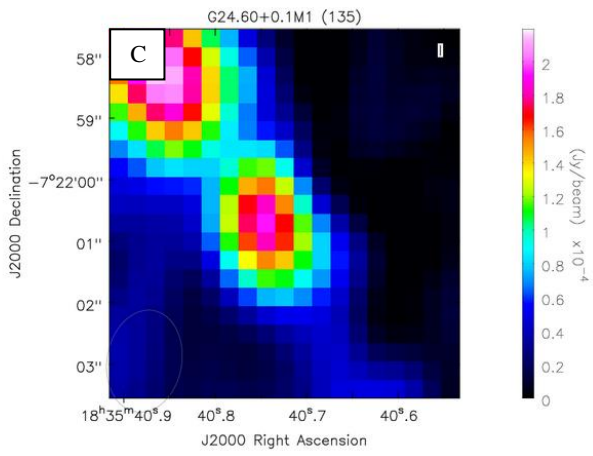
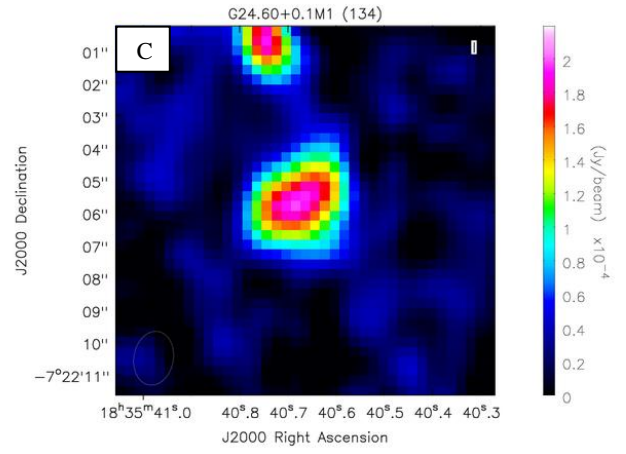
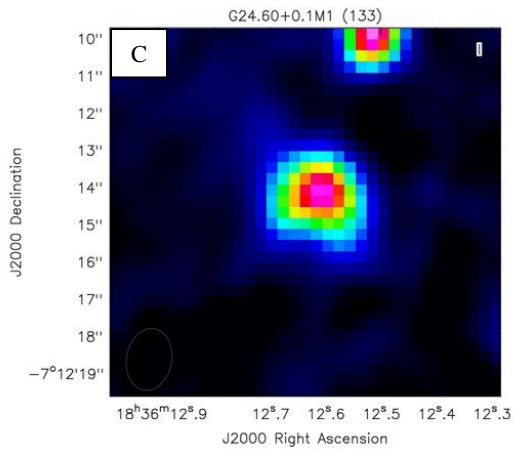


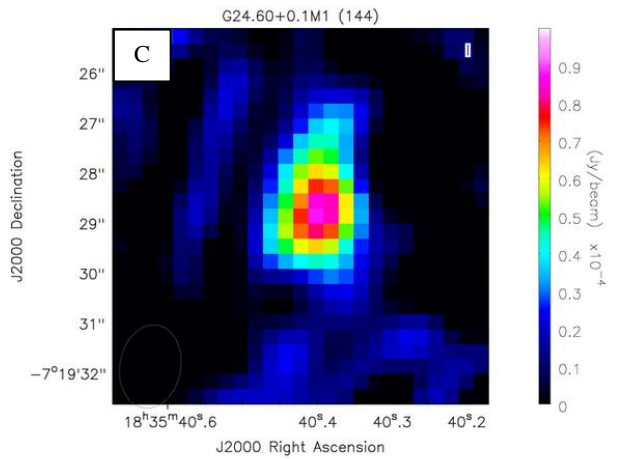
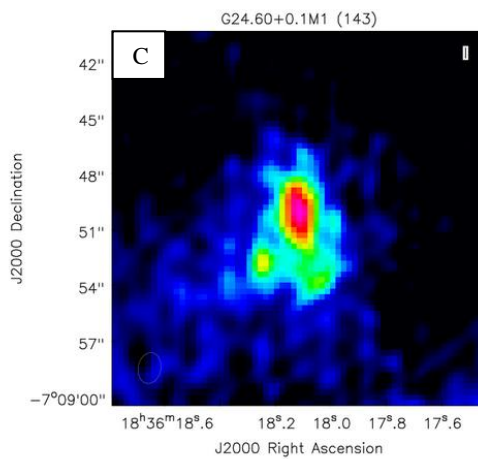
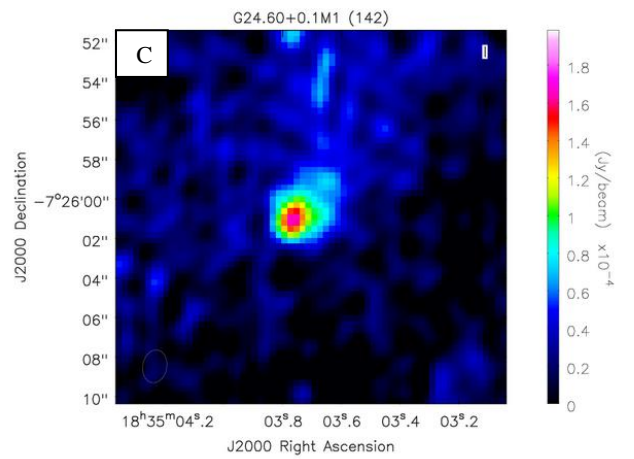
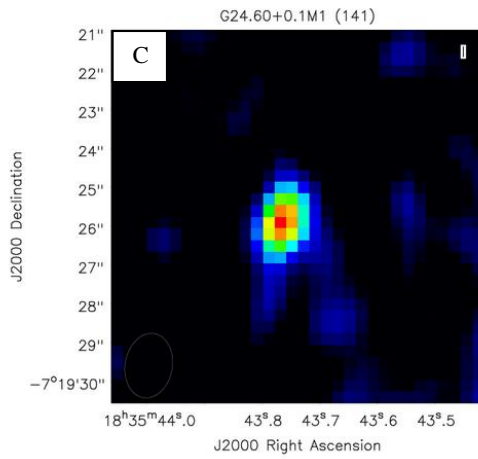
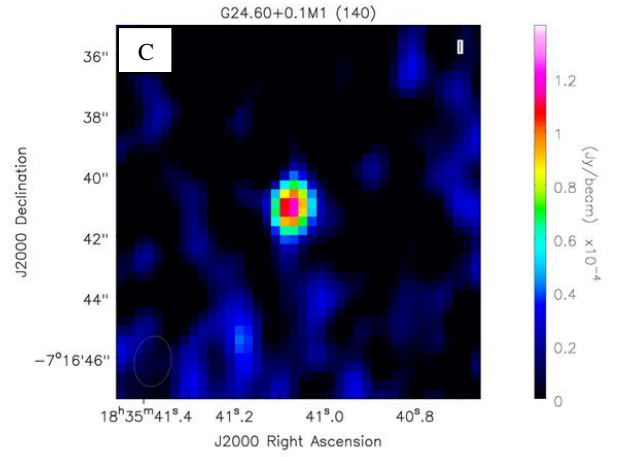
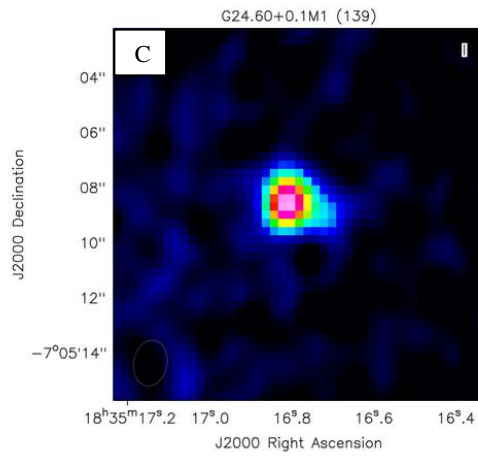


