

**T.C
ANKARA ÜNİVERSİTESİ
FEN FAKÜLTESİ
ASTRONOMİ VE UZAY BİLİMLERİ**

**YILDIZ OLUŞUM BÖLGELERİNDE ORTA VE BÜYÜK KÜTLELİ
YILDIZLARIN MOLEKÜLER BULUTLARLA ETKİLEŞMESİ
SONUCU OLUŞMALARİ VE AÇILMALARI
(Ae / Be Herbig Yıldızları)**

ÖZEL KONU

**CANER UTKUALP
93050069**

DANIŞMAN: Prof .Dr SEMANUR ENGİN

ANKARA 2001

İÇİNDEKİLER

--- ÖNSÖZ	
--- GİRİŞ	1
I. YILDIZ OLUŞUM BÖLGELERİNDE ORTA VE BÜĞÜK KÜTLELİ YILDIZLARIN MOLEKÜLER BULUTLARLA ETKİLEŞMESİ SONUCU OLUŞMA VE AÇILMA PROBLEMLERİ.	
1. Yıldızlar Arası Bulutların Bazı Özellikleri ve Gravitasyonel Sıkışma Teorisinin Temelleri	5
- Moleküler Bulutların Kimyasal Yapısı	11
- Gravitasyonel Büzülme	15
- Protoyıldız Modellerinin Sayısal Hesaplamalarının Bazı Sonuçları ...	18
2. Yıldız Oluşum Bölgelerinin Yapısı Moleküler Bulutlardaki Nesnelerin Grupları ve Gelişim Aşamaları	23
- Yıldız Bölgesindeki Nesnelerin Üç Türü	23
- Yıldız Bölgelerinin Gelişim Şeması.....	25
3. Yıldız Oluşum Bölgelerinde Moleküler Bulutlardan Değişik Kütleli Yıldızların Açılmalarının Bazı Özellikleri	33
- Açılma Mekanizmaları	34
--- SONUÇ	40
--- KAYNAKLAR	41

ÖNSÖZ

Bu tez tamamıyla bir tercüme çalışmasıdır . Amacı bazı Ae / Be Herbig yıldızları ve yıldız oluşum bölgeleri hakkında geniş bilgiler vermek ve bu nesnelerin astrofiziği hakkında tespit ede bilinen görüşleri vurgulamaktır. Fakat çalışma yaptığım kitapların tamamını inceleme ve tercüme olanağım olmadığı için çalışmanın büyük bir bölümü yıldız oluşumuna ve yıldızlar arası ortamdaki gazların , moleküler bulutların yapıları , Orta ve Büyük Kütleli yıldızların oluşma ve açılma problemleri üzerinde durulmuştur, ki Ae / Be Herbig , T Tauri gibi genç yıldızların oluşmalarını incelemek yıldız oluşumu hakkında önemli fikirler edinmemizi sağlayacaktır .

Çalışmalar Maydanak programına göre Maydanak dağındaki: Bürakan astrofizik rasathanesinin (Ermenistan SSC İA) 1. Şmidt teleskobunda; spektral sınıflandırma ve H α çizgisinde çok sayıda plak elde edilmiştir; (SSCB İA) Kırım astrofizik rasathanesinde, AZT-11 1,2-m teleskobuyla Ae/Be yıldızlarının polarizasyonu gözlenmiş, AZT-8 teleskobunda spektrofotometri programı için spektrofotometrik standartlar kalibre edilmiş, otomatik fotometrelerde spektrogramlar işlenmiştir. Gözlemlere bir çok uzay bilimci katılmış ve sonuçlar bu kitabın basılmasından önce açıklanmamıştır .

GİRİŞ

Evrendeki maddelerin (gaz, yıldızlar, gezegenler, kimyevi elementler) oluşumu , astrofiziğin esas problemini teşkil eder. Bu problemin temeli ise yıldızların oluşum sürecidir

Yıldız oluşum bölgelerinin (YB) değişik kademelerinde bulunan yıldızların oluşum ilmi 80'li yılların ortalarında gelişmiştir.

Moleküler radyospektroskopideki gelişmeler, yıldız oluşumunun gerçekleştiği yıldızlar arasındaki soğuk gaz-toz bulutlarını inceleme fırsatı verdi. Radyoastronomik yöntemler, yıldız oluşumunu daha erken evrelerinde, yani bulutlar kızıl ötesi ışınlarla daha şeffaf olmadan, etrafında oluşan sıcak gaz radyo çizgilerini , inceleme olanağı sundu. Moleküler bulutlarda, çok bulunan protoyıldızlar, spektrumlarının optik kısmında görünmesinden daha önce kırmızı ötesinde gözlenirler. Kırmızı ötesinde (KÖ) ayrı protoyıldızlar gözlendiği gibi, protoyıldızların toplulukları da gözlenir. YB astrofiziğinin en büyük buluşu olarak OH ve H₂O mazer kaynağı gösterilebilir. Astrofizikçilerin genellikle incelemeye aldıkları nesnelere, YB ile bağlantılı olup, optik yollarla gözlenebilirler. Bunlar T Tauri, Ae/Be Herbig yıldızları, fuorlar (FU orionis yıldızları), Herbig-Haro nesnelere, iyonlaşmış Hidrojen (HII) bölgelerine bağlı olan O-B yıldızlarıdır.

KÖ fotometri, polarimer, optik ve radyospektroskopi, atmosfer dışı X-ışın, UV ve KÖ astronomi gibi modern astrofizik türlerinin tümü bu nesnelere incelenmesine yönelmiştir.

Profoyıldız gelişiminin sayısal sonuçları genellikle gözlemlerle elde edilmiştir. Bununla beraber orijinal gelişmeler görülmektedir. Konveksiyonun rolünün açıklığa kavuşturulması, yıldız oluşum sürecinin verimliliğinin ölçülmesi, protoyıldız yapılarının belirlenmesi. Böylece YB'lerindeki yıldız oluşumları gözlem ve sayısal hesaplamalarla bulunur. Temele bakılacak olursa, her iki bilgi de birbiriyle yakın ilişkili ve yıldızların oluşumuna giden yoğun , soğuk moleküler bulutların gravitasyon sıkışması ve onu izleyen

fragmentasyon fikrini destekler. Bu ilişki genel olarak olumludur. YB gözlemleri sonucunda bulunan yeni olayların büyük kısmı da bu teorinin görüşüyle örtüşür.

30 seneden beri bilinen fuorlar (FU Orionis yıldızları) veya Herbig- Haro cisimleri gibi oluşum halindeki yıldızlar bütün özellikleriyle hiçbir teorik modele benzemezler. T Tauri ve Ae/Be Herbig tipi yıldız yüzeylelerinden yükselen dar kümülatif akıların keşfi hiç bir teoride tahmin edilmediği gibi, astrofizikçiler tarafından da beklenmiyordu. Teori ve gözlemler arasında daha da derin çelişkiler var. CO-gözlemlerinden sonra belirlenmiş moleküler gazın kütlesi ve onun yıldız oluşumdaki etkisi, gözlemsel ve teorik değeriyle birlikte Galaksideki dağılımı, modern YB bütün gazın sonradan oluşması hakkında benimsenen düşünceyi şüphe altında bırakır. Bu çelişki farklı galaksilerdeki moleküler gaz yüzdelilerinin analizi yapılırsa daha da artar. Bu durumda Magellan bulutları ve diğer düzgün olmayan galaksilerdeki düşük ve yüksek yüzdeleri açıklamak zordur.

Zeeman etkisine göre bulunmuş YB'lerdeki manyetik alanların değerlendirilmeleri, Reley-Taylor-Parker dengesizliğinden çıkan yıldız oluşum mekanizmasıyla uyuşmamakta, fakat Orion, Boğa ve Yılan'da böyle YB'lerin olması bu mekanizmayı desteklemektedir.

Sayınca çok fazla olan yakın çift yıldızların gravitasyonel büzülme teorisi içinde yer alması büyük bir problem oluşturur. Hızla dönen bir protoyıldız basıklaşır ve bölünme yoluyla çift bir sistem oluşturur fikri, defalarca eleştiriye tabi tutulup, herkes tarafından kabul edilmemekte. Başlangıç aşamasında her bir kollaps (çöküş) türünde yakın çiftin Roche kuvvetlerinin etkisinde kopmasını anlamak zordur. Yoğun, yıldız topluluklarında yakın çiftlerin oluşum sistemi, sorunu basitleştirilmez, YB'lerde yıldızların büyük kısmı, ya yoğun olmayan topluluklarda veya onların dışında oluşur.

Benzer teori ve gözlem çalışmalarını sadece sayması bile çok fazla yer tutar. Gözlem bilgileri ve teorik modeller yıldızların oluşum sorununa çözüm getirmiyor.

Şklovskiy (1984) “yıldızların ölümleriyle ilgili sorular, oluşmalarıyla ilgili sorulardan çok daha fazla cevaplanmıştır... dolayısıyla, önceleri ulaşılamayan spektral bölgelerde astronomik gözlemler gerçekleştirmeye olanak sağlayan yeni teknolojinin kullanılması, yıldızların oluşum probleminin optik spekülasyonlardan çıkıp, fen ilimleri arasında yer alması ümit vaat ediyor” demiştir.

Bu (ve başka) problemin en etkili çözüm yolu , önemli zıtlıkların belirlenmesini amaçlayan, gözlem sonuçlarıyla modellerin sayısal kıyaslaması ve analizi görülüyor. Böyle bir yöntem hem teoriyi destekleme, hem de modelleme ve sayısal hesaplama için yeni yöntemler oluşturma olanağı sağlar.

8 yıldan beri Maydanak dağında Ae/Be Herbig tipi yıldızların ve benzer nesnelere karmaşık inceleme programı sürmektedir. Bu programın sonuçları kısmi olarak yayınlanmıştır.

Ae/Be Herbig yıldızları, kuvvetli değişken hidrojen salma çizgileriyle ve büyük kırmızıöte artıklara sahip hareketli yıldızlardır. Moleküler bulutlara ve YB'lere bağlıdır. Aynı zamanda T Tauri tipi yıldızların yeni tayf bölgesindeki analizleri sürmektedir. Spektrumları O'dan erken F'lere kadar uzanır. Ae/Be Herbig yıldızları yıldız oluşumunun en yaygın göstergeleridir. Çoğu zaman onları yansıtıcı bulutlar veya küçük HII bölgeleri çevreler. Belirttiğimiz özelliklere göre Herbig (1960) onları ayrı bir sınıfa dahil etti.

Ae/Be Herbig yıldızlarının incelenmesi için yapılan Maydanak programında, en büyük yer, değişkenliği incelemek amacıyla 4 renkli V,B,V,R- fotometresine ayrılmıştır. Bunlara 1984-85 yıllarında 80'den fazla Ae/Be Herbig yıldızının spektral sınıflandırması da dahildir. Bunda amaç, uzaklıkların daha iyi tayini, ışık saçan toz bulutlarında soğurma kanunlarının belirlenmesi, kütle , yoğunluk , yaş ve diğer özelliklerinin belirlenmesidir. Yakın KÖ spektrum bölgelerinde, spektral gözlemler yapılır. Maydanak programına paralel olarak sürdürülen KÖ fotometri (Koen, 1973), elektropolarimetri

(Garrison ve Anderson 1978), yüksek çözünürlükteki spektroskopi (Stkeni vb. 1972, Garrison ve Anderson, 1977, Finkentseller ve Mundt, 1984) ve diğer programları etkiliyor ve genişletiyor. Şu ana kadar ayrı nesnelere ait gözlem materyali de birikmiştir. Bunlara, Maydanak programının sonuçları ışığında analiz edilmesi gereken atmosfer dışı gözlemler de dahildir.

BÖLÜM 1.

