

# EN SOĞUK YILDIZLAR

Oğuzhan KÖSE<sup>1</sup>, Tuğba KARALAR<sup>1</sup>, Aysun Şule CAN<sup>1</sup>, Ömür GÜLMEN<sup>1</sup>

## Özet

En soğuk yıldızlara ilişkin bu derleme çalışmamızda genel olarak en soğuk dev yıldızlar ele alınarak onların evrim sürecindeki gelişimleri, parlaklık değişimleri ve kütle kaybı mekanizmalarına değineceğiz.

*Anahtar kelimeler:* yıldızlar:kırmızı dev ve AGB – evrim – kütle kaybı – yıldızı çevreleyen madde.

## 1. Giriş

Anakolun altındaki yıldızlar, tayfin görünür bölgesinden baktığımız zaman gerçekten soğukturlar. Bununla birlikte farklı koşullar altında, son derece evrimleşmiş yıldızlar yarışabilir. Tayfin görünür bölgesinde sönük beyaz cüceler (soğuma güneş benzeri yıldızlarda durur) kırmızı cücelerden birkaç kadir daha parlaktır. Bununla birlikte, en sönük kırmızı cüceler sönük beyaz cücelerden daha soğuktur, ve enerjilerinin çoğunu görünmez kızıl ötede yayınlarlar. Bu kayıp enerjiyi hesaba kattığımızda, yıldızların bu iki türünün sönüklük limitleri her biri diğeriyle karşılaştırılabilir.

Bir de çok yoğun nötron yıldızları (patlayan yıldızın çöküntü kalıntıları) sönüklükleri bakımından kırmızı cüceler ile yarışır. Pulsarların bu alt kümesi ışınımını güçlü patlamalar ile güçlü bir şekilde yayabilirler. Fakat bu görünür patlamalar arasında pulsarlar ve diğer puls atmayan nötron yıldızları aslında görülemezler. Bunların görsel salt parlaklıklarının anakolun son kısmındaki grup kadar sönük olduklarını anlarız. Nötron yıldızları son derece sıcaktırlar, bununla birlikte, enerjilerinin çoğu ultraviole bölgede tayfin X-ışını bölümünde yayarlar. Bu ışınımı hesaba kattığımızda, nötron yıldızları (pulsarları ihmal edersek) güneşin salt parlaklığıyla karşılaştırılabilirler, ve en sönük yıldız olmak için savaşı kaybederler. Karadelikler ve bir de patlayan yıldızların çöküntü kalıntıları hiç ışınım yayınlamayan bozulmamış durumdaki cisimlerin en ünlüleridirler. Ama gerçekten onlara yıldız diyebilir miyiz? Üstelik, bazı durumlarda, karadeliklerin çevreleri çok parlak olabilir. Bütün kriterler hesaba katıldığında dahi, kırmızı cüceler hala en sönük yıldızlar olarak adlandırılırlar. Ayrıca, beyaz cüceler ve nötron yıldızları da sönüklerdir, çünkü onlar o kadar çok küçüklerdir ki her biri en küçük yıldızlar tanımlamasına girer. Üstünlük derecesinin basit sınıflaması bu yüzden yetersizdir; daha derinlere yıldızların kalplerinin içine bakmamız lazım.

---

<sup>1</sup>Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 35100, Bornova, İzmir

## 2. Devler ve Cüceler

Küçük kütlelerinin sonucu olarak, derin kırmızı cüceler aynı zamanda 2000 K in oldukça altında (en azından eğer onlar L sınıfının sıcak olan sonundakiler ise gerçek yıldız dönüşebilirler!) sıcaklıkları ile en soğuk yıldızlardır ve eğer bir kahverengi cüceyi bir gerçek yıldız olarak düşünürsek daha düşük sıcaklıklara inmeliyiz (1000 K de GL229B gibi). Ama ayrıca en soğukların kapsamlı kategorisi çok büyük ve evrimleşmiş M devlerini içerir ki onlar en düşük sıcaklıkları ile hemen hemen yıldızmsı L cüceleri kadar soğuktur. Daha ilgi çekicisi, çok daha sıcak bu M devleri soğuk L cücelerinin benzerlerinden türer, daha kütleli cüceler görünüşte küçük kütleli rakipleri ile uyuşacak şekilde belirlenmiştir.

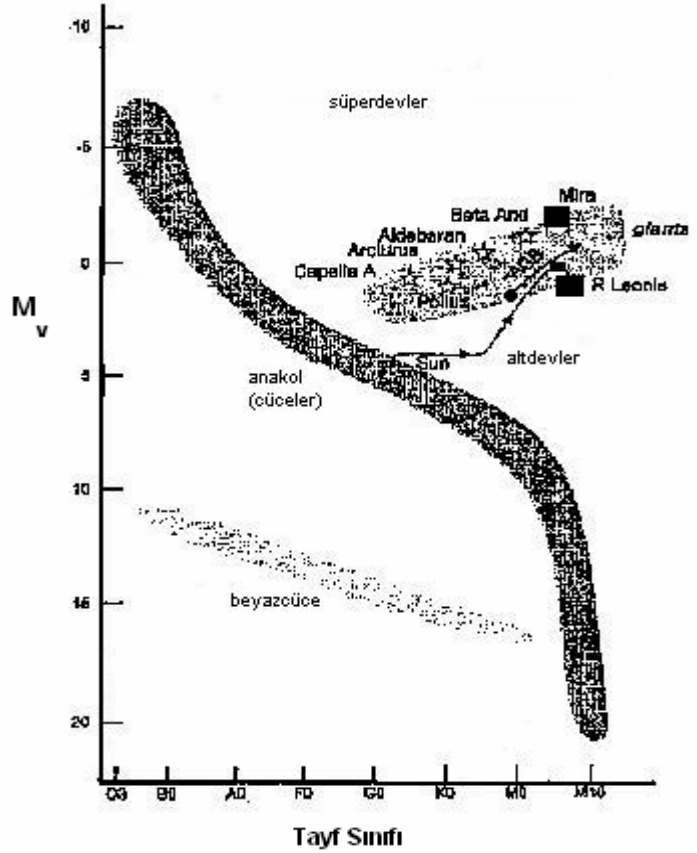
Anakolun cüceleri gibi, klasik dev yıldızlar da değişik özelliklere sahiptir, tayf sınıflamasında G den M tayfına geriler ve rengi de sarımtırak dan kırmızıya döner (O,B ve A yıldızları da kendi devlerine sahiptirler, fakat sayıları çok değıldirler.). Benzerlik ancak burada biter. Devler cücelerden çok daha parlaktır. Bir M8 devinin ışınım çıkışı 100 milyon M8 cücesininkine eşit değerler alabilir. İsimleriyle bağdaşan başka bir özellikleri ise devler güneşin iç gezegenlerinin yörüngelerini kapsayacak kadar boyutlara sahiptirler.

Sonuç olarak cücelerin soğuk tayf türlerine doğru giderken hem ışıtmaları hem de yarıçapları azalırken buna zıt olarak devlerin hem ışıtmaları hem de boyutları G den M ye doğru giderken artar. En büyükleri ve en soğuklarının yarıçapları Mars'ın yörüngesinden daha büyüktür.

Daha soğuk cüceler gece gök yüzünde en az etkiye sahip olmalarına karşın, parlak devler bir çok takım yıldızın ana hatlarını oluşturur; 40 en parlak yıldızın yarısı devlerin bir türüdür. Görünür olmalarından başka bulunmaları kolaydır, sarı-turuncudan kırmızımsı renkleri ile en soğuk devler olarak adlandırılırlar. Devlerin bu grubu şu favorileri içerir; İlkbaharda Arcturus, sonbaharda Aldebaran, Duphe,  $\alpha$  Uma,  $\beta$  Umi, küçük cezvedeki benzer durumda Pollux,  $\beta$  And, Hyades deki bazı yıldızlar ve büyük bir sınıf olan M Mira yıldızlarıdır.

## 3. En Soğuk Yıldızlara Doğru

Hem en soğuk hem de en parlak yıldızlar içeren anakolun cüceleri dışındaki yıldız maddesinin hikayesi, yıldızların evrim süreçleri ve yaşlanma süreçleri yoluyla söylenebilir.



Şekil 1. Dev yıldızlar, 20 kadirden daha ışımlı cüceler olan anakol yıldızlarının sağ üstüne doğru dizilmişlerdir. Helyum-yakan devler yıldızlar ile gösterilmiştir. İki tane Mira değişenlerinin yerleri kare ile gösterilmiştir. Sürekli çizgi, dev olmak için anakoldan güneşin nasıl evrimleşeceğini göstermektedir. Eğri üzerindeki koyu noktalar helyum-yakan yıldızlardır. Güneş daha sonra aşağıdaki koyu noktaya yerleşir. Helyum bittiğinde asimptotik dev koluna (AGB) doğru tırmanır. Burada gösterilen yıldızlar güneşten daha kütlelidirler

Şimdi kırmızı cüceleri tamamen geride bıraktık, onlar henüz kırmızı devlere doğru evrimleşmemişlerdir ve çok uzun yaşarlar. En soğuk yıldızlar olan sıra dışı devler güneş kütlelerinden 10 kat büyük güneş tipi ve daha büyük yıldızlardan evrimleşirler.

Bazıları hayatlarının yüzde doksanında HR diyagramında tamamıyla kararlı yerler işgal ederler. Bir cücenin içindeki H yakıtı bitmeye başladığında onun için tedirginlik ve bizim için de eğlence başlar. Bu noktada nükleer reaksiyonların başladığı bölge olan yıldız merkezi, artık üst üste birikmiş tabakaların büyük ağırlığına dayanmak için daha fazla enerjiye sahip değildir ve hızla ( Astronomik zaman ölçeğinde milyonlarca yıl ) büzülmeğe başlar. Aynı zamanda çekirdekte sıcaklığın yanı sıra hareketsiz asal hidrojen zarfının iç parçasını ısıtmaktadır, ve nükleer reaksiyonlar yanmış merkezi saran kabuk içerisinde dışarı yayılır.



