

AST406

UZUN DALGA ASTRONOMİSİ

Radyo Tayf izgileri

- Yıldız astrofiziğinde tayf çizgilerin oluşumun özünde kuantum fiziğı vardır. Işın daha da özünde parçacık-dalga özelliğı yatar. Elektromanyetik ışınım fotonlarla kuantize edilmiştir ve taşıyabilecekleri enerji $h\nu$ ile ifade edilir. Tayf çizgileri fiziksel bir sistemde belirli enerji geçişleri ile meydana gelir. Bu enerji seviyeleri ise açısal momentumun kuantumlanmasından kaynaklanır.
- Tayf çizgileri gök cisimlerin fiziksel ve kimyasal durumların tespiti için güçlü bir araçtır. Ayrıca Doppler kayma miktarını ölçme imkanı verir. Örneğın, kırmızıya kayma, Hubble sabiti, gökadalarn dönme eğrisi gibi bilgileri de elde etme imkanı verir. Radyo tayf çizgileri bunların yanında H II bölgelerin sıcaklıkları, yoğunlukları ve kimyasal bileşimlerini belirleme imkanı verir. Ayrıca, moleküler bulutların ve yaygın yıldızlararası ortamındaki gaz hakkında bilgiler verir.

Yıldızlararası Ortam

- Yıldızlararası ortamın ilk varlığı 18. yüzyılda William Herschel tarafından fark edildi. Herschel yaptığı gözlemlerle yıldızlar arasında karanlık alanlar olduğunu gördü bu alanlardaki maddelerin yıldızların görsel ışınımını sönmlediğini öne sürdü.
- Genelde gece gökyüzüne baktığımızda yıldızlar arasında büyük boşlukların olduğunu sanırız. Ancak dikkatli gözlemlediğimizde bazı bölgelerin diğerlerine oranla daha karanlık olduklarını görürüz. Oysa bazı bölgeleri ise daha parlak ve yaygın olarak görürüz. İşte bu algı yıldızlar arasında boşlukların değil onlar arasında bir ortam olduğu fikrini doğurmuştur.
- Aslında bunun en iyi kanıtını bir galaksi resmine baktığımızda özellikle galaksinin disk bölgesinde, spiral kollarında bazı yerlerde karanlık alanlar hemen dikkat çeker.



ESO PR Photo 20a/99 (30 April 1999)

The "Black Cloud" B68
(VLT ANTU + FORS1)

© European Southern Observatory



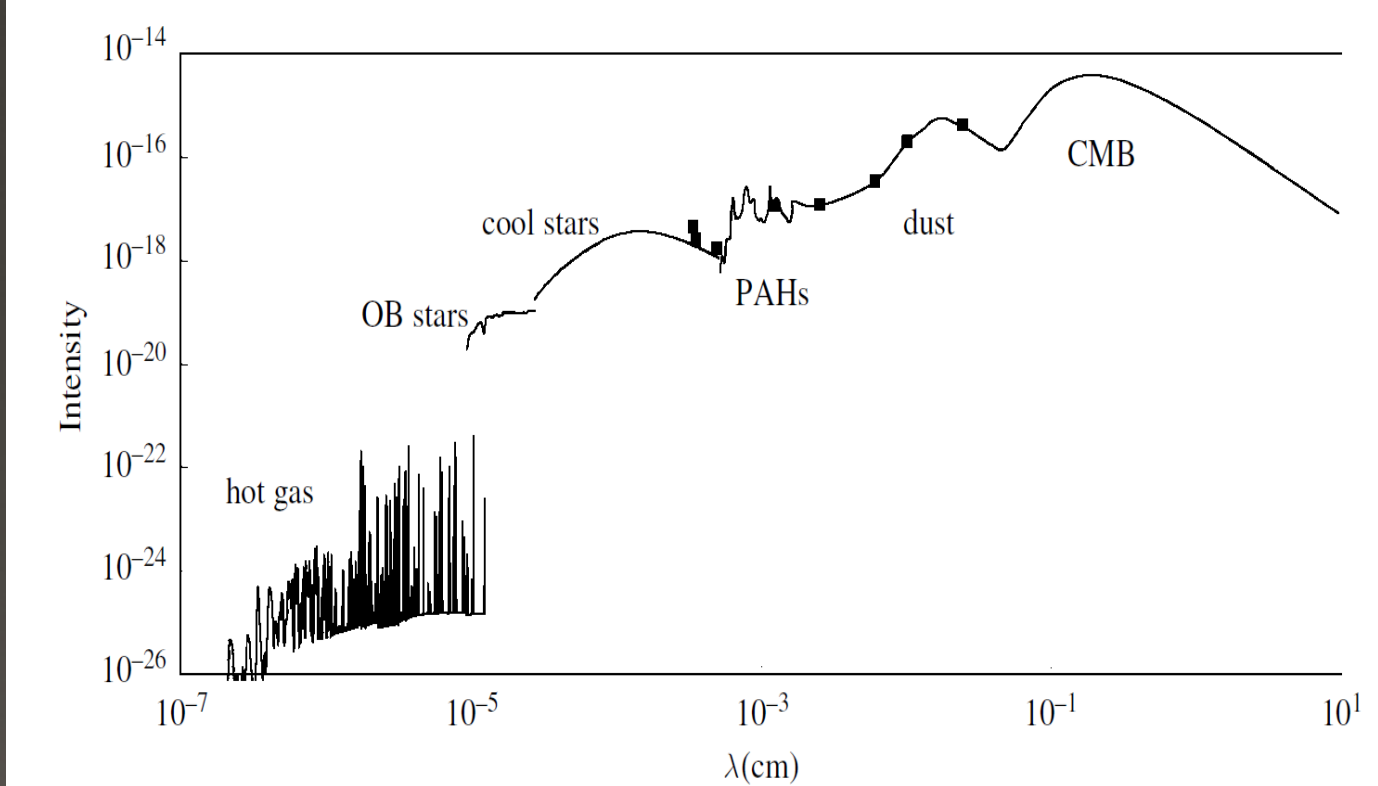
Yıldızlararası Ortam

- Yıldızlararası ortamdaki kütlenin %99'u gaz'dan (bunun %76 hidrojen ve %22 si helyum) ve %1'i tozdan oluşmaktadır (Acker, 2005 ve Lequeux, 2005).
- Yıldızlararası ortam hakkında en iyi bilgi ortamda yer alan ve gelen ışınımın kaynağını yansıma yapan toz taneciklerinden gelmektedir.
- Yıldızlararası ortam daima bir önceki nesil yıldızların nükleosentez sonucu üretilen elementlerce zenginleşmektedirler.
- Dolayısıyla galaksi kimyasal evriminde önemli bir role sahiptirler

Yıldızlararası Ortam

- Yapılan bolluk analizleri tozun kimyasal bileşiminin H ve He dışında C, Si, Mg, Fe, Al, Ti, Ca gibi elementlerden oluştuğu anlaşılmıştır.
- Yukarıdaki bileşiklere ek olarak kompleks moleküler yapıda olan bileşiklerde mevcuttur. Bunlar ağırlıklı CH (metilidin), CN (siyanojen), OH (hidroksil), H₂O (su), NH₃ (amonyak), CO (karbonmonoksit) ve çeşitli moleküller vardır.
- Yıldızlararası ortamdaki bu toz tanelerin yanında büyük moleküler yapılar da vardır. Bu moleküller tayfın görsel ve orta-kırmızıöte bölgede geniş bir salma yapı özelliğinde görülebilmektedirler. Analizler bunların polisiklik aromatik hidrokarbon (PAH) yapılar olduklarını ortaya koymuştur. Bu yapılar protein ve DNA'nın ham maddeleri olarak bilinirler.
- IRAS (InfraRed Astronomical Satellite) ve Spitzer gibi kırmızıötede gözlem yapabilen uzay teleskopları yardımıyla da yıldızlararası ortamdaki toz yapıları da ortaya çıkartıldı

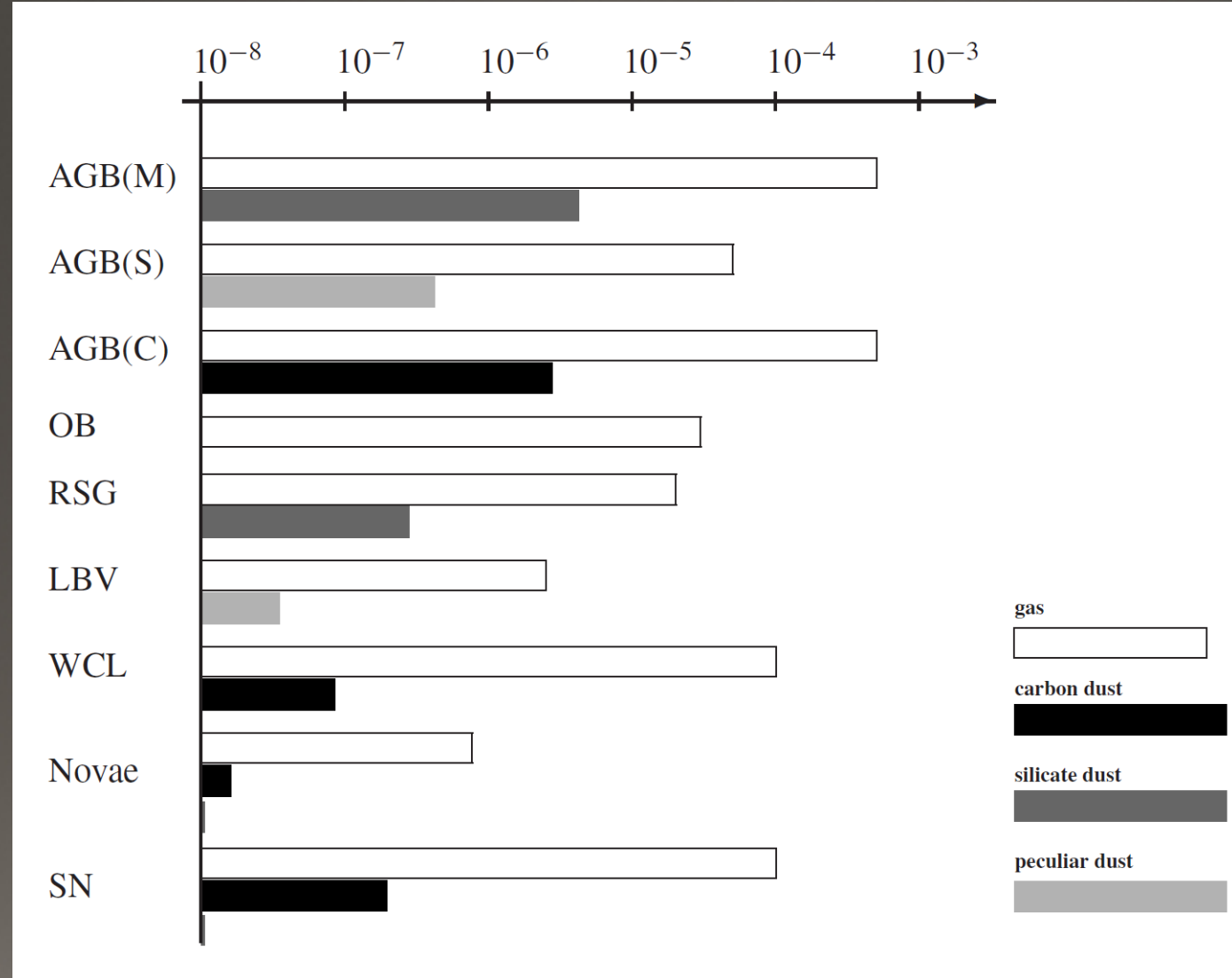
Yıldızlararası Ortam



- Yıldızlararası ortamda ışıma yapan kaynakların enerji dağılımı. Şekilde sıcak gaz, OB yıldızları, yaşlı yıldızlar, PAH'lar, toz ve kozmik mikrodalga arka fon ışıması (CMB) gösterilmiştir.