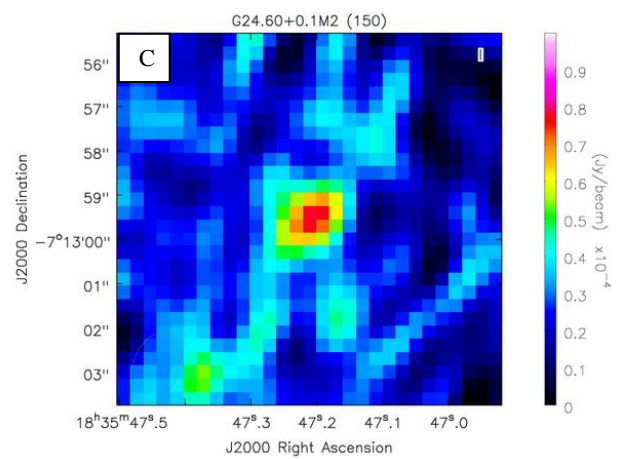
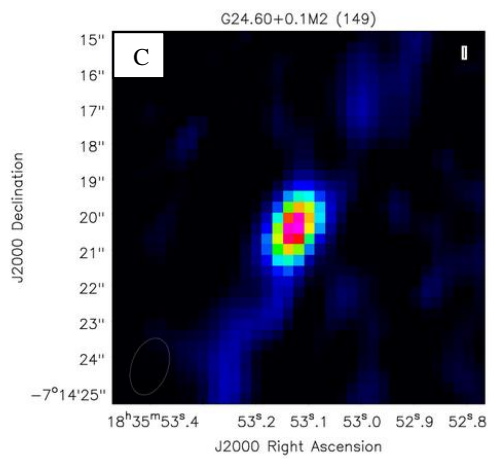
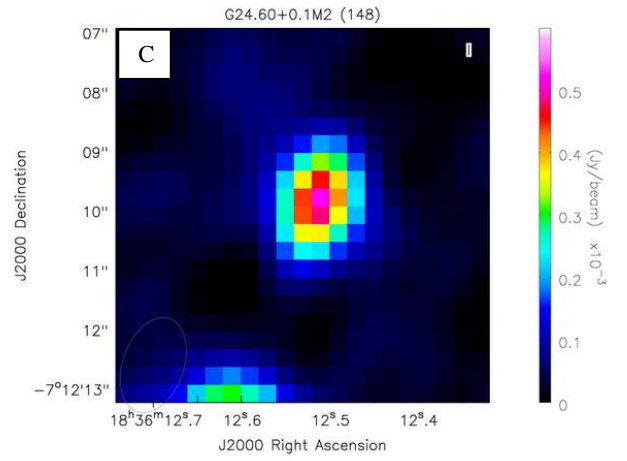
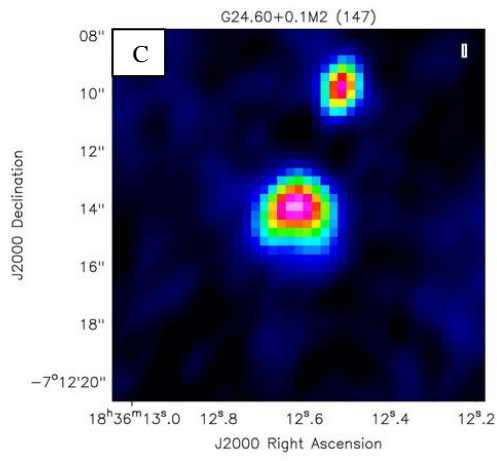
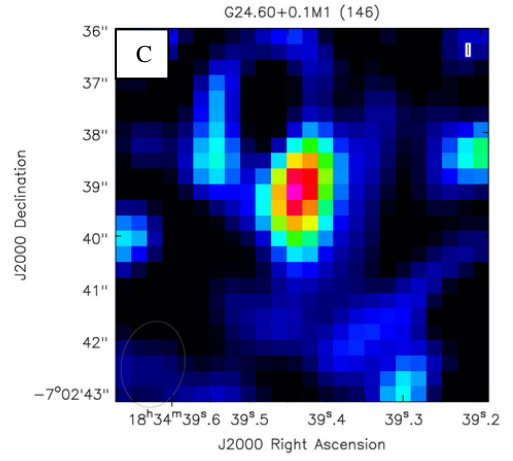
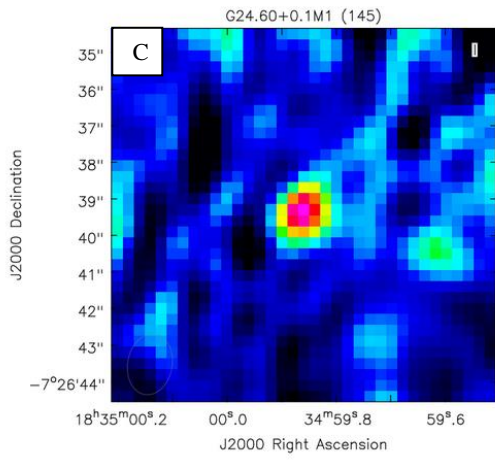