**Şekil 2.** Solda huzurlu bir günbatımı görülmekte, güneş dev kolunda ilk tırmanışa başladığında parlaklığı artacak ve bazı şeyler sağdaki sahneye benzeyecek.

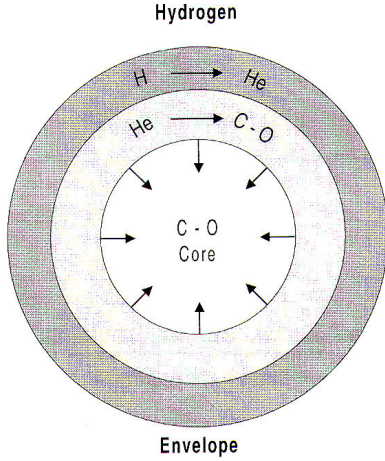
Yıldızlar o yüzden anormal davranırlar. İçteki enerji kaynağı bittiğinde, iç kısımların sıcaklığı daha da artar; böylece daha sönük olmaktan ziyade, bir arada tutan çekim kuvvetinin enerjiye dönüşmesiyle daha sıcak hale gelirler. Sadece 5 milyar yıl içinde güneş 1000 veya daha fazla kat parlamaya başlayacak, salt parlaklığı bu günkü +5 den -3 e tırmanacak, hatta yüzlerce ışık yılı uzaktan bile yıldızımız başka birileri için takımyıldızın belirgin bir parçası olması mümkün olacak.

Parlama sırasında, artan merkez sıcaklığı ve ısıtma eski merkezi saran zarfı dışarıya doğru hareket ettirir. Eğer güneş sisteminin gelecek sakinleri zamanı hızlandırabilirdi, güneşin bir altdev ve dev olmadan önceki boyutundaki artmayı görebileceklerdi. Merkür'ün yörüngesini kaplayacak ve sonra Venüs'üne yaklaşacak, güneş sistemi gezegenler bakımından yüzde onundan fazla azalacaktır.

Bir yıldızın ısıtması hem yarıçapa ( karesine ) hem de sıcaklığa (4. kuvvetine) bağlıdır. Gelişen bir devin ısıtması, yarıçap çok hızlı arttığından yüzey sıcaklığı aniden düşer, ve gelecekteki güneş yavaş yavaş tayf sınıfında G den K' ya iner ve sonra sıcak M belki M2 veya M3 olur, sıcaklığı yaklaşık 3200 K e azalır; ve böylelikle gerçek bir kırmızı dev meydana gelir.

Şüphesiz bu ilerleme böyle devam etmez. Yıldız (bu örnekte güneş) sonsuz miktarda çekim enerjisine sahip değildir. Bugünkü güneş hidrojenin helyuma dönüştürülmesiyle kararlıdır. Merkez sıcaklığı ve yoğunluk yeterince yükseldiğinde, eski reaksiyonun çıktıkları yeni bir reaksiyon için yakıt olur, helyum atomları şimdi karbonu oluşturmak üzere birleşirler. Ancak ilk önce bir devasa engeli aşmalıdırlar. İki normal helyum atomu (iki nötron ve iki protondan oluşur) birbirine eklenerek berilyumun çok kararsız bir izotopunu oluştururlar, tipik olarak  $10^{-16}$  saniyede bu atom hemen geri helyum atomlarına ayrışır.  $^8\text{Be}$  doğada bulunmaz; ancak gümüşümsü (ve tehlikeli) bir madde olan  $^9\text{Be}$  ticari olarak elde edilebilir ve helyum atomları  $^9\text{Be}$ 'u meydana getiremez. Bundan dolayı güneş motoru bu aşamayı

atlamalıdır üç helyum atomu aynı anda birleşerek normal karbon oluşturmak zorundadır. Gerekli sıcaklık birkaç 100 milyon K dir ve yoğunluklar ise kurşunun 100 000 katı kadar olan  $\text{cm}^3$  başına 1 ton kadardır. Helyum çekirdeğinin diğer bir saldırısı sonradan birkaç karbon atomunu oksijene çevirebilir ( $^{16}\text{O}$  formundaki en bol bulunan izotopudur).



**Şekil 3.** Ölen bir yıldız ikinci kez dev koluna tırmandığında; en dışta hidrojeni yakarak helyuma dönüştüren bir kabuk onun altında helyumu yakarak karbon ve oksijene dönüştüren başka bir kabuk tarafından sarılmış durgun bir karbon-oksijen çekirdeğe sahiptir. Bu iki kabuk aynı anda aktif değildir, fakat ardı ardına kapanır ve açılır. Asıl olay çekirdekten binlerce kez daha büyük geniş bir hidrojen zarf tarafından çevresinin sarılmasıdır.

Helyum yanması sonucu açığa çıkan güç sadece merkezin çekimsel büzülmesini durdurmaya neden olmaz, gerçekte biraz genişlemesine de yol açar. Yeniden kararlı hale gelen yıldız şimdi dıştaki zarf büzülerek (merkez ve zarf ters yönde davranmakta) HR diyagramında yönü ters dönmektedir. Yüzey ısı az ve daha kırmızı olan güneş durumundaki yıldız turuncu K devlerinin bölgesine doğru hareket eder. Fazladan milyarlarca yıl hayatta kalacak ve görünüş olarak gökyüzündeki salt parlaklığı yaklaşık +1 kadir ile Aldebaran ve Arcturusun' tan daha sönük bir biçimde görünecektir. Daha kütleli cüceler dev kolunun diğer bölgelerinde yer alacaklar belki sarı daha parlak bir bileşen olarak, kuzey kış gökyüzünün Auriga takım yıldızının alfa yıldızı Capella gibi görüleceklerdir (daha sönük G bileşen dev koluna doğru geçiş yapmaktadır). Yıldızların bu yolda davrandıklarını biliyoruz çünkü dev yıldızlar içeren kümeler ana kollarının en üst parçalarını kaybetmişlerdir (veya çok genç kümeler durumunda, süperdevler). Aslında teori tamamen ne gördüğümüze uygun bir şey bulmaktır ve doğru açıklamaları sağlamaktır.

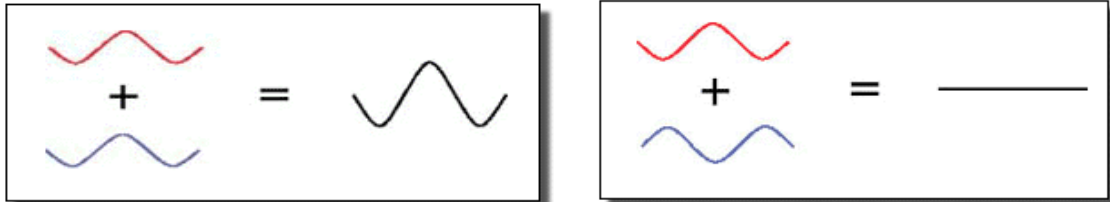
Gelecekte K devi olacak güneşimizin yeniden kararlı duruma gelmesi, helyum bittiğinde çekirdek ince, sıcak, yoğun karbon ve oksijenden oluştuğu zaman ortaya çıkacaktır. Bir gün güneş ve türü yıldızlar kendilerini en soğuk yıldızlar bölgesinde bulacaklardır. Helyum bittiği zaman ölmekte olan yıldız iç kısmındaki desteğini kaybeder ve merkezin büzülmesi çekimin karşı konulamaz gücü altında devam eder ve Dünya'nın boyutuna yaklaşır. Bunu yaparken şimdi nükleer helyum-yakma işi merkezde bastırılmıştır ve bu yanma yeni helyumun bulunduğu dış kısımlara doğru hareket eder. Bu taze helyum hidrojen yanma kabuğunca içeriye doğru gönderilmiştir. Şimdi evrimleşen devde bir değil iki tane nükleer-yanma kabuğu vardır; iç bölgedeki helyumu daha çok karbon ve oksijene çevrilir, dıştaki kabuk ise hidrojeni helyuma çevirir. Bunlar sırayla çalışırlar, dıştaki kabuk ortadan kalkar. İç kabuktaki şiddetli patlamalarla genişleyen yıldız dev koluna tırmanır. Bütün bu aktivitelerin sonucu olarak, yıldız tekrar parlamaya ve genişlemeye başlar, daha önceki abartılı karakterleriyle M devlerin bölgesine doğru bir kez daha gönderilir. Yıldız ikinci kez dev koluna tırmanır, HR diyagramında bir çizgisel ize sahip olan bu yol birinciye göre kabaca asimptotiktir. Bu yüzden bu yıldızlar "AGB" veya "asimptotik dev kolu" ismini almıştır. Bunlar bizim ilgi odağımızdır.

Dev kolunda ikinci tırmanış birinciye göre çok daha hızlıdır. M8 veya daha alt tayf sınıflarına ulaşarak ve çok daha parlak olarak öncekinden çok daha soğuk olurlar. 420 ışık yılı uzaklıktaki **Mira** gök yüzünün örnek AGB yıldızıdır. Güneşin boyutunun 500 katıdır, çapı Mars'ın yörüngesinin yarısı kadardır, ve parlaklığı (kızılötesi ışınım dahil ) güneşin 15000 katının üzerindedir. Görsel olarak da yıldız (değişendirler) güneşten 1000 kat kadar daha parlak görülebilir. Gezegenlerimizin yaşanabilir sıcaklığı için böyle bir yıldızın yörüngesinde olsa bizim dünyamız şimdi güneşten olduğundan 100 kat daha uzakta olmalıydı, bu uzaklık Pluto'nun yörüngesinin iki katını aşmaktadır. Buradan Mira, bizim gökyüzümüzün G2 cücesi olan güneşin açısal çapının 5 katı, yani 2.5 derecenin üzerinde bir açısal çapla görülecektir. Limitlerine yakın, AGB yıldızlarının ısıtmaları güneşin 100 000 katına ulaşabilir.