Yıldızlararası Ortam

- Peki bu maddenin kaynağı nedir?



Yıldızlararası Ortam

Yıldızlararası ortamın en önemli karakteristik özelliği onun yoğunluğudur.

Component	Fractional Volume	Scale Height (pc)	Temperature (K)	Density (atoms/cm ³)	State of hydrogen	Primary observational techniques
Molecular clouds	< 1%	80	10—20	10 ² —10 ⁶	molecular	Radio and infrared molecular emission and absorption lines
Cold Neutral Medium (CNM)	1—5%	100—300	50—100	20—50	neutral atomic	H I 21 cm line absorption
Warm Neutral Medium (WNM)	10—20%	300—400	6000—10000	0.2—0.5	neutral atomic	H I 21 cm line emission
Warm Ionized Medium (WIM)	20—50%	1000	8000	0.2—0.5	ionized	H α emission and pulsar dispersion
H II regions	< 1%	70	8000	10 ² —10 ⁴	ionized	H α emission and pulsar dispersion
Coronal gas Hot Ionized Medium (HIM)	30—70%	1000—3000	10 ⁶ —10 ⁷	10 ⁻⁴ —10 ⁻²	ionized (metals also highly ionized)	X-ray emission; absorption lines of highly ionized metals, primarily in the ultraviolet

Yıldızlararası Kızarma ve Soğurma

- Yıldızlararası ortamdaki tozun varlığı ilk olarak uzak yıldızların ışığında görünen kızarma sonucu anlaşıldı.

$$m(\lambda) = M(\lambda) + 5 \log[d] + A_\lambda$$

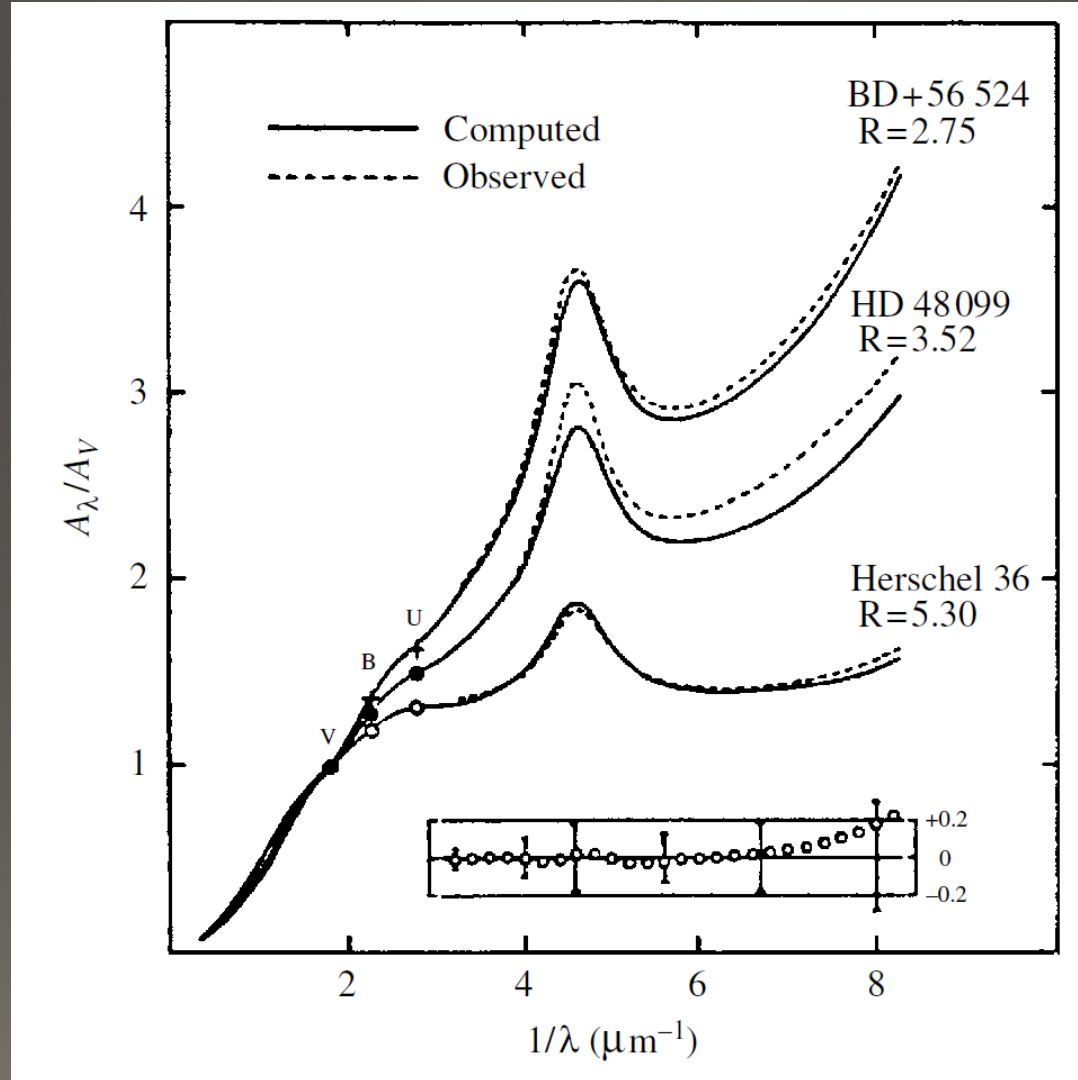
- Sönümlenme aslında elektromanyetik ışınımın madde tarafından saçılması veya soğurulması olarak tanımlanır. Kızarma ise sönümlenme ile ilişkilidir ve elektromanyetik ışınımın kendi doğal karakterinden farklı bir karaktere dönüşmesidir.
- Kızarma fotometrik sistemlerde renk indisi ile tanımlanır.

$$E_{B-V} = (B - V)_{\text{observed}} - (B - V)_{\text{intrinsic}}$$

Yıldızlararası Kızarma ve Soğurma

- Normalize sönümlenme oranlarını kullanarak toplam seçimli sönümlenme oranı R_V 'yi kızarmaya bağlı olarak bir ifadesini elde edebiliriz:

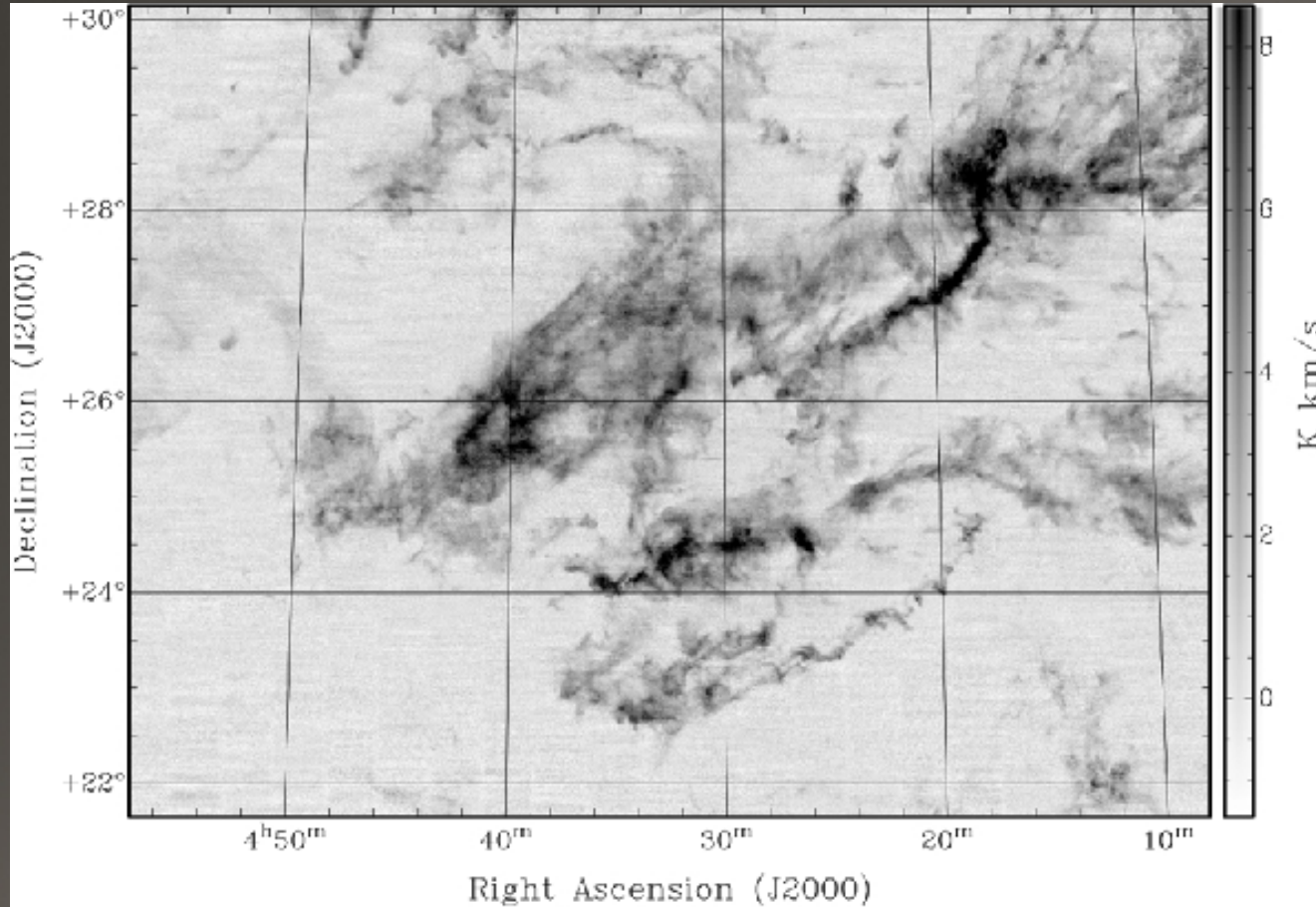
$$R_V = \frac{A_V}{E(B - V)}$$



Moleküler Bulutlar

- Yıldızlararası gaz ve toz bulutları yeni yıldızların oluşması için ham maddeyi sağlayan yapılardır. Ancak onlar yıldızlararası uzayda her yerde oluşmazlar.
- Yıldızlar özellikle yoğun, soğuk ve büyük dev moleküler bulutların içerisinde oluşurlar. Bu dev moleküler bulutların ortalama sıcaklıkları 10 K kadar, boyutları birkaç on ışık yılı mertebesinde, kütleleri de bir milyon güneş kütlesine kadar ulaşabilen ve çoğunlukla hidrojenden oluşmuş yapılardır. Bu devasa moleküler bulutlar yıldızlararası ortamda yıldızların en sık oluştuğu yerlerdir.
- Eğer dev molekülerin bulutun kütlesi ve yoğunluğu yeterli bir düzeyde ise toz ve gaz parçacıkları arasındaki karşılıklı çekim etkisi içeriden dışarı doğru olan gaz basıncını yenerek bulutun kendi çekim etkisi altında büzülmesine neden olur.
- Çekimsel çökme bir kez başladığında dev bulut küçük parçalara bölünür ve bu parçalar nükleer füzyonun başlaması için gerekli sıcaklığa ulaşınca kadar kendi çekim etkisi altında çökmeye devam eder. İlk yakıt olan hidrojen yandığında yıldız artık doğmuştur ve H-R diyagramı üzerinde başlangıç kütle ve bileşimine bağlı olarak yerini alır.