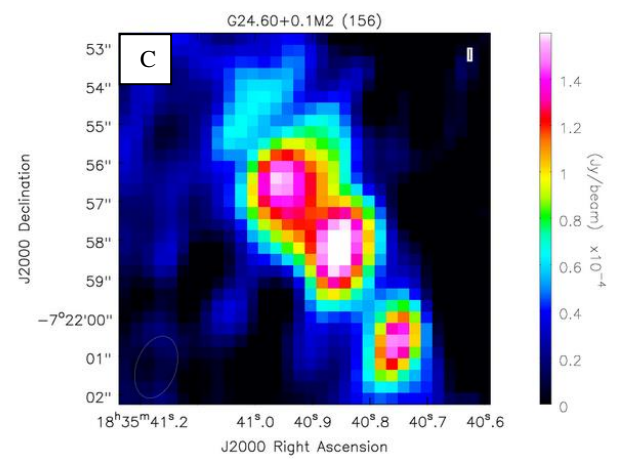
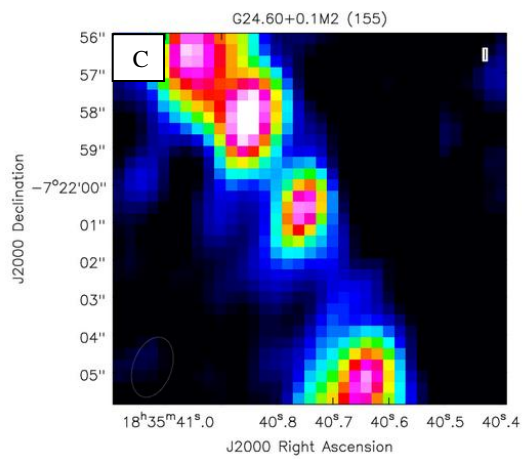
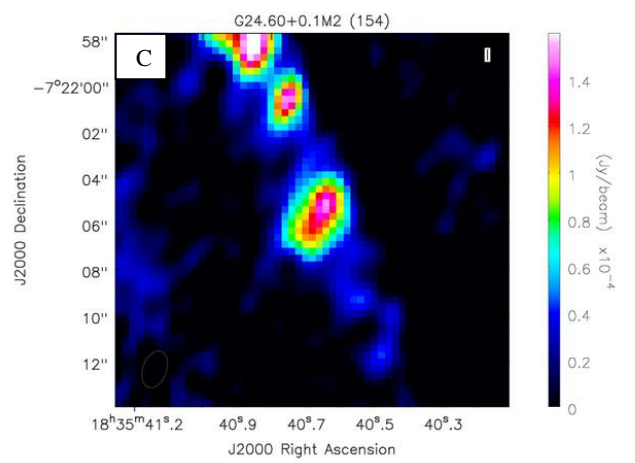
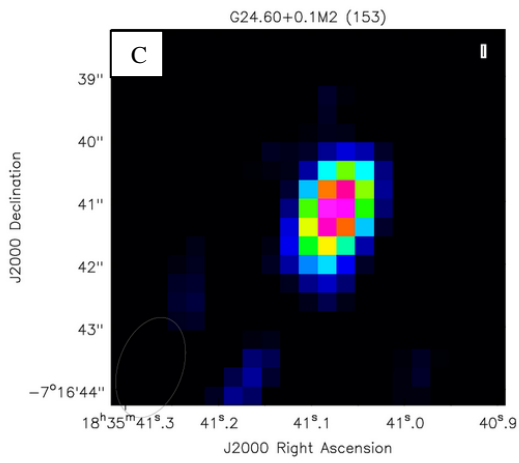
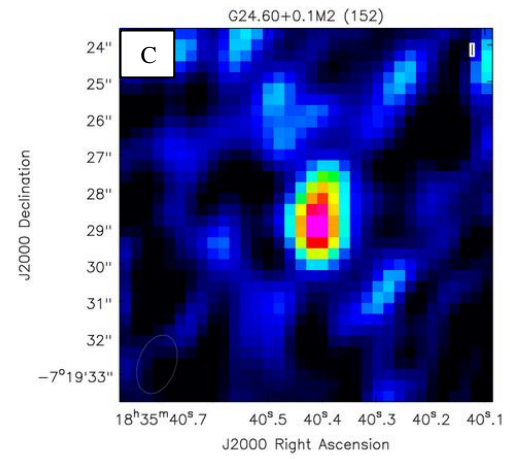
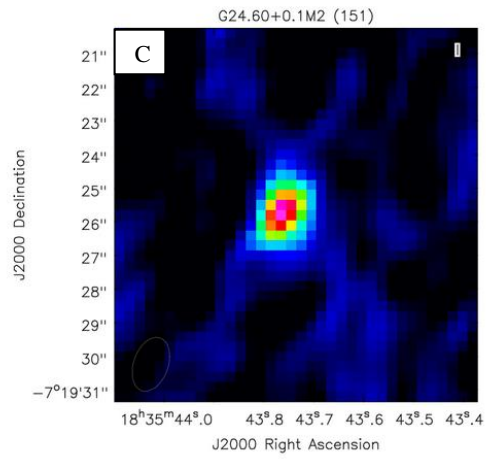