Bu tür yıldızların doğasını nasıl anlayabiliriz? Kırmızı cücelerin bu türleri, soğuk AGB yıldızlarının tayfi aşırı derecede kompleks olup moleküllerin bantları ve çizgileri ile doludur. Onların belli başlıları arasında titanyum oksit molekülleri vardır; daha sıcak gazların sürekli zemin tayfında pek çok çizgi vardır ama hepsi silinmişlerdir. Vanadyum oksit (VO), magnezyum hidrat (MgH), ve hatta moleküler hidrojen ( $H_2$ ) ve su gibi diğer birkaç molekül daha düşük sıcaklıklarda oluşurlar. Bu sık belirsiz geri sürekli zeminin yok etmesinden dolayı, yıldızların yüzey (fotosferik) sıcaklığını ölçmek zordur, yüzey sıcaklıkları soğurma tayfinin kuramsal modelinden türetilir. Fakat böyle sıcaklıklar ve ısıtma ile birlikte çoğunlukla yıldızların yarıçaplarını ve onların hatalarını tahmin ederiz.

Hem boyut hem de sıcaklık için başka yaklaşım da vardır. Güneş bir disk olarak görülür. Herhangi bir objenin açısal çapını bulmak için, sadece fiziksel çapını uzaklığına bölmek yeterlidir; tersine fiziksel çapını bulmak için, yalnızca uzaklığı açısal çap ile çarpılır (uygun açısal birimlerde ). Güneşin açısal çapının ölçüsü (32 yay dakikası, Ay'ın ki ile yaklaşık aynıdır ) ve 1.5 milyon kilometre olarak fiziksel çapını verir. Bu yüzden bütün yapmamız gereken uzaklığını bildiğimiz disk olarak görülen ve açısal yarıçapını tahmin ettiğimiz bir yıldızın fiziksel çapını bulmaktır Sıcaklık ve yarıçaptan ışınım veya ısıtma ve sıcaklıktan yarıçap elde edilmesinin yerine, ısıtma ve yarıçaptan sıcaklık çıkarma için işlemleri tersine çevirebiliriz; salt parlaklığı gözlenmiş olan karacismin yıldız boyutunda bir kütlesinin ışınım yapması için sıcaklığı ne olmalıdır diye sorarız.

Bu problem korkunçtur. Yıldızlar o kadar uzaktadırlar ki diskler çok küçük görünür, çapı boyunca bir taraftan diğer tarafa bir yay saniyesinin küçük bir kesridir. Sonuç olarak, yer konuşlu en büyük teleskoplar ve göze rağmen, teleskopun optiği tarafından yayılarak ve tamamen belirsiz yıldız diskleri Dünyanın atmosferindeki kırılmadan dolayı ışığında kırıştırmalara sebep olur. Yıldızlar da mükemmel nokta ışık kaynakları olabilirler. Başka yaklaşımlar bulmak zorundayız. Bir yaklaşım, oldukça açık ama çok pahalı, dünya atmosferinin içine girmeyen yörüngede uzaydan gözlem yapmaktır. Bu teknik hem Mira hem de süperdev yıldız Betelgeuse' ta Hubble Uzay Teleskopu ile başarıyla kullanılabilmiştir.



**Şekil 4.** Birbiriyle etkileşerek daha maksimum veya minimum genlikli dalgalar oluşturan dalgalar gösterilmektedir.

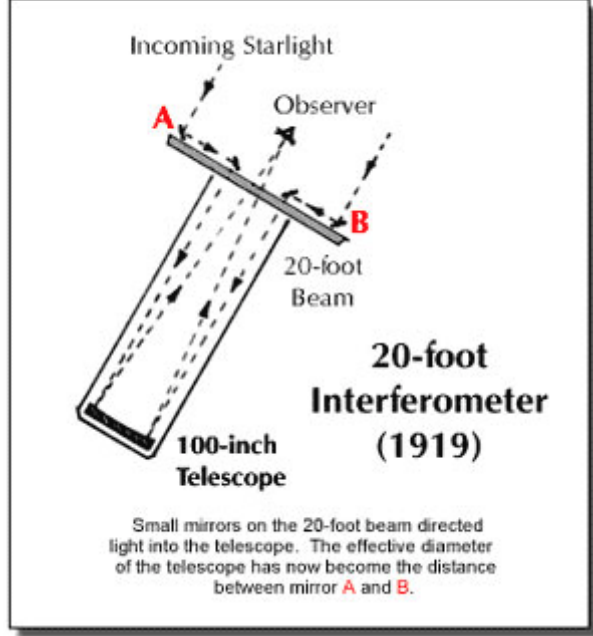
Bununla birlikte doğrudan gözlemler açısal olarak en büyük yıldızlarla sınırlıdır. Çok daha geniş yaklaşım 20. y.y. in ilk kısımlarına ve ilk yıldız “girişim ölçerini” geliştiren A.A. Michelson' a geri götürür. Işık bir dalga gibi davranır ve dalgalar bir başka dalga ile

girişebilirler. Eğer iki dalga birbirleriyle etkileşiyorsa birinin tepeleri diğerinin tepeleri üzerine binebilir yada dalgalar birbiri içerisine girer geride sadece küçük bir dalga bırakırlar.

Örneğin, eğer bir plakaya delinmiş iki küçük delikten ortaya çıkan ışık dalgalarını birleştirirsek, bir birlerine zıt olarak eklenirler ve birbirlerini söndürürler ve sonucunda karanlık saçaklar görülür.



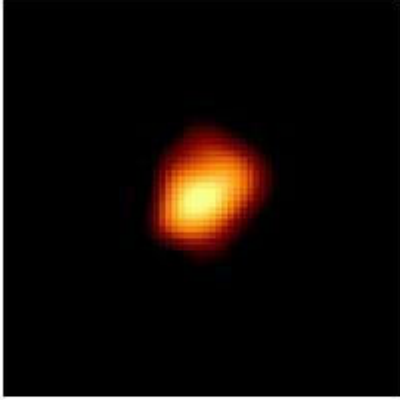
The 20-foot beam on top of the 100-inch Hooker Telescope on Mt. Wilson in Southern California.



**Şekil 5.** Mt. Wilson Gözlemevindeki 2.3 metrelik teleskopun üzerine yerleştirilmiş Michelson girişimölçeri gösterilmektedir.

Michelson' in aygıtı Mt. Wilson Rasathanesinin 2.3 metrelik teleskopunun üstüne iki hareketli ve iki sabitlenmiş ayna olarak yerleştirilmiştir. Çok uzak görüntüsü mükemmel noktaya yakın bir yıldızdan gelen paralel ışınlar aynalardan yansır ve bir girişim deseni üretmek için odakta birleşir. Fakat büyük bir yakın yıldız ile belirgin diskinin tüm yüzeyinden ışık gelerek katkıda bulunur. Diskin zıt kenarlarından ışık bir parça farklı açıyla gelir ve birbirlerine doğru kaydırılan zıt kenarlardan gelen ışıklar saçak desenleri oluşturur. Her birinin içi dolu ve görünmeyen saçakları ayna ayrıklığı ile bulmak mümkündür; bu bize yıldızların çaplarını verir. Bu teknikten bir yay saniyesinin yüzde birinden biraz az, güneşinkinin yaklaşık sadece milyonda biri olan süperdev Betelgeuse ve Antares'in açısal çapları Michelson , J.A. Anderson ve F.G. Pease tarafından 80 yıl önce ölçülmüştür.

Elektromanyetik dalgaların girişim yapma özelliklerini kullanan bilim dalı olan interferometri gittikçe artarak gelişmiştir ve farklı aygıtlarda büyük bir gelişme sağlanmıştır; radyodan (en iyi bilinenidir) kızıl ötesi boyunca ve optik bölgeye kadar kullanılmaktadır. Bazı görsel interferometreler birleşmiş olan tek ışın demetlerini teleskop ile ayırmada kullanılırken diğerleri ışık sinyallerini karıştırarak teleskopun ana aynasının izole edilmiş çeşitli alanlarına düşürür. Bununla birlikte, modern optik (görsel) aletler bir yay saniyesinin binde birini yada daha iyi ölçümleri yapabilmektedir. Bu yetenek onlara ayda otomobil farlarını ayırt edebilme gücü verir.



**Şekil 6. Mira, Hubble Uzay Teleskopu tarafından doğrudan görüntülenmiştir, disk şeklinde değildir. Yıldız yakın bir beyaz cüce yoldaşı tarafından etkilenmiş olabilir, fakat küresellikten sapmış olan görüntüsü kararsızlık ve büyük boyutundan dolayı AGB yıldızlarının doğal bir durumu da olabilir.**

Bununla birlikte bu büyük yıldızların analizlerinde doğrudan gözlem mi veya girişim ölçer tarafından gözle mi diye büyük bir seçim problemi vardır. Güneş bize kesin bir şekilde iyi tanımlanmış kenar görüntüsü sunar. Hatta yarı saydam bir gaz içinde sıcaklık değişimlerinin bir sonucu olarak kararmış olsa bile güneş yarıçapını kolaylıkla ölçeriz. Fakat önemli bir sınıf olan M devleri güneşten çok daha az yoğun olmasından dolayı kenarları çok daha dağınık gözükmektedir ve kenar kararması çok daha şiddetlidir. Sonuç olarak, yıldızların yüzeyinin nerede bittiğinden tam olarak emin olamayız ve görebildiğimiz dış gazlardan ne kadar uzak olduğunun ölçülmesiyle yarıçapı tanımlamalıyız. Ayrıca gazların geçirgenliği gazların dalgaboyuna bağlıdır, bu nedenle yarıçapa bağlıdır. Hubble tarafından ölçülen Mira'nın açısal çapı, ultraviyole de 0.035 yay saniyesidir, fakat

görsel bölgede 0.056 yay saniyesidir. Titanyum oksit'in soğurması yıldızın iç kısımlarını görmemizi engeller bu da yıldız daha büyük görmemize neden olur. 420 ışık yılında, bu ölçümler 4.6 ve 7.2 AB lik ayrı ayrı çaplarına uymaktadır ,ikincisi daha önce belirlenenden oldukça büyüktür. Görünür tayfın ortasında Mira, Mars'ın yörüngesinin 2.3 katıdır ve eğer güneşin yerine yerleştirilmiş olsa Jüpiter yolunun üçte ikisine genişlerdi. Daha kötüsü, bu çok soğuk yıldızların çoğunun parlaklıkları değişkendir. Bu değişime hem sıcaklıktaki hem de çaptaki değişiklikler sebep olmaktadır. Sonuç olarak, farklı zamanlarda çap ölçümleri önemli faktörlerden dolayı Mira değişenlerinin girişimölçer görüntüleri , Mira ve R Cassiope dahil, ve ayrıca Mira'nın Hubble Uzay Teleskopundan alınmış görüntüsü , yıldızların bir tarafının diğer bir tarafından farklı olduğunu gösterir (%30 kadar daha büyüktür).