Moleküler Bulutlar



Taurus moleküler bulutun CO haritası

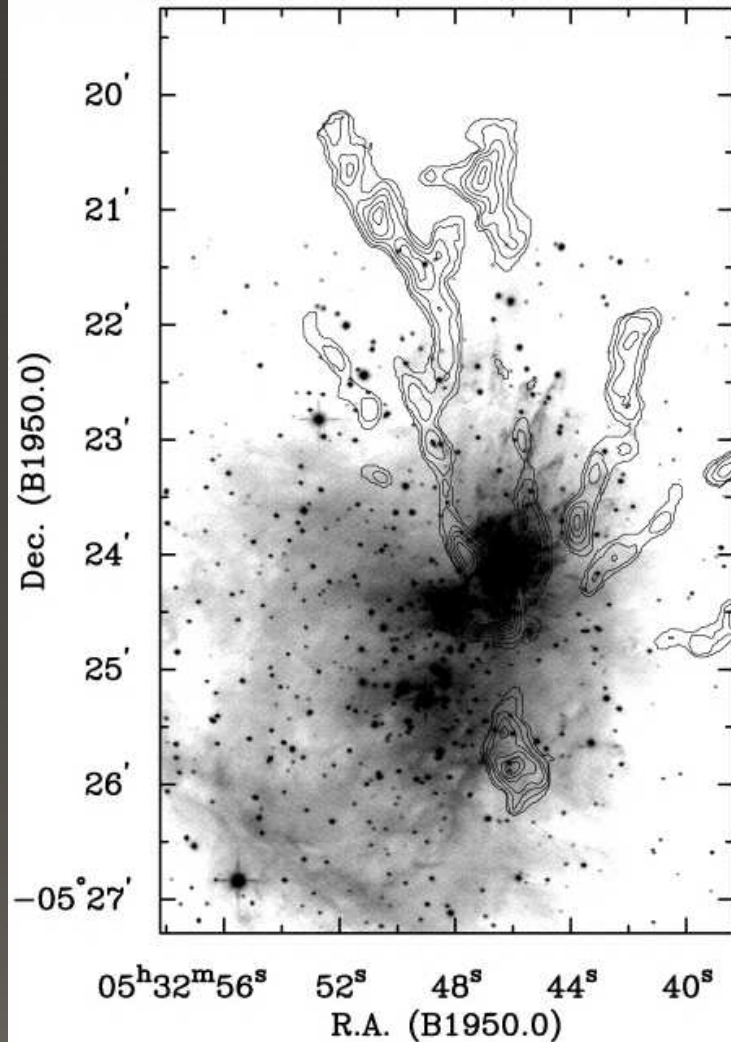
Moleküler Bulutlar

- Bu bulutlar boyutlarına, kütlelerine ve yoğunluklarına göre üç farklı sınıfa ayrılırlar.

Phase	GMCs	Clumps/Globules	Cores
Mass (M_{\odot})	$6 \times 10^4 - 2 \times 10^6$	10^2	1–10
Size (parsecs)	20–100	0.2–4	0.1–0.4
Density (cm^{-3})	100–300	$10^3 - 10^4$	$10^4 - 10^5$
Temperature (K)	15–40	7–15	10
Magnetic Field (μG)	1–10	3–30	10–50
Line width (km s^{-1})	6–15	0.5–4	0.2–0.4
Dynamical life (years) ^a	3×10^6	10^6	6×10^5

- En yaygın bulunan moleküller H_2 , OH, H_2O , NH_3 , CO ve formaldehit, etil alkol, metilamin ve formik asit gibi karmaşık organik molekülerdir.

Yıldız Oluşum Bölgeleri



**Orion yıldız oluşum bölgesinin
155 μm CO haritası**

Radyo-birleşme çizgileri :

Radyo birleşme çizgileri yaygın bir dağılıma sahip olan nötr hidrojen'den başka, iyonlaşmış gazdan oluşan yıldızlararası ayırık bulutsular da önemli ısısal ışınım kaynaklarıdır. Çoğunlukla **H II** bölgeleri diye adlandırılan ve sarmal kollarda toplanan bu iyonlaşmış gaz bulutsularının en kuvvetli radyo ışınımı **serbest-serbest** geçişlerin neden olduğu ışınımıdır.

İyonlaşmış gaz, "**birleşme çizgileri**" denen çizgilerde de ışınım yaparlar. Bir elektron, bir iyonla yeteri kadar yakın geçerken enerjisinin bir kısmını salıp iyonla birleşebilir. Bu birleşme baş kuvantum sayısı büyük olan bir düzeye olabilir. Bu yeni bağlanan elektronların çoğunun doğrudan temel düzeye atlamalarına karşın bir kısmı ardışık düzeylere atlayabilir ve bu yolla bir dizi çizgi salabilir.

Bunlara "**birleşme çizgileri**" denir.

Herhangi bir anda bu yüksek derecede uyarılmış düzeylerdeki elektron sayısı, temel düzeydeki 10^{-5} i kadardır. Büyük kuantum numaralı düzeyler arasındaki enerji farkı küçüktür. Bu nedenle **bu geçişlerden doğan salma çizgisinin dalgaboyu radyo bölgeye düşer.**

Farklı açısal momentumlu düzeyler arasındaki geçişler gözlemsel olarak önemli değildir. Çünkü gözlenen çizgiler çok geniştir. Dolayısıyla yalnız baş kuantum sayısı ile belirlenen düzeyleri almak yeterlidir. Coulomb alanı da hidrojeninki gibi olduğundan durgun frekanslar Rydberg formülünden hesaplanabilir.

$$\nu = RcZ^2 \left[\frac{1}{n^2} - \frac{1}{(n + \Delta n)^2} \right]$$

Radyo bölgedeki çizgiler için $\Delta n \ll n$ olduğundan

$$\begin{aligned} \nu &= 2RcZ^2 \frac{\Delta n}{n^2} \left(1 - \frac{3}{2} \frac{\Delta n}{n} \right) \\ &\approx 2RcZ^2 \frac{\Delta n}{n^3} \end{aligned}$$

Geçişler arasındaki frekans farkı bulunabilir :

$$\Delta\nu = 2RcZ^2 \Delta n \left[\frac{1}{n^3} - \frac{1}{(n + \Delta n)^3} \right]$$
$$\approx 6RcZ^2 \frac{\Delta n}{n^4} \approx \frac{3\nu}{n}$$

Burada **R**, Rydberg sabiti, **c** ışık hızı, **Z** çekirdeğin elektrik yükü ve **Δn** ise başkuantum sayısı **n** deki değişmedir.

$\Delta n = 1$ ise geçiş **α geçişi** ya da çizgiye **α çizgisi**, **$\Delta n = 2$** ise **β çizgisi** v.b. denir. Ayrıca çizgiyi göstermek için ilgili atomu gösteren simgeden sonra alt düzeyin baş kuantum sayısı yazılır : H157 α , He109 β gibi. Örneğin, n=92 ve n=91 seviyeleri arasında geçiş olduğunda buna H91 α denir. En kuvvetli çizgiler Hn α şeklindedir. Çünkü hidrojen boldur ve **α** geçişlerinin osilatör yeğinlikleri de büyüktür.

H II bölgeleri, optik gözlemlerden başka, birleşme çizgileri yardımıyla radyo bölgede de gözlenmektedir. Özellikle optik soğurmanın yüksek olduğu galaktik merkeze yakın **H II** bölgeleri ancak uzun dalgaboylarında incelebilmektedir.

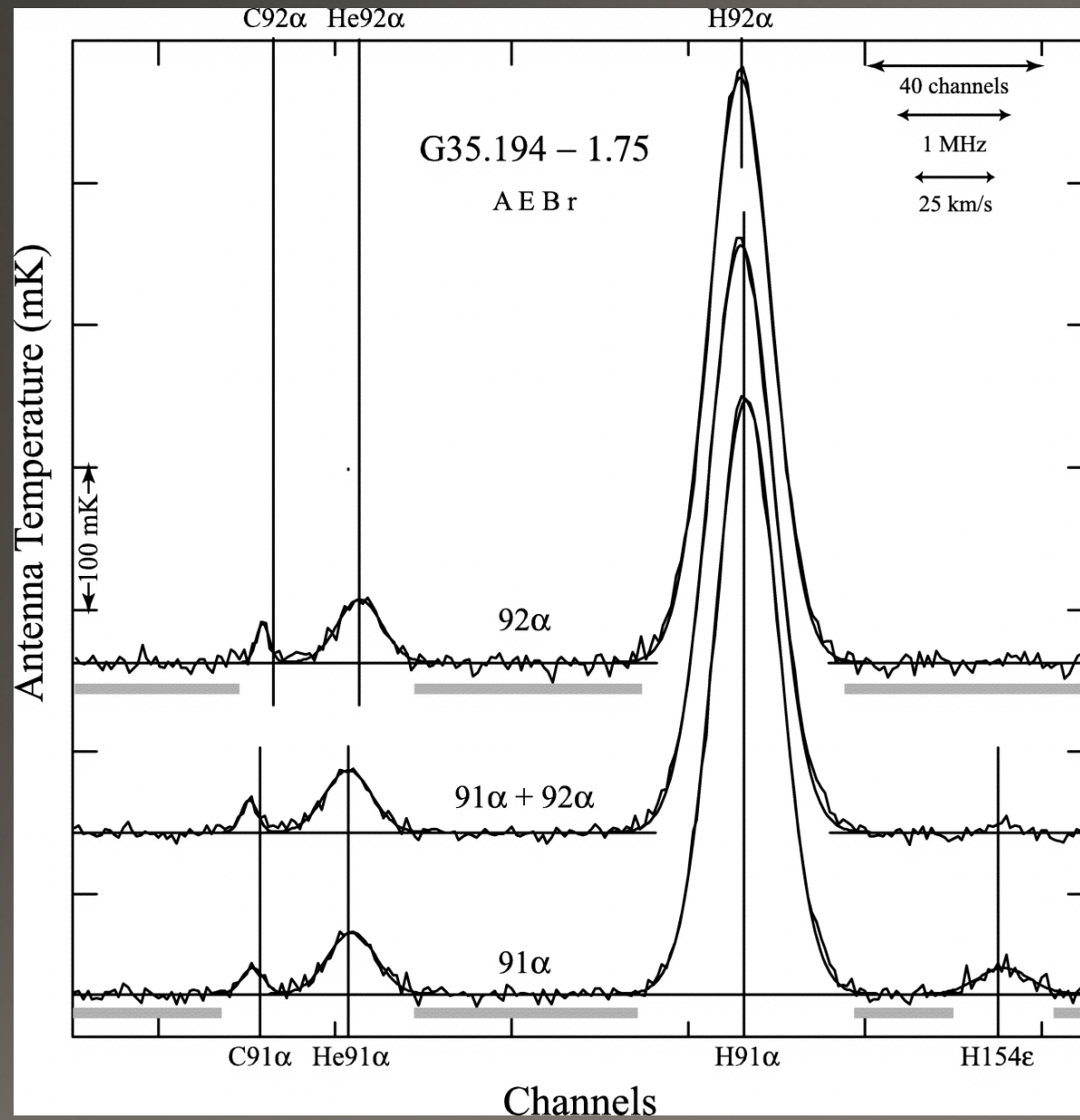
- Örneğin H_{109α} için olan geçişe karşılık gelen frekans nedir?