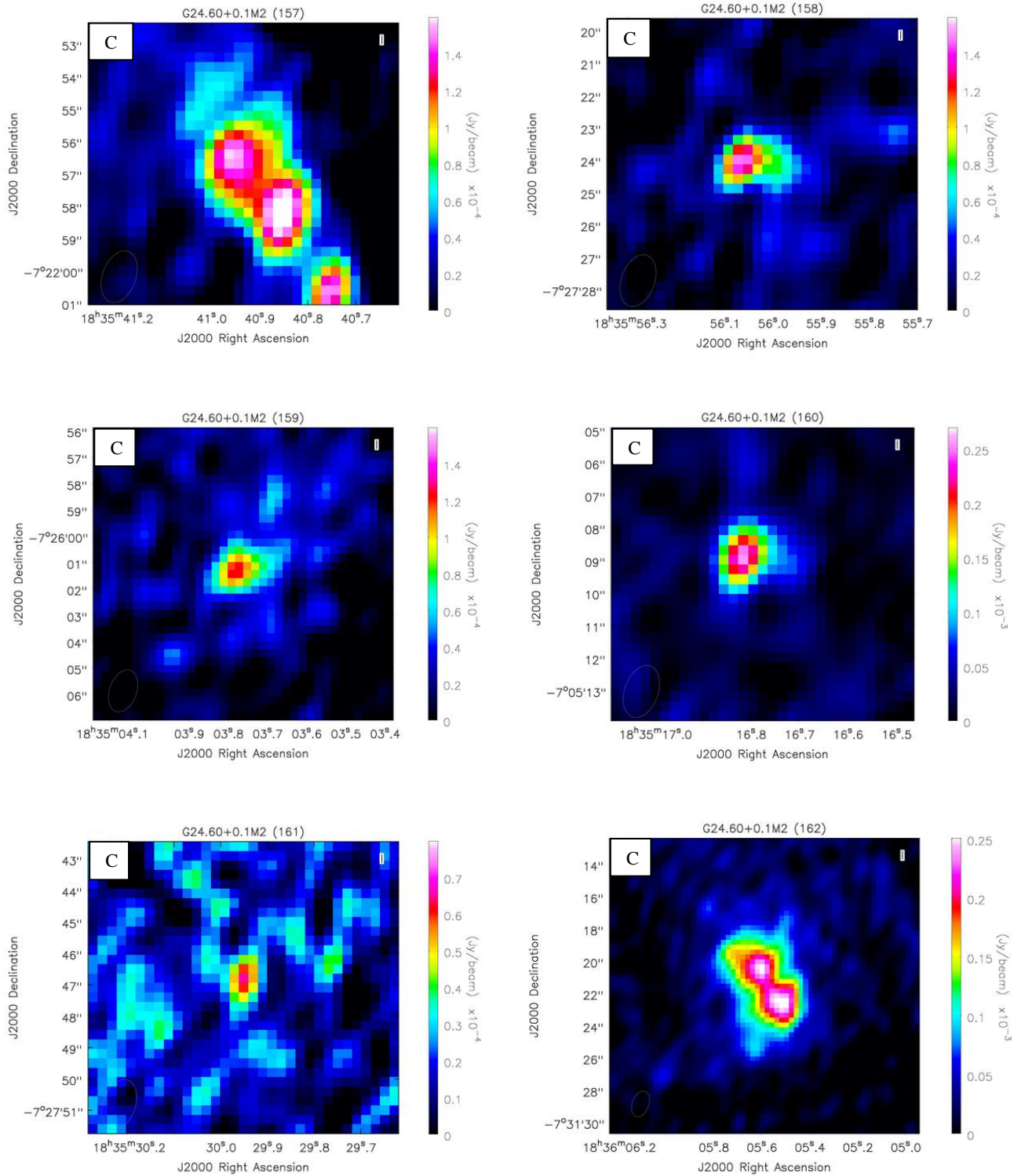


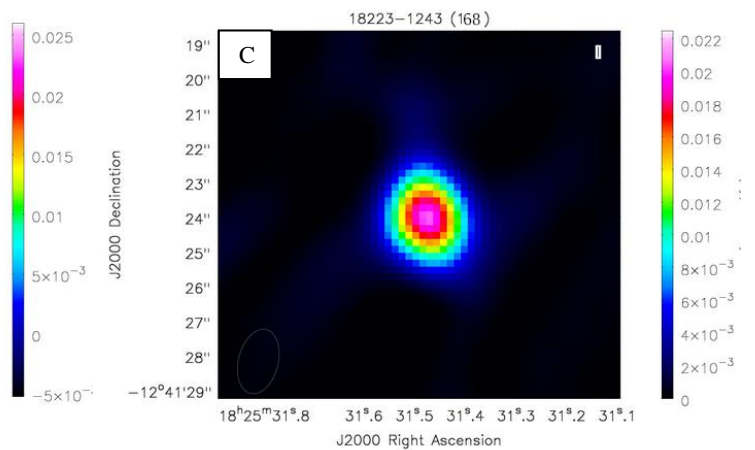
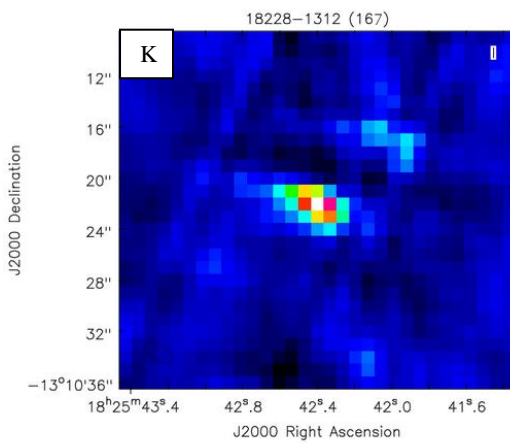
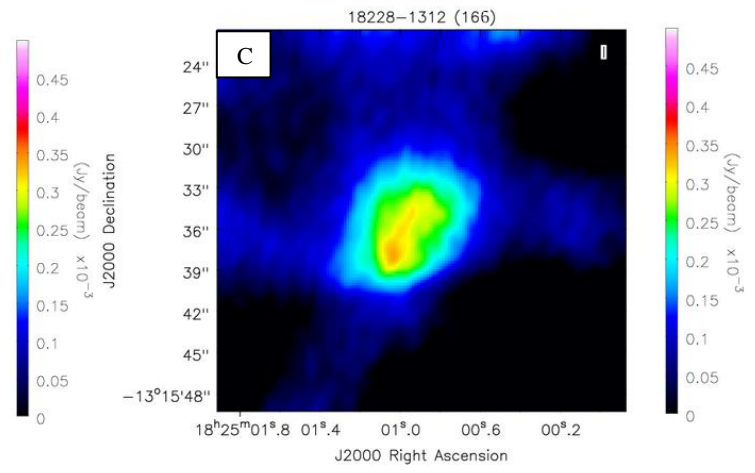
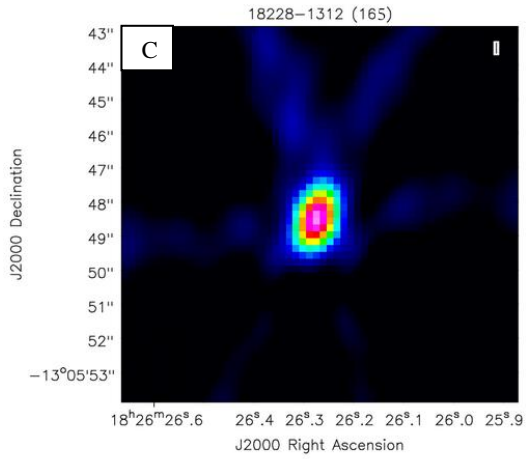
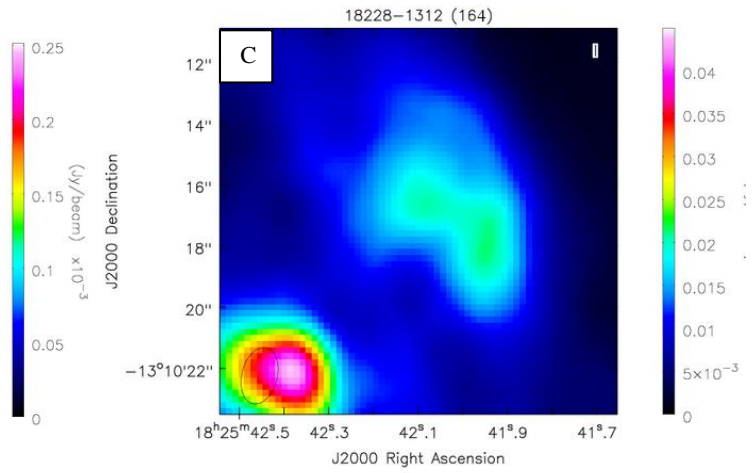
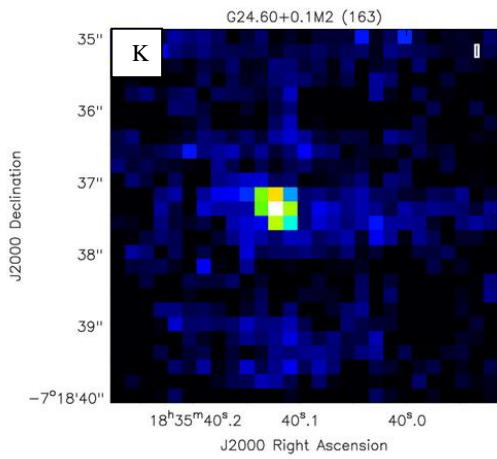