YILDIZ OLUŞUM BÖLGELERİNDE ORTA VE BÜYÜK KÜTLELİ YILDIZLARIN MOLEKÜLER BULUTLARLA ETKİLEŞMESİ SONUCOLUŞMA VE AÇILMA PROBLEMİ

§1 YILDIZLARARASI BULUTLARIN BAZI ÖZELLİKLERİ VE GRAVİTASYONEL SIKIŞMA TEORİSİNİN TEMELLERİ

Her şeyden önce modern yıldız oluşum bölgelerinin esas parçası olan yıldızlar arası ortamın temel özelliklerinden bahsedelim.

Yıldızlar arası ortamın bulutsu şeklinde olması, Trümppler'in yıldızlar arası soğurmayı keşfetiğinden beri bilinmektedir. Bununla birlikte uzun zaman, Galaksi simetri düzleminin etrafındaki ince bir tabakanın (genişlik $\approx 0,2\text{Kpc}$) içinde toplanan gazın ortalama

yoğunluğunun $\rho \approx 10^{24} \text{ g/cm}^3$ olduğu düşünülüyordu. Bu tabakanın Galaksinin bütün yarıçapı boyunca (r) eşit olduğunu varsayarak, silindirdeki gazın kütlesini hesaplamak mümkündür:

$$M_r \approx \pi r^2 l \rho \approx 4.10^{42} \text{ g} = 2.10^9 M_{\odot} \quad (1.1)$$

Galaksinin kütlesi $1.8 \cdot 10^{11} M_{\odot}$ olduğundan, bütün uzay bilimcileri Galaksideki gazın kütlesinin, yıldızların toplam kütlesinin yaklaşık %1'i olduğuna inanıyorlardı. Orion karanlık bulutsusunda ve ρ Oph yakınlarında gazın yoğunluğunun daha fazla olduğu ve molekül şeklinde bulunduğu şüpheleri 60'lı yılların ortalarına kadar defalarca söyleniyordu . Fakat önem verilmiyordu, çünkü basit hesaplamalar bile böyle bulutların Galaksideki yerlerinin çok az olduğu ve gazın yüzdesini fazla etkilemeyeceğini göstermişti. Skovill ve Solomon (1975) CO molekül çizgisinde Galaksinin ilk gözlemlerini yaptıktan sonra durum değişti. Moleküler gazın çokluğu uzay bilimcileri şaşırttı. Ve o zamandan beri yıldızlar arası ortamın içeriği sürekli araştırılıyor. Ae/Be Herbig yıldızı gibi nesnelere , yıldızlararası ortam ile yakın temasta bulunmaktadır. Bu durumun, hem yıldızların; yıldızlararası gazdan oluştuğunu, hem de ilk etapta bu değişik nesnelere önemli özelliklerinin belirlenmesinde rol oynadığını göstermeyi ümit ediyoruz.

Galaksideki yıldızlar arası ortamda bulutsal yapıya üç şekilde rastlanmaktadır:

1. Yaygın bulutlar veya nötr hidrojen (HI) bulutları
2. Sıcak gaz bulutları veya HII bölgeleri
3. Moleküler bulutlar (H_2)

burada gaz şekillerinin isimleri olarak sadece hidrojen şeklinin formülleri kullanılır (HI, HII, H_2). Fakat bulutlardaki gaz ağırlığının %30'dan %40'a kadarını helyum ve ağır elementler tutar (konsantrasyonu, elementlerin uzaydaki normal dağılımına uygun kabul edersek).

Tablo 1.1

Yıldızlar Arası Ortamın Esas Bileşenlerinin Özellikleri

Fiziksel Özellikler	Nötr bulutlar (HI)	İyonize alanlar (HII)*	Moleküler bulutlar (H ₂)	Bulutlar arası çevre (HI)	Koronal (taç) gaz (HII, OVI)
Belirteç	λ 21 cm	H _α , OIII	CO, OH	λ 21 cm	OVI
Sıcaklık, (°K)	30-100	10 ⁴	5-60	7000	10 ⁵ -10 ⁶
Konsantrasyonu [cm ⁻³]	1-50	10 ² -10 ³	10 ² -10 ⁷	0,17	10 ⁻³ :10 ⁻⁴
Ayrı bulutlar: Bütün gaz:					
Büyüklik (sınırlar)(pc)	1-100	0,1-30	0,1-100	-	10:100
Orta büyüklik (pc)	7	2	5	-	-
Bulutlar arasındaki mesafe [kpc**]	0,33	1	0,5-1	-	>2

Kütle (M _o)	1,5:3.10 ⁹	10 ⁶ ?	3:5.10 ⁹	1,5.10 ⁹	10 ⁶ :10 ⁷
Kütle yüzdesi	40%	<0,01%	40%	20%	0,1%
Hacim yüzdesi	5%	<0,01%	1%	40%	50%
Galaksi yarıçapındaki tüm öz ağırlığı (Kpc)	13	6	6	-	-
Yaşı (yıl)	?	<10 ⁶	>10 ⁶	-	<10 ⁶

* Büyük HII alanları için bilgiler verilmiştir. (Matsger ve Smit, 1975'e göre dev boyutta)

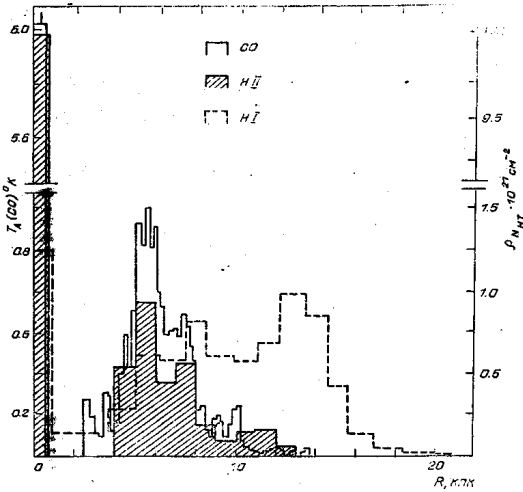
** Orta özelliklere sahip olan nesnelere arasındaki mesafe kastediliyor, küçük bulutlar birbirine daha yakındır.

Bunun dışında iki bileşen daha vardır:

1. Bulutlar arası çevre
2. Koronal (taç) galaksi gazı

Yıldızlar arası gazın bulutsu yapısının üç temel dinamik bileşeninin, galaksi merkezine olan mesafeye bağlı olarak dağılımı, Metsger ve Smit (1975)'ın verilerine göre düzenlenen Şekil 1.1'de gösterilmiştir. HI dağılımı, 21 cm çizgisindeki radyogözlemleri verilerine göre, H₂ dağılımı-CO molekülü 2.63 cm çizgisindeki gözlemlere göre verilir. Merkezden kenarlara doğru CO dağılımı R≈5.8 Kpc'da maksimum değer alır. R≈8 Kpc'da ışınım salma şiddeti maksimum değerinin yarısına düşer, sonra ise ani düşüş gözlenir.

Böylece CO dolayısıyla da H₂ bulutları güneş yörüngesine yerleşir, HI ise 16 Kpc'dan daha uzak mesafelere yayılır. HII alanların dağılımı, CO dağılıma benzer, fakat hem maksimuma, hem de bütün histograma göre galaksi merkezinden kenarlara doğru kaydırılmıştır. Şunu da dikkate almalıyız ki, bu dağılıma sadece en büyük HII alanları değil, koronel gazın bazı bulutları da dahildir.



Şekil 1.1 Galaksi'de faz şekillerine göre gazın dağılımı

Her zaman CO ve dolayısıyla moleküler bulutların dağılımının, HII alanlarının dağılımıyla benzerliği, onların genetik bağlarına işaretir.

Galaksinin merkezinde, 1 Kpc yarıçapı içerisindeki , ağır HI, HII, H₂ bulutları içeren özelliğin açıklaması yoktur. Modern çağda yıldızların oluşuna bağlı olmasına rağmen, bu olayın incelenmesinin üzerinde fazla durulmayacak.

Bununla beraber, yıldız oluşumunu hangi dinamik bileşenler etkiler sorusuna, şu an kesin cevap verilmemekle birlikte moleküler bulutlar ve HII alanları, şüphesiz yıldız oluşmasını gerçekleştiren bütün bildiğimiz bölgeler, moleküler bulutlarla ilişkilidir, onlardan büyükleri ise- muhakkak HII alanlarıyla da ilişkide bulunmaktadır. Ayrıca HII alanlarının oluşması, şok dalgaları ve yeni oluşmuş O-yıldızlarının şiddetli ışınlımından ileri gelmektedir.

Nötr Hidrojene göre , HII bulutlarının yıldız oluşumuna etkisi çok daha azdır. Kleyton (1982)'un nötr hidrojenin geniş çap dağılım morfolojisi hem ilginç, hem benzersizdir. R'ye bağlı olarak orta konsantrasyon n_{HI} dağılımı (bak şekil 1.1) Galaksinin merkezinden $8 < R < 13$ Kpc mesafesinde bir maksimum (0.3 cm^{-3}) değere sahiptir, fakat $0,1 \text{ cm}^{-3}$ değerini aşan konsantrasyon 15 Kpc mesafesinde de gözlenilir. Bu yıldız oluşumunun izlerinin bulunamadığı mesafeleri de aşmaktadır.

Nötr Hidrojen daha yaygın olduğundan galakside daha büyük hacim kapsamaktadır. Aynı zamanda çoğu uzay bilimcinin fikrine göre Galaksimizde yıldız oluşumunun olmazsa olmaz koşulu olan spiral şeklindeki yoğunluk dalgaları hakkında bilgiler , HI'nın dağılımını veren 21 cm çizgisindeki gözlemlere dayanmaktadır.

Ayrıık HI bulutlarının her hangi bir yıldız oluşum bölgesiyle bağlantısını saptamak zordur. Bunda iki gözlem sonucu etkilidir.

1. Verilen O3 istikametinde bir HI bulutunun projeksiyonu alınırsa, genellikle genç nesnelere (yıldız ve HII alanların) ve moleküler bulutların hızlarından çok farklı bir hıza sahiptir.
2. HI bulutlarının sayısı , H_2 bulutlarının sayısının bir kaç katı kadar fazladır, verilen O3 istikametinde projeksiyonları alınırsa, HI bulutları , O3 bulutlarından çok büyüktür. Bununla birlikte bazı HI bulutları için her hangi bir O3 ile bağlantıları ispatlanabilir.

Şu an H₂ bulutlarının , nötr gaz bulutlarının , bulutlar arası çevrenin oluşmasını ve kendi aralarında iletişimlerini gösteren iyi bir şema (örnek) yoktur.

Optikte genellikle her zaman toz maddenin karanlık kanallarına denk tutulan molekül bulutlarının , HII alanlarının dağılımı , diğer galaksilerin spirallerine göre daha sıhhatli incelenebilir. Mavi ışıkta yüksek çözünürlükte çekilmiş galaksilerin fotoğrafları toz kanalları gibi detaylarla doludur. En büyük bulutlar spiral kollar boyunca dağılmışlardır.

Diğer galaksilerin HII alanlarının yerleşmelerine göre; O3 ve bulutlarının yapısı da net görülür. Hadj ve Kennikat (1983) 125 galaksideki HII alanlarının atlasını yayınladılar. Bu fotoğraflarda dev HII alanlarının spiraller boyunca zincir şeklinde yerleşmesi net bir şekilde görülmektedir ve onlar her zaman spiral kollarının iç tarafında yer alan O3 tayfindaki yıldızları işaretler (Yefremov 1982 a, b). “Yaşlı” spirallerde merkezi bölgelerde büyük moleküler ve nötr gaz alanları gözlenmez. M31 spiralinde moleküler bulutlar, HII ve O3 alanları merkezi bölgenin spiral kollarından kenara doğru maksimum konsantrasyona sahiptirler.

“Genç” M33 spiralinde güçlü moleküler bulutlar, HII ve O3 alanları tam galaksi merkezinde yerleşir ve kesintisiz sık silsile şeklinde bütün spiral kollar boyunca uzanır. Bu açıdan yaklaşacak olursak, galaksimiz M33 ve M31 arasında bir yere sahiptir, fakat karakteristiklerine göre M31’e daha yakındır. Eliptik galaksilerde toz madde kemerinin en kenar bölgelere yerleşmesi çok iyi bilinmektedir. Bu durumda toz da moleküler bulutların göstergesidir. Düzgün olmayan galaksilerde değişik boyutlu gaz bulutları genellikle galaksinin bütün hacmi boyunca görülmektedir.