$$n + \Delta n = 110 \text{ to } n = 109?$$

$$\nu = R_M c \left[\frac{1}{n^2} - \frac{1}{(n + \Delta n)^2} \right] \quad \text{where} \quad R_M \equiv R_\infty \left(1 + \frac{m_e}{M} \right)^{-1}$$

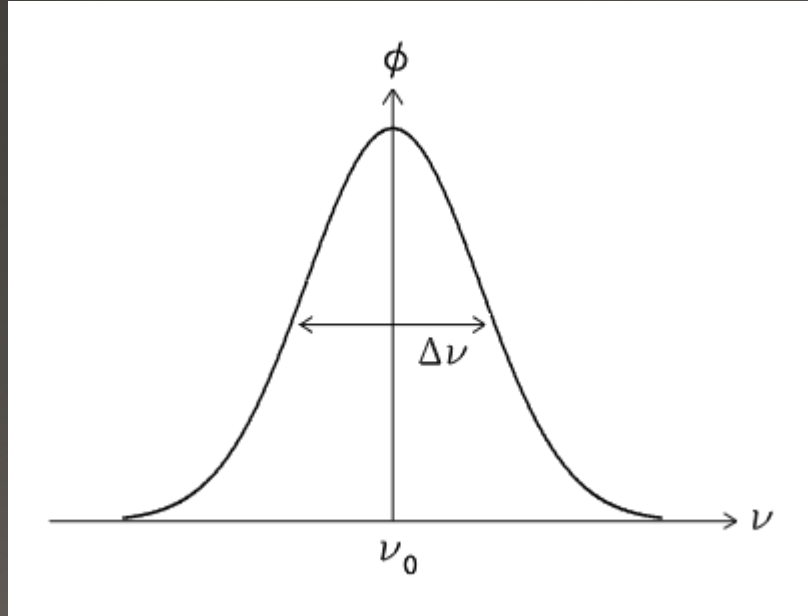
$$R_M c = 3.28984 \times 10^{15} \text{ Hz} \left(1 + \frac{1}{1836.1} \right)^{-1} = 3.28805 \times 10^{15} \text{ Hz}$$

$$\nu = 3.28805 \times 10^{15} \text{ Hz} \left(\frac{1}{109^2} - \frac{1}{110^2} \right) \approx 5.0089 \times 10^9 \text{ Hz}$$



Birleşme Çizgilerin Şiddetleri

- Radyo birleşme çizgilerin genişliklerini (şiddetini) etkileyen en önemli olay çarpışma ile genişlemedir. Doğal genişlemenin etkisi 0.1 Hz kadardır. Çarpışma ile genişlemede genişlemeyi T sıcaklık ve M atomun kütlesi belirler.

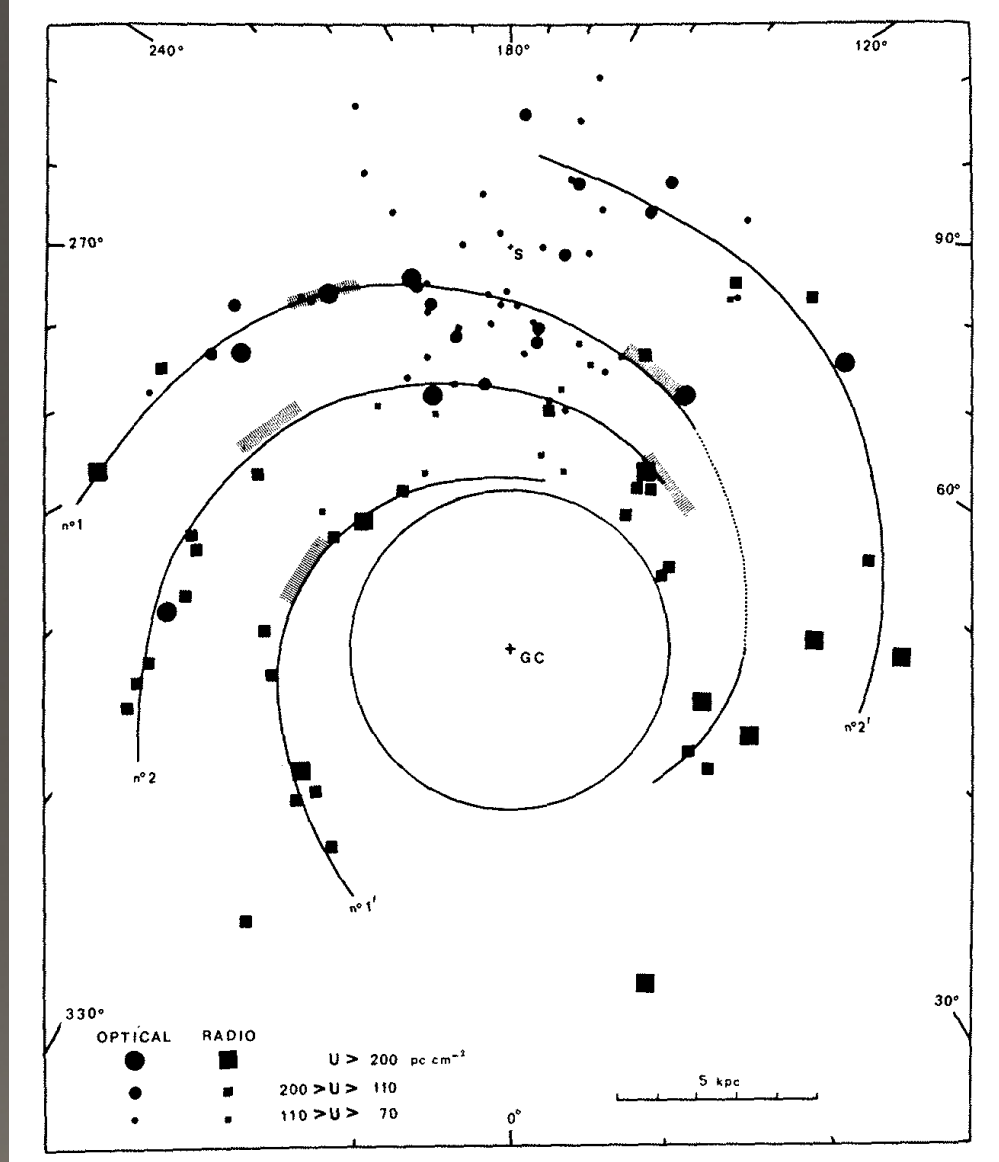


$$\Delta\nu = \left(\frac{8 \ln 2 k}{c^2} \right)^{1/2} \left(\frac{T}{M} \right)^{1/2} \nu_0$$

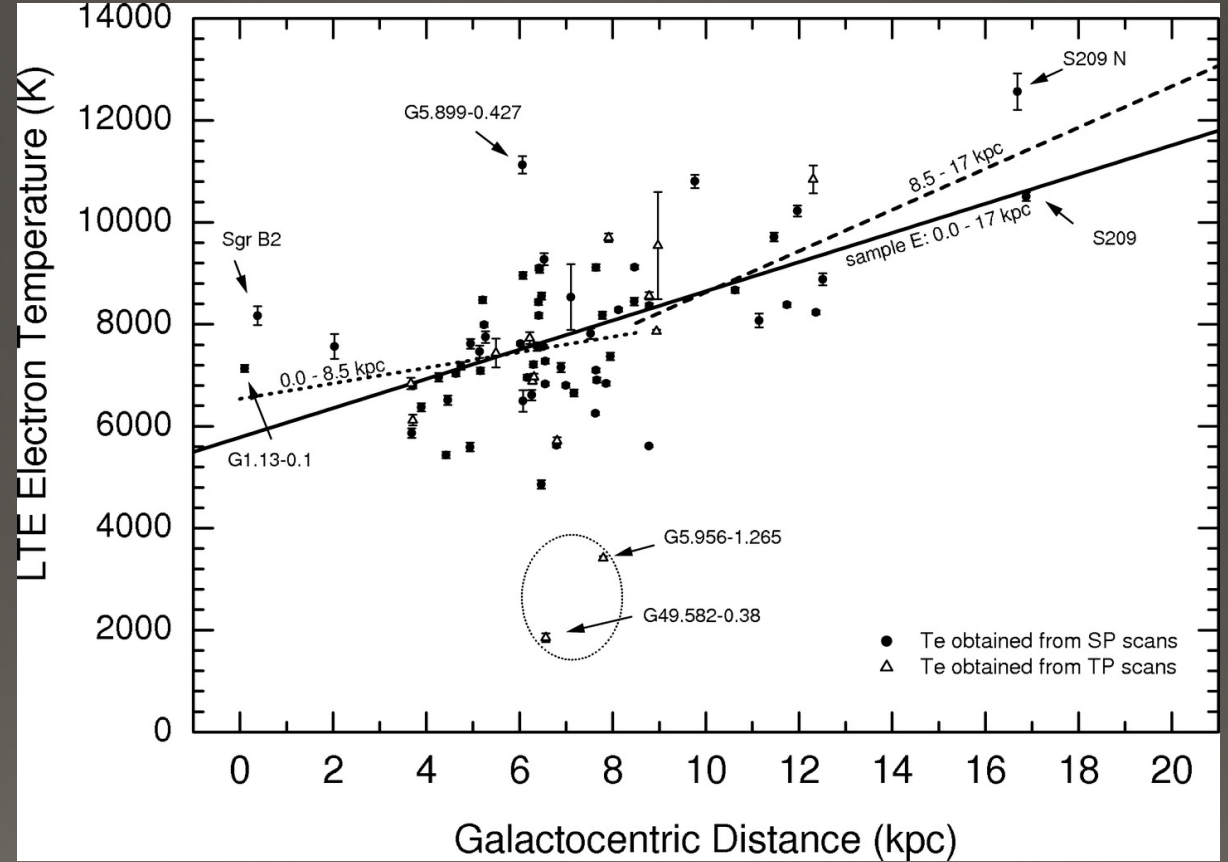
- Örnek, H_{109a} çizgisinin (5,0089 GHz) HII bölgelerindeki genişliği ne kadardır (T=10⁴K).

$$\Delta\nu \approx \left[\frac{8 \ln 2 \cdot 1.38 \times 10^{-16} \text{ erg K}^{-1}}{(3 \times 10^{10} \text{ cm s}^{-1})^2} \right]^{1/2} \left(\frac{10^4 \text{ K}}{1836 \cdot 9.11 \times 10^{-28} \text{ g}} \right)^{1/2} \cdot 5.0089 \times 10^9 \text{ Hz}$$
$$\Delta\nu \approx 3.6 \times 10^5 \text{ Hz}$$