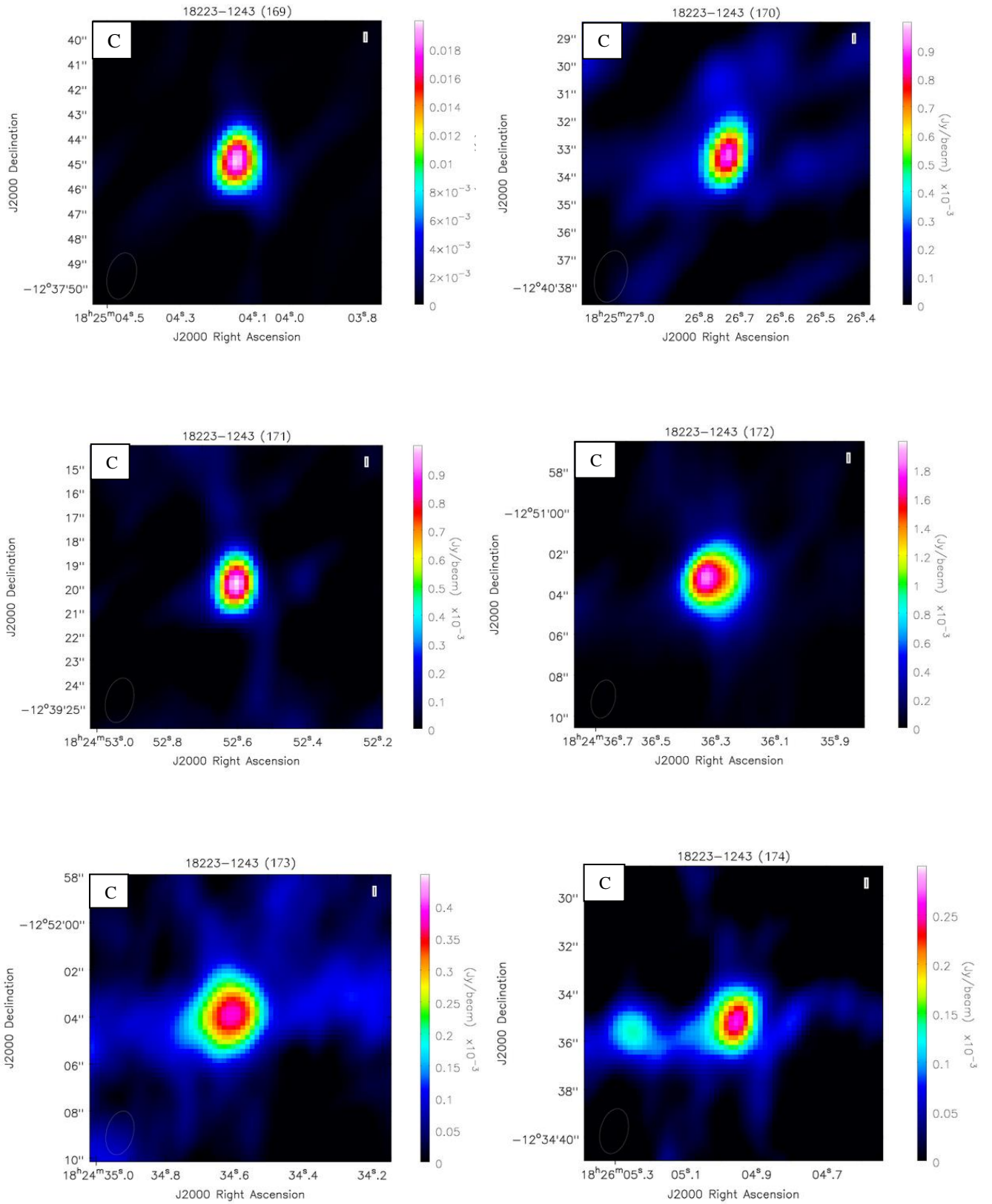




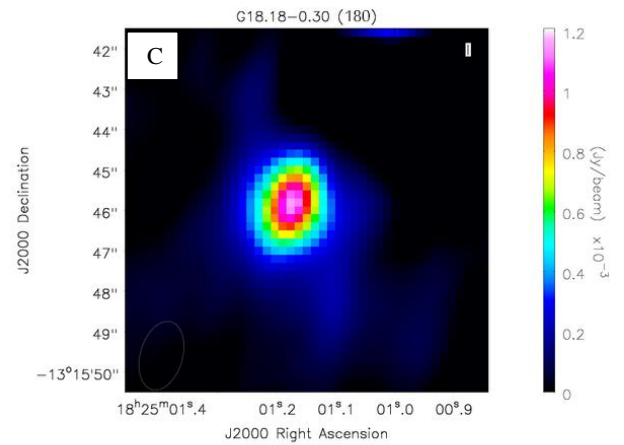
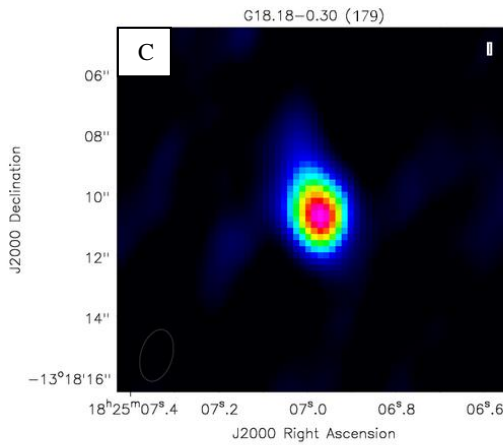
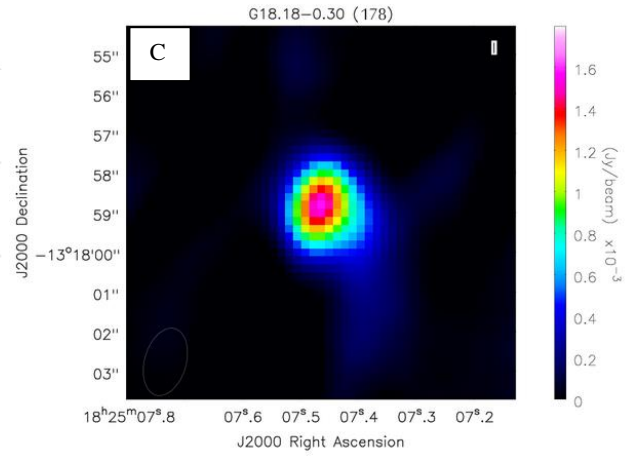
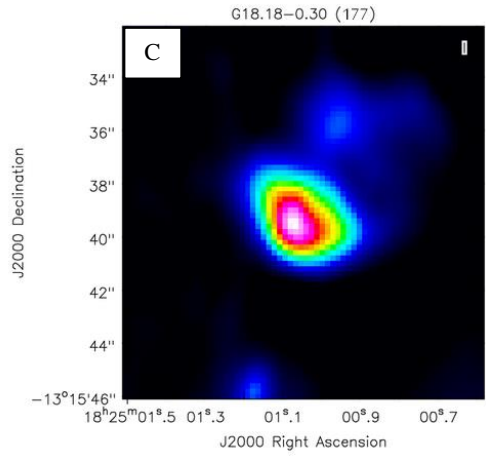
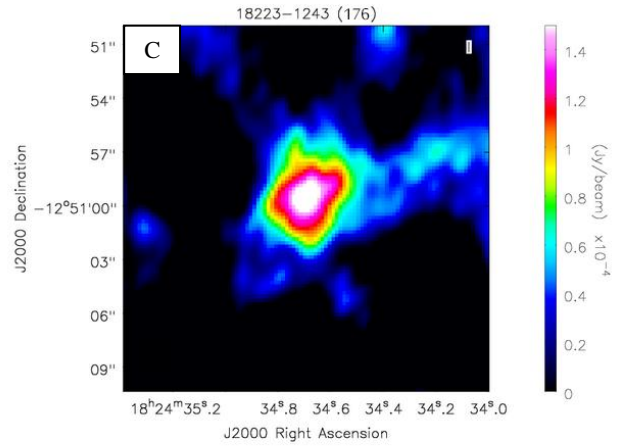
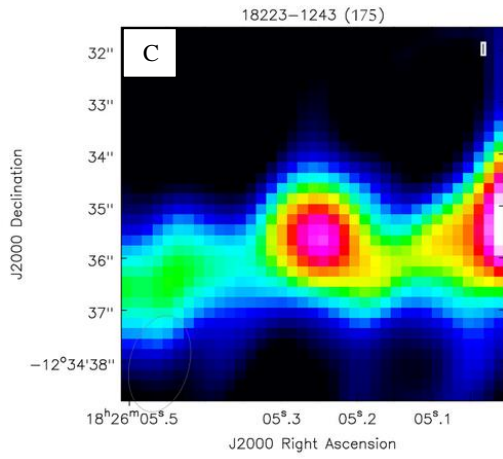