Gaz ağırlığının galaksideki yıldızlara göre oranı çok önemli bir sorudur . (1.1)

tablosuna göre bütün bileşenlerin kütlesi $10^{10} M_{\odot}$ ‘e yakındır, dolayısıyla Galaksideki gaz kütlesi yıldız kütesinin %5’ni oluşturur. Bu değerlendirme 1977-1980 yıllarına aittir.

Böylece Herbst (1982) sadece molekül bulutlarının Galaksinin kütesinin %10’u olduğunu

düşünüyordu. Gözlemlere göre genellikle diğer galaksilerdeki gaz oranını saptamak daha kolaydır. Zasov (1976) spiral galaksilerde gazın toplam kütesinin yıldız kütesinin %1-5, düzgün olmayan galaksilerde - %30-50, çoğu eliptik galaksilerde -%0.17den az olduğunu düşünmektedir.

Bunlar gözlem sonuçlarıdır. Fakat galaksideki gazın, önceki kuşak yıldızlarının kütle kaybetmeleri sonucunda oluştuğu varsayımını desteklemiyor. Galaksideki gaz ve yıldızların daha genel mantığı şudur: Galaksideki yıldız sayısı ne kadar az ise bulundurduğu gaz miktarı o kadar çoktur. Bu mantık sadece küçük eliptik galaksilerde geçerli değildir. Çoğu uzay bilimci onları büyük galaksilerin kaybettikleri küresel yığınlar şeklinde değerlendiriyor. Fakat galaksideki gazın oluşması ve yeni yıldızların kimyasal maddelerinin benzerliğinden ve sadece önceki kuşak yıldızların gelişmesi sonucunda meydana gelmiş ağır elementlerin bulunmasından açıklanmaktadır.

Genç yıldızların, örneğin Ae/Be Herbig tipi yıldızların, spektral analizinde bu noktayı unutmamak gerekir. Moleküler bulutların kimyasal yapısı bulunduğundan beri dikkatleri çekmektedir.

Moleküler bulutlarının kimyasal yapısı: 1978 yılına kadar radyospektroskopik usullerle moleküler bulutlarda 50'ye yakın değişik molekül bulunmuştur. 1986 yılında bulunan molekül sayısı ikiye katlanmıştır. Moleküler bulutların kimyasal yapısının tam analizinden Herst'in (1982) çalışmasında bahsedilmektedir. 70'li yılların başında uzay bilimciler, ilk bakışta basit yapı gibi gözüken molekül bulutlarındaki moleküllerin karmaşıklığı ve çeşitliliği karşısında şaşırılmışlardı. Gerçekten de, doğrudan gözlemlerde saptanmadan önce bulutlarda bulunan suyun, asidin, HCOOH, veya dokuz atomlu dimetil etir CH₃OH₃ moleküllerinin, ya da etanolün C₂H₅OH bulunduğunu tespit etmek bir hayli zordu. Böyle moleküllerin bulunması ve incelenmesinin hayat oluşma problemine büyük bir etkisi

vardır, fakat uzay bilimcilerden hiç kimse bu karmaşık moleküllerin yıldızların oluşma ve şekillenme sürecine etkisini göremiyor.

Bizi ilk olarak bulutların esas fiziksel özelliklerini oluşturan moleküller ilgilendirir. Gözlemler ve basit hesaplamaların gösterdiklerine göre, moleküler bulutlarda en yaygın (miktarı 10^{-6} ve daha fazla) moleküller şunlardır:

H₂- hidrojen

N₂- azot

C₂- karbon

CO-karbon monoksit

OH- hidroksil

H₂O- su

HCN- sinitrik asit

CO₂- karbon dioksit

NH₃- amonyak

vs. Bunların dışında yoğun moleküler bulutlarda çok miktarda nötr helyum ve hidrojen de bulunmaktadır.

Yoğun bulutlardaki gazın özellikleri, toz taneciklerinin yoğunlaşma temelini oluşturabilir: Toz , silisyum, demir , buz , H₂O gibi ağır elementler oluşturur. C₂ molekülü çok etkiler. Söz konusu toz, galaksimizde çokça bulunan ve durdurulmadığı takdirde sadece 100 sene içerisinde yıldızlar arası molekülleri parçalayabilir, sıcak yıldızların kuvvetli ve UV ışınlarını yutabilir. Verimli çalışan bir buzdolabı rolünü oynayan, gazın en yaygın H₂ molekülü, yoğun bulutların fiziksel özelliklerini ciddi bir şekilde etkilemektedir. Hidrojen molekülünün seviyeleri zorunlu çarpışmaların sonucu gazın sıcaklığını sabit seviyede tutar. 28µm dalga uzunluğuna sahip bir KÖ çizgisinde ışın salmasını sağlar. Çoğu bulutlar 28µm dalga uzunluğuna sahip KÖ ışına karşı berraktır. Böylece bulut sıkıştığında bile sonuç

olarak doğan gravitasyonel enerji, KÖ salmaya geçiş yapıp, uzaya gider, tükenmez. Bunun dışında yukarıda da belirtildiği gibi, toz üzerindeki yutma $A_{\nu} > 5^m : 7^m$ aştığı zaman uzak O-yıldızlardan gelen röntgen kuantları bulutun içerisine girmeden artık onun dış tabakalarında yutulur. Bunun için de H_2 moleküllerinin konsantrasyonu büyür ve gazın soğutma mekanizması daha da verimli çalışmaya başlar.

Karbon gazı (CO) bulutlardaki gazın fiziksel özelliklerini fazla etkilemez; fakat güçlü 2.63 cm çizgisine göre galaksideki moleküler gazın incelenmesinde rolü oldukça büyüktür.

Su ve hidroksil molekülleri O_3 'deki uzay maddelerinin temelidirler.

şimdilik yıldız ve gezegenlerin gözlemlerinden belirlenen moleküler bulutlardaki elementlerin yoğunluğundan galaksideki miktarını güvenli olarak belirlemeye imkan yoktur. Aynı zamanda çalışmalar doteryumun izotop transmisyonuna ve hafif elementlerinin miktarına göre bazı farklılıklar göstermektedir. Doteryumun önemini Votson (1982) belirlemiştir.

Doteryum: Aller'e (1963) göre, yıldızlararası ortamda ve güneş etrafında ortalama $N(D)/N(H)$ oranı 10^{-4} eşittir. 1973 yılında Orion bulutsusunun moleküler bulutunda şnayder ve Bakal (1973) DCN molekülünü bulmuşlar. Gözlem sonucu iki izotopik molekül oranı $N(DCN)/N(HCN) \approx 2.4 \cdot 10^{-2}$ olarak bulunmuştur. Bu tabii ki Orion bulutunda hidrojen miktarı doteryum miktarının 40 katı olduğu anlamına gelmez: DCN molekülünün oluşma ihtimali daha fazladır, bunun için $N(D)/N(H) \approx 10^{-2} : 10^{-3}$ beklenir. Spittser ve diğerleri (1973), "Copernic" uydusuna yerleştirilmiş cihazlar yardımıyla, yıldızlar arası moleküler hidrojeni incelerken, dokuz yıldızın spektrumlarında HD molekülünün iki çizgisini buldular. H_2 oluşma mekanizması HD oluşma mekanizmasından daha verimlidir ve de HD molekülü daha kolay parçalanır; buna göre yazarlarının verdikleri: $N(HD)/N(H_2) \approx 10^{-6}$ oranı proton ve doteryum

miktarını belirlemez. Tekli yıldızlar arası bulutta doteryum bulunma sınırları $N(D)/N(H) \approx 10^{-2} : 10^{-5}$.

Tritiyum: Yarı dağılma zamanı çok kısa olduğundan yıldızlar arası bulutlarda fazla miktarda olmaz.

Lityum: yıldızlar arası ortamda $\lambda 6708 \text{ \AA}$ çizgisindeki gözlemlerde bazı sıcak yıldızların spektrumlarında (55 Kuğu) bulunmuştur. Vanden Bout ve Grapsmit (1974) bu yıldızda lityumun öz ağırlığını $1.7 \cdot 10^{-10} \text{ cm}^{-2}$ olarak belirlediler. Lityum miktarını demir ve kalsiyum miktarıyla kıyaslayıp 55 Cyg ve özellikle ϵ Oph ağır elementlerin Güneş etrafındakinden daha az olduğu görüldü. Fe ve Ca miktarının normal, Li'un fazla miktarda bulunduğu gibi değişik düşünceler de akla gelebilir. Şu an tam karara varabilmemiz için yapılan gözlemler yeterli değildir.

Berilyum: Az miktarda da olsa yıldızlar arası ortamda direkt gözlemler sonucu bulunmaktadır. (Boysgard, 1974)

Her iki durumda da Lityum ve Berilyum miktarı yıldızlara yakın bölgelere ilişkin olup, spektrumlarında yıldızlar arası çizgiler incelenen sıcak yıldızların kimyasal yapısını gösterebilirler. Tozun yıldız asıllı olması ihtimali ise çok yüksektir.

Hafif elementlerin yıldızlar arası ortamda bulunmasını zorlaştıran iki önemli durum söz konusudur. Birincisi ; yıldızlar arası toz taneciklerinin terkinde helyumdan ağır olan elementler de bulunabilir ve de toz karışımındaki her elementin rolünü tespit etmek şu an imkansızdır. (Fild 1974). İkincisi yıldızlar arası bulutlardaki elementlerin hidrojene göre miktarlarının kıyaslanmasının zor olmasıdır

Şu an için en azından şöyle denilebilir: protoyıldız bulutlarında hafif elementlerin yüksek oranda bulunma varsayımını yalanlayan ciddi gözlemsel bulgular yoktur. Bu varsayım onun için dikkatimizi çekmiştir ki, çalışmamızın esas konusu olan genç yıldızlar

Ana Kolun (AK) yıldızlarından daha çok lityum içermekte, doteryum ise onların şekillenmelerinde önemli rol oynamaktadır.

Bununla birlikte YB'lerinde yıldızlar arası ortamın yoğunlaşması büyük kütleli yıldızların hızlı gelişmesi sayesinde gerçekleşir. Büyük kütleli yıldızlar YB'si için ağır elementleri üreterek YB'de dağılmaktadırlar. Basit hesaplamalar gösteriyor ki YB'de 2-3 çok genç yıldızın patlamasıyla oluşan bulutun kimyasal yapısı, galaksinin bütün yıldızlarının (10^{10}) etkileşiminden daha fazla etkileşir. (Şevçenko, 1975). Bunun dışında daha sonra gelişmenin başlangıç aşamalarında madde kaybının ne kadar çok olduğu ve kütleli kaybeden genç yıldızın ana moleküler bulutuyla ne zamana kadar ilişkisini sürdüreceği kesin olarak bilinmemektedir. Molekül bulutlarının gözlenen kimyasal yapısı, basit gaz-su-gaz döngüsünden başka bir çok işlem sonucunda oluşabilir.

Böylece yıldız oluşumuyla ilişkili yoğun yıldızlar arası bulutların fiziksel ve kimyasal yapısı artık 10-15 yıl öncesine nazaran varsayım şartlarına değil, belli gözlem materyallerine dayanabilir.

Gravitasyonal büzülme: Yıldızlar arası ortamda yıldız oluşumunu inceleyen çoğu kitap ve çalışmalarda, bulutların gravitasyon sıkışmasındaki kütle, yarıçap ve zaman değerlendirilmesi için bilgiler verilmektedir. Alt bölümlerde bazı yıldız bölgelerine ait önemli fiziksel parametreler arasındaki ilişkiyi gösteren formüller verilmiştir.