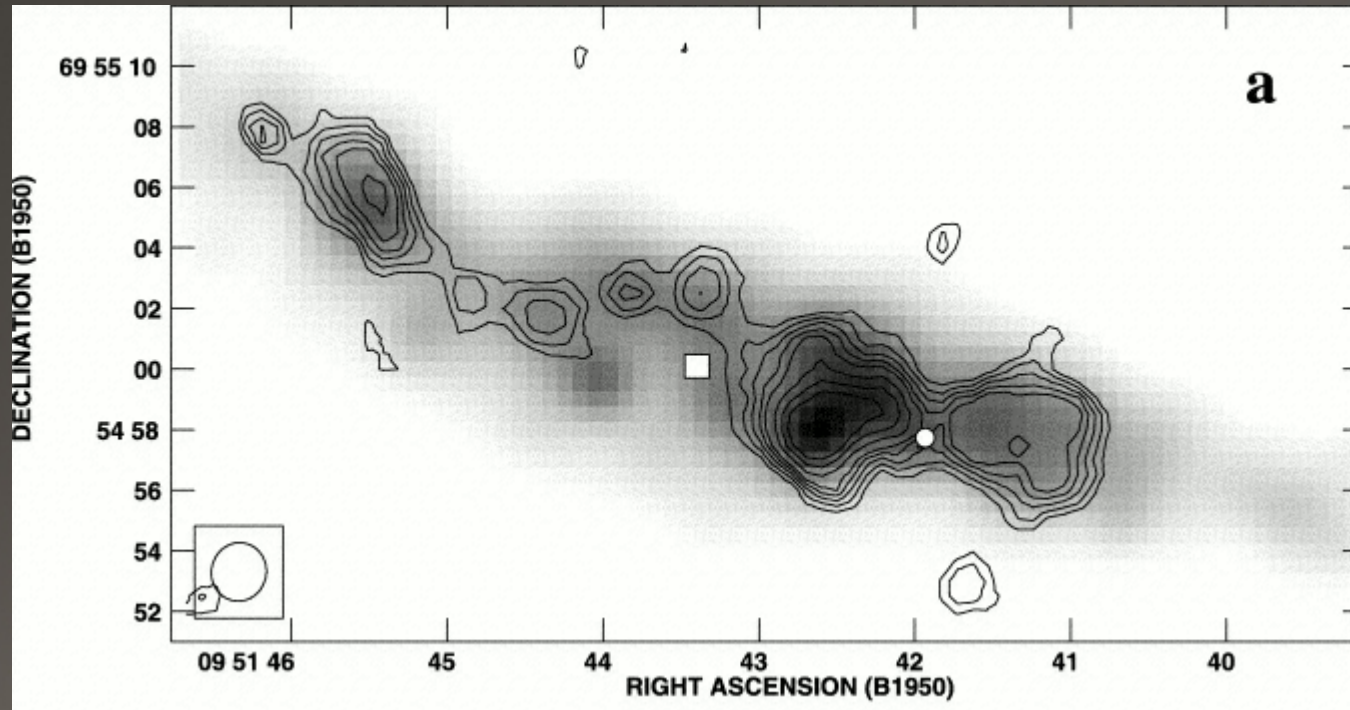
- Galaksimizin H II bölgelerinden ölçülen radyo birleşme çizgileri yardımıyla elde edilen Doppler kayma miktarları kullanılarak radyal hız dağılımı elde edilmiştir.



- Radyo birleşme çizgileri yardımıyla H II bölgelerin sıcaklıkları galaktik merkezden uzaklaştıkça sıcaklığın 287 K/kpc arttığı görülmüş. Büyük olasılıkla metal bolluğu azalmakta (*Quireza et al. 2006, ApJ, 653, 1226*). Büyük olasılıkla Metal H II bölgelerin soğumasına neden oluyor.



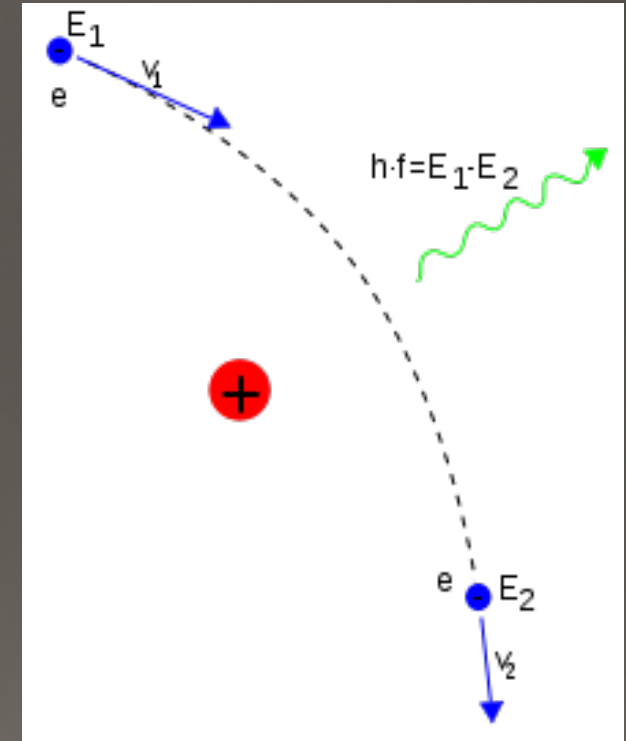
- M82 görüntüsü. Görüntü 8,3 GHz de $H_{92\alpha}$ çizgileri kullanılarak elde edilmiş.



Radyo Sürekli Tayf Nedir?

- Mutlak sıfır sıcaklığın üzerindeki tüm cisimler elektromanyetik dalga yayarlar.
- $T > 0$ olan bir cisim daima ısısal çalkantı halindedir.
- Bu çalkantı da yüklü parçacıkların ivmelenmesine ve böylece ışınım salmasına neden olur.
- Katı cisimlerde moleküller birbirlerine sıkı bir biçimde bağlıdır. Ancak ısı enerjisi onların titreşmesine neden olur.
- Titreşen cisim de bir ışınım yaymasına aracılık eder.

- Radyo süreklilik kaynakları ikiye ayrılır;
- a) Isısal ışınım
- b) ısısal olmayan ışınım
- Isısal ışınımın neden olan süreç yüklü parçacıkların serbest-serbest etkileşmesidir.
- Örneğin serbest elektron bir iyonun (+) yüküne yaklaşınca (+) yük nedeniyle elektron bir ivme kazanır. İvmelenen elektron ise bir ışımaya yapar.



- Isısal ışıınımlı belirlemenin bir diğer yolu da dolaylı yöntemleri izlemektir.
- Mükemmel bir soğurucu aynı zamanda mükemmel bir salıcıdır. Bu nedenle bir plazmanın ne kadar radyo ışıınımlı saldığını bulmanın en kolay yolu, plazmaya giren radyo ışıınımlının ne kadarının soğurulduğunu bulmaktır.
- Bunu bulabilmek için ise iletkenlik katsayısı, soğurma katsayısı ve salma katsayısını iyi bilmemiz gerekir.
- En sonunda soğurma katsayısı ile ışıınımlı salma katsayısı arasındaki bağ kullanarak ısısal ışıınımlı bulunmuş olur.

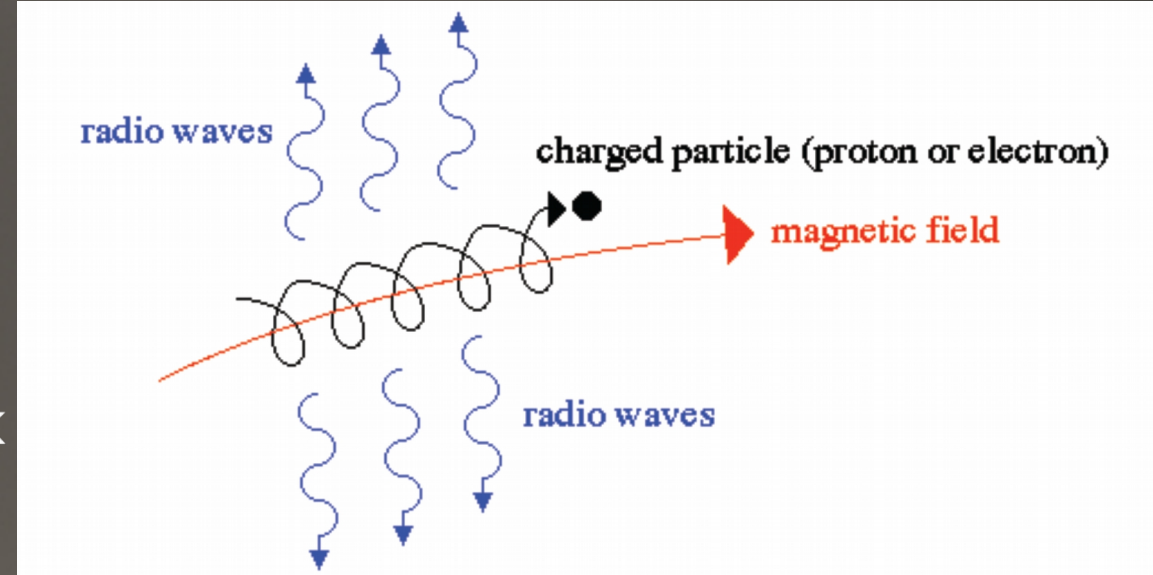
- Isısal ışınım en iyi örnek;
- karacisim ışınması
- Bremsstrahlung ışınması (yükü parçacıkların T sıcaklığındaki plazmada etkileşmesi).
- Yeniden birleşme çizgileri
- Isısal karacisim ışınımında salma ile soğurma arasında bir ısısal denge olduğundan

$$S_\nu \equiv j_\nu / \alpha_\nu = B_\nu(T)$$

$$I_\nu = \begin{cases} B_\nu(T) & \text{if } \tau_\nu \gg 1 \\ \tau_\nu B_\nu(T) & \text{if } \tau_\nu \ll 1 \end{cases}$$

- Isısal ışıınım yardımıyla bizler,
- İyonize gazın kütlesini,
- Optik derinliđi,
- Plazmadaki elektron yoğunluđunu,
- İyonize fotonların oranını elde edebiliriz.

- Isısal olmayan ışınım ikiye ayrılır;
- Cyclotron ışınım
- Synchrotron ışınım
- Bu ışınım serbest elektronların bir manyetik alan içerisinde hareket etmesiyle oluşurlar. Eğer hareket eden elektronun hızı ışık hızına göre çok küçük ise ($v \ll c$) yayımlanan ışınımın Cyclotron ışınımı denir.
- Eğer serbest elektronun hızı ışık hızına yakın hızlarda ise ($v \sim c$) yayımlanan ışınımın Synchrotron ışınım denir.

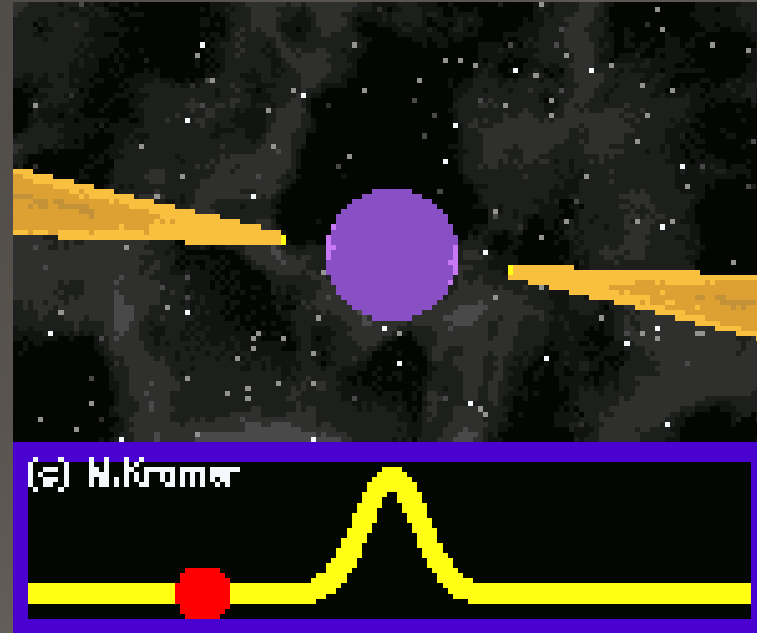
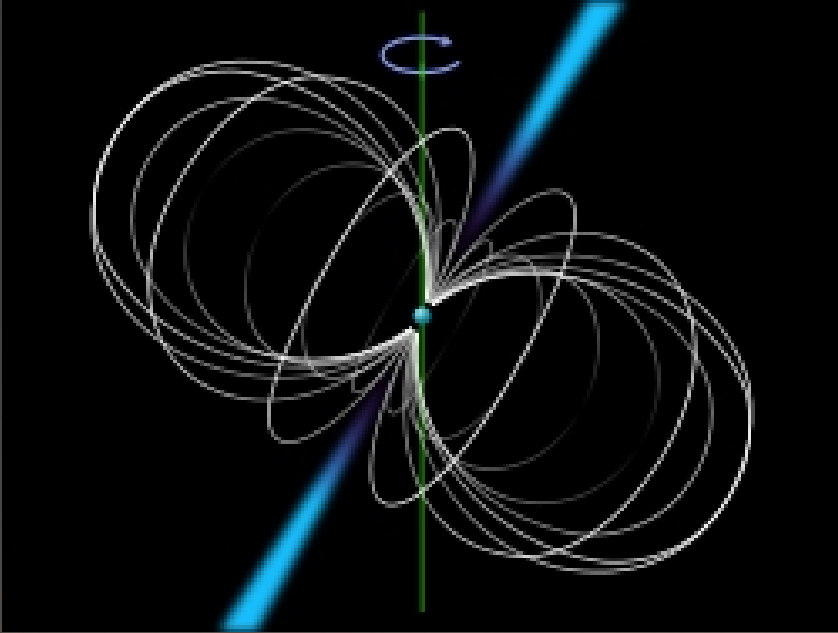


- Manyetik alanda hareket eden serbest elektronun Lorentz kuvvetleri ile ifade edilir.