Bu gibi yıldızların sınırları nedir? Geniş bir alanda bilgi veren aletlerden Hubble bir girişimölçer olarak da hareket eder. Astronomlar Hubble ile R Leonis ve W Hydrae'nin açısal çaplarını sırasıyla 0,074 ve 0,084 yay saniyesi olarak belirlemişlerdir. Ayrı ayrı uzaklıkları da 325 ve 375 ışık yılıdır, bu açısal çaplar 3.7 ve 4.0 AB olan fiziksel yarıçaplar verir; sonuncusu Jüpiter'in yörüngesinin %80 boyutuna ulaşır. En uç nokta olarak, AGB yıldızlarının yüzey sıcaklıkları en soğuk kırmızı cücelere doğru azalmaktadır. Mira'nın sıcaklığı sadece 2500K den daha küçük gibi görünür, S Pagasi'nin ortalama sıcaklığı bile bunun altında ölçülür (yaklaşık 2200K). Ayrıca R Leonis ve R Cassiope'nin sıcaklığı 2000K kadar olup en soğuk M cücelerine benzerdir. Bu yıldızların her biri için gerçek değerlerin tanımlanması zordur ve gerçekten hala en soğuk yıldızların alanında bulunmaktayız.

Sıcaklık ve tayf sınıfı arasındaki ilişki yıldızların farklı türleri için aynı değildir. Tayf sınıfı gazdaki iyonizasyonun dengelenmesi ile tanımlanır, ve düşük sıcaklıklar için atomların görelî sayısı moleküllerle bağıntılıdır. Moleküllerin bolluğu sıcaklığa, yoğunluğa, ve gazın geçirgenliğine bağlıdır. Eğer sıcaklığı artırırsanız, moleküller çarpışarak tek tek atomlara dönerler. Fakat eğer yoğunluğu artırırsanız, atomlar birbirlerine yakınlaşırlar ki bu tersine molekül oluşumunu artırır. Devler cücelerden çok daha büyüktür ve bu yüzden çok daha düşük atmosfer yoğunluğuna sahiptirler, ki bu moleküllerin oluşumuna zıt bir harekettir. Aralarındaki muazzam farkların bir sonucu olarak, devler ve cücelerin sınıfları ile ilgili farklı sıcaklık ölçekleri vardır. Bundan başka, sınıfı olmayan L devleri de vardır. Bütün soğuk

devler titanyum oksit molekülü tarafından tanımlanan M sınıfıdır. L sınıfı en soğuk yıldızların sönük versiyonlarıyla yani cüceler ile sınırlıdır.

L cüceleri Hidrit bantları (CrH, FeH, ve CaH) ve H<sub>2</sub>O tarafından görsel kızıl ötede karakterize edilir. TiO ve VO M cücelerinden daha sönüktür ve aslında orta L türlerinde düşük çözünürlük de tamamen yok olmaktadır. Hidrit bantları hatta geri L de kaybolmaya başlamaktadır. Alkali elementlerin (Na, K, Rb, Cs, ve bazen Li) temel düzeye geçişleri de güçlüdür. Kızıl ötedeki en çarpıcı özellikler orta ve geri L türlerinde yüzlerce Angstrom genişliğinde olan temel seviye Na I ve K I ikililerin kanatlarıdır. Yakın kızıl ötede, H<sub>2</sub>O, FeH, CrH, ve CO bantları K I atomik çizgileri kadar ve en geri türlerde, H<sub>2</sub> ile çarpışmayla belirlenen soğurma göze belirgindir.

İlk L cücesi, GD 165B, Becklin & Zuckerman (1988) tarafından keşfedilmiştir, gerçi onun kızıl ötesinin benzersiz özelliklerinin ortaya çıkarıldığı beş yıl sonrasına kadar(Kirkpatrick et al. 1993) keşfedilmemişti. Delfosse et al. (1997) tarafından üç keşif ile başlayarak, daha birçok L cüceleri artık ortaya çıkarılmaktadır- bu yazının yazıldığı tarihte L cücelerinin sayı 100 ün üzerindedir.

L cücesi sınıflandırma sistemi Kirkpatrick et al. (1999a) tarafından oksit bantları, hidrit bantları ve alkali çizgileri kadar K I ikilisinin genişlemesinin şiddetinin ölçüldüğü tayf oranlarını kullanarak belirlenmiştir. Bu sınıflama 6300-10000 Å dalgaboyunun aralığında tanımlıdır ve yakında yakın kızılöteye genişlemiş olacaktır. Sınıflamalar su anda her biri için L0 dan L8 e kadar her alt tür yarı tamsayı ile tanımlanmıştır.

#### 4.Karbon Yıldızları

Karbon yıldızları ve daha sıradan AGB devlerinin arasındaki fark karbondan oksijene kadar olan atomların sayılarının oranında yatar, ki bu C/O oranı olur. Karbon ve oksijen biri diğeri için büyük bir çekime sahiptir, ve eğer oksijenden daha az miktarda karbon varsa, orada metal oksitlerden artan yeterli oksijen olacaktır; onun soğurma gücü tayfları baskın hale getirir. Ama eğer orada oksijenden daha çok karbon varsa, oksijenlerin tümü karbon bileşiklerinin yapımında kullanılır ve artan karbon sadece kendisiyle bileşik oluşturur.

Kozmik ölçekte, oksijen karbondan iki katı kadar boldur ve M yıldızlarına karbon yıldızlarından çok daha fazla rastlanır. Ama karbon yıldızlarındaki C/O oranı 1'den daha büyük olmalıdır. Böylesine büyük bir değişim nasıl olur? Biz yüzeysel bir bakışla aslında onların kompozisyonlarındaki değişimi onların yaşları olarak görüyoruz. Dönüşüm AGB' de başlar ve sadece iki veya üç güneş kütledeki yıldızları etkiliyor gibi görünür. Helyum karbonun oluşturduğu çekirdek çevresindeki kabukta yanar. Yıldızın dış kısmında, enerji dışarıya konveksiyon ile taşınır: sıcak gaz alttan yükselir, enerjileri serbest kalır, soğur ve düşer. Olağandışı durumlar hala tam olarak anlaşılammıştır (konveksiyon astrofizik'in en zor problemlerinden biridir); konveksiyon akımı yıldızın içinde yeterince derine inebilirse karbonca zengin bölgeden gelen diğer akımlarla karşılaşabilir, bu birleşme çevrimi elementi yüzeye taşır. Dünya üzerindeki karbonun büyük bir kısmı, benim ve benim yaptığımız mekanizmaların ürünleri olarak üretilmektedir.

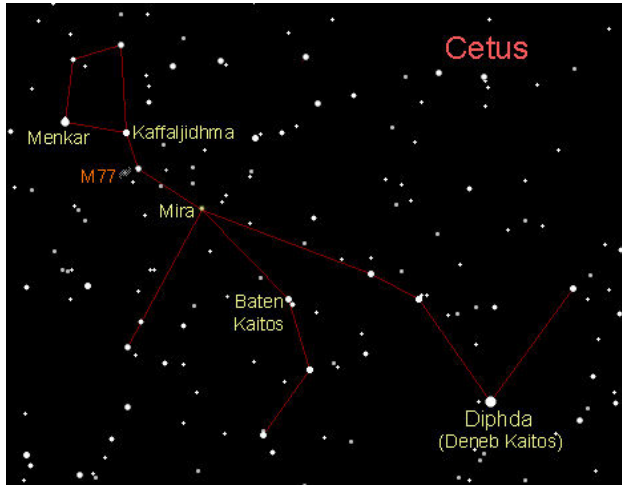
Bu oluşum süreci oldukça yavaş ve kütleyle bağlı olduğundan, ara durumları görmeyi bekleriz. M ve karbon yıldızları arasında S sınıfı vardır, biz şimdi biliyoruz ki bunların C/O oranı 1' e eşittir. S yıldızlarının sıcaklıkları M yıldızları ve karbon yıldızları kadar düşüktür, onlar tayflarındaki zirkonyum oksitlerden tanınırlar, ZrO M yıldızlarındaki TiO' in yerini alır. Birkaç tane S yıldızı vardır; bir çoğu ya M yada C ile karışıktır. M-S yıldızları varken M-C yıldızlarının olmaması ilginçtir. Birkaç tane S-C yıldızı vardır, fakat onlarda son derece nadirdir; sadece 15 kadirin altında yaklaşık bir düzinesi bilinmektedir. M-C yıldızlarının olmaması ve bir çok S-C yıldızının olmasının nedeni karbon ve oksijenin hemen hemen tamamen karbon monoksitte kullanılmış olmasıdır. Zirkonyum oksijen için titanyumdan daha büyük bir çekime sahiptir, bu yüzden oksijen miktarı karbona yaklaşık eşit olduğu zaman,



oksijenin küçük bir kısmı tercih olarak titanyumu terk ederek zirkonyum tarafından kullanılır. Örneğin eğer  $C>O$  ise, bu durumda  $TiO$  ( $ZrO$ ) için kullanılabilir oksijen yoksa, böylece sonuç bir karbon yıldızıdır ve eğer  $C<O$  ise,  $CN$  ve  $C_2$  için kullanılabilir karbon yoksa, böylece sonuç bir  $TiO$  ve  $ZrO$  nun moleküllerini içeren bir oksijen yıldızıdır. S-C ve M-S yıldızları  $0.99 < C/O < 1.01$  nin arasında çok sınırlı bir orana sahipken, M ve S yıldızları yaklaşık 0.95 bir C/O oranına sahiptir ve C yıldızlarının oranı yaklaşık 2 dir.