Jeans'in dengesizlik Kriterine göre, homojen dağılmış çekimsel çevre, ayrı yoğunluklara bölündüğünde, o yoğunlukların genel boyutları

$$R \geq R_0 = \left(\frac{\pi}{G\rho} \right)^{1/2} v_s = \left(\frac{\pi\gamma R_r}{\mu G\rho} \right)^{1/2} \approx 16 \left[\frac{T(\text{grad})}{n(\text{cm}^{-3})} \right]^{1/2} pc \quad (1.2)$$

olur.

Burada V_s -ses hızı R_r -universal gaz sabiti, μ moleküler kütle (hesapta $\mu \approx 2$ alındı), γ adiabatik sabit ($\gamma=5/3$) G -çekim sabiti, T ve ρ -ortamın sıcaklığı ve yoğunluğu, n -

parçacıkların konsantrasyonunu ifade etmektedir. Şimdi artık oluşmuş bölmelerin kütlelerinin alt sınırını bulmak mümkündür.

$$M \geq M_0 = \rho R_0^3 = \left(\frac{\pi \gamma R_r T}{\mu G} \right)^{3/2} \frac{1}{\rho^{1/2}} \approx 150 \frac{[T(\text{grad})]^{3/2}}{[n(\text{cm}^{-3})]^{1/2}} M_\odot \quad (1.3)$$

eğer R boyutunda bölmenin potansiyel gravitasyon enerjisi

$$U \approx -\frac{GM^2}{R} \approx -G\rho^2 R^5 \quad (1.4)$$

efektif değerine göre, aynı bölmede oluşan sıcaklık

$$W_T \approx Mv_s^2 \approx \rho v_s^2 R^3 \quad (1.5)$$

büyük olursa, bu bölme, gravitasyon dengesizlik kriterine göre, sonsuza kadar büzülecektir.

(1.2) ve (1.3) formüllerini $|U| \geq W_T$ şartıyla (1.4) ve (1.5)'ten elde etmek mümkündür.

Bu şart kolaylıkla elde edilebilir, çünkü W_T sabit yoğunluk ve sıcaklıkta R boyutuyla R^3 kadar büyür, U ise R^5 'ile orantılıdır; demek ki, verilen ρ ve T için öyle bir R_0 var ki, $R \geq R_0$ 'da bulut, kendi gravitasyonu etkisinde kesinlikle sıkışmaya başlayacaktır. (1.2) ve (1.3) formülleri bu şekilde de açıklanabilir.

$$R_0 = \frac{\mu GM}{AT} \approx \frac{0.2M}{TM_\odot} pc \quad (1.6)$$

burada $R_0 > A = 8.3 \cdot 10^7$ erg/mol*kelvin; bu formülden yararlanarak aşağıdaki ifadelerin doğruluğunu anlamak mümkündür: $M = M_\odot$ ve $R = 1pc$ olan bulut kendi gravitasyonu ile sıkışmaz. $M \approx 10^3 - 10^4 M_\odot$ sıcaklığı $10^0 < T < 50^0$ K, yarıçapı birkaç parsek olan gaz-toz moleküler bulutlar büzülür. Şimdiyse bütün ptoroyıldız boyutuna sıkışma zamanını değerlendirelim. Kolaylık için ,sıkışma müddeti boyunca sabit bir orta g ivmesinin var olduğunu var sayalım. O zaman, sıkışma zamanı ve bulut yarıçapı basit bir formülle bulunabilir.

$$R = \frac{1}{2}gt^2 \quad (1.7)$$

Çekim ivmesini $g=GM/R^2$ kabul edersek, parçacığın serbest çöküş (Kollaps) süresini buluruz.

$$t = \left(\frac{2R^3}{GM} \right)^{1/2} = \left(\frac{2\pi G \bar{\rho}}{3} \right)^{-1/2} \quad (1.8)$$

burada bulutun ortalama yoğunluğu

$$\bar{\rho} = \frac{M}{4/3\pi R^3} \quad (1.9)$$

Böylelikle büzülme müddeti, sadece bulutun ortalama başlangıç yoğunluğuna bağlıdır. (1.8) formülünü gravitasyon dengesizliğinden (1.6) M değerini ekleyerek değiştirmek mümkündür:

$$t = \left(\frac{5\mu}{AT} \right)^{3/2}, GM = 6.10^7 \frac{\mu^{3/2}}{T^{3/2}} \frac{M}{M_{\odot}} \text{ sene} \quad (1.10)$$

Moleküler ağırlığı $\mu=2$ alırsak, $T \approx 20$ °K sıcaklıkta $M=10M_{\odot}$ kütleinde bir bulutun 10^5 yılda büzüldüğünü buluruz. Gerçek moleküler bulutlarda büzülme müddeti daha kısa olmalıdır. Birincisi, belli kütledeki yıldızın oluşumunda sıkışan bulutun kütle ve boyutları çok daha büyük olur ; ikincisi de, gerçekte gözlenen bulutlarda yoğunluklar çoğu zaman formülle (1.2), (1.9) hesaplananlardan daha yüksek olur.

Hesaplamalara rağmen, gözlemler Jeans'ın kriterine uyan bir çok bulutun olduğunu gösterir. Fakat bu bulutlarda yıldız oluşumunun göstergeleri mevcut değildir.

Gravitasyonel sıkışma teorisinde daha bir çok çözülmemiş sorunun olmasına rağmen, teori en azından yıldız oluşum bölgelerindeki olayların tümünü açıklamaya imkan vermektedir.

Protoyıldız Modellerinin Sayısal Hesaplamalarının Bazı Sonuçları.

Gravitasyonel olarak büzülen modellerin sayısal hesaplamaları Heniey, Le-Levie ve Leve

(1959) çalışmalarından başlayarak çok genç kümelerin H-R diyagramları ile (Hertsprung-Rassel diyagramları) protoyıldızlarının teorik yollarının kıyaslanmasını mümkün kılmıştır. Ancak ilk kıyaslamalarda ciddi sorunlar ortaya çıkmıştır. Bu kümelerdeki küçük kütleyle sahip olan yıldızlar gözlemlere nazaran daha büyük ışınım gücüne sahip olmalılar, aksi takdirde yaşlarını mümkün olmayan derecede büyük olarak kabul etmek gerekirdi. Hayaşi ve arkadaşlarının (1961) teorisinin dayandığı simetrik radyoaktif modellerin büzülmesini açıklayan ve LogL-LogTe teorik diyagramında çözümü olmayan modellerin bulunduğu bölgeyi saptayan çözümler bulunmuştur, daha sonra bu bölgenin sınırı Hayaşi sınırı olarak adlandırıldı. KÖ astronomisinin gelişiminden sonra Hayaşi sınırının sağındaki bölgede nesnelere kadar az olduğu görülmüştür. Hayaşi'nin elde ettiği en önemli sonuç (1961, 1966) yıldız oluşumundaki konvektif aşamanın bulunmasıdır. Hayaşi göstermiştir ki, termonükleer enerji kaynaklarının henüz çalışmadığı, fakat yıldızın merkezindeki sıcaklık yüksek seviyeye ulaştığı aşamada, protoyıldızdaki enerji transferi ışınım yoluyla değil, konveksiyonla gerçekleştirilir. Bu aşamada bulunan protoyıldız

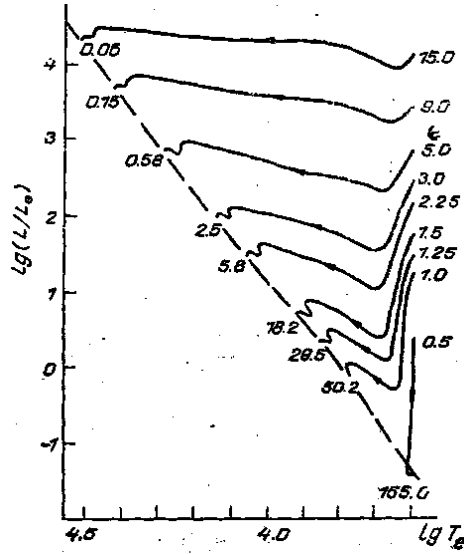
$$T_e \approx M^{7/31} L^{1/62} \quad (1.11)$$

eşitliği olan Hayaşi sınırı boyunca hareket eder. Konvektif protoyıldızın yüzeyinin efektif sıcaklığının kütleyle ve de toplam ışınım gücüne bağlı olduğu eşitlikten görülmektedir. Burada $T_e \approx 2000$ °K dir. Konvektif aşamanın sonucunda yıldız Hayaşi sınırı boyunca uzanan koldan çıkarak dengede bulunan bir çekirdek oluşturur ve sonuç olarak bu çekirdekte termonükleer sentez reaksiyonları için gerekli sıcaklıklara ulaşır. Fakat küçük kütleyle sahip olan yıldız ($M < M_{\odot}$) her zaman dış konvektif kabuğuyla kalır. En küçük kütleli olanlar ise konvektif Hayaşi aşamasından çıkmadan Ana Kola gelirler.

Aynı zamanda biliniyor ki, Güneşin dış katmanlarında enerji transferi konveksiyonla gerçekleşiyor. Bununla hidromanyetik olayları, güneşin aktif yapısını, Hayaşi modellerine dayanarak çözme imkanı doğdu.

Hayashi'nin hesaplamaları sonraki çalışmalarda İben (1965), Larsan (1972), Kolesnikov (1974, 1975) ve diğerleriyle daha detaylı incelendi.

Şekil 1.2'de İben'in verilerine göre sıkışan protoyıldızların gelişme yolları verilmiştir. Diyagramda değişik kütlelere sahip yıldızların Ana Kola varma zamanları (mln yıl olarak) verilmiştir.



Şekil 1.2 İbene göre gravitasyonal olarak sıkışan (büzülen) protoyıldızların gelişme trendleri (yolları)

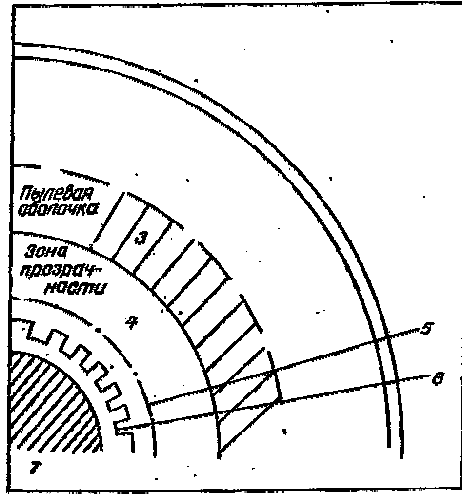
Gözlemlerin teorik sonuçlarla kıyaslanması her zaman ümit verici gözüküyordu. Fakat 70'li yılların sonunda yapılan hesaplamalardan sonra da, küçük kütleli yıldızların gözlenen ve teorik toplam ışınmaları arasındaki fark arttı. Çoğu zaman, teoriye güvenerek, bu fark genç kümelerdeki büyük ve küçük kütleli yıldızların yaş farkına bağlanıyordu (böyle yaş farkı açıklamalarından birini Sklovskiy'in (1984) kitabında bulmak mümkündür).

70'li yılların sonlarına doğru protoyıldızların, radyo ve KÖ bölgesindeki direkt gözlemleri sonucu yeni bilgilerin elde edilmesi mümkün olmuştur. Daha değişik modeller oluşturma ihtiyacı doğmuştur. Böyle modeller üzerine Appentseller ve Çarnuter (1975), Yorke ve Krügel (1977), Erbert ve Tsinnerker (1981), Larsan (1983) ve daha birçok kişi çalışmışlardır. Sonuç olarak yıldız oluşmasında madde yığılmasının (akresyonun) önemli rol oynadığı saptanmıştır. Büyük kütleli protoyıldızlarda hidrojen yanmasının madde yığılması

(birikmesi) bitmeden önce başladığı bunun için de büyük kütleli yıldız hayatlarının bir kısmını, optik yörede görülmeden, Ana Kolda geçirdikleri ortaya çıkmıştır.