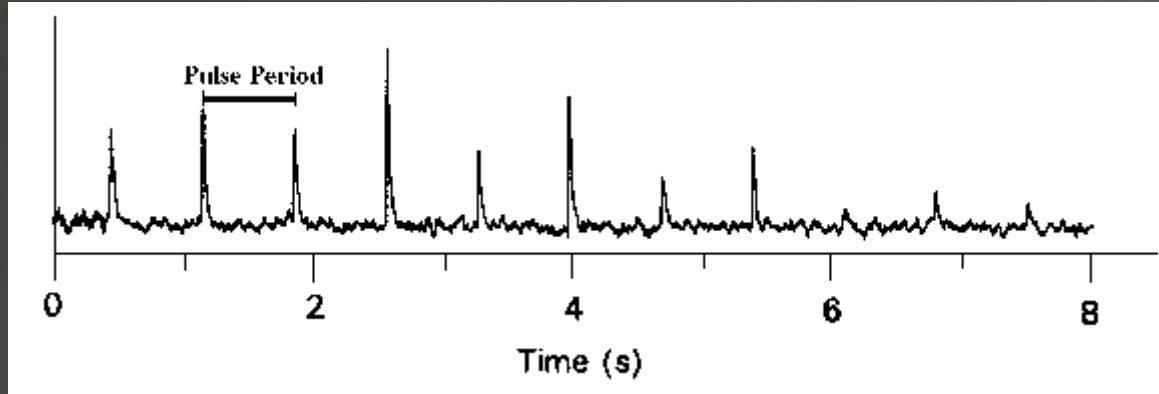
$$\vec{F}_e = e \left(\frac{\vec{v}}{c} \times \vec{B} \right) = \frac{ev}{c} B \sin \phi = \frac{ev}{c} B_{\perp}$$

- Burada ϕ hız (\mathbf{v}) ile manyetik alan (\mathbf{B}) arasındaki evre açısıdır.

- Isısal olmayan bu türden ışınımın en iyi örneği; Pulsarlardır.



Crab Pulsarı



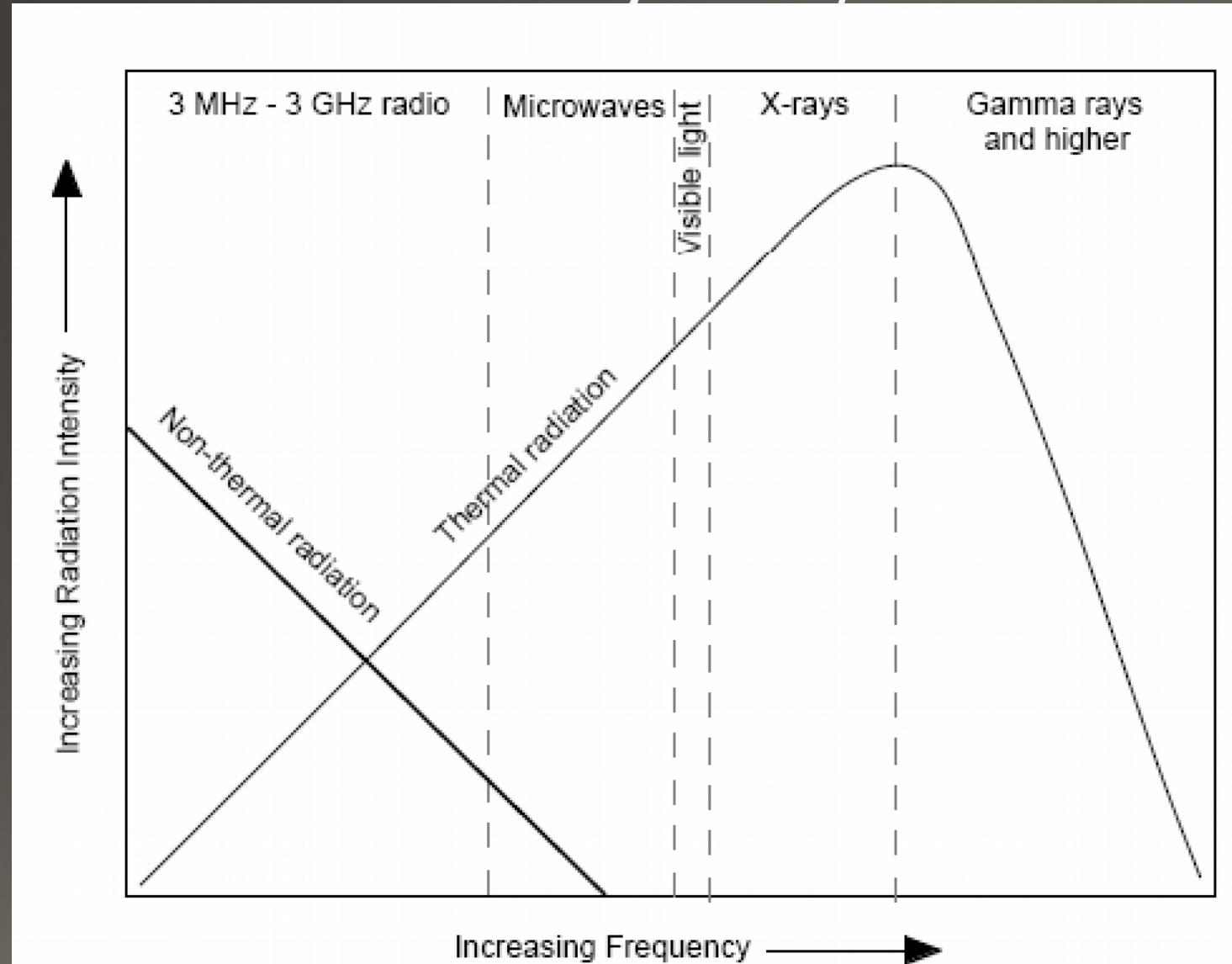
Vela Pulsarı



Crab Pulsarı

- Isısal olmayan bu ışınımın analizlerinden;
- Parçacıkların enerjilerini,
- Manyetik alanın şiddetini ve yönelimini,
- Kutuplanma hakkında önemli bilgilere ulaşmaktayız.

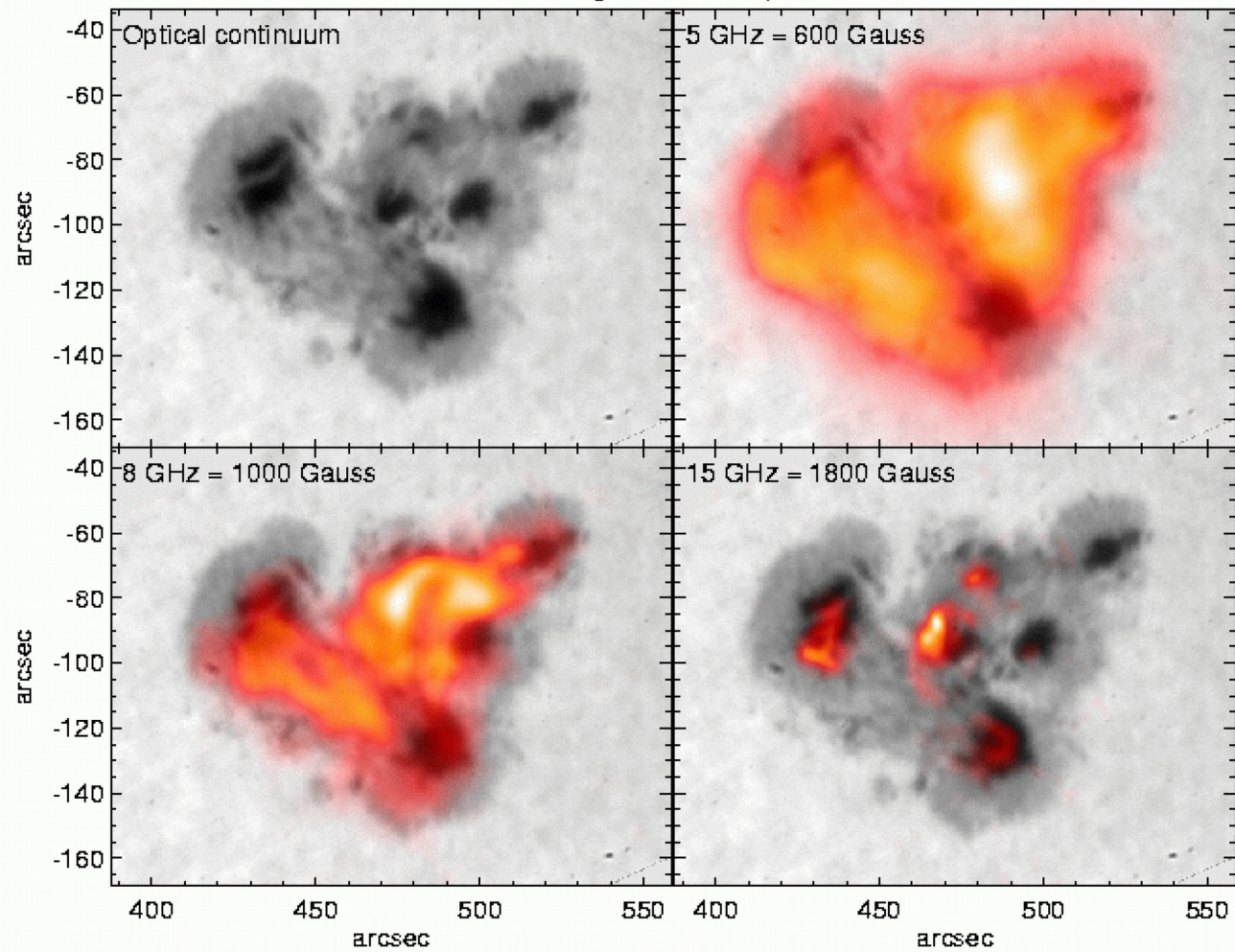
Isısal ve Isısal Olmayan Işınımın Değişimi



Peki Bu Radyo Kaynakları Nelerdir?