## 5. Değişkenlik

Kuzey sonbahar gecelerinin sonuna doğru, yaz gökyüzünün sıcaklığı kendisini belirli bir soğukluğa terk eder, nefis Cetus gökyüzündedir. Cetus'a uzun süre bakarsanız, Alpha Ceti'den (Menkar) ve Beta Ceti'den (Deneb Kaitos) başka belirgin üçüncü bir yıldız görebilirsiniz. Çoğu zaman o insan görüş seviyesinin altında ve sönük olduğundan görülemez, ama uygun zamanda, aşağı yukarı yılda bir kez, Mira, "mükemmel yıldız" ve AGB yıldızlarının numunesi, Alpha'nın önemine yaklaşabilir veya belki Beta'ya rakip olabilir. Asırlardır bizim tarafımızdan bilinen, yıldızlar tipik olarak onuncu kadirden ikinci kadire kadar değişirler, geri dönüş periyodu 335 gündür.

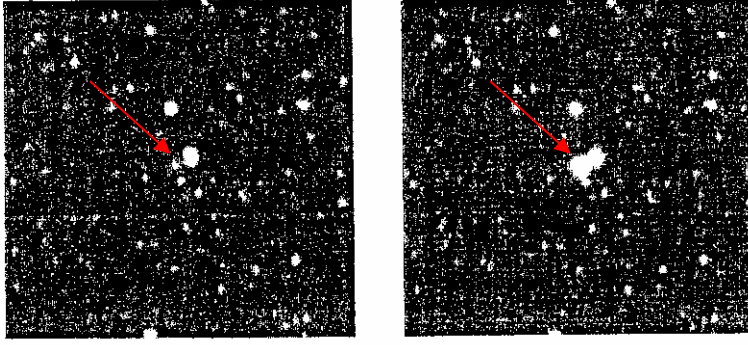


**Şekil 9.** Cetus Takım yıldızı ve Mira yıldızının konumu gösterilmektedir.

Soğuk M cüceleri için değişkenlik sıradandır, bu yüzden değişkenlik soğuk M, C ve S-türü AGB devleri için vardır. Muhteşem ilk örnek olduktan sonra bu tip yıldızlar ortak olarak "Mira değişenleri" olarak adlandırılırlar. Onlar yıldız evriminin çok geç evresinde olan kırmızı dev yıldızlardır (asimptotik dev kolda) ki onlar gezegenimsi bulutsular gibi dış

zarflarını atacaklar ve birkaç milyon yıl içerisinde beyaz cüce olacaklardır. Mira değişenlerinden binlercesi bilinmektedir. Değişimin mekanizması, M cüceleri için olandan tamamen farklıdır, değişimleri yıldızların manyetik alanlarının aniden salınmasından kaynaklanır. Mira değişenleri dönmeye yarıçaplarının, sıcaklıklarının ve tayf türlerinin sürekli değişimiyle karakterize edilirler. Mira değişenlerinin 2 güneş kütesinden daha küçük olduklarına inanılır, fakat geniş, şişmiş zarfından dolayı Güneşten binlerce kat daha parlak olabilir. Onların, yıldızın tümünün küresel simetriyle genişleyip ve büzülüşü biçimde radyal modlarda zonkladıklarına inanılır. Bu da hem yarıçap hem de sıcaklıktaki değişimin bir sonucu olarak ışırtmasının değişimine neden olur. Zonklama dönemi yıldızın yarıçapı ve kütesinin bir fonksiyonudur.

Zonklayanlara ilk tipik örnek Cepheid'lerdir. Cepheidler F ve G süperdevleridir ki HR diyagramında neredeyse dikey olan "kararsızlık kuşağında" bulunurlar. Değişimler iç etkiler tarafından üretilir, ki bu da yıldızların dikkat çekici bir düzenle genişlemesine ve büzülmesine neden olur. Zonklamalar katmanlardaki hidrojenin veya helyumun iyonizasyonu tarafından üretilir; bu ancak doğru derinlikte olur. Cepheid'ler zonkladıkça iç sıcaklık ve yoğunluk da değişir. İyonizasyonun bu etkisi enerji gerektirir ve sıcaklığın biraz da olsa değişmesi - bu iyonizasyonu etkiler - iyonizasyon katmanının bir vana gibi davranmasına neden olur. Bu nedenle ısı enerjisini soğurabilir yada salabilir. Bu vana ve zonklamaların bir diğeri üzerine geri beslemesi ile zonklamaları evrim iç yapısını daha kararlı bir hale getirinceye kadar devam eder.



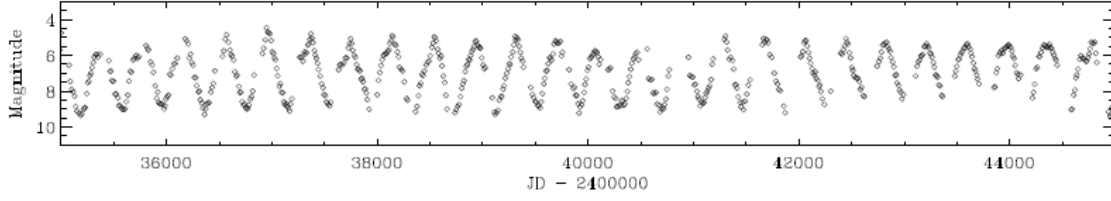
**Şekil 10.** Uzun dönemli (Mira) değişen yıldız TT Monocerotis'in yaklaşık 5 aylık dönemle 12 kadirde (solda) 8 kadire (sağda) değişimi gösterilmektedir.

Cepheidler bir periyot içerisinde tipik olarak 1 ya da 2 kadir kadar değişir ve periyotları da bir birkaç on gün kadardır. Onların önemi ünlü olmayı hakkeder; onların dönemleri, ışıtmaları veya salt parlaklıklarını bulabilmek için kullanılır. Sonuç olarak, Cepheid'ler mükemmel bir uzaklık belirteçidir. Biz sadece bir Cepheid'in döneminin uzunluğuna ihtiyaç duyarız; onun salt parlaklığını görünür parlaklığıyla karşılaştırırız bu durumda uzaklığı elde ederiz. (Tabi ki o kadar kolay bulunmadı. Yirminci yüzyılın çoğu ilişkinin kesin olarak kurulması ve ölçülmesi için kullanılmıştır.)

Soğuk Mira değişenleri de Cepheid'lerdeki aynı prensiplerde çalışır, ama onlar çok daha genişler. Bu da salınım için daha uzun zaman - genellikle bir yıl ya da daha fazla - gerektirir. Bilinen dönemleri 80 ile 1000 arasındadır hatta üstündedir. Sonuçta, Miralar alternatif olarak "uzun dönemli değişenler" veya kısaca LPV'ler olarak adlandırılırlar. Bununla birlikte onların büyük boyutları, onları Cepheidler'den çok daha az düzenli yapar. Onların dönemleri gün olarak çok değişkendir ve onların maksimum parlaklıkları birkaç kadir veya daha fazladır. HR diyagramının merkezi kısmının sağında oldukça uzaktaki kararsızlık kuşağında bulunurlar. LPV'ler kaba bir periyot - ışıma bağıntısı sağladığından gerçek uzaklıklarını belirlemek için çok yeterli değildirler.

Miranın küçük bir alt kümesi zamanla döneminde bir değişme gösterir. Bu dönem birkaç on yıldan yüz yıla kadar zaman aralığında büyük miktarda artar veya azalır. Bunun ısıl zonklamadan kaynaklandığına inanılmaktadır, yıldızın merkezine yakın bir hidrojen kabuğu nükleer çekirdeksel birleşmeyi oluşturacak kadar yoğun ve sıcaktır. Bu yıldızın yapısını değiştirir, bunun sonucu olarak da dönemi değişir. Bu işlemin tüm Mira değişenlerinde olduğu tahmin edilir, fakat yıldızın (birkaç milyon yıldaki) asimptotik dev kol üzerindeki ömrü oldukça kısa süreli ısıl zonklamalar (birkaç milyon yıldaki) gösterir, bizim sadece bilinen binlerce Mira yıldızından birkaçını görebildiğimiz anlamına gelir. Buna rağmen, çoğu Mira değişenleri muhtemelen yıldız zarfındaki doğrusal olmayan davranış nedeniyle döneminde çevrimden çevrime önemsiz değişimler sergiler.

Bütün Miralar AGB yıldızlarıdır ama AGB yıldızlarının hepsi Mira değildir. Yıldızlar HR diyagramının dev koluna ikinci kez tırmanmaya başladıklarında (karbon-oksijen çekirdekleriyle), oldukça kararlı olurlar. Bu yıldızlar HR diyagramındaki yollarının en tepesine yaklaştıklarında ortalama maksimum parlaklıklara ve yarıçaplara ulaşırlar, sadece son AGB evriminde büyük zonklamalar başlar. AGB yıldızları M, C veya S sınıflarından olabildiğinden dolayı Mira da olabilir. M sınıfının en ünlüsü Mira tabi ki kendisi Mira ama diğerlerinin birkaçı çıplak gözle, R Hydrae ve R Aquarii gibi, görünür. Bir S-türü Miranın en iyi örneği Chi Cygni'dir (parlaklığı 406 günde 14'üncü kadirde 3'üncü kadire parlamaktadır); C-yıldızı Mira'nın en ünlüsü Orion'un aşağısında belirsiz Lepus takımyıldızındaki R Leporis olması mümkündür (parlaklığı 432 günde 5'inciden 10'uncuya sönmektedir) değişir.