Şekil 1.3'te, toplam 20 Mo kütesine sahip protoyıldız ve onu kuşatan ptoroyıldız bulutunun, kütesinin yarısı yığılma sonucu çekirdeğe düştüğü zaman, iç yapılarının şeması verilmiştir. (Bertu ve Yorke, 1982, bilgilerine göre).

Bu modelin en önemli noktası şudur ki, madde birikmesi aşamasının uzun süresi boyunca protoyıldızın toplam ışımalarının tümüne yakını, birikmenin darbe cephesinde oluşan ışınlamasından ileri gelir. Bertu ve Jorke (1982) bunu şu şekilde açıklamaktadır:



Şekil 1.3

Çekirdeğin L ve darbe cephenin L_y ışınlarının oranı yaklaşık olarak birikme zamanı skalasının t_{akk} , Kelvin Helmholtz çekirdek için zaman skalasına ters oranına eşittir. Çekirdek yarıçapı R_* ise:

$$t_{kg} = \left(\frac{GM^2}{R_*} \right) L \quad (1.12)$$

ve de

$$t_{kk} = \frac{M}{M\dot{c}} \quad (1.13)$$

burada M-çekirdek kütlesi, M' yığılma hızı. Çünkü $t_{akk} \ll t_{kg}$, $L \ll L_y$. Bunun için, hidrostatik çekirdeğin fotosferi ile serbest düşen çember arasında, bir akresyon darbe cephesinin reaksiyon bölgesi vardır ve dolayısıyla daha yüksek sıcaklığa sahip bir yalancı fotosfer oluşur.

İkinci yalancı fotosfer. İnce ($\Delta R \approx 10^{12}$ cm) toz çemberlerde bütün görünür ve UV ışınlarının yutulduğu buzun erime bölgesinin sınırında mesafe 10^{15} cm-100 a.e. ulaşır. Söz konusu ışınlar KÖ frekanstaki ışınlar dönüşür, bunun için de fotosferin 100 ile 1000 °K arası sıcaklıklara sahip olduğunu gösteren KÖ ışınlar gözlenir.

Ae/Be Herbig ve T Tauri yıldızları için böyle model uygun olarak görülüyor. Bir takım dış etkiler sonucunda her hangi bir zamanda bütün protoyıldız yapının (bak şekil 1.3) dağılmaya başladığını düşünelim (aşağıda bu konu daha geniş olarak ele alınacaktır). Toz çemberin bozulduğu ve gözlemciye ilk yalancı fotosfer- akresyon darbe cephesinin arkasındaki ışınım-görünmeğe başladıysa, Ae/Be Herbig ve T Tauri tipi yıldızların hareketliliği adı verilen olayların tümünü gözleme imkanını elde edeceğiz.

Dağılması mümkün dış çember, söz konusu yıldızla ilişkili bir KÖ kaynak olarak gözleniyor. Akresyon ve ışınlamada gözlenen darbe cephesi, sert ultraviyolede, genç hareketli yıldızlara has olan KÖ bölgesine kadar olan enerji oluşturur. Yani çember kalıntıları, sert ışınlamayla delinmiş hareketli gaz bulutları, bu nesne spektrumlarından emisyon çizgilerinin yönlerini belirler. Dış çember dağıldığında şekil 1.3'teki modeli oturaklı kılan küresel simetrinin şartları birden değişir. Madde birikimi hızlı değişiyor ve dolayısıyla darbe arkasındaki enerji çıkışı ve ışınımın spektrumu da değişiyor. Bütün bunlar T Tauri ve Ae/Be Herbig yıldızlarının ışınımının değişkenliği olarak algılanıyor. Bu modele göre hem akresyonda bulunan çekirdekten kütle kaybı olarak algılanan madde atılmıştır, hem dalga uzunluğu ve zamanla spektrumların değişmesini açıklamak mümkündür.

Burada ve aşağıda protoyıldızın ana bulutsudan ve protoyıldız yoğunluğunun (koza) dış çevresinden ayrılması açılma olarak , adlandırılır.

Genç yıldızlar hem konvektif dengesizlik, hem değişen manyetik alana sahiptirler. Bu olayların tümü küçük boyuttaki Güneş aktifliğiyle aynıdır. Bu olaylar bir birilerine nasıl bağlıdır? Bu iki olay fuor olayıyla nasıl bağdaştırılabilir? Söz konusu yalancı fotosferin altında gizlenen yıldız hangisi-kırmızı cüce mi, B-yıldızı mı? Açılma işlemi ne kadar sürer? Bu işleme bilinmeyen üçüncü mekanizmalar da etki eder mi?

Bu ve diğer önemli sorulara daha cevap verilememektedir. Bu durun, yeni araştırmaların ve Ae/Be Herbig (T Tauri yıldızların, fuorların, Herbig haro nesnelere, parlayan ve diğer genç yıldızların) yıldızları için yapılmış olan gözlemlerin analizlerinin önemini arttırmaktadır.

Bu nesnelere yerleştikleri ve geliştikleri ortamın incelenmesi en az yıldızların ışınımlarının incelenmesi kadar önemlidir. Aşağıda kızılötesi astronomiye ve radyospektroskopiye dayanan YB'lerin yapı ve gelişmesi konusundaki bulgulardan kısaca bahsedilecektir. Bu çalışmada sadece bizim elde ettiğimiz sonuçlar bulunmaktadır. (şevçenko, 1979)

ř2. YILDIZ OLUşUM BÖLGELERİNİN YAPISI.

MOLEKÜLER BULUTLARDAKİ NESNELERİN

GRUPLARI VE GELİşİM AşAMALARI.

YB'yle sınırlı olan uzayın boyutunu ve kütesinin değerlendirmesini yapmaya, ve de yıldız oluşumunun ilk göstergelerinin ortaya çıkışından, bölgedeki yıldız oluşumunun sona ermesine kadar YB'nin gelişmesini izlemeye çalışalım. YB hakkında gözlem verilerinin ve YB gelişimi hakkındaki modern fikirler Strem (1972)'in çalışmasında ve "HII Bölgeleri ve Akraa Nesnelere" (1975)' isimli derleme kitabında verilmiştir.

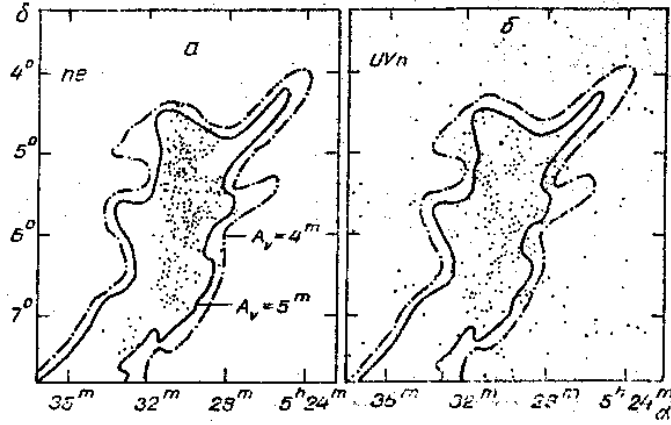
YB'deki Nesnelere Üç Türü: Grasdalen YB'deki nesne türlerini, onların karanlık bulutlarla ilişkilerine göre aşağıdaki sınıflara ayırmayı teklif ediyor: Gizli (IRS, MRS), oluşan (HH) ve görünür (HH haricinde optik frekansta gözlenebilir nesnelere tümü). Yazarın fikrine göre ise YB'deki nesnelere, değişik YB'deki nesnelere molekül bulutlarıyla ilişki derecesine göre farklı kategorilere ayrılması daha uygundur:

Kapalı - "C" (closed) radyo veya KÖ frekansında ışınlama gücü optik, olanının 1000 katından daha fazla ($A_v > 7^m$) olan YB nesnelere;

Açılan - "R" (revealed) - optik nesnelere benzeten IRS ve radyo- kaynakları ve bu nesnelere toplulukları . Onlara Ae/Be Herbig, T Tauri, $\epsilon\alpha$ - küçük, çekirdeklerin üzerindeki belirgin salma bulutsularına dalmış, çok kızarmaya uğramış topluluklar, salma nesnelere ve HH nesnelere dahildir;

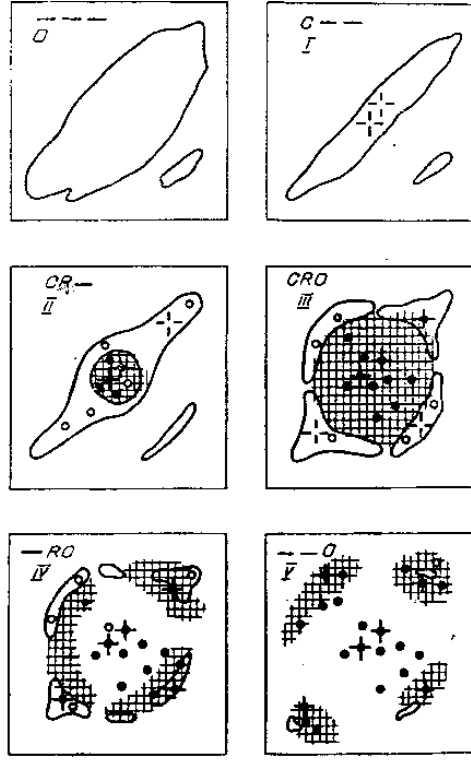
Açık - "O" (open) - YB'deki geri kalan türlere ait, fakat gösterge sayılmayan nesnelere; onlar genellikle optik ve UV frekansında ışınlama yaparlar, çok az KÖ fazlalıklara sahiptirler, ve genellikle Ana Kol yıldızlarıdır. Bu "O" kategorisine aynı zamanda topluluklardaki belirgin salma özelliklere sahip olmayan parlayan yıldızlar da dahildir.

T Tauri, $\epsilon\alpha$ - nesnelere ve Ae/Be Herbig nesnelere, açılan nesnelere gözüyle bakılması tepkiyle karşılanır, çünkü son zamanlarda T Tauri tipi yıldızların spektrumlarındaki özellikler komşu bulutsularla ilişkilerden değil, onların atmosferleri ve kromosferlerindeki fiziksel olaylardan kaynaklandığı fikri yaygınlaşmıştır. Açılma süreci iki türlü sürebilir: nesne ya ana buluttan, çekirdekten- "açılıyor", veya kendi berrak olmayan çemberinden- "kozadan" kurtuluyor. T Tauri tipi yıldızların karanlık bulutlarla ilişkileri, ve moleküler bulutlardaki maddenin yoğunluğu hakkındaki bilgileri veren yeni bulgular, akresyon teorisinin eleştirisine bir daha inilmesi gerektiğini gösterir.



Şekil 1.4

YB'lerin Gelişim Şeması: Strem (1975) çalışmasında ayrıntılara girerek genç yıldızların karanlık bulutlarla etkileşimini, ve bu sürecin aşamalarını ele almıştır: a) bulutun büzülmesi, IRS, MRS gibi parlayan protoyıldızların oluşması; b) sıcak yıldızların ışınlaması veya yıldız rüzgarı etkisinde bulutun dağılması; c) HII bölgelerin oluşması ve gelişimi. Çerçuell (1975), difüzyon nesnelerrinin (NGC 1000, IC 434) yapılarının çembersel yapıdan (NGC 7822, NGC 2237) çekirdek - halo yapısına (S 206, S 209), ve sonra da lifli bulutlara (NGC 2010) doğru geçmesini mümkün görüyor. Bulut gelişimini etkileyen en önemli sebeplerden bir kaçı, sıcak yıldızların ışınlamı etkisinde ısınma ve yıldız rüzgarı basıncıdır. Yıldız rüzgarının yıldızlar arası çevreye etkisinin sayısal hesabı (Fol, 1975), 10^{-5} Gs kadar manyetik alanın etkisi de hesaba katılarak yapılır. Buradan, yıldızlararası çevrede şok dalgalarının ve HII bölgelerindeki maddenin yüksek hızlara ulaşmasının mümkün olabileceği fikri ortaya çıkar. Fakat çevrenin yoğunluğu yüksekse ($NH_2 > 100 \text{ cm}^{-3}$), süreçler daha az etkili olur ve bulut dağılımının sayısal hesaplamalarında zorluklarla karşılaşılır (Strem v.b., 1975, Fol, 1975, Çerçuel, 1975). Patlama süreçlerinin hesaba katılması da gerekebilir (Şevçenko, 1975a).