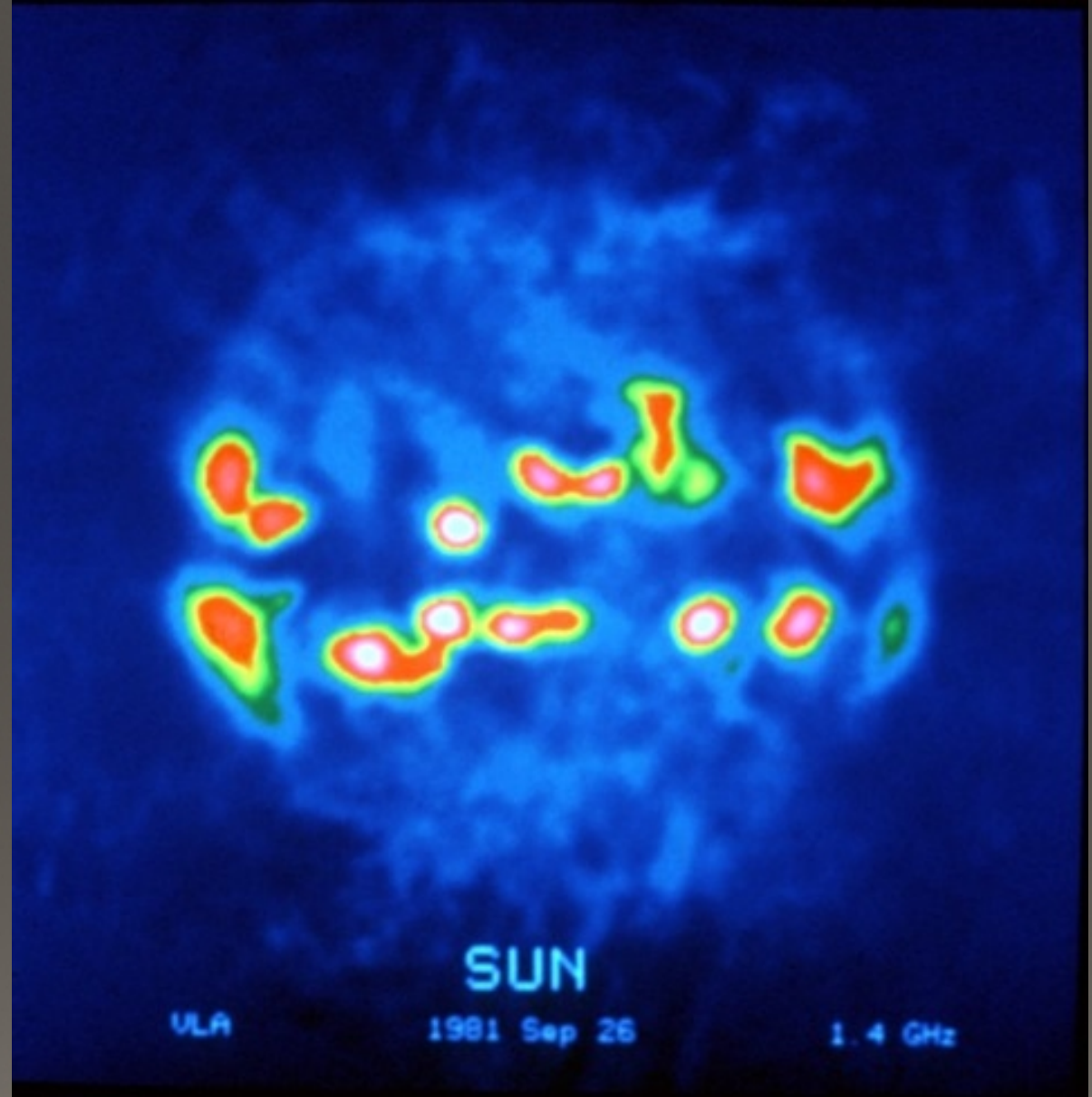
- Güneş
- Galaktik Merkez,
- Süpernova Artıkları,
- Pulsarlar,
- Yıldız Oluşum Bölgeleri,
- Radyo Galaksiler,
- Kuasarlar

Radio brightness temperature

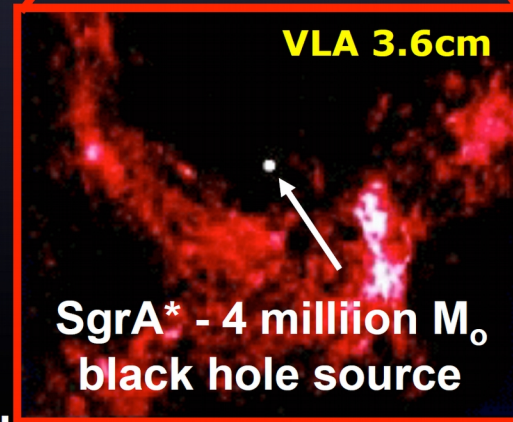
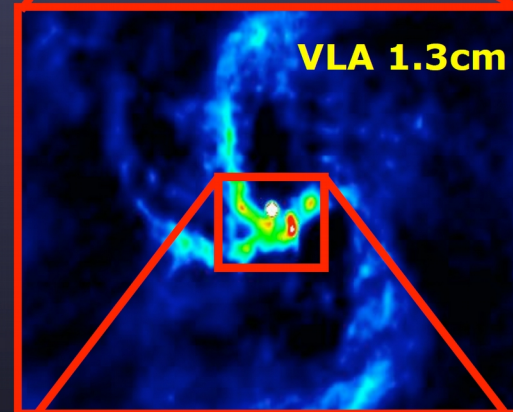
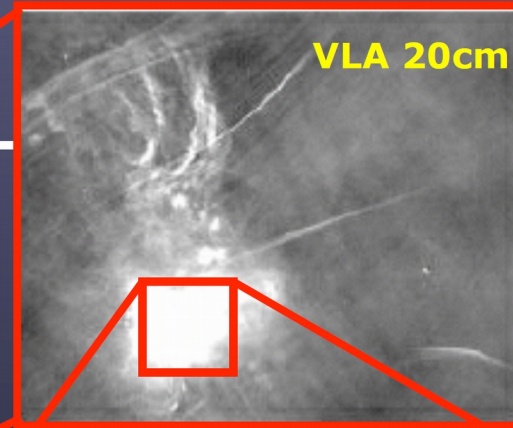
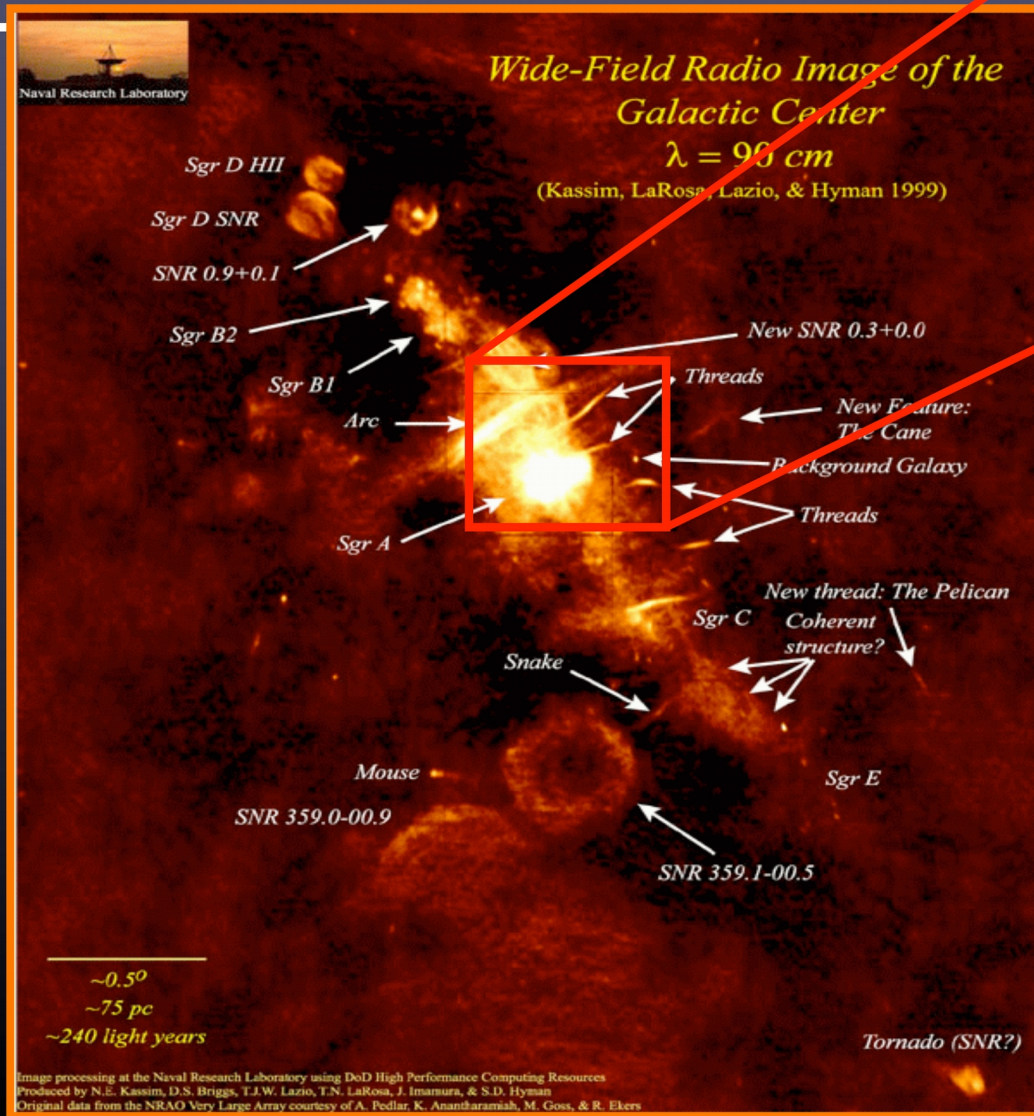


from Lee et al (1998)