**Şekil 11.** M türü Mira olan R Hydrae yaklaşık 346 günün üzerinde mükemmel olmayan düzenlilikte 5. ve 10. kadir arasında önemli bir değişim göstermektedir. [4]

Çıplak gözle görülen çok büyük değişimler yanıltıcı olur. Bu yıldızların hepsi öyle soğuktur ki ışınımalarının pek çoğunu kırmızıötedede salarlar, bu nedenle gözle görülemezler. Onların daha sönük cüce kuzenleri gibi, Miralar aslında bizim kavradığımızdan iki ila dört kadir daha parlaktır. Salt görünür parlaklığı belki -4' e ulaşabilir ama bir parlaklık ölçeğine dayandırdığımızda toplam ışınım -7' ye ulaşabilir, bu da güneşten yüz binlerce kat daha parlak bir yıldız karşılık gelir. Kırmızıötedede, Mira sadece bir veya iki kadir değişir. Ama yıldız zonklamaları kadar, yüzey sıcaklıkları da değişir ve tayf sınıfı M5' ten M9' a gider. Yıldızlar soğurken, ışınım değişikliği kırmızıötedede daha da fazladır, görünür ışığın miktarı birden azalır. Aynı derecede önemli olan, azalmış sıcaklığı henüz daha TiO moleküllerinin oluşumunu yükseltir, onların güçlü soğurma bantları görünür parlaklıklarını daha da çok azaltır.

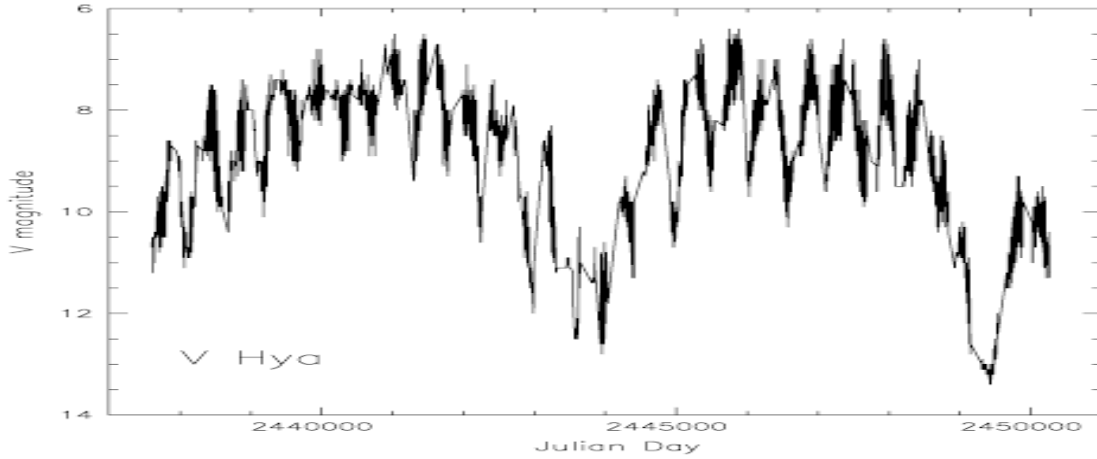
Bir Mira'nın sıcaklığı, onun yarıçap zonklaması ve yıldızın içindeki derinliğin artmasıyla birlikte değişir. Yıldız gazlarının geçirgenliği dalgaboyuyla değiştiğinden (bu yüzden çeşitli dalgaboylarında, biz çeşitli sıcaklık seviyeleri görürüz), görünür ve kırmızıöte maksimumları aynı zamanda aynı yerde değildir, görünür maksimum iki ay kadar önce gelir. Aslında bu yıldızların ne gibi göründüğünü hayal etmek çok zordur. Madem ki küresel olmadıklarını biliyoruz, o zaman onların salınımları da muhtemelen simetrik değildir. Suyla doldurulmuş bir balonun havada sallanması gibi küçük bir kütleli salınımı hayal edilebilir.

Değişenlerin diğer çeşitleri, "yarı-düzenli (SR)" ve "düzensizler (L)" soğuk yıldızlar alanında yer alan diğer değişenlerdir. Yarı düzenliler SRa, SRb ve SRc olarak alt sınıflara ayrılırlar. SRa ve SRb yıldızları devlere karşılık gelirken son kategori değişen süperdevlere karşılık gelir ve biz onlara sonra göz atacağız. SRa yıldızları (S Aquilae, R Ursae Minoris ve V Hydrae, son bir karbon yıldızı) Miralar' a benzerler ama SRa yıldızları 2.5 kadirden daha küçük görsel ışık genliklerine sahiptirler ve dönemlerinde düzensizlikler sergilerler. SRb tipleri (4' üncü kadirden R Lyrae, W Orionis, R Crateris ve U Hydrae) daha iyi tanımlı dönemlere sahiptir ki onlar azdır. SRa ve SRb sınıfındaki değişenler, M, S ve C tayf türünden yıldızlar içerirler. Ancak karbonca zengin yarı-düzenlilerin kesri, karbon Miralarının kesrinden çok daha yüksektir. Bu durum, büyük ölçüde, atmosferik moleküler soğurmanın evre ile değiştiği yolun sonucudur. Soğuk, oksijence zengin yıldızların tayfında baskın olan TiO soğurması, düşük sıcaklıklarda yani minimum ışıktaki çok şiddetli olmakta böylece değişkenliğin genliğinin artmasına ve bu yıldızların, Miralar gibi yüksek genliklere ulaşmasına neden olmaktadır. Karbonca zengin moleküller, düşük genlikli SR kategorisine giren C-yıldızlarında gözlenen aşırı değişimleri göstermezler. SRa ve SRb değişenleri salma çizgisi gösterebilir ya da göstermeyebilirler; salma çizgileri gösterenler Miralara benzeyenlerdir.

Evrim açısından, SRa ve SRb'ler, Miralara göre çok daha heterojendirler ve açıkça belli bir kütle aralığına düşen yıldızlar içerirler. Küresel kümeler, dev yada asimptotik dev kolunda bulunan ve Miralara göre daima daha düşük ışınımlı olan, çok sayıda böylesi yıldız içerirler. Yerel SRa ve SRb değişenlerinin kinematik incelemeleri, istatistiksel olarak onların, küresel kümelerden daha genç olduklarına işaret etmektedir. SRc yıldızlarının atalarının genellikle 8 den daha büyük kütleli oldukları düşünülmektedir. Yaklaşık bir dönem-ışıtma

bağıntısı gösterirler.

Düzensizler, devler için Lb ve süperdevler için Lc olarak iki alt sınıfa ayrılırlar, baştanbaşa dönemleri görülemez, biz sadece kararsız hareketleri görürüz. Değişken oldukları belirtilen fakat yeterince incelenmemiş olan yıldızlar bu sınıfa dahil edilirler.



**Şekil 12.** Yarı-düzenli karbon yıldızı değişen V Hydrae'nın AAVSO arşivlerinden alınmış Ekim 1961 ile Temmuz 1996 arasındaki V bandı ışık eğrisi. [3]

Düzensizler, yarı-düzenliler ve Miralar arasındaki evrimsel ilişki tamamen açık değildir. Değişik tayf sınıflarında yoğunlaşan değişik tipler şöyledir: karbonca zengin Miralar soğuk kategorilere doğru yoğunlaşırken, oksijence zengin Miralar bütün M sınıflarına yayılır; SR ve düzensiz değişenler karbon yıldızlarına, ve oksijence zengin yıldızların içinde olduğu M6 ve M7 sınıflarına doğru kuvvetlice yoğunlaşırlar. SR değişenleri, yine de, daha küçük ışık değişimleri ve daha kısa dönemleriyle esasen Miralar olarak görünebilirler. Düzensizler Miralar olmaya çalışabilir ama bunu yapamazlar. Bir Mira bir keman teline benzetilebilir. O temel bir ses frekansına veya tona sahiptir ve o alçalıp yükselebilir, ama aynı zamanda daha yüksek frekansta veya tonda salınım yapar, ki bu onun eşsiz ses karakterini verir. Bazı Miralar, özellikle uzun dönemli olanlar, normal temel frekanslarında titreşirler. Diğerleri birinci üst tonda zonkuyor gibi görünürler. (Bu konu değişen yıldız astronomlarının bir toplantısında iyi bir tartışma yaratabilir.) Düzensiz devler, sadece AGB' ye doğru giden bir başlangıç olabilir, aynı zamanda birkaç yüksek tonda salınım yapabilirler.

## 6. Kütle Kaybı

Mira "atmosferi" (tayfında ortaya çıkan gazlı yüzeyleri) oldukça büyük şiddette görünüm sergiler. Bu yıldızlar hidrojenin soğurma çizgileri verebilmesi için çok soğukturlar, bunun yerine biz parlak-hidrojenin salma çizgilerini de gözleriz. Böylesi çizgiler çoğunlukla yüksek enerji ışınım ile oluştururlar bu da atomun elektronlarını üst düzeye çıkarır, bunu takiben atomun elektronları geri düştüğünde enerjilerini kaybeder ve foton salarlar. Fakat Miranın ışık enerjisi çok düşüktür, bu nedenle salmalar başka bir yolla uyarılmalıdırlar.

Bunun yerine salmalar görünüşe göre titreşimler boyunca ortaya çıkarılan hareketli şok dalgalarının dışarıya doğru hareketinden kaynaklanırlar. Madde hareketi ses hızından daha hızlı olduğu zaman şok dalgaları oluşur. En iyi benzerlik sestten hızlı uçan bir uçağın çıkardığı sesin patlamalarıdır ki bu hava moleküllerinin istenilenden daha büyük hareketle hızla itilmesinden kaynaklanır. Sonuç, beklenmedik basınç duvarının kaynaktan genişlemesidir. Salmalardan ötürü, e harfi tayf sınıfına ilave edilir.