Şekil 1.5

Aynı zamanda, eldeki bilgilere dayanarak, YB gelişme şemasını oluşturmak mümkündür. "C-R-O" nesne tipleri arasındaki ilişkilere, çekirdek düzlemlerindeki şekil ve yerleşmelerine, HII bölgelerinin özelliklerine ve çok genç toplulukların yaşlarına (Şevçenko, 1966) dayanarak hazırlanan şekillerden bazıları (şekil 1.5)'te verilmiştir:

- 1) Yıldız oluşum belirtileri taşımayan yoğun bulutlar: Palomar atlasının haritalarına dayanarak karanlık bulutların dikey ve yatay boyutlarının kıyaslamasının ön analizi göstermiştir ki, normal bulutun boyut oranı $1/4$ 'ü geçmemekteyken, yıldız oluşum göstergeleri taşıyan bulutların uzunlukları daha büyüktür ($1/3:1/30$).
- 2) Çekirdek fonunda yalnız IRS, MRS gözlenilebilir ve "O-R" tiplerinin kapalı nesnelere mevcut değildir. Fenis ve arkadaşları (1975) LD 967 karanlık bulut bölgesinden kuvvetli bir KÖ ışınım bulmuşlardır. Çekirdekteki salma, OH-kaynağı yıldız oluşumunun diğer göstergelerin bulunmadığı ρ Oph (LD 1709) bölgesinde bulunmuştur (Knapp ve Ker, 1973). Başka örnekler getirmek de mümkündür. Kratçer (1973) 46 moleküler bulutta

ayrıntılı konum belirtmeden OH çizgisini gözlemiştir. Birinci YB tipinin var olması , başlangıç yıldız gelişimi için kritiktir: Gravitasyonel büzülme teorisinin klasik şemalarına göre , yıldız oluşumu büyük kütlelerden başlamaktadır. Pikelner (1972) yıldız oluşumunun farklı bir varyantını sunmuştur: İlk önce çekirdeklerin yüzeylerinde küçük kütleli yıldızlar oluşmaktadır (T-assosasyonları).

3) "C-R" tipini temsil eden nesnelere görünmektedir fakat; "O" nesnelere mevcut değildir. Boğadaki (T1-T3 T-assosasyonlar bölgesi) ve RCr A bölgesi bu tipe aittir.

4) YB'de aynı anda nesnelere üç tipi de görülebilir. Bu tipe YB'lerin çoğunluğu dahil edilebilir. Bu gelişme aşaması en uzun olanıdır.

5) "R-O" tipleri kapalı nesnelere bulundurulmadığı bölgelerdedir. Bu son aşamaya λ Ori etrafındaki bölge yakındır.

6) "C-R" nesnelere belirtileri olmayan normal topluluk veya topluluk birliği (bazen O-asosasyonu), bu aşamada YB Galaksinin normal nesnelere arasına geçerler. En yakın geçmişte YB'nin 2-5 tiplerine dahil olan O-B asosasyonları ve topluluklar, sıcak yıldızlar tarafından aktifleştirilerek düşük parçacık konsantrasyonuna sahip HII bölgelerini oluşturabilirler. Gaz kalıntılarını bulundururlar. Böyle topluluklar etrafında yıldızlar arası bulutların küçük parçalarına rastlamak mümkündür.

Sunulan şema çok basittir. Yıldız oluşumu, moleküler bulutun bir kısmında başlayıp, teker- teker 2-5 aşamalarından geçmektedir. Aynı zamanda özgravitasyonu ve komşu aktif yıldız oluşum bölgesinden gelen şok dalgaları etkisiyle yoğunlaşan çekirdeğin diğer bölgelerinde, aynı süreç biraz gecikerek gerçekleşir. "Küçük" YB'de de süreçler 2-5 aşamalarından geçer. Çekirdek kalıntılarında bu süreç daha geç ve daha küçük çapta gerçekleşir. Böylece, bir YB içerisinde 2'den 5'e kadar farklı aşamalarda bulunan birkaç çekirdek veya yıldız oluşum bölgesi bulunur.

Çekirdeğin başlangıç kütlesi, oluşacak topluluğun kütlesini ve ışınlama fonksiyonunu belirler. "Açılan" topluluk etrafında onun gelecekteki koronası (taç) oluşur (Hlopov, 1968). Sadece zengin toplulukların koronaları yaş itibariyle onlardan daha genç olabilir; zamanla bu fark artık ayırd edilmeyecek hale gelir. Çekirdeklerin başlangıç kütleleri çok küçükse, oluşan yıldız topluluğu, gaz ve tozun çevresinden dağılmasından sonra, genel yıldızlar uzayı fonunda az fark edilebilir. Zengin toplulukların yanı sıra az sayıda yıldızla sahip olan topluluklar da oluşur. Bunların her ikisini de YB'de geniş ve yoğun olmayan yıldız koronaları kuşatmaktadır.

Yıldız Olusum Bölgeleri

No RSF	Merkez 1950 yıl	Boyut	Tip	Radyo Kaynak	Karanlık Bulut	O-asosyonları
1 Cas	$0^{\circ}39^m + 61^{\circ}.0$	0.7	IV	?	1230	Cas IV (8)
2 Cas	$2.21 + 61.50$	1	III	W3	1359—62, 1365—69, 1372	Cas OB6 (27)
3 Cas	$2.50 + 60.30$	1.5	IV	W5	1375—6	Cas XII
1 Per A	$3.35 + 31.30$	2.5×3	II; III	—	1472, 1468, 1479	Per OB (10)
1 Per B	$3.52 + 36.0$	3	II—III	—	1173?	—
2 Per	$4.23 + 35.10$	0.5	II	—	1482	—
1 Tau	$4.34 + 26.0$	12	II	—	II—271, 273, 278, 282—3, 285—6, 291	yok
1 Aur A	$5.10 + 37.24$	0.1	II	—	H—288	—
1 Aur B	$5.12 + 34.10$	1	III	W3	H—281	Aur OB1 (8)
2 Aur	$5.37 + 36.39$	—	—	—	1525?	Aur OB1 (7)
1 Ori A	$5.32 - 5.30$	2×5	II	W10	1640—1	O—B yıldızları M 42(10)
1 Ori B	$5.32 - 1.30$	5	II+III	12	1630	Ori OB (52)
1 Ori C	$5.32 + 10.0$	5	IV	—	E, F, G	O—B yıldızları Cr B ve yanları (20)
2 Tau	$5.42 + 26$	6	II—III	—	H—293	—
1 Mon	$6.05 - 6.22$	0.5	II	PKS 0605—06	1643—5	—
2 Ori	$6.06 + 20.30$	0.3	III?	W 13	1674—6	—
3 Ori	$6.08 + 15.30$	0.5	III?	—	1591—3	—
2 Mon	$6.29 + 5.0$	1	III	W 16	H—317, 320	Mon OB2(13)
3 Mon	$6.35 + 10.30$	2.5	III	—	1604—1610	Mon OB1(14)
1 CMa	$7.04 - 11.0$	4	III	—	1657	CMa OB 1(2)

Yıldız Listesi

Tablo 1.2

No RSP	T-asosyonlar	IRS	MRS	Bölge HII	Yıldız Grupları	r, kpc
1 Cas	NGC 225(5/5)				NGC 225	1,2 ?
2 Cas	?	var	OH H ₂ S H ₂ O	IC 1795 1805	Me1 115 NGC 1027 Markar 6	0,9
3 Cas	IC 1848 (?)	—	—	IC 1848	IC 1848	1,0
1 Per A	T2 Per (16/16) NGC 333 (3/3)	var	H ₂ O	IC 348 1+3 zayıf sislikler	IC 348 NGC 1333 Gingrich	0,38
1 Per B	—	—	—	NGC 1499	—	—
2 Per	T3 Per (1/3)	Lk H _α 101 v.b.	—	NGC 1579+2 uydusu	—	0,8
1 Tau	T1 Tau (15/15) T2 Tau (12/12) T3 Tau (49/49) T1 Aur (12/15)	2	OH HCO	IC 2087 IC 359+20	—	0,17
1 Aur A	T2 Aur (0/15)	var	—	Sh 288 IC405, NGC 1931	— IC 410?	—
1 Aur B	—	—	—	Sh 235, M 1-62	—	—
2 Aur	—	3	—	—	—	—
1 Ori A	T2 Ori (266/450)	OMC-1 OMC-1	OH, H ₂ O, H ₂ S	M42, NGC 1977+6 rrr sislikler IC 424, 426, 428	NGC— —1976—7 1980—81	0,4
1 Ori B	T3 Ori (98/102) T8 Ori (45/2)	OMC- NGC2024 var	OH OH	IC434, NGC 2024	NGC 2024 M 78 Cr 70	0,8
1 Ori C	T1 Ori (48/49) T4 Ori (27/28) T7 Ori (15/15)	?	?	S 153	Cr 69	0,4
2 Tau	T4 Tau (60/65)	2 IRC ?	—	S 147	—	0,2
1 Mon	T3 Mon	var	OH, H ₂ O, CO, HCH, CS, H ₂ SO	NGC 2183-5	—	—
2 Ori	—	—	H ₂ O	NGC 2174-5	NGC 2175	1,1
3 Ori	—	—	—	—	—	—
2 Mon	T2 Mon (0/16)	var	—	NGC 2244, 2237	NGC 2244	1,56
3 Mon	T1 Mon (123/198) T4 Mon (9/16)	var	4 H ₂ S	NGC 2264, S Mon NGC 2169, 2245, IC 496	OGC 2264 Cr 95	0,8
1 CMa	T4 Mon	—	—	IC 2177, NGC 2327	(NGC 2338?)	—

Tablo 1.2 nin Devami

No RSF	T-asosyonlari	IRS	MRS	Bölgeler H??	Yıldız Grupları	r, kpc
2 CMa	—	—	—	—	NGC 2362	—
1 Pup	—	—	—	NGC 2467	Tr 9	1.5?
1 Car	Car (0;19)	var	H ₂ CO	NGC 3372	Tr 14,18 Cr 238	2.65 87
2 Car	—	var	—	NGC 3576, 3581	—	1.1
1 Ara	—	var	—	—	—	—
1 Oryb	T1 Sco (19;33)	var	H ₂ CO, CS	IC 1003-6	—	0.21
2 Ara	—	var	OH	NGC 6188	(NGC 6193?)	1.0
1 Sco A	K 17 (13;13)	var	OH H ₂ O	NGC 6334	—	—
1 Sco B	—	var	—	NGC 6357	—	—
1 Sgr	—	—	—	NGC 6514	NGC-6514	1.4
2 Sgr	T2 Sgr (37/85) T1 Sgr (4/9) T3 Sgr (6/7)	var	OH, H ₂ O	NGC 6523 Lagoon, S 188 IC 1274b	NGC 6530, M 8	1.3
3 Sgr	—	var	OH	NGC 6589-90	M 24	1 (?)
1 Ser	T1 Ser (0;61)	var	OH, H ₂ O CO	NGC 6611, M17	NGC 6611, M 17	2.3
1 Aql	—	—	OH, H ₂ O	—	—	3.8?
1 Cra A	T1 Cra (5;7)	—	OH, CO	—	—	0.12
2 Aql	—	2	OH, H ₂ O OH?	—	—	—
3 Aql	—	—	H ₂ O	NGC 6823, 6820	NGC 6823	1.8
1 Vul	—	—	H ₂ O	NGC 6888	(NGC 6871)	1.5:
1 Cyg	—	—	OH	NGC 6913	—	—
2 Cyg	T2 Cyg (4;4)	—	—	IC 1318a	NGC 6914	—
3 Cyg	—	AFCR1 8:9 var	OH 26.5+ +0.6 var	—	—	—
4 Cyg A	—	var	OH?	—	—	—
4 Cyg B	T1 Cyg (21;21)	var	H ₂ CO OH	NGC 700	—	0.6
5 Cyg	—	var	OH	—	—	—
1 Cep	T1 Cep (0;15)	—	—	NGC 7023	NGC 7023	0.26
2 Cep	T2 Cep (0;25;125)...	—	—	IC 1395	—	0.48
3 Cep	—	—	• OH	—	—	—
4 Cep	T3 Cep (11;11)	—	—	NGC 7822	NGC 7822	0.8