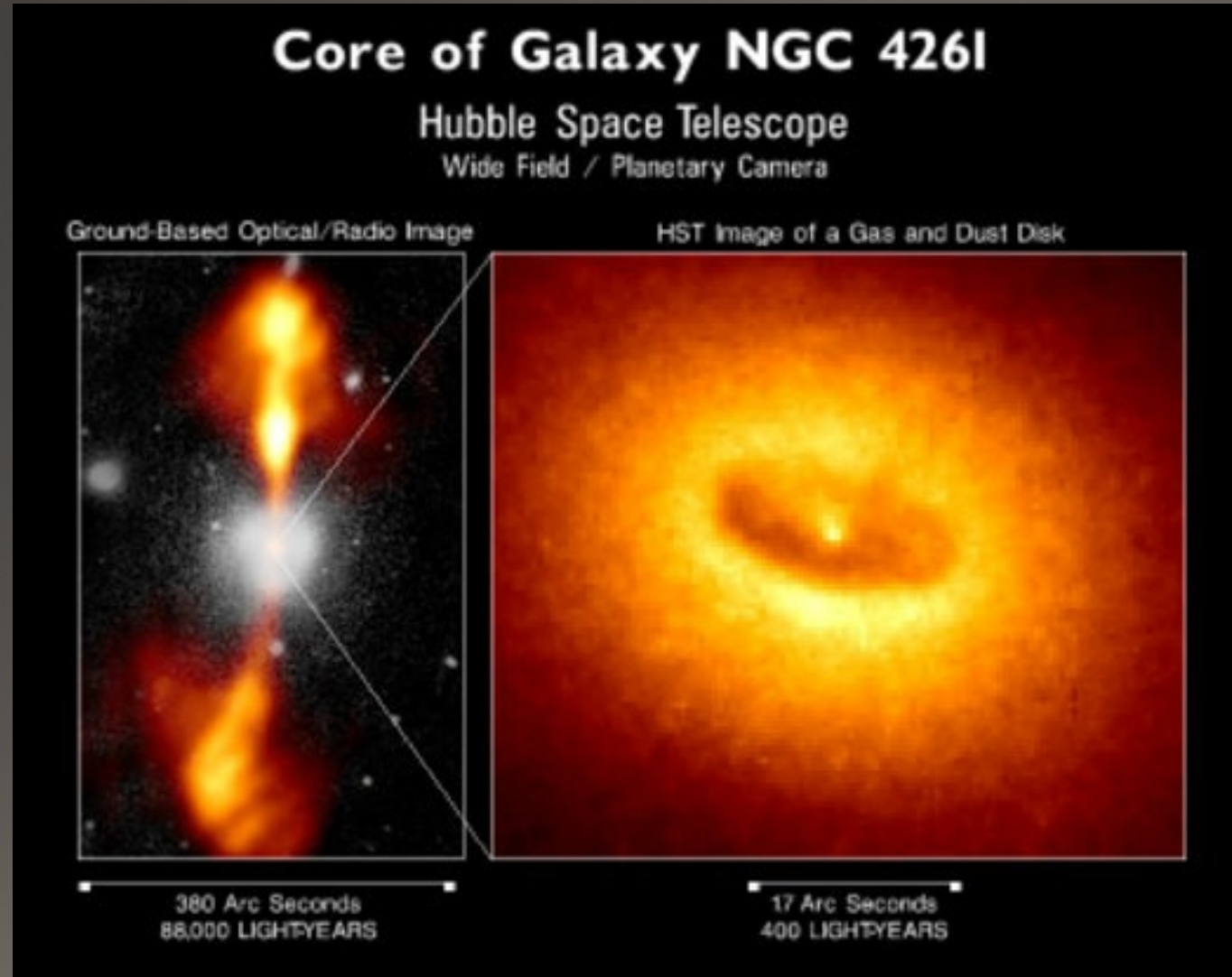
Güneş'in 1.4 GHz de aktif bölge civarındaki güçlü salmalar
(National Radio Astronomy Observatory (NRAO/AUI))



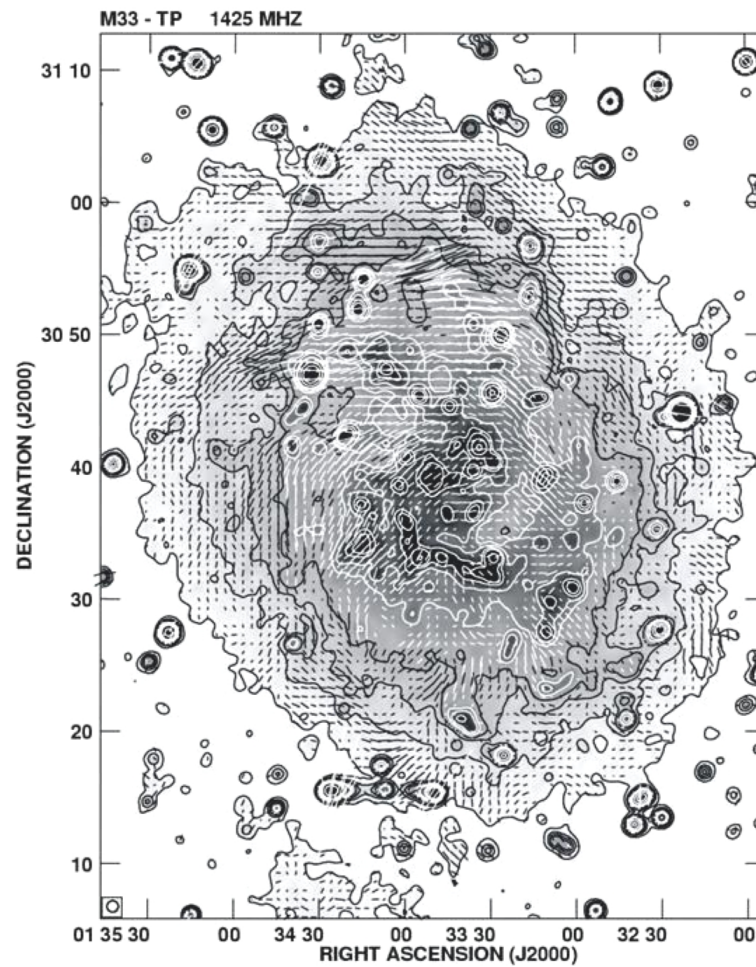
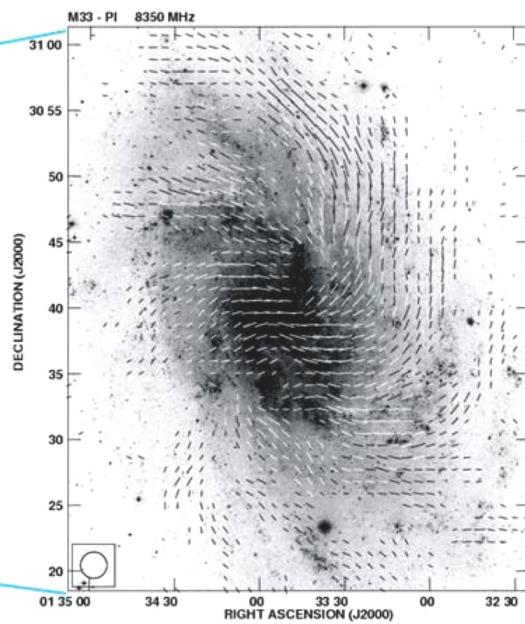
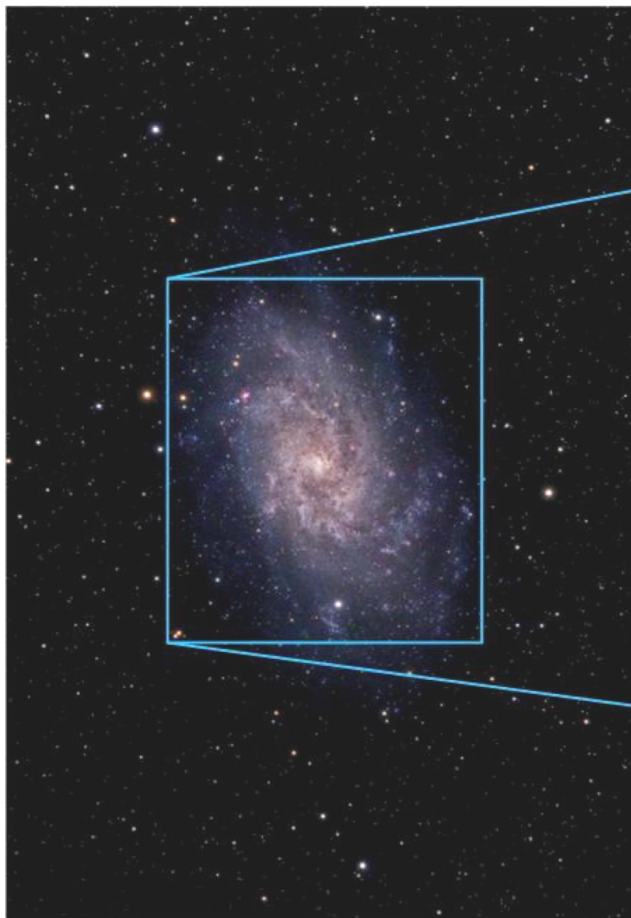
Center of our Galaxy



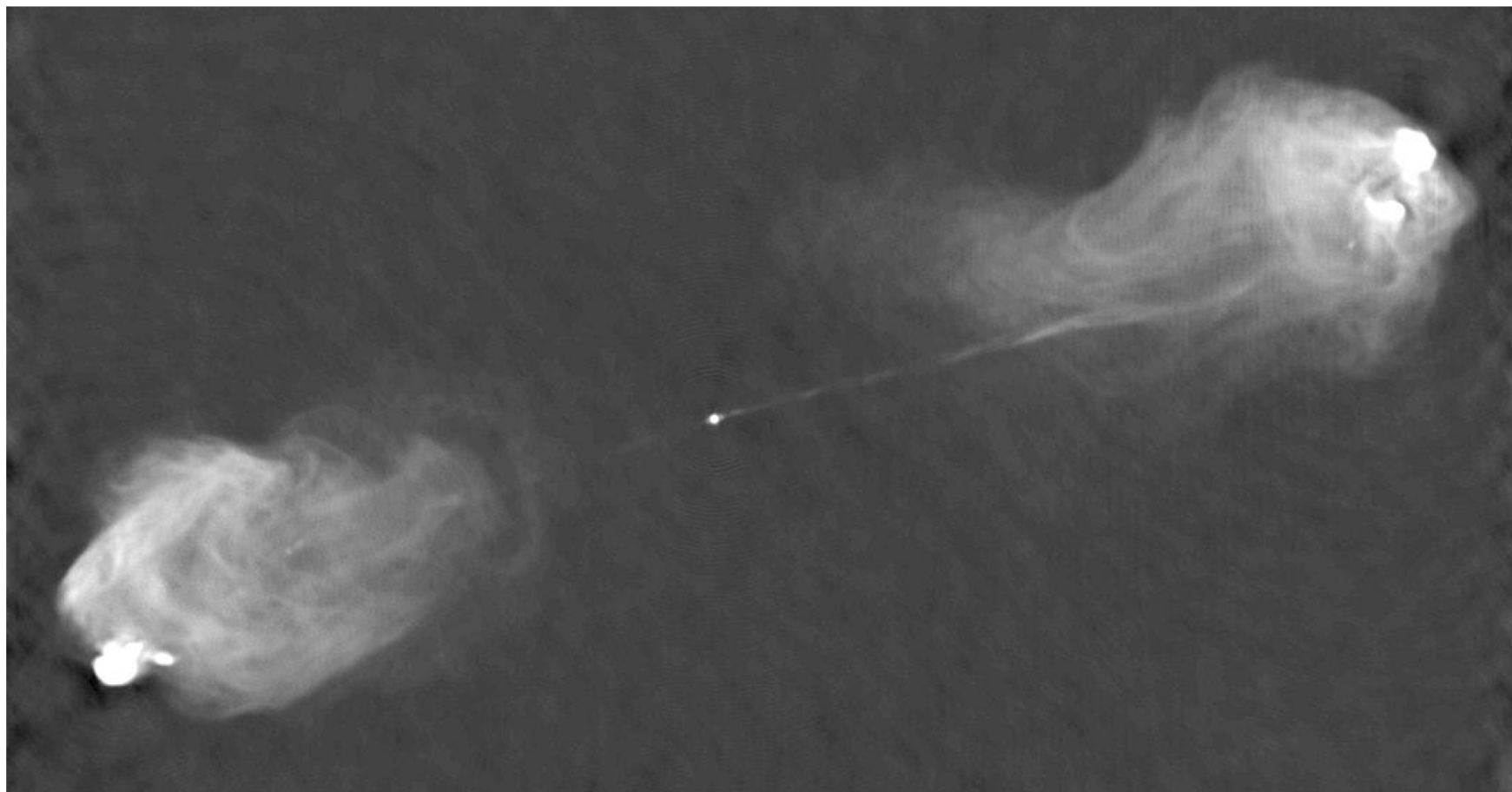
Bizim Galaktik merkezdeki kara delik belki de buna benziyor



Synchrotron radio emission and magnetic field in M33 (Tabatabaei et al.)



synchrotron radiation from the radio galaxy Cygnus A (Perley et al.)



8 deg x 5 deg



moon

Centaurus A