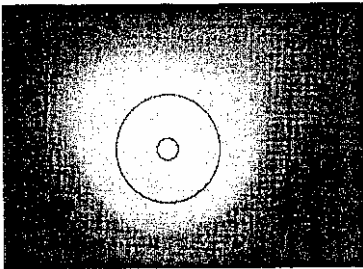
Soğumuş beyaz cüceler hariç (ve kara delikler, eğer bunları "yıldız" olarak adlandırmaya cesaret edersek), bütün yıldızlar rüzgarlar yoluyla kütle kaybederler (sıcak beyaz cüceler ve nötron yıldızları bile). En azından manyetik kuvvetle harekete geçen bir

kısmı olan güneş rüzgarı, her yıl güneşten 10 trilyonda biri kadar bir madde atılmasına neden olur: rüzgarlar atmosfere çarptığında yer küresindeki kuzey kutup ışınımlarını yaratırlar, fakat güneşi çok fazla etkilemeye yetersizdirler. Buna rağmen devler, güneşten çok daha yüksek ışınma güçlerine çok daha küçük yüzey çekimlerine sahiptir ve kütle kaybının hızı çok yüksek düzeylere yükselir, gelişmiş değişen olan AGB'lerde maksimuma ulaşırlar bu yıldızlar güneş sisteminin içinden daha büyük olabilir.

İlk kütleleri 8 güneş kütesinden küçük tüm yıldızlar hayatlarını Asimptotik Dev Kolu'nda sona erdirirler. Bir AGB yıldızı çok genişlemiş konvektif atmosferle çevrelenmiş yozlaşmış C/O çekirdeği içerir, kütesini yayılma hızları 5-30 km/s ve akıntı hızları  $10^{-8}$  den  $10^{-4}$   $M_{\odot}$ /yıl olan yoğun madde atımı yolu ile kaybeder. AGB yıldızlarındaki kütle-kayıp mekanizması iyi anlaşılmamıştır. Toz oluşumu ve yavaş zonklamaların ilişkili olduğuna inanılır, bu dışarı atılma ışınım basıncı yoluyla olur. Fiziksel mekanizmanın işleyişini kavrayabilmemiz açısından bu yöntem önemlidir, çünkü kütle kaybı AGB evriminde baskındır ve ayrıca AGB yıldızları ISM (yıldızlararası madde) ile toz ve gazın geri dönüşüm yoluyla galaksinin kimyasal evriminde önemli bir rol oynar.

Başından beri kütle kaybetmekte olan bu yıldızlar, şimdi atmosferik şok dalgalarının şiddetli saldırılarının altında buharlaşmaya başlar. Yukarı doğru atılan maddenin bir kısmı görebileceğiniz herhangi şeyden çok daha küçük ince toz taneleri şeklinde yoğunlaşır. Aşırı derecede parlak yıldızdan basınçla toz dışarıya itilir. Kuyruklu yıldızın kuyruğunda aynı etkiyi görürüz; güneş ışığının etkisiyle geriye püsküren kuyruklu yıldızın kolay kırılan çekirdeğinden tozun serbest bırakıldığını görebiliriz. Toz dışarıya doğru hareket ettikçe beraberinde gazı da sürükler ve tüm sistem kirli gazın güçlü bir şekilde genişleyen küresi olarak akar. Mira yılda yaklaşık  $10^{-7}$  güneş kütesi hızda kütle kaybeder, daha büyük kütle durumunda hızlar yüzlerce kat daha büyüktür. Bu sayı küçük gibi görünse de, yıldızların bu durumu on binlerce yıldır sürdürdüğüne dikkat ediniz. Rüzgar akıntıları ara sıra güçlendirilebileceği gibi birden helyumca zengin iç kabukta aniden patlayabilir bu da yıldız doğru bir enerji atılımı gönderir. Tüm dev evrimi boyunca güneş yaklaşık yarı kütesini uzaya atacak ve kızgın iç çekirdekte bir gün yoğun sıkıştırılmış bir beyaz cüce gibi görülebilecektir. Çok büyük kütleli yıldızlar başlangıç maddesinin %80'nini veya daha çoğunu kaybedebilirler.

Dışarı doğru madde aktıkça, kütleli bir Mira kendi yaptığı kozanın içinde kendi etrafını çevirebilir. Onun toz parçacıkları yıldız ışığını o kadar çok soğurur ki genişleyen bulut yıldız içinin görülmesini tayfın en azında optik bölgesinde engeller. Fakat soğurulan yıldız ışınımı toz taneciklerini birkaç 100 Kelvin dereceye kadar ısıtır ve kızıl ötede parlak bir şekilde ışık yayar, bu da esrarengiz yıldızın gökyüzündeki konumunu belirtir.



**Şekil 13.** Karbon yıldızı IRC+10216 onun kendi malzemesi olan bir toz kabuk tarafından sarılıdır. Daireler toz kabuğun iç kenarını ve yıldızın pozisyonunu göstermektedir. (S. Ridgeway ve J. Christou, AURA/NOAO/NSF.)

Kızılötesi uydu rasathanesi olan IRAS 1982'de yerin etrafında bir yörüngeye oturtulmuş olup böylesi yıldızların büyük bir kısmını bulmuştur. Onlar daha gelişmiş uydu sistemleri yardımıyla daha detaylı bir şekilde incelenebilir. Yalnız yıldızların doğası dışarı akan tozlu zarfların tayfsal belirtileriyle ortaya çıkarılır. Kızılötede bir M tipi oksijence zengin Miranın karakteristiklerini ve oksijen ve silisyum tozlarından geniş salmaları, veya silisyum karbürden gelen ışınımı görebiliriz. Bu da bir karbon yıldızının onun içinde yandığını bize göstermektedir. Tozlu zarfların genişleme koşulları moleküllerin oluşumunu tercih eder ki

bunların salmaları da radyo tayfında belirlenebilir. M yıldız rüzgarları silisyum monoksit tayf çizgileri ve çoğu zaman kuvvetli hidroksilin güçlü salma çizgileri salar. Son derece gelişmiş kızılötesi parlak Miralar buna göre “OH/IR yıldızları” olarak adlandırılır. Burada OH gösterimi bu yıldızların, OH radikalının 1612 MHz (18.6 cm) mikrodalga ışınımının gözlenmesiyle bulunmuş olmasından ileri gelir. O halde bu yıldızlar moleküler radyo kaynaklarıdır. Işınım yeğirliği bu yıldızların zarflarında özel bir pompalama kurgusunun çalıştığını gösterir. Buna maser etkisi diyoruz. OH çizgileri yıldızdan 500 AU uzaklıkta yıldız örtüsünün dış kısımlarından doğal maserler olarak salınırlar. Maser, bilinen laserin mikro dalga bölgesindeki şeklidir ki, bu da güçlendirilmiş ışınım salması ile ışığın güçlendirilmesi için bir kısaltmadır (LASER). Bir foton sadece düşük bir yörüngeden bir üst yörüngeye elektron uyartmak için gerekli enerjiye sahip olabilir, bu süre içinde de foton soğurulmuş olur. Buna rağmen, tam tersi olarak, foton üst yörüngedeki elektronu daha düşük yörüngeye düşürmeye zorlayabilir. Asıl foton etkilenmez ve enerji kaybeden elektronla yaratılan bir foton işin içine girer. Bu iki foton aşağı yukarı doğru titreşen “dalgalar” ile ve aynı doğrultuda titreşirler. Bu zorlama böylece yükseltici bir etkiye sahiptir ve bütün zorlamaların toplamı güçlü, dar bir ışınım demeti yaratır.

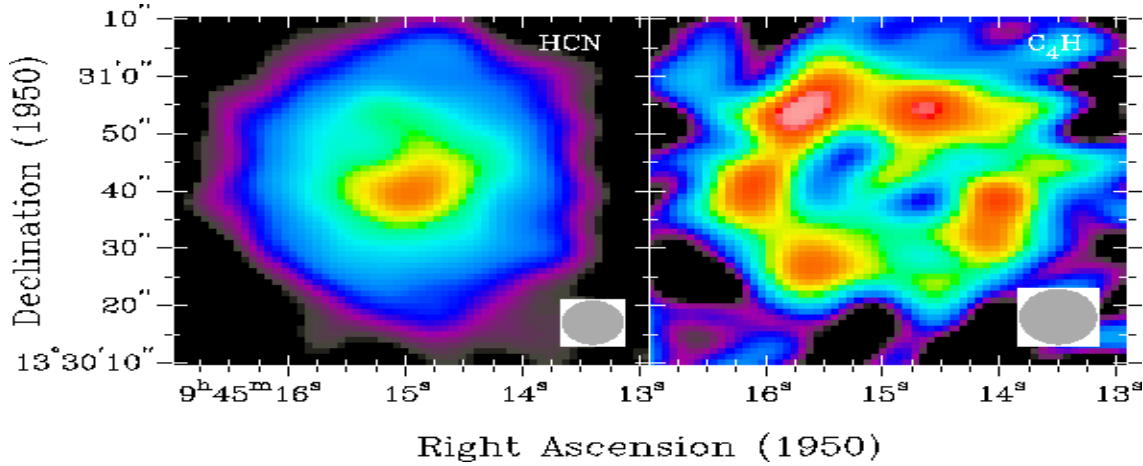
Fiziksel sistemler en düşük enerjilerini bulmaya çalışırlar. Normal bir gazın içinde daima üst bir yörüngeye göre çok daha düşük bir yörüngede daha çok sayıda elektron bulunur, böylece bütün atomlar sistem içinde net bir güçlendirme asla yoktur, salmalar ve soğurmalar (hem kendiliğinden hem de zorla) birbirlerini dengelerler. Buna rağmen, eğer yörünge bolluklarını tam tersine çevirebilir ve yukarıya daha çok elektron koyabilirsek, zorlanmış salmalar baskın olabilir, laser veya maser demeti üretebilir. Problem elektronları uygun düzeye yükseltmek amacıyla enerjiyle gazı “pompalamaktır”. Bir Mirada bu pompalama yıldızın kendi kızılötesi ışığı tarafından yapılmaktadır ki, biz yıldızınla aynı dönemli değişen radyo dalgalarını gerçekten görebiliriz.