No RSF	Merkez 1950 yılı	Ölçü	Tip	Radyo Bölgeleri	Kara Bulutlar	O-asosyonlari
2 CMa	7 ^h 18 ^m -23.50	1.5	IV-V	-	1660-75	-
1 Pup	7.53-26.10	1	III?	-	H-342	Pup OB1- 2(13)
1 Car	10.42-59.0	2	III	QC 334	H-380, 391, 394	OB 1 (5)
2 Car	10.10-61.0	1	III	Cr 291.3- -07	H-409?	Car OB1?
1 Ara	16.18-50.0	1	I?	G 333.6- 02	H-494	-
1 Oph	16.20-23	9	II-III	-	H-527, 538 547, 556, 563	Scor OB2 (6)
2 Ara	16.37-47.0	1	III	GC 484?	H-499?	Ara OB1 (20)
1 ScoA	17.18-35.50	1	III	QC 497	H-525	-
1 Sco B	17.22-34.15	0.6	II?	W22	H-525	-
1 Sgr	17.54-31.36	2x1	III	W27	H-591	-
2 Sgr	17.58-23.22	0.7x0.9	III	W28	H-652	Sgr OB1 (7)
3 Sgr	18.11-17.56	2x1	III?	W33	H-695	Sgr OB 4 (8)
1 Ser	18.17-13.45	0.7	III	W37	H-710	Ser OB 1
1 Aql	18.53+1.16	0.1	I?	W44	617?	-
1 Cr A	18.57-37.10	0.7	II	-	Cr A cloud	-
2 Aql	19.08-05.05	1	I?	W49	639	-
3 Aql	19.20+14.08	1	I?	W51	716?	Vul OB1 (6)
1 Vul	19.40+23.05	0.5	III-IV	W55	H-72-73?	Vul OB1 (6)
4 Cyg	20.07+37	3	III-IV	W60 ON-2	H-93-97?	Cyg OB3 (9)
2 Cyg	20.16+41.42	2	III-IV	W62	H-110?	Cyg OB2 (7)
3 Cyg	20.27+40.01	0.1	I?	-	-	-
4 Cyg A	20.38+42.0	1	II?	W75	H-116	Cyg OB 9?
4 Cyg B	20.53+43.52	3	III	DR-21	H-120	Cyg OB7(7)
5 Cyg	21.08+47.22	-	I	W80	967	-
1 Cep	21.02-67.45	0.5	II-III	-	1171-1174	-
2 Cep	21.37+57	3	IV	-	H-52-163	Cep OB2(10)
3 Cep	22.29+75.0	3	I	-	1251	-
4 Cep	23.59+67.0	2	III	W1	H-204, 207	Cep OB4 (107)

Tablo 1.2'de 47 yıldız oluşum bölgesinin verileri verilmektedir. Bölgenin gösterimi YB (veya RSF) indeksi, numarası ve burç adı ile gerçekleştirilir. Merkezin koordinatları, açıl boyut, yazarın sınıflandırılmasına göre tipi ve kesintisiz spektrum radyokaynağının gösterimi 2- 5 sütunlarında verilmektedir. Karanlık bulutların seçimi Linds (1962) ve Havtasi (1960)

kataloglarına göre yapılmıştır; 6. sütunda Havtasi katalogundan alınan bulutlara H indeksi eklenmiştir fakat, Linds kataloguna ait olanların indeksi bulunmamakta. O- ve T- asosiyasyonları hakkında bilgiler 7 ve 9 sütunlarında verilmiştir, parantezde O-B3 yıldızların sayısı veya ea- yıldızları sayısının toplam yıldız sayısına oranı verilmektedir. 10. ve 11. sütunlarda IRS ve MRS hakkındaki bilgiler verilmektedir. Tire (-) , soru işareti (?) veya "Yok" kelimesinin anlamı şudur: (-) Belli değil (bulunamadı); (?) :Nesnenin (nesnelerin) olduğu tahmin ediliyor, fakat yeterli bilgi yoktur; "Yok": YB'de verilen nesnelere kesin değildir. HII bölgesindeki tozun ışınımı tahmin ediliyor veya cihazların çözünürlüğü yeterli değilse, yani kızılötesi kaynaklar az aktifleştirilmiş durumda iseler, 10. sütunda kızılötesi nesnelerin sayısı verilmemiştir. Son üç sütunda HII bölgesi veya parlak bulutsular, topluluklar ve YB'ye kadar olan mesafe hakkında bilgiler bulunur. Şu an için bilinen YB sayısı en az tabloda verilenlerin iki katı kadardır. Listeye ancak en çok incelenmiş, sonraki incelemelerine gerek duyulan bölgeleri dahil etmek amaçlanmıştır.

§3.YILDIZ OLUŞUM BÖLGELERİNDE

MOLEKÜLER BULUTLARDAN

DEĞİŞİK KÜTLELİ YILDIZLARIN

AÇILMALARININ BAZI ÖZELLİKLERİ.

Yıldızın oluştuğu parça, her zaman yıldız oluşum bölgesinin esas (çekirdeği) olan, moleküler bulutta (MB) saklıdır. Çekirdeklerin kütleleri, kümelerin oluşma bölgelerinde 10^4 - 10^7 Mo aralığıyla, ve T- asosiyasyonlarda 10^2 : 10^4 Mo aralığıyla sınırlıdır ve yaşları ise 10^8 yılı aşmamaktadır (Şevçenko, 1979, 1980; Stalbovskiy ve Şevçenko, 1981). Yıldızların büyük kısmı, Ana Kola ulaştıktan sonra MB içinde kalır, buradaki gelişmeleri Ana Koldaki "açık" yıldızların gelişmelerinden çok farklıdır. Yıldızın gözlemlere açık olabilmesi için, MB'tan açılması gerekir, yani MB'un bu yıldızın veya kümenin ışınımıyla parçalanması ve dağılması

gerekir. Bu sırada enerjinin belli kısmı, gazın iyonizasyonuna, gravitasyon kuvvetlerinin aşılmasına ve bulut parçacıklarının birkaç parsek mesafeye uzaklaştırılmasına harcanmaktadır. Bir O3-O5 yıldızının bütün enerjisi (10^{47} erg/yıl) bunun gibi şeylere harcanırsa, kütlesi 10^3 - 10^4 Mo olan bir bulut 10^4 - 10^5 yılda dağılır. Büyük bulutlar için daha fazla yıldız ve daha fazla zamana ihtiyaç vardır. Açılma süreci boyunca yıldızların MB ile ilişkileri devam eder. Koza, çember, akresyon (relaksasyon) cephesi dışındaki ışınlama, kozanın dağılması sonucunda oluşan küçük sıcak gaz bölgesi (KSGB) gibi, MB'un içerisinde uzun süre bulunmasından oluşan nesnelere, gözlemler için uygun duruma gelebilir. Genç yıldızların ve MB hızlarının dispersiyonu çok küçük (Herbig, 1977) olduğundan, "açılma" süreleri 10^4 'ten 10^6 yıl, veya daha uzun sürebilir. Kısaca açılmanın mümkün mekanizmalarını ve oluşmuş yıldızların MB çekirdeğiyle olan uzun gravitasyonel ilişkilerinin bazı sonuçlarını analiz edelim. Modern aşamada, başlangıç şartlarının çeşitliliğinden dolayı, böyle olaylara analitik yaklaşmak zordur. Fakat kaliteli analiz gözlemleriyle kıyaslama çok faydalıdır.

Açılma Mekanizmaları: Büyük yıldızların (O3:B1) açılmasını Vestbruk ve Tarter (1975), Appentseller ve Çarnuter (1974), Kippenhan ve Çarnuter (1975), ayrıntılı olarak incelemiştirler. Modellerin, gözlemlerle bulunan önemli özellikleri şunlardır: Hidrojen yanması ile başlayan hidrostatik çekirdeğin şekillenmesi, merkezi bölgeden gelen sıcaklık akısıyla ve şok dalga cephesinin arkasındaki ışınımıyla çevre büzülmesinin durdurulması ve yıldız gazının atılmasıyla sonuçlanan HII bölgesinin oluşmasıdır. HII bölgesinin sonraki gelişimi, gazın iyonlaşması ve şok dalgaların oluşumudur. Oluşmuş O3-B1 yıldızları MB'dan açılırken, açıldıkları bölgeyi de dağıtırlar. Radyo gözlemler ve KÖ tayfın gözlemleri, kozanın içindeki HII kondensasyonun normal HII bölgesine dek gelişmeyi de kapsayan, ağır protoyıldız modellerinin gelişmelerinin bütün aşamalarını doğrularlar. Optik olarak O3-B1 yıldızlarını sadece Ana Kolda iken gözlemek mümkündür. HII bölgelerin yakınlığı ve diğer

göstergelerin varlığı bu yıldızların genç olduklarını gösterir. Böyle yıldızların toplam ışımaları 10^{38} - 10^{40} erg.s⁻¹ kadardır.

B3-A7 yıldızları da Ana Kola kadar aynı şekilde gelişir (Vestbruk ve Tarter, 1975). Yıldız MB içerisinde bulunduğu ve hidrostatik çekirdek etrafında koza olduğu zaman, kozadan yıldıza olan yığılma, yıldızın sıcaklığını gazın iyonlaşması için yeterli olan seviyeye yükseltir (Larson, 1984). Böyle olayların sonucu olarak, YB'lerde yüzey sıcaklığı yüksek olan, normal kütle ve yarıçapa sahip yıldızlarının bulunması gösterilebilir. Aynı zamanda, böyle yıldızların ışıma enerjileri ($\sim 10^{36}$ erg.s⁻¹) MB dağılımı için yetersizdir. Ancak bu yıldızların konumu merkezde değil de buutların kenarlarına doğru ise, kendi başlarına açılmaları söz konusu olabilir. Bilinen R-asosyasyonlar (Rasin, 1968) böyle yıldızların açılmalarının görünmesidir. Bu gruptaki yıldız açılmalarının ilk aşamalarına Ae/Be Herbig (1960) yıldızları sınıfı dahildir.

10^{35} erg.s⁻¹ integral toplam ışımasına sahip küçük kütleli yıldızlar (3 Mo' dan küçük), MB'un merkezi bölgelerinde oluşmuşlarsa, açılmazlar. Böyle yıldızların büyük kısmı YB çekirdeğin içerisinde dış etkenler oluşuncaya kadar kalabilir. Bu durumda da protoyıldız modeli yukarıda bahsedilene benzerdir (Appentseller ve Çarnuter, 1974, Vestbruk ve Tarter, 1975). Yıldız sıcaklığını yükselten yığılma, çok küçük KSGB ve koza oluşmalarına neden olur. Fakat koza ve küçük HII kondansasyonları bulunduran ağır yıldızlardan farklı olarak koza, protoyıldızı kuşatan buluttaki maddenin akresyonunu tam olarak durdurmaz (Yorke, 1975). Bu durumda protoyıldızın sonraki gelişimi, gravitasyonel büzülme modellerinden farklı olarak gerçekleşir.