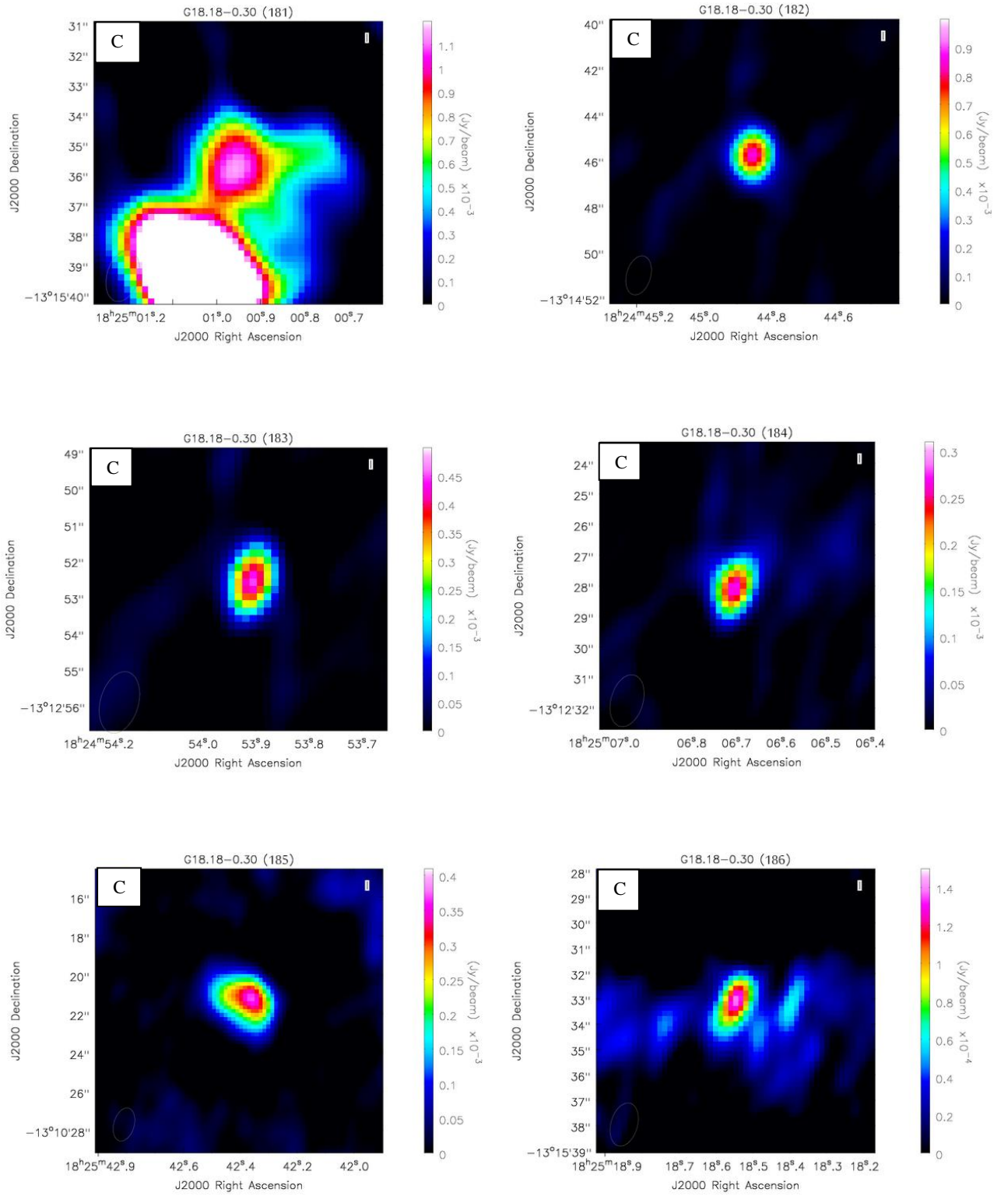


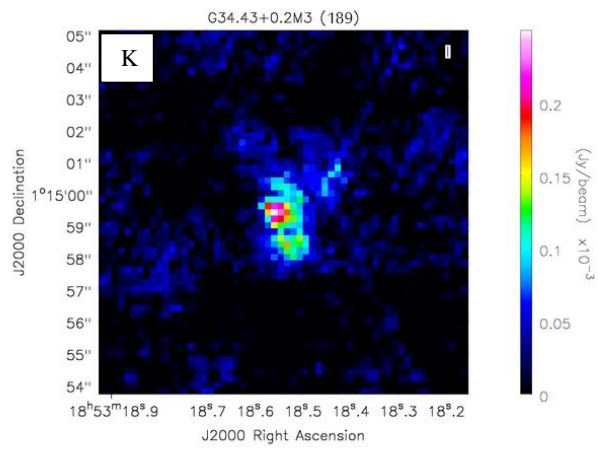
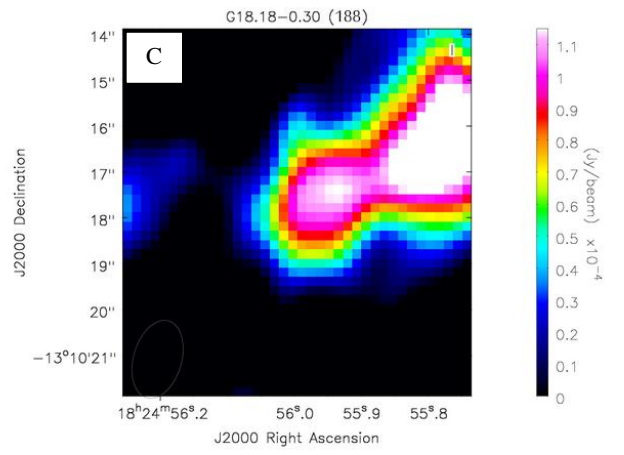
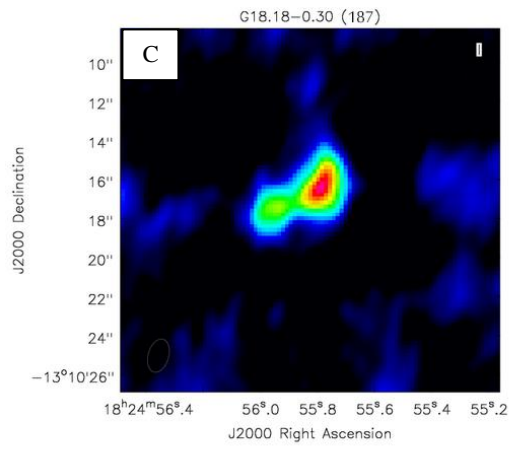