OH tarafından salınan salma çizgileri iki misline çıkar. Böyle bir fiziki olay, astronomide oldukça yaygındır, bu da isteyerek kabuktan salmalardan kaynaklanmış olarak açıklanır. Kabuğun uzak tarafı bizden uzaklaşacak yönde genişler(yıldız için görelidir), ve yakın tarafı bize doğru genişler (Aynı şey kabuğun büzülmesiyle ortaya çıkabilir, fakat bunun yıldızların doğasını belirlemede küçük bir etkisi vardır). Yarılmanın derecesinden on veya yirmi kilometre saniyelik genişleme hızını bulabiliriz. Bizim gördüğümüz rüzgar oldukça yavaş eser (rüzgarı saniyede binlerce kilometreye ulaşabilen patlamaların genişleme hızlarıyla karşılaştırılırsa).

OH maseri yıldızlardan pompaladığından, OH değişimleri yıldız değişimlerine uymalıdır. Fakat onlar ışığın yıldızdan moleküler kabuğa geçmesi için gerekli zaman kadar gecikmiş olmalıdır ve sonra (uzun dalgaboyları şeklinde) bize doğru gelmelidir ve uzak taraftakinden gelen ışınımlar ön tarafındakinden gelenden daha fazla süre alır. Gerçekte gözlediğimiz şudur; üst üste binen bu iki çizgi ışığın kabuğu geçmesi için gerekli zaman ile eş zamanlı değildir. Bütün yapmamız gereken kabuğun çapını bulmak için bir tepenin diğerlerine benzeyen maksimumları ile ışık hızının farkı arasındaki zamanı ölçmektir ki, bu da tipik olarak aşağı yukarı 10.000 astronomik birim veya 10 ya da daha çok ışık yılı civarındadır. Saniyede 10 kilometrelerde rüzgar bu boyuta ulaşabilmek için binlerce yıldır esmek zorundadır, bu da yıldızın bu durumda ne kadar uzun süredir bulunduğunu bize verir. Yılda  $10^{-4}$  güneş kütlesi kayıp hızıyla birkaç 10 güneş kütlesi, kabuğun tozlu sınırları içinde bağlanmalıdır. Sonunda kabuklar o kadar geniştir ki onların açısal çapını ölçebiliriz (birkaç 1000 ışık yılı mesafede birkaç açı saniyesi ). Onların fiziksel çaplarıyla birleştirilmesi uzaklıklarını verir. Bu yıldızlar gerçek bir bilgi hazinesidir.

Maser salınımı basit OH ile durmaz. Bunun çok yakınında belki yıldızdan 100 AB’ den, diğer atomlarla çarpışmalarla pompalanan su maserlerini bulabiliriz, ve daha yakınında, neredeyse genişlemiş yıldız atmosferinin içinde, silisyum monoksitten maser ışınlarını

görebiliriz. Karbon yıldızı Miranın etrafındaki tozlu kabuklar bazı bakımlardan çok büyüleyicidir. Buraya kadar, küçük molekül maser salınımlarını gördük. Hidrojen siyanit ve silisyum sülfattan gelen ışınımları da içerir. En önemlisi, karbonun karmaşık moleküler şeklinde harekete sahip olmasıdır. IRC+10216 katalog adıyla bilinen bir cisimde 20 farklı çeşidini gözleriz, bunlar metil siyanit ( $\text{CH}_3\text{CN}$ ), ( $\text{HC}_7\text{N}$ ) ve etilen( $\text{C}_2\text{H}_4$ ) gibi organik maddeleri içerir. Böylesi gözlemler moleküllerin herhangi bir yerde oluşması eğilimini o şans elde ettiklerinde moleküllerin hareketi eğilimini gösterir, ve bizim dünyamızın şekillendiği kirli madde dışındaki bulutlar da dahil gerçek yıldızlar arası uzayın içindeki tozlu gazın kimyasal yapısının aydınlanmasına yardımcı olur.



**Şekil 14.** IRC+10216 karbon yıldızının etrafında fırlatılmış kabuktaki farklı bölgelerdeki farklı moleküller görülmektedir, her biri farklı durumlara ve yıldız ışığı tarafından aydınlatmanın derecesine bağlıdır. Yıldızın etrafındaki zarflardaki moleküler bolluk dağılımlarının çalışılması için yüksek çözünürlüklü molekül çizgi görüntülerinden faydalanılmış resimde, IRC+10216’ daki  $\text{C}_4\text{H}$  (sağ panel) ve HCN (sol panel) den elde edilmiş kabuğun yüzeyden yayılımı gösterilmektedir.

Hem karbon yıldızı Miralar, hem de OH/IR Miraları Galaksinin evriminde büyük öneme sahiptirler. Dışarıya doğru giden madde yıldızlararası madde olarak adlandırılan ve yıldızlar arasında ince bir şekilde dağıtılmış olan çoğu H ve He’den ve karbon ve diğer ağır elementlerin tuzlarını da içeren önemli miktarda madde ekler. Bu işlemin bir sonucu olarak, patlayan yıldızlardan atılan madde ile birleştirildiğinde (bunlar çoğu element için çok önemli) yıldızlararası ortam giderek daha zengin hale ve yaşlı yıldızın içindeki ağır element bolluğunun genç yıldızdan daha az olduğu iyi bilinen gerçeğini açıklar. Yer üzerindeki karbonun pek çoğu bizim ürettiğimiz de dahil çok uzun süre önce dev yıldızlarda üretilmiş ve güneşin olduğu bulutlar içerisine atılmıştır.

Belki en önemlisi, AGB yıldızları, çoğu yıldızlararası tozdan, karbon yıldızlarından atılan karbon tozlarından (grafit benzerleri), oksijence zengin Miralardan atılan silikatlardan sorumludur. Buz ve metal atomların toplaşmasıyla biriken ince tanecikler Samanyolu’nun büyük karanlık bulutlarının oluşmasına yardım eder, bu da açık bir karanlık gecede çıplak gözle görülebilen şaşırtıcı yapıyı verir. Bulut örtüsünün içindeki toz, bulutun içindeki yıldız ışığının etkisiyle ısınır ve onlar mutlak sıfır civarında soğuk olarak büyür. Bu düşük sıcaklıklar bulutların yoğun kısımlarının oluşmasını ve onların çekimleri altında çökmesine izin verir. Büzülme, çöken kabarcıkların içini ısıtır. Yeteri kadar sıcaklığa gelince, Hidrojen “yanar”, proton-proton zinciri helyum oluşturmak üzere başlar. Bu yeni enerji büzülme durdurur ve bir yıldız oluşur.

Dönme, bir disk içindeki yıldızın dış tarafındaki tozlu gazı döndürebilir. Bazı ilkel toz tanecikleri toplanıp ve büyüyerek, önce kuyruklu yıldızlara, sonra göktaşı gibi cisimlere, daha sonra gezegenlere dönüşür. Yer gibi bazı gezegenler yıldızların içlerinde üretilen ağır

atomlardan yapılmışlardır. Bu nedenle yıldızları yeni üretilere yardım etmek üzere kütlelerini tekrar uzaya atan engin makineler olarak düşünebiliriz. Bu işlemlerin çoğu en soğuk yıldızlarda büyük Mira değişenlerinde yer almaktadır.

Yıldızların etrafında yörüngelerinde dolanan gezegenlere ne olduğunu düşünebiliriz. Birçok astronom çoğu yıldızın gezegen sistemlerine sahip olduğuna ve onların oluşumunun yıldız oluşumunun doğal bir sonucu olduğuna inanmaktadırlar. Bir anakol yıldızı evrimleştikçe ve daha parlak hale geldikçe etrafını kuşatan birkaç gezegenin daha sıcak olması kaçınılmazdır. Dev geliştikçe ve sonra AGB yıldızı olduğunda onun iç gezegenlerine ulaşır, gezegenler erir ve buharlaşır, genişleyen zarfın içine silikatlar ve karbon gibi ağır elementler eklenir.

Güneş Sistemimizde, Güneş genişlediğinde Merkür, Venüs ve Yer'in yörüngelerini dolduracağı kaçınılmazdır. Buna rağmen, gelecekte dev Güneş kütle kaybedecek, Venüs ve Yer gezegenleri kendilerini korusalar da uzağa hareketlerine neden olacak, sıcaklık yaşam için izin verileden çok daha fazla olacaktır. Bu işlem boyunca, Yer'in ısıtılmasıyla bugünkü Venüs gibi 470 °C de, karbondioksitli sera atmosferi haline gelebilir. Daha pozitif bakışla Mars'taki yer altı suları eriyebilir, Mars'a geçici kalın bir atmosfer vermeye yardım edebilir ve bu da onu Yer gibi yaşanabilir bir hale getirebilir.

Bu büyük ısı aynı zamanda dış gezegenlerde büyük değişimlere neden olacaktır. Ayrıca kuyruklu yıldızların içindeki bulutların erimesine neden olacaktır, bu da Neptün yörüngesinin biraz dışına uzanır. Bunlar ilkel küçük cisimler olup bir gezegen olabilirler, fakat bir tane yapmak için yeteri kadar madde kalmayacaktır. Kuyruklu yıldızlar toz ve buzdan oluştuğundan (yıldızlararası uzayda biriken), devlerin güçlü rüzgarları için hem katı maddeye, hem de su buharına katkıda bulunurlar. Güneş kütlelerini ve çekimini kaybettikçe dış kuyruklu yıldız bulutundaki çok sayıda kuyruklu yıldız en yakın yıldızla doğru genişleyecektir, uzayda kaybolacaklar ve sonsuza kadar yıldızlararası uzayda başı boş dolaşacaklardır.

Henüz bütün yakıp yıkmalara neden onlar olabilir, genelde dev yıldızların temsilcisi olan en soğuk yıldızlar bizim için son derece önemlidir. Onlar ağır elementsiz ve tozsuz olan Güneş, Yer ve diğerlerinin oluşumuna yardım ederler.

#### **Kaynaklar:**

- [1] Kaler, J. B. , Extreme Stars, 2001 , Cambridge University Press
- [2] Sterken C. ve Jaschek C., Değişen Yıldızların Işık Eğrileri, çevirisi; Prof. Dr. Cengiz Sezer ve Doç. Dr. Ömer Lütfi Değirmenci
- [3] Knapp G. R. et. al. 1996, A&A.351...97K
- [4] Zijlstra, A. A. et. al. 2002, MNRAS.334..498Z