Ae/Be Herbig ve T Tauri tipi yıldızları açılan nesne kategorisine dahil edip, küçük kütleli yıldızların açılmanın zaman içerisinde bir birinden uzak olan iki aşamasını belirtelim:

- a) Ana MB'tan açılma, yıldızın MB'yla onun kenarında ilişkide bulunması;
- b) Kozanın dağılması, KSGB yayılması ve yıldızın kozadan açılması.

Ae/Be Herbig ve T Tauri tipi yıldızları etraflarındaki küçük bulutsuların inceleme verilerine göre, yıldız kenarı yapılarının boyutları birkaç yüz veya bin AB civarındadır. Ae/Be Herbig ve T Tauri yıldızlarının, değişkenlik, UV ve KÖ ışınımında fazlalıklar, geniş salma çizgilerin bulunması, anormal lityum fazlalığı gibi özelliklerini, akresyonu süren MB'tan açılma şeması ışığında anlatmak daha kolaydır. Genç kümelerde Ana Kol cüceleri çizgisinin bulunmasını (Şevçenko, 1981) da böyle bir şemayla anlatalım: Küçük kütleli yıldız MB' tan ve koza kalıntılarından kurtulduktan sonra artık Ana Kol yıldızı sayılır, çünkü onun gelişmesi MB içerisinde uzun zaman boyunca sürer. Aynı şekilde çok genç kümelerdeki δ Kalkan tipi "yaşlı" yıldızların bulunması açıklanabilir (Breger, 1972).

Bazı genç kümelerin ve yıldızların özelliklerinin büyük kısmı aynı şekilde açılma sürecindeki farklılıklarla açıklanabilir. H-R diyagramlarda görünen T-çizgisinin yapısı (Hlopkov 1970, Şevçenko, 1968), bu toplulukların genel görünümü, yaş farklılıklarına değil, açılma süreçlerinin şiddet farklarına, toplulukların içerisindeki yıldızlar arası yutulma büyüklüğüne ve kütlelerin başlangıç fonksiyonlarına bağlıdır. Örnek olarak yaşı sıcak yıldızlar çizgisinden $1:7 \cdot 10^6$ yıl olarak bulunan, birkaç genç küme ele alınabilir.

1. Trapez kümeleri (RSF Ori 1), NGC 6530 (RSF1 Sgr) ve NGC 2264 (RSF3 Mon) H-R diyagramlarıyla benzerliğe, O-B3 yıldızlarıyla salma nesnelere ve orion değişkenleriyle aynı oranda gelişmiş HII bölgelere ve yoğun MB izdüşümüne sahipler. Tüm topluluklarda, MB'dan ve kozalardan bu kümelerde sıcak yıldızların tümünün açılmadığı ve dolayısıyla HII bölgelerinde yakın gelecekte yeni iyonizasyon ve şok dalgaları kaynaklarının oluşacağını haber veren KÖ kaynakları ve mazerler bulundu. NGC 2264 ve MO RSF3 Mon topluluğunun toplam kütlesi NGC 6530 ve NGC 1976'dakinden daha azdır, bunun için bir 05 yıldızının (S Mon) ışınımı MB'tan bütün kümenin açılmasına yeterlidir. Bunun haricinde NGC 2264'ün yaşı, NGC6530 ve

NGC1976'ın yaşlarının birkaç katıdır (Şevçenko, 1968), buna göre NGC 2264 bölgesinde ortalama yutma daha düşüktür.

2.h ve x Per ve Cr67 (xOri, RSF1 Orio) kümeleri aynı yaşa sahip, fakat H- R diyagramında T- çizgisi bölgesinde çok farklıdır (Bildey, 1963, Murdian ve Penston, 1977, Şevçenko, 1980). Koza kalıntılarının ışınımı ve T Tauri yıldızlarının özellikleri, MB'la irtibattan sonra, 10^6 dan daha kısa zamanda kaybolmaya başlarlar. h ve x Per kümelerinde O - B1 yıldızların fazlalığı daha önceki aşamalarda açılma süreçlerinin daha hızlı akışına neden olur. Daha genç olmalarına rağmen, kümelerde HII bölgelerinin izleri kaybolmakta, kümelerin küçük kütleli üyeleri dağılan çekirdeklerin kalıntılarıyla ilişkilerini koparmakta, ve Ana Kol yıldızlarına katılmaktadırlar. h ve x Per kümelerindeki Ae/Be Herbig yıldızlarının, düşük ışınımlı salma yıldızlarının ve T Tauri yıldızlarının sayısı çok düşüktür. Bunların hiç olmadıkları da tahmin edilir. λ Ori'de ise sadece bir tanesi görünmektedir.

3.Sayıdığımız mekanizmalara göre MB'den açılan küçük kütleli yıldızların sayısı, HII bölgesinden uzaklaştıkları ölçüde, hızlı bir şekilde azalmaktadır. Düşük ışınım alan nesnelerin ve NGC 1976'daki (Şevçenko, 1975, 1979) güney A çekirdeğinin eşit düzlemlerine izdüşümleri olan orion değişkenlerin sayısı HII (M 42) bölgesinin merkezinden 1° (8 pc) mesafesinde iken, bölgedekinden 10 kat daha az, 3° (25 pc) mesafesinde iken ise 40 kat daha azdır. p Oph (RSF1 Oph) bölgesindeki α Sco kümesi ile moleküler bulut, bir zamanlar geniş olan, Sco OB1 O-asosyasyonun da olduğu, bir YB kalıntısını oluşturmaktadır. Büyük kütleli bir kısmı halen MB içerisinde kalmakta olup, KÖ kaynaklar olarak faaliyet gösterirler (İnkrinaz 1975). Kapalı nesne olan KÖ kaynakları, kütle ve ışınım enerjisine göre büyük olmadıkları için, açılmaları yavaş gerçekleşmektedir. Bunun için p Oph bölgesindeki salma ve değişken yıldız sayısı fazla değildir. Aynı zamanda , RF1 CrA'daki küçük MB'da da açılma süreçleri hızlı değildir. TDC (Boğadaki karanlık bulutlar) ile bağlantılı T Tauri yıldızları istisnai durumu oluştururlar.

MB'ta uzun süre kaldıktan sonra, koza ve KSGB ile yıldız gelişmesinin önemli özelliğine dikkat etmek gerekir. Daha önce de belirttiğimiz gibi (Şevçenko, 1975b, Yorke, 1975), KSGB'de kozadan devam eden akresyon süresince, kimyasal elementlerin farklılaşması gerçekleşir. Hidrojen ve bileşenleri KSGB'den uzaklaştıkları ve, sıcaklığı düşük olan, kozanın dış sınırında yeniden molekül oluşturdukları zaman, zor eriyen silikatlar ve metaller yıldıza düşerler. Benzer süreçler içerisinde yer benzeri gezegenlerin oluştuğu düşünülür. Böylelikle yıldızın MB'da bulunduğu zaman, onun kesintisiz olarak ağır elementlerle doyurulması gerçekleşir ve yıldız MB'de ne kadar uzun zaman kalırsa, açıldıktan sonra metalik indeksi o kadar yüksek olur. MB'un gelişmesi karıştırılmaksızın gerçekleşir (Tauns, 1977). Bunun için MB'un değişik kısımları farklı kimyasal yapıya sahiptirler. Yıldızların oluşma yerlerine ve MB'ta buldukları süreye dayanarak, Ana Kolda'ki yıldızların bütün ilginç farklılıkları ve özelliklerini anlamak mümkündür.

MB'tun büyük boyutları (yüzlerce parsek) ve uzun yaşama müddeti boyunca çekirdek içerisine yeteri kadar fon yıldızları girebilir. Bu yıldızlardan her birisi, MB'tun içerisindeyken, KSGB'ye sahip olur, koza ağır metallerle doyar ve MB ile hız dispersiyonuna sahipse, açılma aşamasından geçer. Böyle "pseudogenç yıldızların" yoğunlukları çekirdek haricindeki normal yıldızlarınkinden daha fazla olabilir.

Genç ve küçük kütleli yıldızların gözlenme yerleri hakkında bir soru oluşur: Onlar "pseudogenç ve açılan yıldızlardan nasıl ayrılabilir? Tabii ki bu yıldızlar, aktif bir topluluk açılma bölgesi olan, HII bölgelerinde aranmalıdır. O-yıldızlarının başlangıç aşamalarında ve çok genç O- yıldızlarının hemen yanlarında, HII bölgelerindeki şok dalgaları, büyük enerjiye sahiptirler. Bu enerji, sadece yıldızlar arası ortamda kümelerin açılmaları için değil, küçük kütleli yıldızların kenar yapılarının dağılmaları için de yeterlidir. Sonuç olarak, küçük kütleli yıldız Ana Kol'dan önceki başlangıç gelişmesinde açılan topluluğun O - B yıldızları yakınlarında gözlenebilir.

Böylece, çok önemli bir sonuca varmış bulunmaktayız: MB'tan kendi başlarına sadece O3 - B1 yıldızları açılır. Daha hafif yıldızların açılmaları için dış faktörlerin etkisi gereklidir. Dolayısıyla, daha sonraki spektrumların Ae/Be Herbig ve T Tauri yıldızları, açılan nesnelere olarak, gerçek yaşları, oluşma zamanlarına bağlı değildir ve geniş sınırlar içerisinde değişebilir.

SONUC

Ae/Be Herbig (T Boğa yıldızlarında da öyle) yıldızlarının gözlem esnasında değişken parlaklık ve spektrum göstermelerinin yaşlarından ziyade, ana moleküler bulutundan oluşma fazlasına bağlı olması fikri defalarca önceden de gösterilmiştir ve yazarın da temel fikridir. Fakat Ae/Be Herbig yıldızlarının Maydanak Programı'na göre incelemesi sonucunda bu varsayım geniş olarak ispatlanmıştır. Bununla birlikte başlangıç yıldız evolüsyonu varsayımları reddedilmemekte ve onlar bu araştırmaların da temelini oluşturmaktadır.

Sonuc olarak yıldızlar yıldızlararası gazlardan oluşmakta ve moleküler bulutlarla

yakın temastadırlar. Fakat bugün hala birçok soru cevaplanamamakta.

KAYNAKLAR

1. Andrey Şevçenko “Obrazovane na zvezdii i Ae / Be Herbiga zvezdii” “Yıldız Oluşum Bölgeleri ve Ae / Be Herbig Yıldızları” I ‘ci bölüm .
2. T . Gerels ‘in (Mir 1982) “Protozvezdii i planetii” , “Protoyıldızlar ve Gezegenler “ 34 , 35 ‘ ci sayfalar .
3. S . B . Pikalner (Nauka 1976) “Proizhojdenie i evolusiya galaktik i zvezd” , “Galaksi , Yıldızların Oluşumu ve Gelişimi “ 24 , 25 , 26 ‘ cı sayfalar .

“ Ulaşılmazlıklar aslında öylesine güzeldir ki,
işte budur isteği tutku yapan . “

Burçak.

Sn.

Prof . Dr . Semanur ENGİN – Yardımları, destekleri ve bana bunca zaman katlandığı
için

Prof . Dr . Ethem DERMAN – Güzel kalbi için

Prof . Dr . Cemal AYDIN – O neşeli hikayeleri için

Dr . Fehmi EKMEKÇİ – Çalışkanlığı için

Dr . Berahattin ALBAYRAK – Gözlemlerde uykusuz geçirilen akşamlar ve verilen
bütün destekler için

Dr . Zekeriya MÜYESSEROĞLU – Her şeyden önce insan olduğu ve bu koşullarda
mükemmel bir insan olarak kalınabileceğini gösterdiği için

Dr . Ferhat ÖZEREN – O sınırsız süre için

Arş . Gör . Kutluay YÜCE – Verdiği moral için

Dr . Selim SELAM – Didim’deki güzel sürpriz ve harika kayısı lokumları için

Dr . Birol GÜROL – Yine de her şey için

Arsan abiye ve Satı hanıma ‘ da

TEŞEKKÜRLER.

Ayrıca Prof . Dr . Osman DEMİRCAN ‘a bana verdiği maddi manevi her türlü destek için
sonsuz teşekkür ederim.