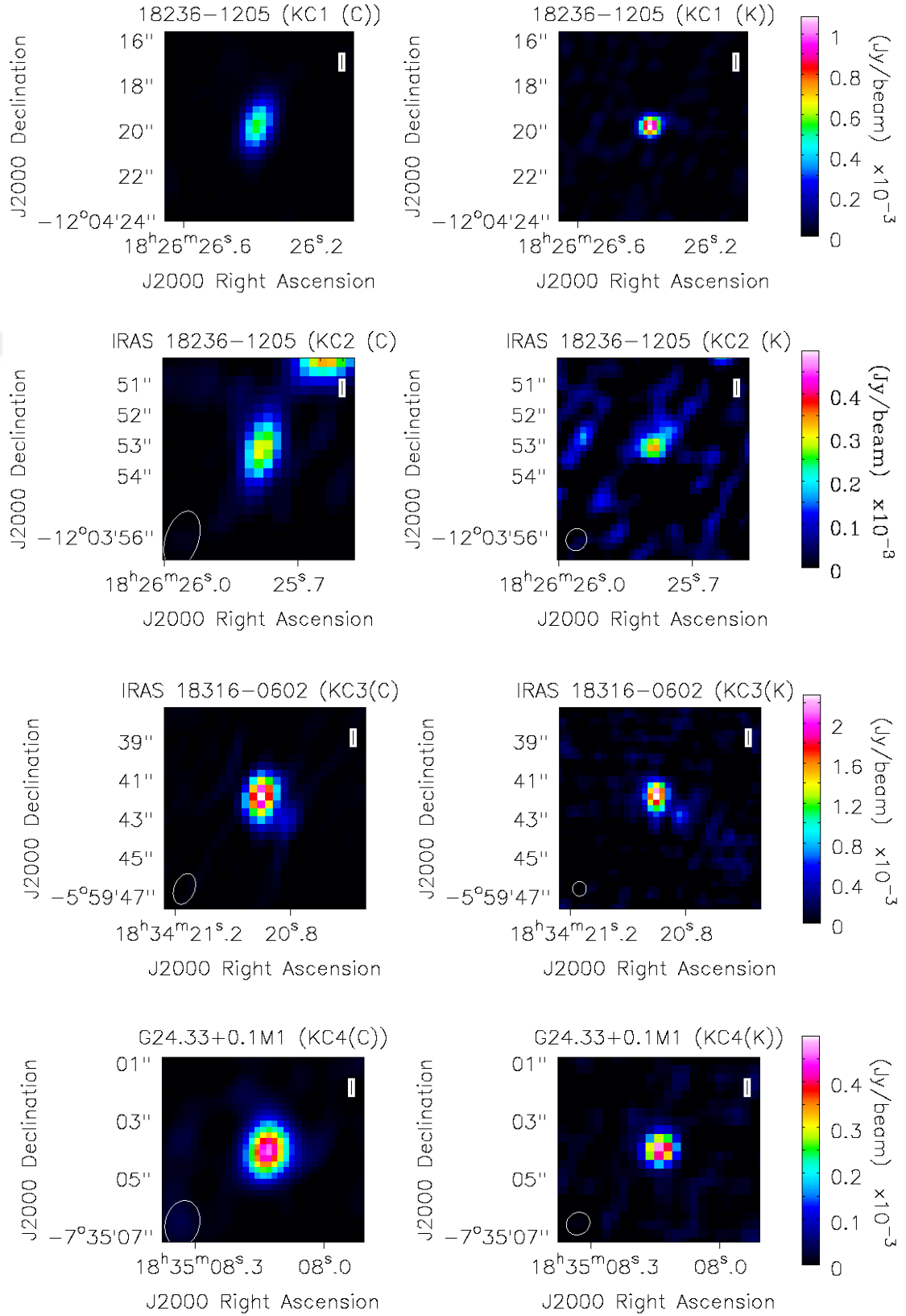


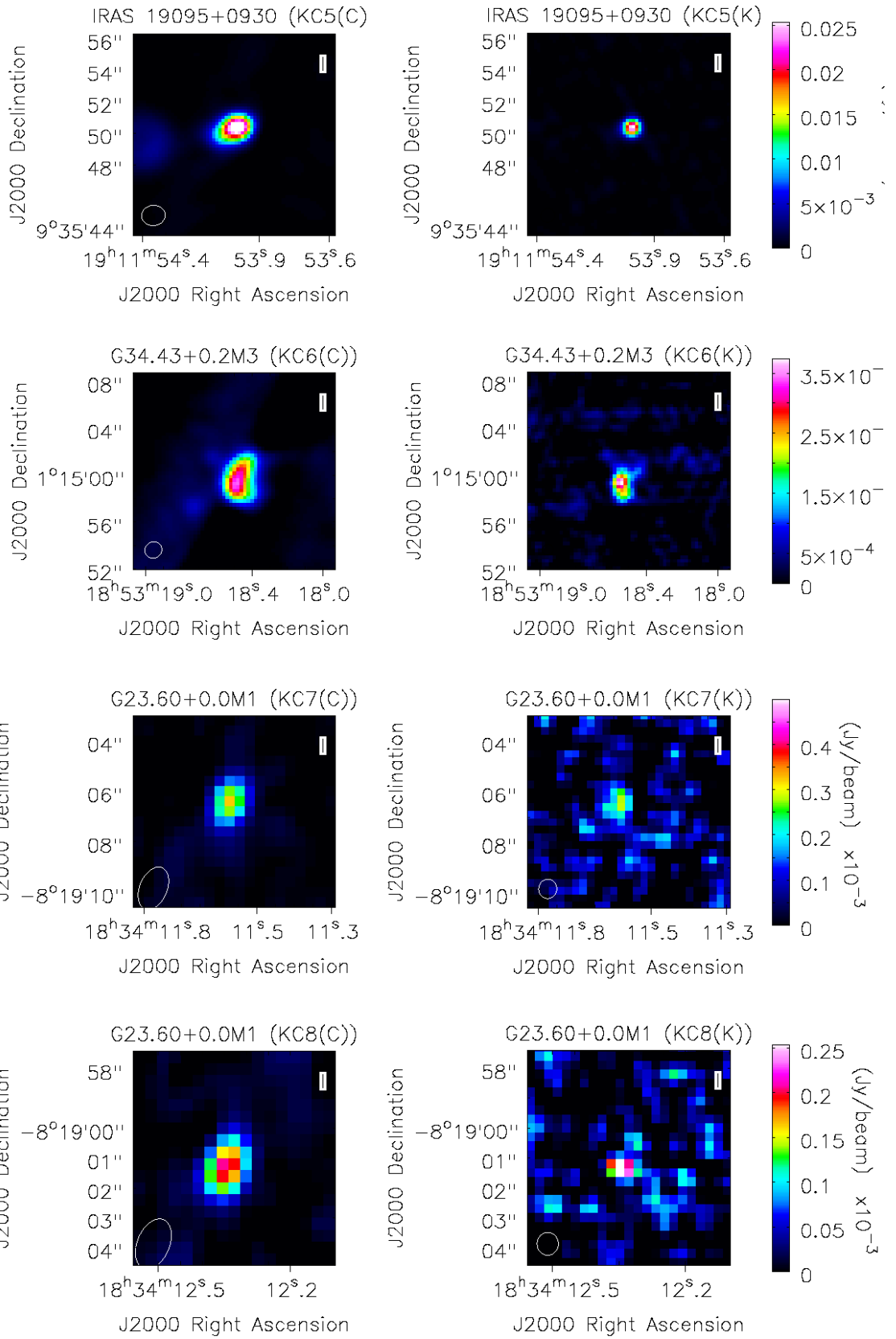


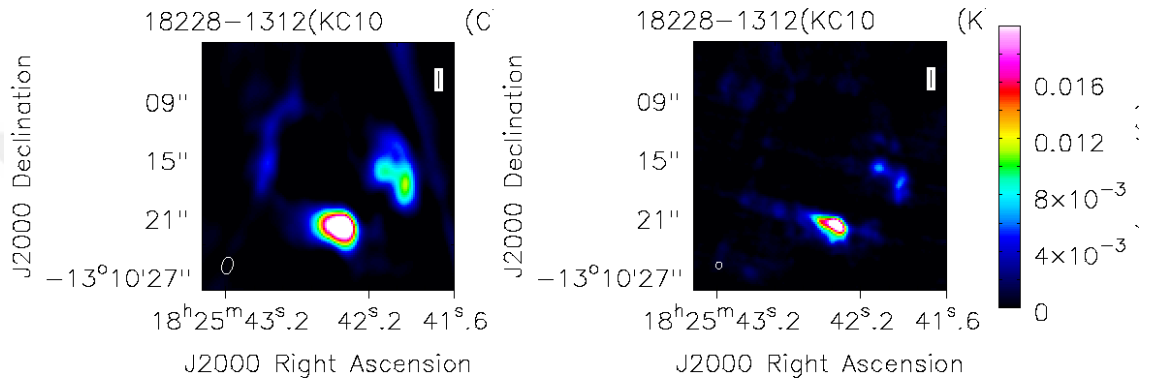
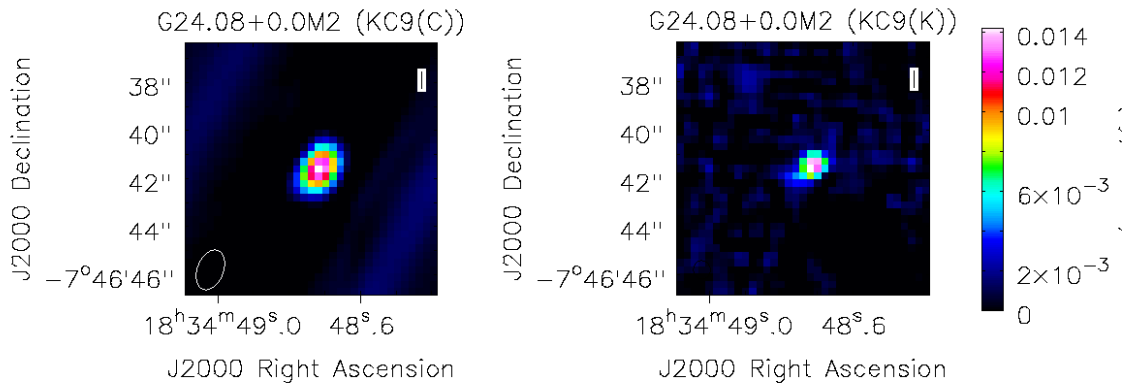




### Ek 4. Radyo Jet Adaylarının Haritaları







## ÖZGEÇMİŞ



### Kişisel Bilgiler

<b>Adı Soyadı</b>	Ümit Kavak
<b>Uyruğu</b>	Türkiye Cumhuriyeti
<b>Doğum tarihi, Yeri</b>	16.02.1990, Bakırköy
<b>Telefon</b>	+90 554 610 9634
<b>E-posta</b>	<a href="mailto:umitkavak34@gmail.com">umitkavak34@gmail.com</a> ; <a href="mailto:kavak@ph1.uni-koeln.de">kavak@ph1.uni-koeln.de</a>
<b>Web Adresi</b>	<a href="http://www.umitkavak.com">www.umitkavak.com</a>

### Eğitim

Derece	Kurum/Anabilim Dalı/Programı	Yılı
Yüksek Lisans	İstanbul Üniversitesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü ve Köln Üniversitesi, I. Fizik Enstitüsü (ERASMUS+ Program)	2016
Lisans	İstanbul Üniversitesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü	2012
Lise	İzzet Ünver Lisesi	2007

### Katıldığı Okullar

<p>1) Toplantı Adı : SOFIA Winter School, 2014 Toplantı Yeri: 10-14 Şubat 2014; Almanya Katılım : Dinleyici</p> <p>2) Toplantı Adı : German ALMA Community Days, 2015 Toplantı Yeri: Bonn, Almanya Katılım : Dinleyici</p>
--

- 3) Toplantı Adı : 8. IRAM 30m Summer School  
Toplantı Yeri: 11-18 Eylül 2015; İspanya  
Katılım : Dinleyici
- 4) Toplantı Adı : Astronomlar ve Fizikçiler için Python ile Hesaplamala Teknikleri  
Toplantı Yeri : İstanbul, Türkiye  
Katılım : Dinleyici
- 5) Toplantı Adı : TÜBİTAK, Lisans Öğrencisi Yaz Programı (LOYP)  
Toplantı Yeri : TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi (TUG), Antalya, Türkiye  
Katılım : Dinleyici

### **Projeler ve Destekler**

- 1) TÜBİTAK, BİDEB, 2210-C, Öncelikli Alanlara Yönelik Yurtiçi Yüksek Lisans Teşvik Bursu, Proje Yürütücüsü, 2014-2015
- 2) TÜBİTAK, BİDEB, 2224-A, Yurtdışı Bilimsel Etkinliklere Katılma Desteği, Şubat 2014
- 3) ERASMUS+ Bursu, European Union Education and Youth Programmes, Lifelong Learning Programme (LLP), 2014